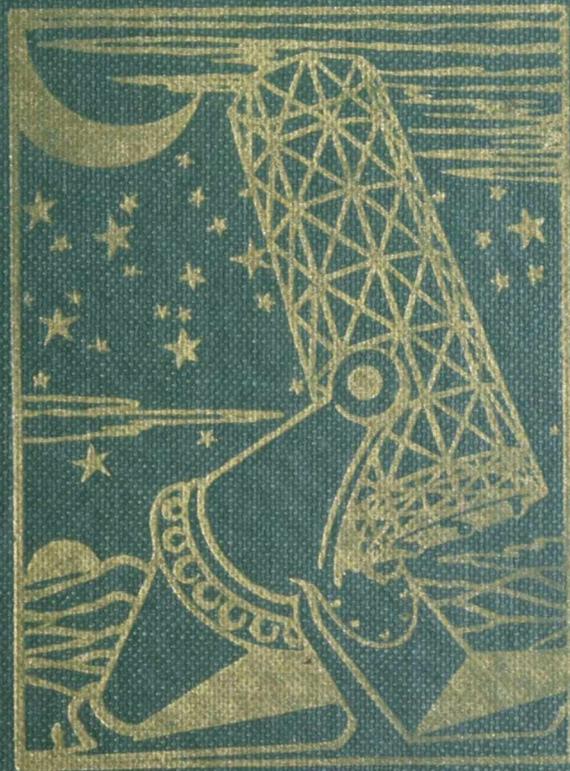


LOEDEL-DE LUCA

COSMOGRAFÍA



Editorial ESTRADA

COSMOGRAFÍA

o

Elementos de Astronomía

ENRIQUE LOEDEL PALUMBO

Doctor en Ciencias Fisicomatemáticas. Profesor de la asignatura en el C. S. de S. de la U. N. de La Plata y de física en el C. N. y en la Facultad de Ciencias Fisicomatemáticas de la misma Universidad. Profesor y Director interino de práctica pedagógica en matemáticas y física en la Facultad de Humanidades y Ciencias de la Educación de la Universidad N. de La Plata. Ex profesor de geografía matemática de la misma.

Y

SALVADOR DE LUCA

Profesor de cosmografía y matemáticas en el Colegio Nacional de la Universidad Nacional de La Plata. Profesor de matemáticas en el Colegio Secundario de Señoritas de la misma Universidad.

★

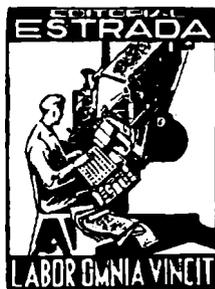
C O S M O G R A F Í A

O

Elementos de Astronomía

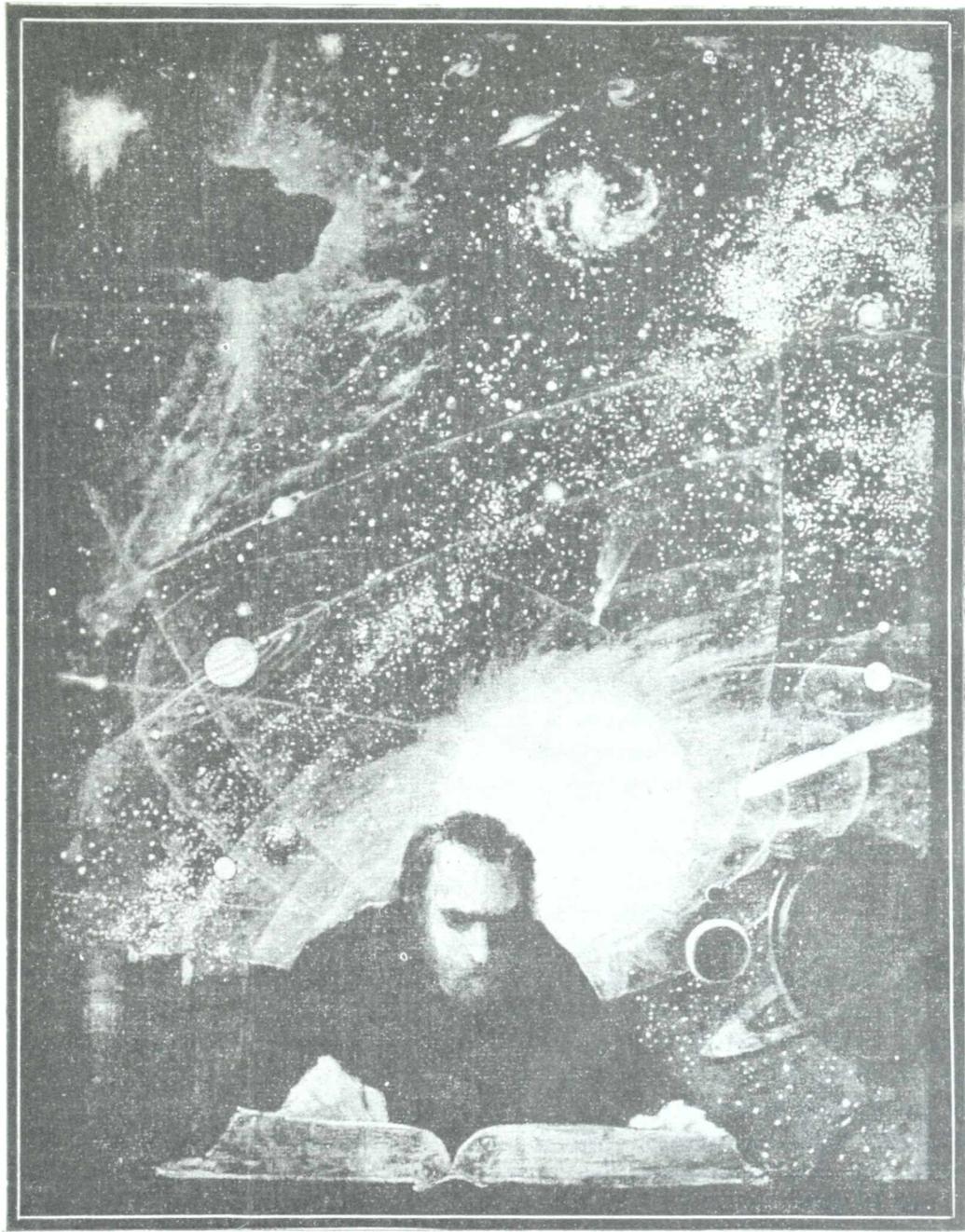
★

*Responde a los programas de enseñanza media de la Argentina
y demás países de Sud América*



ANGEL ESTRADA y Cía. S. A. - Editores
466 - Bolívar - 466 ★ Buenos Aires

*Régimen Legal de la Propiedad
Intelectual. Ley 11.723*



EL ASTRONOMO.

Cuadro de D. OWEN STEPHENS perteneciente a la colección del BUHL PLANETARIUM, PITTSBURGH. Reproducción autorizada gentilmente por dicha institución.

*“Ce qui est admirable, ce n'est pas
que le champ des étoiles soit si vaste,
c'est que l'homme l'ait mesuré”.*

ANATOLE FRANCE.

PROLOGO

Es posible que el presente libro impresione como algo excesivo por su contenido, sobre todo si se le compara con los textos corrientes de la asignatura, dedicados a la segunda enseñanza.

Hemos tratado efectivamente con cierta extensión — pero siempre en forma elemental — la parte correspondiente a la astronomía estelar, pues nuestra experiencia en la cátedra nos ha mostrado que todo lo concerniente a estrellas y nebulosas apasiona realmente a los jóvenes estudiantes. Entre ellos, algunos se conforman con los resultados escuetos obtenidos por los astrónomos en sus pacientes búsquedas, pero los más, desean saber como se puede llegar a la conquista de aquellos resultados asombrosos que excitan fuertemente su imaginación. Tales, por ejemplo, los datos concernientes a las fantásticas densidades de las “enanas blancas” y la determinación de las distancias y velocidades de alejamiento de las nebulosas extragalácticas.

Cuando nuestros alumnos llegan a entrever la posibilidad de que toda nuestra Galaxia sea una nebulosa espiral entre otros muchos millones de nebulosas de esa especie, distantes en millones de años luz, las unas de las otras; cuando comprenden que nuestro Sol es tan sólo una simple estrellita de los miles de millones que pululan en la Vía Láctea, y que nuestra Tierra es un minúsculo punto del cortejo del Sol, no se sienten deprimidos, como podría creerse, ante la pequeñez del hombre, sino que por el contrario admiran la grandeza de su espíritu que tiene la osadía de lanzarse a la conquista de los espacios intersidiales. Y cuando con nuestros alumnos, tratamos de seguir en la corriente del tiempo la evolución de las estrellas y nos perdemos con ellos y con los sabios que nos sirven de guía en los torbellinos de la nebulosa de LAPLACE o en la romántica historia de la estrella perdida de JEANS que, en una especie de idilio cósmico, habría engendrado a nuestro sistema planetario, notamos que todos ellos se sienten embargados por la intensa emoción intelectual, de vivir por un instante, la sin par aventura del pensamiento científico moderno.

Hacer posible la vivencia por parte de los alumnos de ese pensamiento, mostrando la estructura del conocer científico, ha sido el norte que nos ha guiado al escribir este libro.

Numerosas notas en letra más pequeña están destinadas a aquellos jóvenes, cuyo porcentaje es felizmente apreciable, que muestran una avidéz intelectual promisoría del notable incremento de las actividades científicas que anhelamos para nuestro país. Esos alumnos

son los que constantemente inquietan y hasta exigen del profesor con justo derecho, que les dé una idea acerca del espacio finito e ilimitado de EINSTEIN, o del famoso interferómetro de MICHELSON, o del casi mágico aparato que permite fotografiar las distintas capas del Sol, asuntos éstos, que tratan los periódicos corrientes alguna que otra vez en forma superficial, despertando su apetencia intelectual sin satisfacerla.

En cuanto a los puntos exigidos por los programas vigentes, han sido desarrollados en forma extremadamente elemental, presentando además en todos los capítulos documentos gráficos que hemos obtenido, en gran parte, de los observatorios nacionales de La Plata y Córdoba, merced a la gentileza de sus respectivos directores, ingeniero FÉLIX AGUILAR y señor JUAN JOSÉ NISSEN, así como demás personal de los mismos a los cuales quedamos sumamente reconocidos.

Quede aquí constancia también de nuestro agradecimiento a la casa editora y al dibujante señor PALMA que ha sabido interpretar fielmente nuestros diseños.

LOS AUTORES.

Enero de 1940.

LIBRO PRIMERO
LA ESFERA CELESTE

— 1 —

NOCIONES PRELIMINARES

1. ASTROS. — Llamamos astro (del lat. *astrum*, del gr. *astrom*) a todo cuerpo, luminoso o no, aislado en el espacio, o lo que es lo mismo, sin apoyo ni contacto con otros.

Buen número de tales cuerpos son visibles a ojo desnudo, pero la mayor parte se revelan mediante la ayuda de instrumentos ópticos, anteojos y telescopios. En las últimas décadas, la aplicación de la extrema sensibilidad fotográfica, ha permitido registrar la existencia de muchísimos astros imperceptibles para los más potentes telescopios utilizados por el hombre.

En realidad, los astros sólo ocupan una reducidísima porción del espacio concebido por PASCAL como "esfera cuyo centro está en todas partes y la superficie en ninguna". Se agrupan a veces en sistemas, gravitando los unos sobre los otros, y desplazándose con movimientos traslatorios alrededor del centro de gravedad del conjunto, en cuyas cercanías, como pasa con el sistema solar, está ubicado el astro principal.

El conjunto de todos los astros y el espacio continente forman el Universo, el cual, en razón de lo limitado de nuestros medios, sólo puede ser explorado en parte. En la actualidad, dichos medios permiten al hombre conocer objetos situados a distancias tales, que sólo pueden ser medidas en centenares de miles de años luz, y hasta en millones de tales unidades. Abstracción hecha de la Tierra, los astros más familiares al hombre, son *el Sol y la Luna*, clasificándose los demás por características afines, en *estrellas, nebulosas, planetas, satélites y cometas*, pudiéndose agregar a la nómina, los corpúsculos que dan lugar a los meteoros pasajeros llamados *bóvidos y estrellas fugaces*.

2. VISUAL, DISTANCIA ANGULAR, DIAMETRO APARENTE. —

Llamamos *rayo visual* o simplemente *visual*, a toda semirrecta con origen en el ojo del observador. Las visuales dirigidas a dos puntos distintos *A* y *A'* desde *O*, forman un ángulo α (fig. 1), llamado distancia angular de los puntos dados con respecto a *O*.

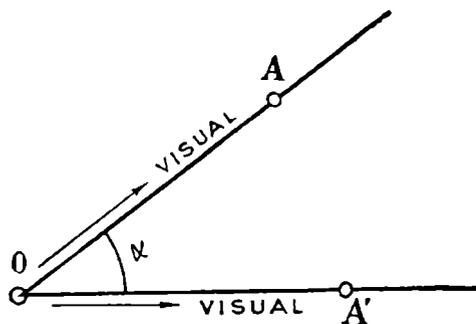


Fig. 1. — Distancia angular.

Diámetro aparente de una esfera, es el ángulo comprendido entre dos generatrices opuestas del cono circunscrito a la misma con vértice en el ojo O , del observador (fig. 2).

Al semidiámetro aparente, o sea, el ángulo AOC , lo designamos bajo la denominación de *radio aparente* de la esfera.

Designando por δ (delta), el diámetro aparente de la esfera C , vista desde O , podemos calcularlo en función del radio r , y de la distancia d que separa a su centro del punto O .

El triángulo OAC , rectángulo en A , permite establecer:

$$\text{sen. } \frac{\delta}{2} = \frac{r}{d} \quad [1]$$

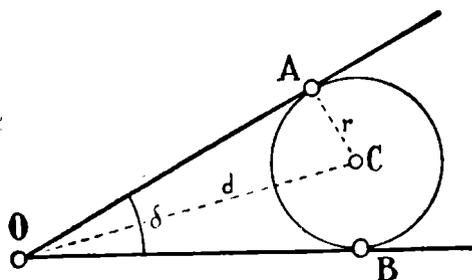


Fig. 2. -- Diámetro aparente.

Esta relación expresa que: *el seno del semidiámetro aparente, es directamente proporcional al radio de la esfera, e inversamente proporcional a la distancia entre su centro y el ojo del observador.*

Tratándose de astros, cuya forma es aproximadamente esférica en la mayoría de los casos, el valor de δ , debido a la gran distancia que los separa de la Tierra, es muy pequeño, por lo cual y sin cometer error apreciable, puede reemplazarse en la [1] el valor

$\frac{\delta}{2}$ por la longitud del arco $\frac{\delta}{2}$, con lo cual:

$$\frac{\delta}{2} = \frac{r}{d} \quad \therefore \quad \delta = \frac{2r}{d} \quad [2]$$

La fórmula [2] nos permite enunciar las leyes siguientes:

PRIMERA LEY: *El diámetro aparente de un astro, visto desde la Tierra, es sensiblemente proporcional a su diámetro real.*

SEGUNDA LEY: *El diámetro aparente de un astro, visto desde la Tierra, es inversamente proporcional a la distancia que lo separa de ésta.*

3. ASTROS FIJOS O ESTRELLAS. CENTELLEO. — 1. En el par. 1 nos hemos ocupado de los astros en general, citando en su nómina a las estrellas. Estos astros aparecen a nuestra vista los unos tras los otros, después de las puestas del Sol, a medida que las sombras van siendo más densas, acabando por dibujar en el telón oscuro de la noche un fantástico puntillado luminoso.

Desde tiempos remotos, se han formado con las estrellas agrupaciones características, conocidas bajo el nombre de constelaciones. Estas han conservado sus formas a través de los siglos, como lo demuestran las observaciones actuales comparadas con

las de HIPARCO (fig. 3), obtenidas hace más de 2.000 años. Este gran observador midió distancias angulares entre estrellas importantes del cielo, y sus resultados son casi los mismos que los determinados en la actualidad.

Al no variar en forma apreciable las distancias angulares entre tales astros, las constelaciones conservan sus figuras, con lo cual, el Cielo que contemplamos en la actualidad, presenta a la vista el mismo aspecto que ofreció al hombre en épocas remotísimas del pasado.

Sin embargo, los astros fijos, o estrellas, como los llamaremos en adelante, no son cuerpos inmóviles en el espacio como pudiera creerse por su denominación, sino que se desplazan a altas velocidades acercándose o alejándose los unos de los otros; pero, sus fabulosas distancias a la Tierra, hacen que dichos movimientos pasen casi desapercibidos, por lo menos durante un largo tiempo, que para algunos puede ser de meses, y para la mayor parte, de años y aun de siglos.

En esencia podemos asignar a los astros fijos o estrellas, los caracteres propios que siguen:

- a) *Aproximada constancia de sus distancias angulares.*
- b) *Carencia de diámetros aparentes sensibles*, puesto que siempre aparecen como puntos luminosos, aun ante los potentes instrumentos de la óptica moderna.
- c) *Parpadeo pronunciado en la luz que nos envían.* Este fenómeno se conoce también bajo el nombre de *centelleo*.
- d) *Espectros luminosos propios.* Creemos muy importante este carácter de las estrellas, por cuanto los astros errantes que se estudian en el parágrafo siguiente, reproducen siempre el espectro del Sol en el análisis de su luz (con ligeras variantes), lo que demuestra que son iluminados por dicho astro. Sin embargo, los cometas suelen presentar espectros propios superpuestos al espectro solar, como se verá en el capítulo V del libro V.



Fig. 3. — Hiparco de Rodas, creador de la astronomía matemática (160 a 124 a. de J. C.).

2. CENTELLEO. — Ya dijimos al hablar del carácter c) de las estrellas o astros fijos, que el brillo parpadeante de los mismos, constituye el fenómeno del centelleo que podemos apreciar en el Cielo noche tras noche.

Debido a tal fenómeno, alcanzamos a divisar ciertas estrellas de poco brillo, que de presentar luz fija, no alcanzarían a percibirse. Además, por el centelleo, parecen ser más numerosas las estrellas visibles a simple vista. El centelleo, es en realidad una variación rápida e irregular de la luz proveniente de las estrellas, que en ocasiones viene acompañado de un cambio de color y hasta de un velocísimo movimiento oscilatorio del astro alrededor de su posición media. De ahí que al fenómeno en conjunto, lo dividan los astrónomos en otros tres fenómenos parciales.

a) *Centelleo dinámico*, que es el que afecta la intensidad luminosa del astro.

b) *Centelleo cromático*, relativo a las variantes en coloración.

c) *Centelleo paraláctico*, que da lugar a las oscilaciones aparentes del astro.

Cuando las estrellas están en las cercanías del horizonte, aparecen las tres formas enunciadas del centelleo, mientras que en las vecindades del cenit (ver par. 13), sólo es perceptible el centelleo dinámico; en cuanto a la intensidad del fenómeno, en uno y otro caso, se ha podido observar que es más pronunciada en invierno y sobre todo en las regiones frías del planeta.

DUFAUR, estableció para el centelleo las dos leyes que siguen:

PRIMERA LEY: *En igualdad de condiciones, el centelleo de las estrellas rojas es menos pronunciado que el de las azules y blancas.*

SEGUNDA LEY: *La intensidad del centelleo, es proporcional al producto de la refracción, por la longitud del recorrido del rayo luminoso en nuestra atmósfera.*

La primera ley se explica por el espectro que presentan las estrellas rojas, muy pobre en radiaciones verdes y azules; y en cuanto a la segunda, sólo puede ser admitida con ciertos reparos, ya que las estrellas también centellean en el cenit, aun cuando en forma más atenuada.

El astrónomo italiano RESPIGHI, acertó con la verdadera causa del centelleo, al relacionarlo con el movimiento de rotación de la Tierra, y en base de sus minuciosas observaciones, enunció la importante ley que va a continuación:

En el espectro de las estrellas próximas al horizonte se producen, debido al centelleo, una serie de bandas oscuras que lo recorren del violeta al rojo, si el astro está en el Levante (hacia el Este), y del rojo al violeta si está en el Poniente (hacia el Oeste).

ARISTÓTELES atribuyó el centelleo a debilidad de la vista humana, considerando que los astros más cercanos a la Tierra, o sea, los planetas, carecen de él, o lo tienen poco pronunciado. Este modo de ver, en un todo erróneo, prevaleció durante varios siglos, hasta que el filósofo árabe AVERROES (1120 - 1198), se acerca más a las causas verdaderas, al considerarlo originado por las irregularidades atmosféricas. El ilustre físico ARAGO, en 1852, lo estudió bajo sus tres aspectos, dinámico, cromático y paraláctico, si bien sin dar con la explicación satisfactoria, la cual recién es obtenida en la segunda mitad del siglo XIX, a raíz de las investiga-

ciones de DONATI, MOSSOTTI, MONTIGNY, y el ya nombrado RESPIGHI. La teoría forjada en base a dichos trabajos, es someramente la siguiente:

Supongamos una estrella ideal que sólo enviara haces de luz monocromática. Debido a la rotación de la Tierra, y a los movimientos internos de la atmósfera, esos haces, antes de llegar al ojo, atravesarán masas de aire no homogéneas, las unas más cargadas de vapor de agua que las otras, y además de distintas transparencias. Se explica, en consecuencia, que la intensidad luminosa de la estrella, variando de instante a instante, provoque su centelleo.

Si de la luz monocromática, pasamos al caso real de la policromática proveniente de las estrellas, es evidente que el color más refrangible, o sea el violeta, tenderá a hacernos aparecer al astro más elevado, mientras el menos refrangible, es decir, el rojo, producirá el efecto contrario. Luego, cada haz monocromático, nos dará una imagen o posición del astro, distinta de la proporcionada por los demás, siguiéndose entonces, que la imagen que recibe nuestra retina será la de un pequeño segmento, donde el violeta ocupa el extremo superior, y el rojo el inferior, cosa que por otra parte explica el efecto espectral de la ley ya enunciada de RESPIGHI.

De lo expuesto, debe considerarse al centelleo como un fenómeno cuya causa fundamental es la rotación de la Tierra, y donde las corrientes atmosféricas actúan como elementos perturbadores.

Se ha encontrado que el llamado *espectro atmosférico*, o sea el que convierte al punto luminoso, que es toda estrella, en un pequeño segmento con el violeta en lo alto y el rojo en lo bajo, tiene una amplitud de 14" cuando el astro está a sólo 5° del horizonte, y de 8" cuando se ubica a 10° de dicho plano.

4. **ASTROS ERRANTES.** — En oposición a los astros fijos o estrellas, existe otra categoría de astros, *Sol* *, *Luna*, *planetas* (entre ellos los llamados asteroides) *satélites* y *cometas* cuya distancia angular entre dos cualesquiera de ellos, o entre uno de ellos y una estrella, experimenta variaciones pronunciadas, apreciables a veces en breve lapso. Vemos a estos astros desplazarse entre las estrellas en forma más o menos rápida, siendo más veloces los cercanos a la Tierra, en particular la Luna.

Si concentramos nuestra atención en el Sol, a lo largo del año, veremos al astro del día seguir en sus salidas, y preceder en sus puestas, a distintos grupos de estrellas, y si midiéramos sus desplazamientos con respecto a éstas obtendríamos aproximadamente una velocidad angular de 1° por día, en el sentido llamado *directo* de poniente a levante. En la Luna, dicha velocidad angular alcanza a casi 13° por día, o sea, más de 30' por hora, por cuya razón, es fácil notar su desplazamiento con respecto a las estrellas, en un breve intervalo de tiempo.

En forma análoga, y con velocidades angulares variables, pasan de un grupo a otro de estrellas, los demás astros mencionados como errantes. Los diferenciamos de los astros fijos, por los caracteres que pasan a enunciarse:

a) *Sus distancias angulares a cualquier otro astro son variables.*

* El Sol, a pesar de ser clasificado entre los astros errantes por sus movimientos, participa del carácter *d*) de los astros fijos, por ser una estrella (par. 3).

b) *Sus diámetros aparentes son sensibles.* En el Sol, la Luna y grandes cometas, dicha condición se aprecia a ojo desnudo; en los planetas, se la puede comprobar con la ayuda del telescopio.

c) *Su luz es fija y sin parpadeo acentuado.* Ciertos planetas, los de menor diámetro aparente, suelen presentar un cierto centelleo en determinadas circunstancias, pero muy débil comparado al de la mayor parte de las estrellas.

5. CIENCIAS ASTRONOMICAS Y COSMOGRAFIA: SU IMPORTANCIA Y OBJETO. — La Astronomía (del gr. astron, astro y nomos ley), es la ciencia natural que se ocupa de los astros en todo cuanto concierne a sus movimientos, formas, distancias, posiciones, volúmenes, masa, composición físicoquímica, y fenómenos que originan, en especial, sobre nuestro planeta.

Puede afirmarse, sin lugar a dudas, que la astronomía es la más antigua de las ciencias de la naturaleza, desde que según versiones más o menos autorizadas, los arios y los chinos estudiaban fenómenos relacionados con la vida sobre el planeta, desde unos 150 siglos antes de la era cristiana. Por otra parte, son muchas las crónicas que describen episodios relacionados con fenómenos celestes desde tiempos remotos. Tal la ejecución de *HI* y *HO*, mencionada por SCHU-KING, por orden de un emperador chino, al no prever aquellos astrónomos un eclipse de Sol, que según parece se produjo hacia el año 2150 a. J. C., y que sembró el terror en las poblaciones afectadas.

La Cosmografía (del gr. kosmos, mundo y grapho, describir), no es más que una síntesis de la Astronomía, que comprende como ramas principales, las siguientes:

- a) ASTRONOMÍA DE POSICIÓN (geometría del Cielo).
- b) MECÁNICA CELESTE (dinámica del Cielo).
- c) URANOGRAFÍA (descripción del Cielo).
- d) URANOMETRÍA (medidas en el Cielo).
- e) ASTROFÍSICA (física y química de los astros).
- f) ESTADÍSTICA ESTELAR.
- g) COSMOGONÍA (origen del Universo).

El conocimiento de estas disciplinas, no sólo explica la gran variedad de fenómenos debidos a los astros e íntimamente ligados a nuestras actividades sobre la Tierra, sino que pone de manifiesto la insignificancia de ésta ante el concierto astral del Universo.

El estudio de las nebulosas y sus fantásticas dimensiones, así como el de los materiales que contienen, revelados al espectroscopio, introduce en nuestro espíritu la convicción de la unidad de la materia que ha gestado al Universo, y nos la muestra con sus transformaciones multiformes en el tiempo y en el espacio.

Podemos afirmar que el hombre, al ponerse en contacto con muchos objetos del Cielo, cuyo estudio abarca la Astronomía y la Cosmografía en forma elemental, va sondeando a su pesar el arcano

de su génesis y el misterio de su futuro, al considerar que en el proceso evolutivo del Universo la vida del ser organizado sobre el planeta no es más, quizás, que una simple incidencia dentro de la propia vida del astro.

LA ESFERA CELESTE. MOVIMIENTO APARENTE DIURNO

6. **ESFERA CELESTE.** — Es evidente que el Universo presenta apariencias esféricas desde cualquier punto que se le contemple. Lo que llamamos *Cielo*, *firmamento* o *bóveda celeste*, es visualmente una semiesfera hueca con su base a ras de tierra, y una especie de aplanamiento en su parte más alta (cenit). Si imagináramos transparente al globo terráqueo, otra semiesfera de igual base se haría perceptible a nuestra vista, integrando con aquélla, la tota-

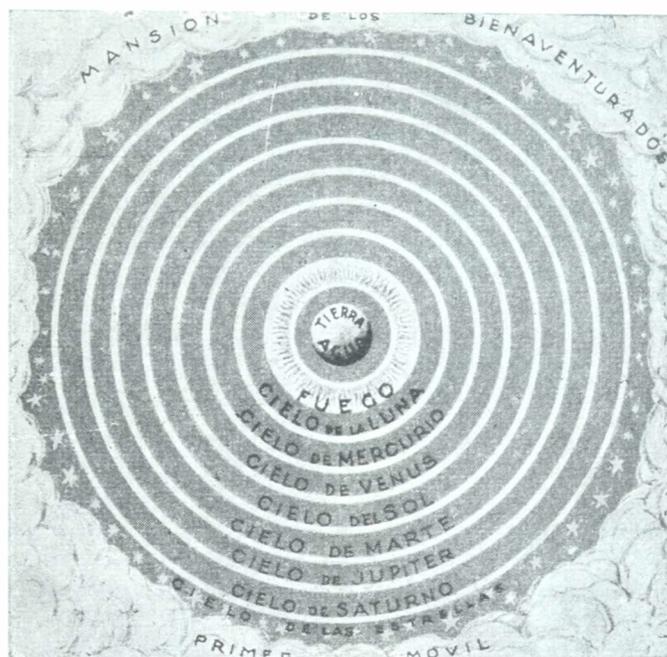


Fig. 4. — Esfera de los griegos.

lidad de la esfera celeste. Sintetizando, podremos decir que: *esfera celeste, es la esfera de radio arbitrario con centro en el ojo del observador, sobre la cual se proyectan los astros.*

Los griegos primitivos, por observación directa del Cielo, y en su afán de explicar las salidas y puestas diarias de los astros, imaginaron a éstos como sujetos a esferas huecas de cristal que giraban alrededor de la Tierra en un tiempo cercano a 24 horas.

La esfera exterior contenía a los astros fijos o *estrellas*, y las interiores al *Sol*, la *Luna* y cada uno de los planetas conocidos en

la antigüedad, *Mercurio, Venus, Marte, Júpiter y Saturno*, en conformidad con la ubicación asignada en la figura 4. Creían los griegos que la desigualdad en los tiempos empleados por las distintas esferas en sus rotaciones diarias originaba sutiles rozamientos, traducidos en los delicados sonidos de la "música celestial" de los espacios, imperceptible al oído humano por su extrema suavidad.

TOLOMEO, el portavoz de los astrónomos griegos que le precedieron en la antigüedad, afirma en el "ALMAGESTO", como tercer principio fundamental de su sistema astronómico, que "*la Tierra es el centro de la esfera celeste*".



Fig. 5. — Claudio Ptolomeo (siglo II de nuestra era).

El color azulado del Cielo, es el que corresponde al aire visto a través de capas de gran espesor. Dicho color va tomando diversos matices, desde el azul claro hasta el índigo oscuro, a medida que nos elevamos, como podrá apreciarse en una ascensión aeronáutica, o desde la cima de un monte.

FORMA APARENTE DE LA BOVEDA CELESTE. — Causas puramente subjetivas hacen que la bóveda celeste se nos presente algo achatada en el cenit.

el cual parece encontrarse de ese modo más cercano a nosotros que la línea del horizonte (fig. 6). Por esta razón, el Sol y la Luna parecen de mayor tamaño cuando su altura es pequeña, pues el grandor que atribuimos a un objeto lejano depende de la distancia a que lo suponemos colocado. Si se mide el diámetro aparente del Sol o de la Luna al encontrarse estos astros en las proximidades del horizonte, se encuentra que dicho diámetro es aproximadamente el mismo (en realidad algo menor) que cuando pasan por las proximidades del cenit. Pero, según ya dijimos, creemos que en el horizonte están más alejados, por lo cual les atribuimos un mayor tamaño. Esta deformación aparente de la bóveda celeste, proviene de una errónea apreciación de la distancia. Para objetos situados en la lejanía y próximos a la línea del horizonte, la apreciación de su distancia resulta de efectos de perspectiva y de la comparación subconsciente que hacemos entre su posición y la de otros objetos situados dentro del campo visual.

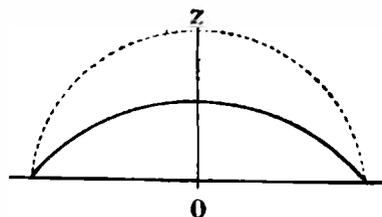
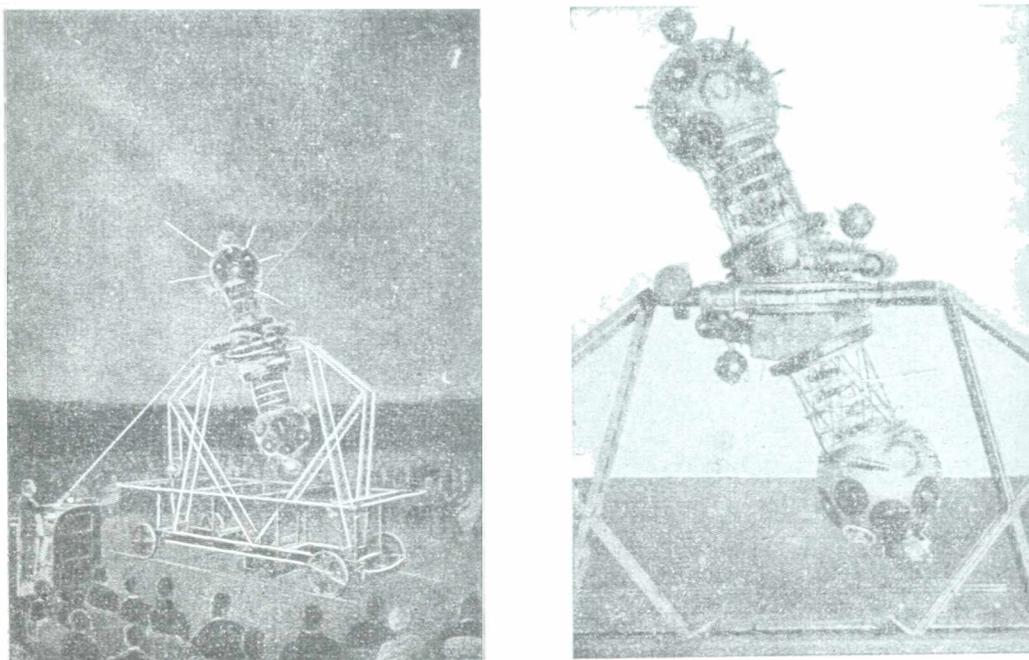


Fig. 6. — Aplastamiento aparente de la esfera celeste.

Al salir la Luna o el Sol, pueden hacerlo detrás de un árbol o una casa lejana o por donde parece perderse un largo camino, etc., por lo cual la distancia a que suponemos que se encuentra ese disco luminoso nos parecerá ser relativamente grande, y de ahí el tamaño que le atribuimos. En las proximidades del cenit, en cambio, carecemos de puntos de referencia y la escasa distancia a que suponemos que se encuentran, nos hacen considerar a esos discos como de pequeños tamaños. Si una persona dice que ve a la Luna del tamaño de un plato de unos 20 cm. de diámetro, cuando está próxima al cenit, ello significa que la distancia a que la supone es sólo de unos 25 m., pues a esta distancia el plato se vería bajo un diámetro aparente de $\frac{1}{2}$ grado. Ésta es aproximadamente la altura en metros a que suponemos el cenit sobre nuestras cabezas. Si no se tienen objetos de referencia, puntos luminosos situados a más de 25 metros, parecen estar igualmente distantes, pues ya para ver un punto a tal distancia deben dirigirse paralelamente los ejes ópticos de ambos ojos.

El pequeño valor métrico que atribuimos al radio de la esfera celeste, hace posible que proyectando sobre una semiesfera hueca desde su centro, puntos luminosos destinados a representar las estrellas, experimen-



Figs. 7 y 8. — Planetario Zeiss.

Este maravilloso aparato reproduce sobre una semiesfera de 12 m. de radio el aspecto del Cielo (estrellas, Sol, Luna, planetas, etc.), visto desde cualquier latitud, dando una extraordinaria sensación de realidad. Sus motores eléctricos permiten dar la imagen en pocos minutos de movimientos anuales y seculares mostrando así el aspecto que ofrecerá el Cielo dentro de miles de años.

tenemos la ilusión, encontrándonos en el interior de la misma, de estar observando realmente el Cielo. Aparatos de esta clase se denominan planetarios (figs. 7 y 8).

Experimentalmente puede probarse que el tamaño que le atribuimos al Sol o a la Luna en distintas posiciones, es consecuencia únicamente

de una ilusión óptica cuyas causas estamos analizando. Basta para ello una lámina de vidrio de caras paralelas, con la cual podremos ver a

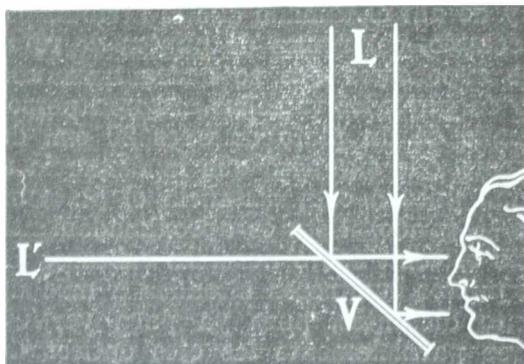


Fig. 9. — En las cercanías del horizonte el Sol y la Luna parecen agrandarse.

té el muro. Este achatamiento aparente de la bóveda celeste es también la causa de que las constelaciones no parecen tener la misma forma a distintas alturas. Dos estrellas parecen más separadas si se encuentran próximas al horizonte.

Por esta razón, si se calcula a ojo la altura de una estrella cuando está baja, se le asigna siempre un valor mayor del real, que puede ser hasta el doble. Así p. ejm., una estrella situada a sólo 20° del horizonte parece tener una altura de 40° a 45° .

7. MOVIMIENTO DIURNO DE LA ESFERA CELESTE. ROTACION DE LA TIERRA. — Si desde un lugar cualquiera de la Tierra

contemplamos durante la noche al Cielo estrellado, notaremos al cabo de un breve espacio de tiempo, que aquél, como un todo sólido, se desplaza en la dirección y sentido en que lo hace diariamente el Sol, y también la Luna (figs. 11a y 11b).

Este movimiento de los astros en conjunto, interpretado en sus apariencias, llevó a los griegos a idear una esfera material para las estrellas, que arrastrándolas a todas, rotaba alrededor de la Tierra en un tiempo aproximado a 24 horas.

A ese movimiento de conjunto, al que no se sustrae astro alguno del Universo, lo llamamos movimiento diurno, y puede ser explicado por una de las dos hipótesis antinómicas que siguen:

• Experimento ideado por uno de los autores (Loedel).

la Luna en cualquier punto del horizonte, aunque ella se encuentre próxima al cenit (figs. 9 y 10) *. Si se dispone la lámina de vidrio (fig. 9), de modo que la imagen L' coincida, p. ejm., con el punto lejano de un camino o de una calle, nos parecerá el disco luminoso sumamente grande. Si inversamente (fig. 10), proyectamos la imagen de la Luna en las proximidades del cenit la veremos pequeña.

Si en el caso de la figura 9, proyectamos la imagen L' sobre un muro cercano, el disco luminoso nos parecerá tanto más pequeño cuanto más cercano es-

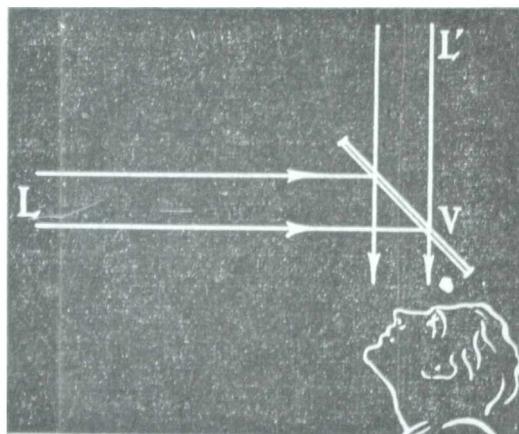


Fig. 10. — En las proximidades del cenit el Sol y la Luna parecen de menor tamaño.

PRIMERA HIPÓTESIS: *Los astros del Cielo describen órbitas diarias de igual dirección y sentido alrededor de la Tierra, permaneciendo ésta inmóvil en el espacio.*

SEGUNDA HIPÓTESIS: *La Tierra rota diariamente alrededor de su eje en la misma dirección, pero en sentido opuesto al del movimiento diurno, permaneciendo fija la esfera celeste.*

Más adelante, en el libro III, demostraremos que de dichas hipótesis es verdadera la segunda, con lo que se podrá afirmar que:

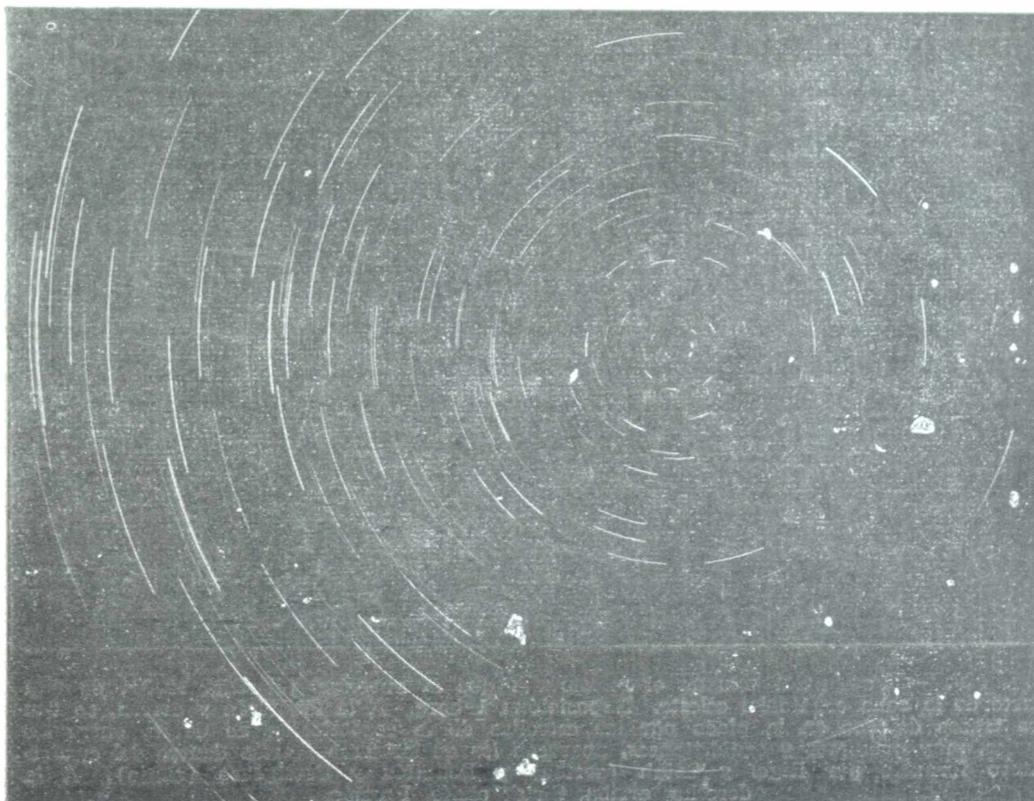


Fig. 11a. - *Movimiento diurno de la esfera celeste.* Fotografía del casquete celeste Sur, tomada por los autores desde la azotea del C. N. de La Plata, con la ayuda del fotógrafo del establecimiento, Sr. Fresneda. Exposición: 1 hora, por lo cual los arcos son de 15°. Abajo, a la izquierda, aparecen los trazos de las estrellas de la Cruz del Sur, correspondiendo el más intenso a α . Diametralmente opuesto, pero más cerca del polo, se observa la estela de β de la Hidra Macho; a la izquierda se ven trazos de estrellas del Navio. El sentido del movimiento es el de las agujas del reloj.

el movimiento diurno de la esfera celeste con todos sus astros de Oriente a Occidente (sentido retrógrado), es consecuencia inmediata de la rotación de la Tierra de Occidente a Oriente (sentido directo).

Desde este aspecto, el movimiento diurno de los astros no es más que un *movimiento aparente*.

DEFINICIONES RELATIVAS A LA ESFERA CELESTE

8. EJE DEL MUNDO. — La rotación diaria de la Tierra en el sentido llamado directo (Oeste a Este), origina, según se ha

dicho, el movimiento aparente diurno de la esfera celeste en el sentido opuesto o retrógrado (Este a Oeste) del cual participan todos los astros, ya sean fijos (estrellas) ya sean errantes. Los primeros se mueven en un solo cuerpo con la esfera celeste en el tiempo en que la Tierra cumple su rotación, que es de 23 horas 56 minutos.

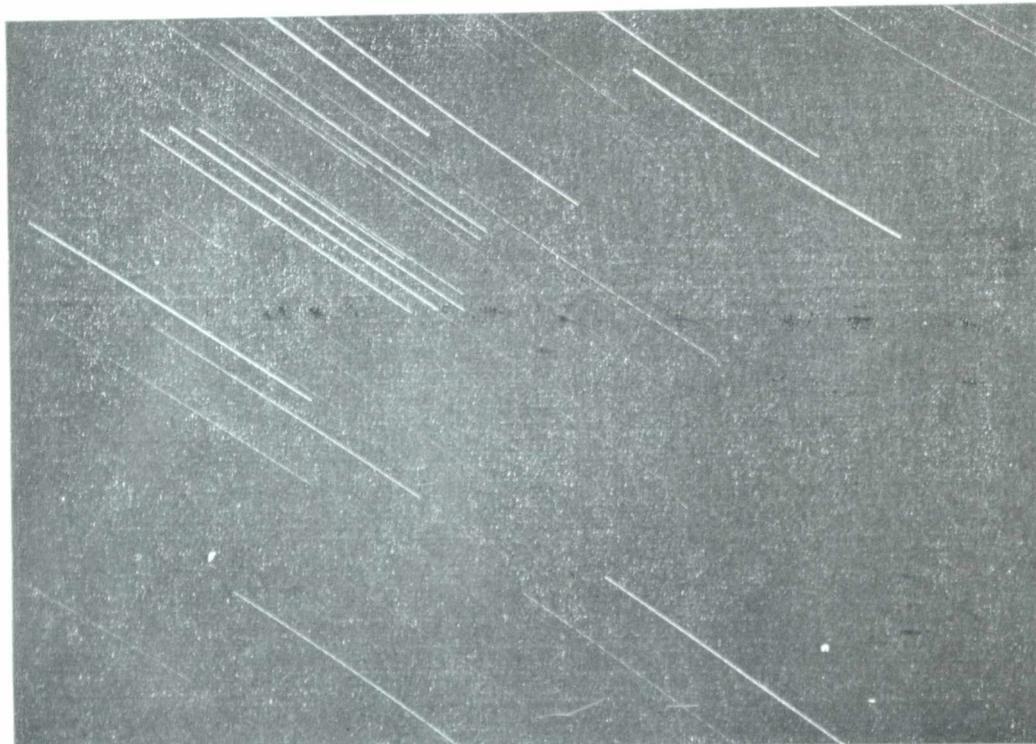


Fig. 115. Fotografía tomada el mismo día que la anterior (29 Dic. 1939), de una parte de la zona ecuatorial celeste. Exposición: 1 hora. A la izquierda y arriba, se ven los trazos dejados en la placa por las estrellas de la constelación de Orión, entre los cuales, muy próximos y equidistantes, aparecen los de las Tres Marias dentro del cuadrilátero formado por Rigel y Saiph (arriba) y Bellatrix y Betelgeuse (abajo). A la derecha, arriba, Sirio; abajo, Proción.

aproximadamente (día sideral). Los errantes participan de ese movimiento y acusan además los propios, desplazándose entre las estrellas.

En este movimiento diurno, los astros parecen describir circunferencias, más o menos amplias, cuyos centros están sobre una misma recta llamada eje del mundo, que no es más que una prolongación en ambos sentidos del eje de rotación de la Tierra, pudiéndose considerar a éste, de polo a polo, como un segmento de aquél (fig. 12).

9. POLOS CELESTES. — El eje del mundo parece interceptar a la esfera celeste en dos puntos diametralmente opuestos, P_s y P_n , (fig. 12), llamados polos celestes. El primero se denomina *Sur, austral* o *antártico*, y el otro *Norte, boreal* o *ártico*.

La estrella más cercana a P_s , o sea, la *Polar Sur*, es σ (sigma) del *Octante* separada de aquél por una distancia angular de $50'$.

La *Polar Norte* es la célebre estrella α (alfa) de la *Osa Menor* alejada $61'$ de P_n .

NOTA I. En las figuras indicamos a los puntos por pequeños círculos. Con esta notación podemos apreciar si dos líneas de la esfera celeste que se cruzan, se cortan o no.

10. **ECUADOR CELESTE.** — Es la sección producida sobre la esfera celeste por un plano normal al eje del mundo $P_s P_n$, trazado desde el centro T de dicha esfera, que lo es también de la Tierra. Es un círculo máximo designado en la figura 12 por EE' , cuyo plano coincide con el del Ecuador terrestre.

NOTA II. En lo sucesivo, consideraremos infinito al radio de la esfera celeste. En tal supuesto la longitud del radio de la Tierra es insignificante, y podemos suponerla nula. Bajo este aspecto, la Tierra se reduce a un punto T , centro de la esfera celeste.

El Ecuador divide a la esfera celeste en dos hemisferios (o semi-espacios) $EE'P_s$ y $EE'P_n$ denominados *Sur*, *austral* o *antártico* el primero, y *Norte*, *boreal* o *ártico* el segundo. Cualquier astro de la esfera celeste, es *austral*, *boreal* o *ecuatorial*, según que esté ubicado en uno de estos hemisferios, o sobre el Ecuador, común a ambos. Las estrellas y nebulosas permanecen siempre en el mismo hemisferio, no así los astros errantes. Sol, Luna y planetas, que en épocas son australes, y en épocas boreales, ubicándose por momentos sobre el mismo Ecuador celeste.

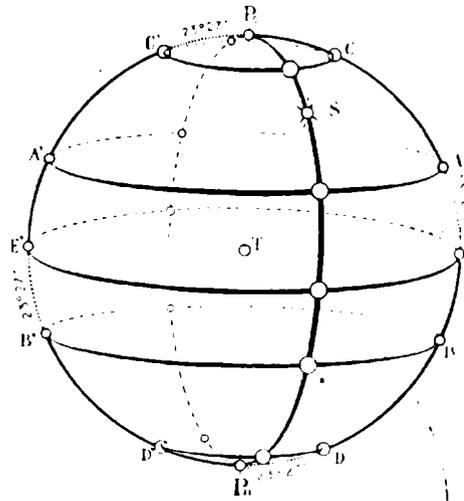


Fig. 12. — Polos, Ecuador, paralelos y círculos horarios de la esfera celeste

11. **PARALELOS CELESTES.** — Son círculos menores de la esfera celeste, intersección de la misma con planos paralelos al del Ecuador, o lo que es lo mismo perpendiculares al eje del mundo. Entre ellos son dignos de mención especial, los llamados *trópicos de Capricornio* y *Cáncer* situados a $23^{\circ}27'$ al Sur o al Norte del Ecuador celeste, y los *círculos polares antártico* y *ártico* que distan $23^{\circ}27'$ de los polos celestes P_s y P_n , ó $66^{\circ}33'$ del Ecuador, al Sur o al Norte respectivamente. En la figura 12, AA' es el trópico de Capricornio, y BB' el de Cáncer. Los círculos polares vienen designados por CC' el antártico, y DD' , el ártico. Cada astro, en su movimiento diario, recorre en el sentido retrógrado un paralelo celeste.

12. **CIRCULOS HORARIOS, O DE DECLINACION.** — Un astro (o punto) cualquiera S del Cielo, determina con los polos P_s

y P_n un plano que intercepta a la esfera celeste según un círculo máximo P_sSP_n llamado círculo horario o de declinación del astro S (fig. 12).

El eje del mundo P_sP_n divide al círculo P_sSP_n , en dos semicírculos horarios o de declinación, interesando de ellos aquel que contiene al astro.

Se supone que el semicírculo horario de un astro lo acompaña en su movimiento diurno, con lo cual uno cualquiera de aquéllos, rotando alrededor del eje del mundo, barre en un día la esfera celeste.

13. — VERTICAL DE UN LUGAR: CENIT, NADIR. PLANOS VERTICALES. — Se llama vertical de un lugar a la dirección que toma en el mismo un hilo tendido bajo la acción de un peso (plomada), o en otros términos, a la dirección de la gravedad en dicho lugar.

Las verticales de dos puntos cualesquiera de la Tierra, concurren aproximadamente al centro de la misma, formando un ángulo de

1° si los puntos están separados por una distancia de 111 km. 111 m.

El radio terrestre que pasa por un lugar del planeta, coincide sensiblemente con la vertical del mismo.

Cenit y nadir (voces árabes), son los puntos diametralmente opuestos, donde las semirrectas ascendente y descendente que integran la vertical, parecen interceptar a la esfera celeste.

En la figura 13, z es el cenit, y n el nadir, de un determinado lugar de la Tierra.

Dos lugares antípodas tienen la misma vertical, pero el cenit del uno es nadir del otro y reciprocamente.

Plano vertical es el que contiene a la vertical del lugar, la cual lo divide en dos semiplanos, de los cuales cada uno determina sobre la esfera celeste un *semicírculo vertical*.

Por cada astro S del Cielo pasa un semicírculo vertical zSn determinado por la vertical zn del lugar y el astro.

14. HORIZONTES; DISTINTAS CLASES. ALMICANTARADAS. — Todo plano normal a la vertical zn de un lugar, es un *plano horizontal*.

Entre dichos planos, interesan:

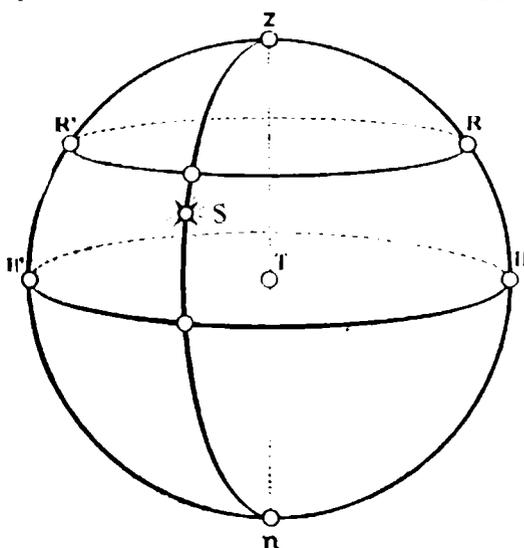


Fig. 13. Vertical, semicírculo vertical, horizonte y almicantárida.

1º *El horizonte matemático*, que toca a la superficie de la Tierra en el lugar de observación.

2º *El horizonte racional*, trazado por el ojo del observador.

3º *El horizonte astronómico o geocéntrico*, llevado desde el centro de la Tierra.

Por ser los horizontes normales a la vertical del lugar, serán también paralelos entre sí. En la figura 13 se ha trazado en HH' el horizonte astronómico que es el que utilizaremos de continuo.

La intersección de la esfera celeste con cualquier horizonte distinto al astronómico, es un círculo menor RR' llamado *almicantárada*.

Además de los estudiados, existe, debido a la esfericidad de nuestra planeta, otra especie de horizonte, llamado *vulgar, ordinario* o *aparente* (fig. 14), que es la línea según la cual parecen interceptarse la esfera celeste y la superficie llana de la Tierra.

Podemos definirlo con más propiedad, considerándolo como la línea de contacto con la Tierra del cono circunscrito a la misma con vértice en el ojo O del observador.

El horizonte vulgar se amplifica con la altura h , por lo cual, a medida que nos elevamos, se divisan en las llanuras y en el mar objetos cada vez más distantes. La figura muestra dicho horizonte en la circunferencia NN' para la altura $h = OL$.

Se llama *depresión de horizonte*, al ángulo α complemento del semiángulo al vértice del cono circunscrito. Su valor es, pues:

$$\alpha = 90^\circ - \frac{\beta}{2}.$$

El valor de α , utilizado para medir con una primera aproximación la longitud del radio de la Tierra, crece con la altura h .

15. COORDENADAS ESFERICAS. — Las líneas de la superficie esférica, análogas a las rectas del plano, son las circunferencias de sus círculos máximos. Las coordenadas esféricas sirven para fijar sobre la superficie de la esfera, la posición de uno cualquiera de sus puntos.

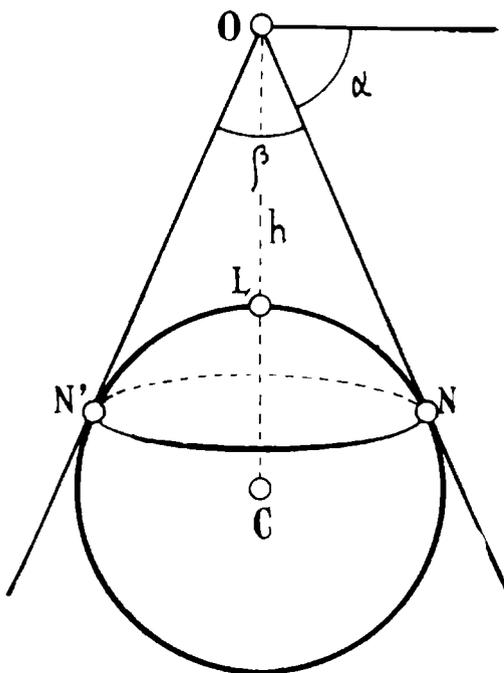


Fig. 14. — Horizonte vulgar o aparente. Depresión de horizonte.

Para formar un sistema, se elige en primer lugar uno de sus círculos máximos QOQ' (fig. 15), como *círculo o plano fundamental*, y sobre la circunferencia que lo limita se toma un punto O , que servirá de *origen*. El *eje fundamental* del sistema es el diámetro PP' normal al plano QOQ' , y uno de sus polos P , será el *polo principal*. Por convención, el cenit para el horizonte y el Polo Norte para el Ecuador se consideran polos principales.

Llamaremos *círculo normal*, a todo círculo máximo perpendicular al círculo fundamental. Por cada punto A de la superficie de

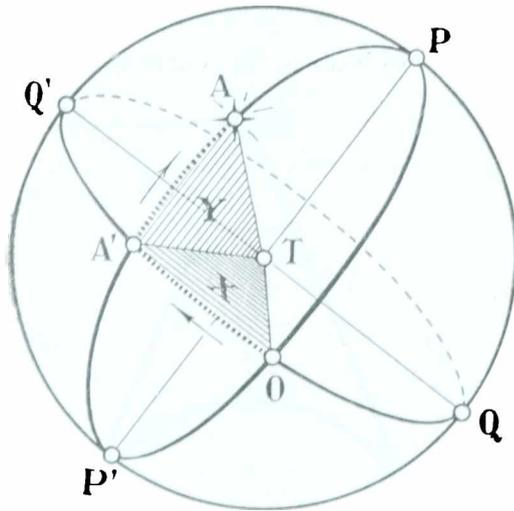


Fig. 15. Abscisa esférica X y ordenada esférica Y del astro A .

la esfera pasa un círculo normal, que es dividido por el eje PP' , común a todos ellos, en dos *semicírculos normales*, de los cuales interesa al que contiene al punto (en fig. 15, el PAP').

A las coordenadas esféricas de un punto cualquiera A , las designaremos bajo los nombres de *abscisa esférica*, a la una, y *ordenada esférica*, a la otra, por las analogías que presentan con las coordenadas cartesianas ortogonales de igual denominación.

Llamamos *abscisa esférica de un punto A de la superficie de la esfera*, al diedro comprendido entre los semicírculos normales del origen O , y del punto A .

Dicho diedro es medido por su sección normal ángulo OTA' , y ésta por el arco de circunferencia OA' del círculo fundamental.

Se cuentan las abscisas esféricas de 0° a 360° en un sentido determinado y a partir del origen O . Dicho sentido podrá ser el directo o el retrógrado (ver parágrafo 18), según se convenga. En algunos casos suelen medirse de 0° a 180° en sentidos positivo y negativo.

Ordenada esférica de un punto A de la superficie de la esfera, es el ángulo comprendido entre el radio TA que pasa por el punto (en el caso de los astros, visual) y la proyección TA' de dicho radio (o visual), sobre el plano fundamental.

Dicho ángulo ATA' , está medido por el arco de circunferencia AA' del semicírculo normal del punto A .

Las ordenadas esféricas se miden de 0° a 90° , a partir del plano fundamental. El valor positivo corresponde al sentido que conduce al polo principal, dado por la flecha en la figura.

Si en general designamos por X e Y a los valores de la abscisa y ordenada esférica del punto A , tendremos:

$$X = \text{arc. } OA' \quad ; \quad Y = \text{arc. } AA'.$$

Los diversos sistemas de coordenadas esféricas adoptados sobre la superficie de la Tierra, o de la esfera celeste, suelen llevar nombres relacionados al plano fundamental elegido, y en cada uno de ellos se asignan denominaciones especiales para la abscisa y la ordenada esférica. Se elige siempre como origen a un punto convenientemente determinado, de la Tierra o de la esfera celeste, según el caso.

16. **ALTURA.** — Se llama altura de un astro (o de un punto cualquiera), al ángulo comprendido entre la visual dirigida al astro (o al punto) y la proyección de la misma sobre el horizonte. En la figura 16, la altura del astro A será, designándola por h :

$$h = \text{ang. } AOA'.$$

Para todo punto del horizonte, será: $h=0$, y para el cenit, $h=90^\circ$.

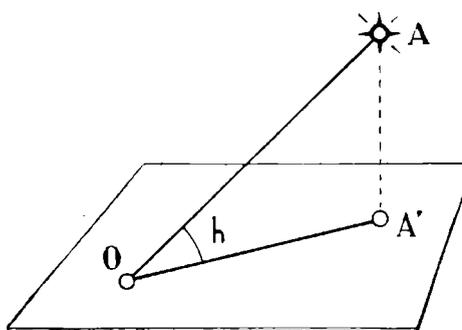


Fig. 16. — Altura h del astro A .

17. **EL MERIDIANO, CULMINACION DE LOS ASTROS.** — Se llama *meridiano* (del lat. *meridianus*, de *meridies*, el mediodía), de un lugar terrestre, al plano vertical que contiene al eje del mundo.

Dicho plano intercepta a la esfera celeste según un círculo máximo $zP_s nP_n$.

El meridiano por contener a la vertical zn (fig. 17), es normal al horizonte HH' y en consecuencia plano de simetría de todas las almicantáradas (14). El eje del mundo $P_s P_n$, divide a cada uno de ellos en dos *semimeridianos* opuestos, $P_s z P_n$, y $P_s n P_n$, de los cuales, el primero, por contener al cenit, es el *semimeridiano del lugar*, desde que contiene a éste.

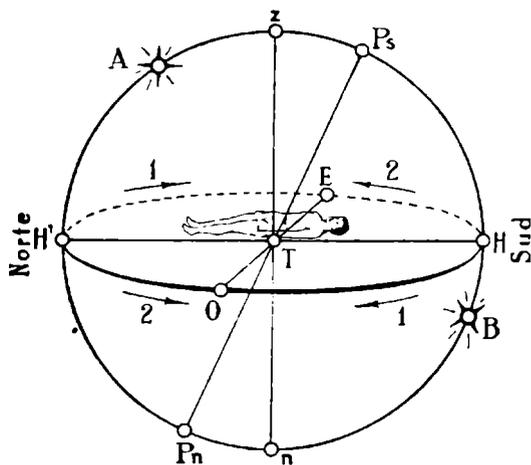


Fig. 17. — Orientación.

Durante el movimiento diurno, los astros en sus trayectorias pasan dos veces por el meridiano de un lugar. En uno de esos pasos, llamado *paso* o *culminación superior*, el astro cruza el semi-

(el de *Greenwich*, o cualquier otro), tendremos que la longitud y la latitud geográfica del lugar terrestre A , son respectivamente, su abscisa y su ordenada esférica, es decir:

$$\lambda = X = \text{arc. } OA' \quad ; \quad \varphi = Y = \text{arc. } AA'.$$

En consecuencia:

Longitud geográfica de un lugar terrestre, es la abscisa esférica de éste, respecto al Ecuador y al punto de origen.

Latitud geográfica de un lugar de la Tierra, es la ordenada esférica del mismo respecto al Ecuador.

En la práctica se mide la longitud de 0° a 180° hacia el Este o el Oeste, siendo oriental en el primer caso y occidental en el segundo, por un arco de circunferencia ecuatorial comprendido entre el origen y la proyección esférica del lugar sobre el Ecuador.

Teniendo en cuenta que, tratándose de la Tierra, el radio TA es con aproximación la vertical del lugar A , podríamos definir a la latitud geográfica como *ángulo comprendido entre la vertical del lugar y el plano del Ecuador*. Se la mide por el arco de semimeridiano que se extiende entre el lugar y el Ecuador, pudiendo variar entre 0° y 90° al Norte o al Sur, por lo que se clasifican en boreales y australes, o también, en positivas y negativas (se consideran positivas las boreales).

Las latitudes extremas 0° y 90° , corresponden a puntos del Ecuador, y a los polos de la Tierra, respectivamente.

Los lugares de igual longitud están sobre el mismo semimeridiano, y los de igual latitud sobre el mismo paralelo. Las graduaciones del semimeridiano y del paralelo que pasan por el lugar, dan los valores numéricos de su longitud y su latitud, respectivamente.

21. COLATITUD. -- *Es el complemento de la latitud de un lugar, y se la suele llamar también distancia polar.* Se mide de 0° a 180° , y siempre es positiva, tomándose como polo principal al Polo Norte de la Tierra. Con esta convención, los lugares de latitud negativa (australes), tendrán una colatitud superior a 90° . Si la designamos por Δ (delta), se tendrá siempre:

$$\varphi + \Delta = 90^\circ \quad \varphi = 90^\circ - \Delta \quad \text{y} \quad \Delta = 90^\circ - \varphi.$$

22. COORDENADAS HORIZONTALES: AZIMUT Y ALTURA.

— En este sistema de coordenadas esféricas, se fija la posición del astro (o de un punto cualquiera del Cielo o de la Tierra), tomando como *plano fundamental al del horizonte* HH' , y por *origen al punto Sur de la meridiana* (fig. 19).

En estas condiciones (15), *el eje fundamental es la vertical* zn *del lugar, siendo el cenit* z , *el polo principal*. En la figura, el círculo máximo $zHnH'$, es el meridiano del lugar, habiéndose trazado también el eje del mundo P_sP_n a fin de obtener la orientación.

Las coordenadas horizontales del astro A son:

1º El azimut a que corresponde a la abscisa esférica X respecto al horizonte y al origen.

2º La altura h que corresponde a la ordenada esférica Y respecto al horizonte.

Se tendrá:

$$a = X = \text{arc. } HA' \quad ; \quad h = Y = \text{arc. } A'A.$$

Llamamos, pues, *azimut* (del ár. açomut, pl. de acemt, punto del horizonte) de un astro (o un punto cualquiera) al arco de horizonte HA' comprendido entre el punto sur de la meridiana, y la proyección esférica A' del astro (o del punto) sobre el horizonte.

Se cuenta el azimut de 0° a 360° en el sentido retrógrado (18) de Sur a Norte pasando por el Oeste (flecha 1) *.

Altura h de un astro, es el ángulo ATA' medido por el arco $A'A$ del semicírculo vertical del astro, variable de 0° a $\pm 90^\circ$.

Las alturas negativas corresponden a astros situados debajo del horizonte y por consiguiente invisibles. La flecha 2 indica el sentido de medición de las alturas positivas, desde el horizonte hacia el cenit. Los valores obtenidos para a y h , sólo son válidos para el lugar, pues el horizonte varía de un sitio a otro.

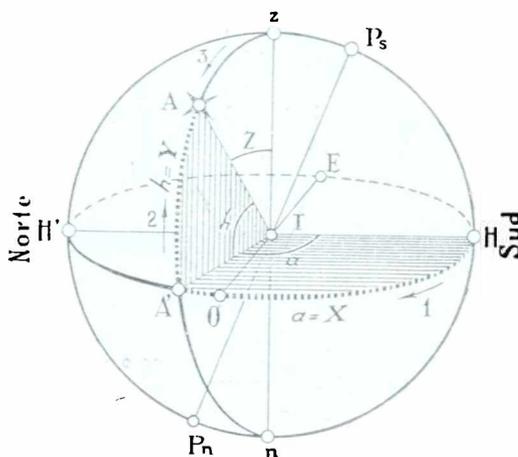


Fig. 19. — Azimut a y altura h .

23. DISTANCIA CENITAL. — Es el ángulo que forma la visual TA dirigida al astro (o a un punto cualquiera) con la vertical zn del observador. Designándola por Z , su valor es dado en la figura 19 por el ángulo ATz , o bien por el arco zA que subtiende. Por ser la vertical normal al horizonte, se verifica:

$$h + Z = 90^\circ \quad \therefore \quad h = 90^\circ - Z \quad \text{y} \quad Z = 90^\circ - h,$$

es decir, que: la altura y la distancia cenital de un mismo astro, son magnitudes complementarias.

Se mide Z , de 0° a 180° partiendo del cenit (flecha 3). Su valor es siempre positivo, por lo cual a alturas negativas (bajo el horizonte) corresponden distancias cenitales superiores a 90° .

24. TEODOLITO. — Es el instrumento apropiado para la determinación de las coordenadas horizontales que acaban de verse.

* Los marinos suelen medir el azimut de 0° a 180° , tomando azimutes al Este y azimutes al Oeste.

Esquemáticamente consta de dos círculos rigidamente normales entre sí, de modo que al disponerse horizontalmente uno de ellos, el otro será vertical. El limbo del círculo H , (fig. 20), llamado también azimutal, está graduado de 0° a 360° en el sentido retrógrado, Sur - Oeste - Norte, de las flechas 1, y el del círculo vertical V ,

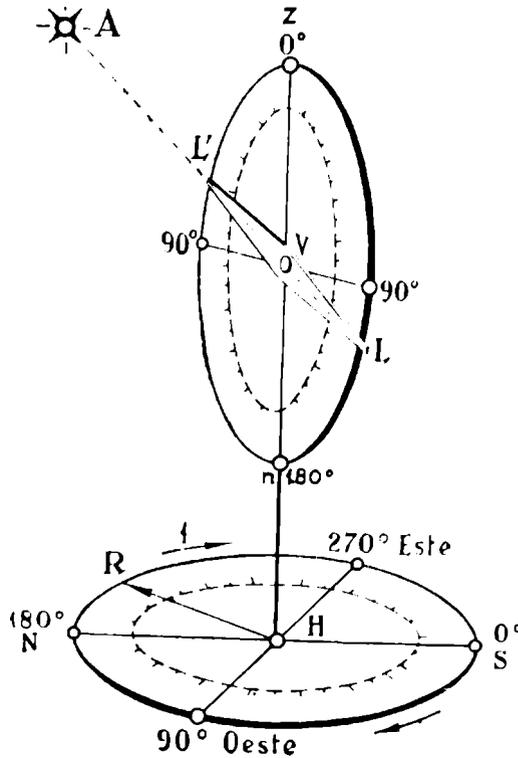


Fig. 20. Esquema del Teodolito.

de 0° a 180° en ambos sentidos y a partir del punto más alto z que es el cenit del instrumento. Sobre este último círculo, y según uno de sus diámetros, va dispuesto un anteojo LL' , que puede girar libremente alrededor de un eje horizontal que pasa por su centro. Además, el círculo V es rotatorio alrededor de la vertical zn , con lo cual puede tomar la posición deseada por el observador para dirigir sus visuales. Una alidada (reglilla HR) rigidamente ligada al círculo V , se desliza sobre el H acusando con su extremo R sobre el limbo graduado de éste, las rotaciones de aquél. Los extremos L' y R , del anteojo y de la alidada, van provistos de nonius a fin de obtener mayor precisión en las lecturas.

Antes de operar con un teodolito, en la determinación de coordenadas horizontales, hay que proceder a dos operaciones previas:

1º Control de la horizontalidad del círculo H .

2º Ubicación del círculo V en el meridiano del lugar.

La horizontalidad del círculo H se obtiene actuando sobre tornillos especiales que accionan sobre el mismo.

La práctica da al operador la destreza necesaria para efectuar esta operación en breve tiempo, la cual se da por terminada cuando quedan centradas las burbujas de niveles especiales acoplados al círculo H .

La ubicación del círculo vertical en el meridiano se consigue determinando a éste, si no es conocido, por el método que se explicará en el parágrafo 39. La figura 21 muestra un teodolito en todos sus detalles.

25. DETERMINACION DEL AZIMUT Y LA DISTANCIA CENTRAL.— Instalado el teodolito en las condiciones vistas en el parágrafo anterior, y después de llevar el diámetro SN del círculo

horizontal (fig. 20), a coincidir con la meridiana, haciendo que la extremidad R de la alidada se ubique en S , y por consiguiente en la graduación 0° del limbo horizontal, se deja fijo el círculo H , usando tornillos especiales de presión, y se hace rotar el V en el sentido retrógrado de las flechas 1, hasta poder enfocar al astro o punto a determinar. Conseguido este resultado, se fija también

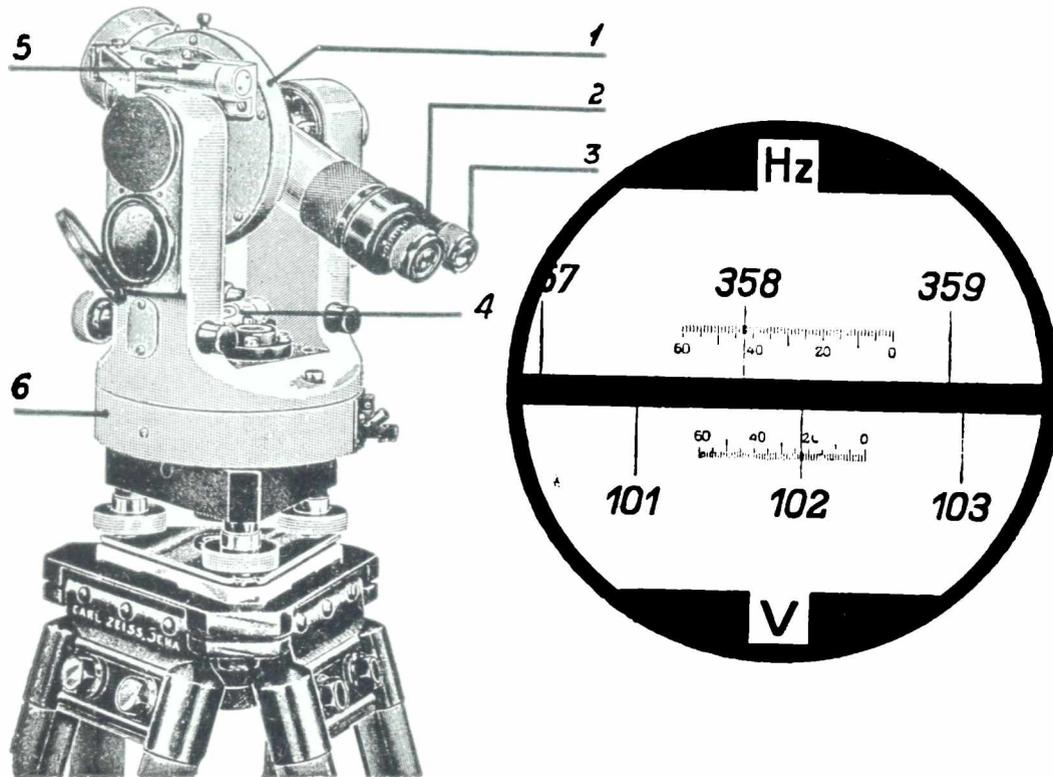


Fig. 21. — Teodolito Zeiss. 1. Caja del limbo vertical; 2. Ocular del antejo; 3. Antejo que permite las lecturas sobre ambos limbos; 4. y 5. Niveles; 6. Caja del limbo horizontal. A la derecha: porciones de ambos limbos, vistas con el antejo 3 provisto de micrómetro ocular.

el círculo vertical actuando sobre sus tornillos de presión y se procede a las lecturas.

La magnitud acusada por el nonius de la alidada, es el valor del azimut α , y la lectura apreciada en el nonius que acompaña al antejo, proporciona el valor de la distancia cenital Z , cuyo complemento, $90^{\circ} - Z$, da la altura h . Por medio de un cronómetro obtenemos el tiempo de observación en el instante de ser enfocado el astro.

26. CORRECCION DE LA ALTURA DE UN ASTRO. — La refracción atmosférica, según se demuestra en el párrafo siguiente, eleva a los astros en sus planos verticales, por lo cual el valor de h obtenido en la determinación anterior, y por consiguiente el de su complemento Z , no son verdaderos. El error cometido es tanto mayor, cuanto menor es el valor de h , es decir, cuanto más cercano al horizonte se encuentre el astro en el momento de observación. La corrección de h se hace utili-

zando tablas especiales, que dan la magnitud media de refracción para todas las alturas ficticias, desde 0° , en cuyo caso es $D = 33'$ (D es el valor de la desviación en altura) hasta los 90° , altura del cenit, donde la desviación es nula.

Si designamos por h a la altura real, y h' a la de observación tendremos:

$$h = h' - D.$$

Como se comprenderá, las distancias cenitales observadas son menores que las reales, y para obtener las verdaderas habrá que sumar a la ficticia el valor D correspondiente a su altura complementaria.

Ya a los 45° de altura el valor de D no alcanza a $1'$ de arco.

27. REFRACCION ATMOSFERICA: DIVERSOS EFECTOS.

-- La desigual densidad de las capas atmosféricas que envuelven al planeta, originan una serie de desviaciones al rayo luminoso que parte de un punto de la esfera celeste, que se traducen en desplazamientos de los astros en altura, dentro de los planos verticales que los contienen.

En la figura 22 puede verse cómo se quiebra el rayo luminoso que parte del astro A , por los sucesivos acercamientos a las normales,

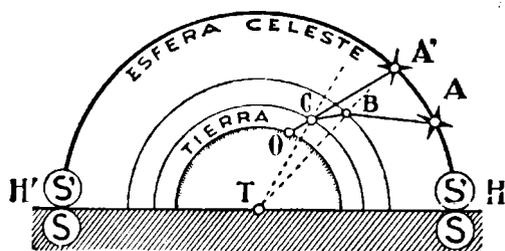


Fig. 22. - La refracción atmosférica.

al incidir sobre las diversas capas de aire, dispuestas en orden de densidad creciente en el sentido de la marcha. El rayo luminoso inicial AB , después de atravesar el presunto vacío sideral, y las distintas capas atmosféricas, llega al ojo O del observador terrestre según la dirección CO , sobre la cual ve-

mos al astro proyectarse en un punto A' del Cielo, tanto más elevado respecto a A , cuanto más próximo al horizonte se encuentre el astro.

La refracción produce entre otros, los siguientes notables efectos:

a) *Variación en las alturas de los astros*, efecto explicado en las consideraciones anteriores.

b) *Variaciones en la declinación y la distancia polar de los astros*, coordenadas éstas que se estudiarán en el par. 50, y que al igual a lo ya visto para las alturas, deben ser corregidas.

c) *El Sol muestra por la mañana y por la tarde todo su disco sobre el horizonte, según S' , cuando recién su borde superior es tangente al mismo según S* , debido a que su diámetro aparente es aproximadamente igual a $33'$, o sea al valor de la desviación en el horizonte. El mismo efecto se produce con la Luna.

d) *Los discos del Sol y de la Luna en el horizonte se asemejan a eclipses*, por acortamiento del diámetro vertical, cuyo extremo inferior se ha desviado por refracción más que el superior, mientras el diámetro horizontal permanece inalterable.

e) Las constelaciones se desfiguran ligeramente en su dirección vertical debido a que sus estrellas más bajas experimentan mayor desviación que las más altas.

De no existir la refracción, el Cielo estrellado ofrecería un aspecto ligeramente distinto del que nos muestra noche tras noche.

28. ALTURA DEL POLO CELESTE Y LATITUD GEOGRÁFICA. — La importante proposición que pasamos a enunciar, permite determinar la latitud geográfica de cualquier lugar de la Tierra, mediante observaciones estelares.

TEOREMA. — La altura h del polo celeste sobre el horizonte, es igual a la latitud geográfica φ del lugar de observación.

Sea L un lugar de la Tierra (fig. 23), cuyo Ecuador es ee' . El eje terrestre pp' , prolongado, determina sobre la esfera celeste que debe, en este caso, considerarse de radio infinito, los polos de la misma P_s y P_n . Trazando la vertical zT del lugar L , el ángulo LTe , nos da la latitud φ de L . Luego (20):

$$\varphi = \text{áng. } LTe.$$

Por otra parte, dirigiendo desde L la visual al polo P_s , dicha visual, dadas las dimensiones de la esfera celeste, será paralela al eje del mundo, y en consecuencia perpendicular a la traza ee' del Ecuador sobre el meridiano Lpp' del lugar L . Luego, el ángulo h , altura del polo celeste sobre el horizonte, tiene sus lados respectivamente perpendiculares a los del ángulo φ , ya que la vertical es normal al horizonte. En consecuencia:

$$h = \varphi.$$

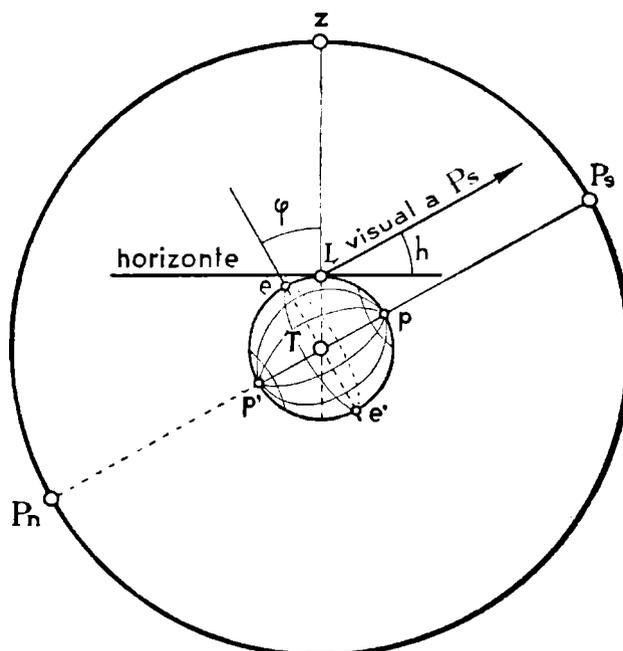


Fig. 23. — Altura h del polo celeste y latitud.

ADVERTENCIAS

I. En lo sucesivo en aquellas figuras en que el punto de vista se encuentre en el Norte destacaremos esa circunstancia, al pie de la misma, con las iniciales N. D. (Norte delante); si en cambio el punto de vista está en el Sur lo indicaremos así: S. D. El alumno debe acostumbrarse

a utilizar indistintamente uno u otro punto de vista en sus representaciones gráficas.

II. Estimamos conveniente, para evitar pesadas repeticiones relativas a referencias comunes en las distintas figuras que se sucederan en adelante, adoptar (dentro de lo posible) una notación fija para puntos, líneas, círculos, planos, ángulos y arcos fundamentales, a los cuales, salvo advertencia en contra, asignaremos las significaciones que siguen:

T . — Tierra, centro de la esfera celeste.

P_s y P_n . — Polos celestes Sur y Norte, respectivamente.

$P_s P_n$. — Eje del mundo.

EE' . — Ecuador celeste (plano, círculo máximo o traza sobre otro plano).

z y n . — Cenit y nadir.

zn . — Vertical del lugar de observación.

HH' . — Horizonte del observador (plano, círculo, línea o traza sobre otro plano).

SN . — Meridiana, rumbo Norte - Sur.

EO . — Rumbo Este - Oeste.

X e Y . — Abscisa y ordenada esférica en todos los sistemas de coordenadas.

$zP_s nP_n$. — Meridiano del lugar (plano, círculo o circunferencia).

φ . — Latitud terrestre o geográfica del lugar.

Δ . — Colatitud del lugar.

a . — Azimut de un astro o de un punto cualquiera del Cielo o de la Tierra.

h . — Altura de un astro o de un punto cualquiera del Cielo o de la Tierra.

Z . — Distancia cenital de un astro o de un punto cualquiera del Cielo o de la Tierra.

EJERCICIOS Y PROBLEMAS

1. ¿Bajo qué diámetro aparente vemos a la Luna, sabiendo que la distancia que la separa de la Tierra es de 60 radios terrestres y que el radio de ésta es igual a $\frac{11}{3}$ del radio lunar?

$R.$: 29' (aprox.).

2. ¿A qué distancia de la Tierra se encuentra el Sol, sabiendo que su radio es 109 veces mayor que el terrestre, cuando el diámetro aparente de aquél astro vale 31' 52"?

$R.$: 149.250.000 km. (aprox.).

3. ¿Cuál es la longitud del radio lunar si la distancia Tierra - Luna es de 60 radios terrestres y el diámetro aparente del satélite vale 31', siendo el radio terrestre de 6370 km.?

$R.$: 1816 km. (aprox.).

4. ¿A qué distancia del observador debe ser colocada una barra de 1 metro de longitud, en sentido normal a la visual para que se la aprecie bajo el ángulo de 1'?

$R.$: 3430 m.

5. ¿Bajo qué ángulo se ve el lado de un triángulo equilátero de 100 metros de altura, dispuesto normalmente al rayo visual y a la distancia de 2500 km.?

$R.$: 8",64.

6. ¿A qué distancia del ojo debe colocarse una munición de 1 mm. de radio para que cubra exactamente los discos del Sol y de la Luna admitiendo que el diámetro aparente de estos astros es de 31'?
- R.*: 0,222 m. = 22,2 cm.
7. Admitiendo que el diámetro aparente de la Tierra visto desde la Luna es de 2°, expresar la distancia Luna - Tierra en radios terrestres.
- R.*: 57,3 r.
8. ¿A qué distancia de la Tierra debiera estar el Sol para que su diámetro aparente tomare el valor de 1''? Tomar como distancia real Sol - Tierra 150.000.000 km. y como diámetro aparente del Sol 32'.
- R.*: 288.000.000.000 km.
9. ¿A qué distancia del Ecuador se encuentra la ciudad de Buenos Aires sabiendo que su latitud es de — 34°36'28''? (1° de meridiano terrestre mide 111,1 km.).
- R.*: 3845,3 km.
10. ¿A qué distancia del Polo Norte de la Tierra se halla la ciudad de La Habana siendo su latitud de 23°09'24'' norte?
- R.*: 7427 km.
11. ¿Qué ángulo forman entre sí las verticales de dos localidades que distan entre sí 1252 km.?
- R.*: 11°17'42''.
12. Calcular la colatitud de Santiago de Chile cuya latitud es de 33° 26'42'' sur, con respecto al Polo Norte de la Tierra.
- R.*: 123°26'42''.
13. Averiguar el ángulo formado por los horizontes de Buenos Aires y La Plata, conociendo la distancia que las separa que es de 52 km.
- R.*: 28'5''.
14. Calcular la latitud del Cabo de Hornos sabiendo que su colatitud referida al Polo Norte es de 145°58'40''.
- R.*: 55°58'40'' S.
15. Dos ciudades de un mismo semimeridiano tienen por latitudes, la primera 32°42'35'' sur y la segunda 11°27'53'' norte. Calcular la distancia entre ellas.
- R.*: 4906,17 km.
16. ¿A qué distancia se encuentran dos localidades situadas en semimeridianos opuestos, la una sobre el trópico de Cáncer y la otra sobre el círculo polar antártico?
- R.*: 15211,09 km.
17. ¿Cuál es la colatitud de cada trópico y de cada círculo polar de la Tierra con respecto al Polo Norte?
- R.*: 66°33'; 113°27'; 23°27' y 156°33.
18. ¿Qué distancia separa a dos puntos antípodas de la Tierra?
- R.*: 20.000 km.
19. ¿Entre qué valores están comprendidos los azimutes de los astros situados al Este del meridiano?
- R.*: 180° y 360°.

20. ¿Entre qué valores están comprendidos los azimutes de los astros situados al Oeste del meridiano?
R.: 0° y 180° .
21. Averiguar la distancia cenital de un astro en el instante en que su altura es de $27^{\circ}19'43''$.
R.: $62^{\circ}40'17''$.
22. ¿Cuál es la altura de un astro cuya distancia cenital es de $114^{\circ}27'14''$?
R.: $-24^{\circ}27'14''$ (bajo el horizonte).
23. ¿Cuál es el punto que tiene una distancia cenital de 180° ?
R.: El nadir.
24. ¿Cuál es la altura del borde inferior del Sol cuando el superior rase el horizonte, teniendo en cuenta la refracción atmosférica?
R.: 0° .
25. ¿Cuándo la distancia cenital verdadera del centro del Sol es de 90° ?
R.: Cuando el borde inferior está $16'30''$ bajo el horizonte.
26. La distancia cenital del polo celeste P_{α} es para Montevideo de $55^{\circ}5'31''$. ¿Cuál es la latitud de esta ciudad?
R.: $34^{\circ}54'29''$ sur.
27. La colatitud de Río de Janeiro respecto al Polo Norte es de $112^{\circ}54'15''$. ¿Cuál será la altura del polo celeste sur sobre su horizonte?
R.: $22^{\circ}54'15''$.
28. Dibujar y orientar la esfera celeste para la ciudad de Roma sabiendo que su latitud es de $41^{\circ}56'6''$ norte.
29. Idem para una localidad situada sobre el trópico de Cáncer.
30. " " " " " " " " círculo polar antártico.

CAPITULO SEGUNDO

LEYES Y CONSECUENCIAS DEL MOVIMIENTO DIURNO

29. DIA ESTELAR O SIDEREO. SU DURACION. — En el par. 7, vimos que el movimiento aparente diurno de la esfera celeste en el sentido retrógrado, es consecuencia inmediata de la rotación de la Tierra en el sentido directo. Deducimos que la duración de ambos movimientos, el real de la Tierra, y el aparente de la esfera celeste, es la misma.

Por observación directa del Cielo, puede comprobarse la importante proposición que sigue:

El tiempo empleado por la Tierra en su rotación es constante.

Es evidente que dicho tiempo es el mismo que transcurre entre dos pasos consecutivos de una estrella, por un determinado semimeridiano (17). Enfoquemos entonces con un antejo una cierta estrella al pasar por el semimeridiano del lugar que suponemos conocido, y anotemos la hora. Dejando fijo el antejo, esperamos en la noche siguiente, el instante en que la misma estrella vuelva a ubicarse en el centro del retículo, y notaremos que entre una y otra observación han transcurrido 23 horas 56 minutos (aprox.) de nuestros relojes.

Si se repite la experiencia en otros lugares de la Tierra y con otras estrellas, se llegará siempre al mismo resultado, lo que comprueba la proposición enunciada.

El tiempo empleado por la Tierra en su rotación, o lo que es igual, el empleado por la esfera celeste o una cualquiera de sus estrellas en el movimiento aparente diurno, se llama día estelar, o más comúnmente, día sidéreo o sideral. Lo definiremos en la siguiente forma:

Día estelar, o sidéreo, es el tiempo que emplea una estrella entre dos culminaciones consecutivas en un mismo semimeridiano.

Se le fracciona en 24 horas divididas en minutos y segundos siderales. Cada hora sideral equivale a 59 minutos 50 segundos de nuestros relojes, resultado fácil de obtener considerando que 24 horas siderales son 23 horas 56 minutos de los relojes comunes.

30. LEYES DEL MOVIMIENTO DIURNO. — Las características que venimos estudiando sobre el movimiento aparente de la esfera celeste y de todos sus astros, conducen a enunciar las leyes que rigen a tales movimientos. El ecuatorial (v. par. 48), es el instrumento que conduce a verificarlas.

PRIMERA LEY: *El día estelar o sidéreo es constante en duración (v. par. 29).*

SEGUNDA LEY: *El recorrido diario de cada astro es un paralelo celeste.*

La ley puede comprobarse prácticamente por fotografía (figura 11a) o con el ecuatorial (fig. 24) instrumento parecido a un teodolito inclinado cuyo círculo azimutal se ha llevado a coincidir

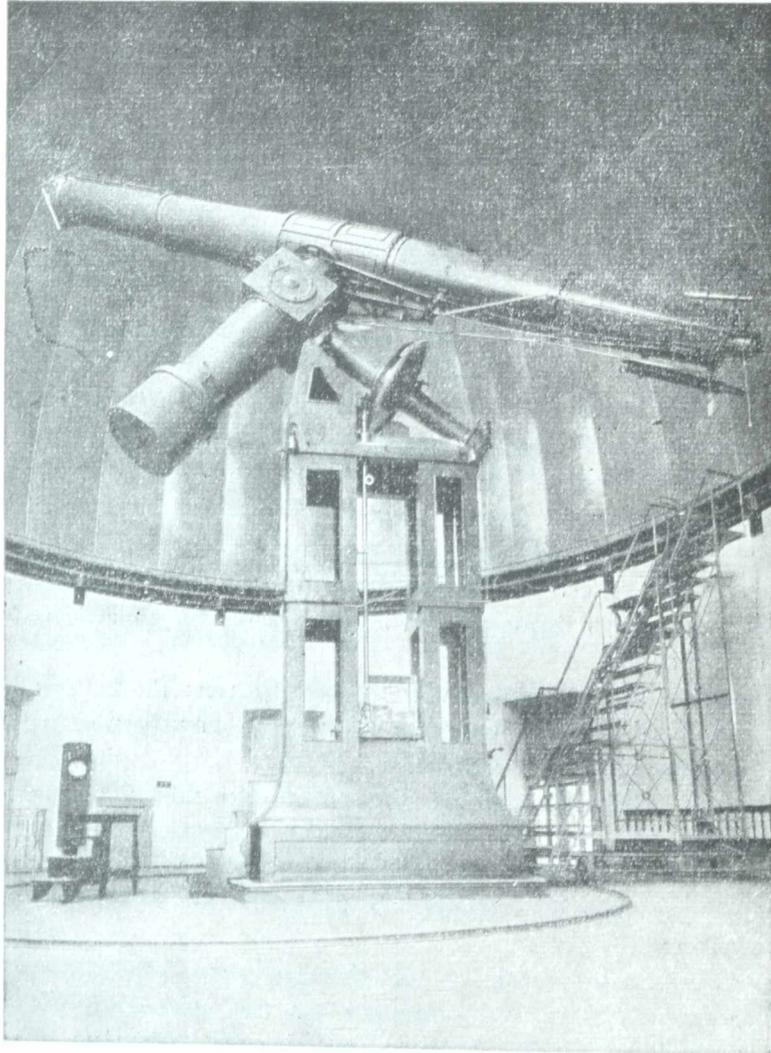


Fig. 24. El ecuatorial del Observatorio Nacional de La Plata

con el ecuador celeste, de modo que el círculo vertical de aquél se habrá transformado en un círculo horario o de declinación en el ecuatorial, y las almicanáradas (14) en paralelos. Los ecuatoriales de los observatorios astronómicos están provistos de un mecanismo de relojería que, actuando sobre el antejo, obliga al eje de éste a describir en un día sidereal una superficie cónica de revolución que intercepta a la esfera celeste según uno de sus paralelos. En tales con-

diciones, notamos que cualquier estrella enfocada por el ecuatorial, permanece constantemente fija en el campo del anteojo, lo que verifica la segunda ley.

Si el astro enfocado fuera errante, su movimiento propio se hará perceptible por un desplazamiento respecto a las estrellas próximas que aparecerán fijas en el campo del instrumento*.

TERCERA LEY: *La velocidad angular en el movimiento diurno, es constante e igual a 15° por hora sideral.* El control de esta ley debe verificarse, como en la segunda, eligiendo por astro de referencia a una estrella. Se observará que una alidada solidaria al anteojo del ecuatorial, va recorriendo sobre el limbo graduado del ecuador del instrumento, arcos de 15° , 30° , 45° , 60° ... en 1, 2, 3, 4... horas siderales. Un reloj sideral puesto en movimiento en el instante de ser enfocado el astro, acusa los tiempos de aquellos recorridos.

CUARTA LEY: *Las velocidades lineales diurnas de los astros sobre sus paralelos, son distintas, puesto que las longitudes de arcos de igual graduación de los distintos paralelos, son desiguales.* Se comprende que las estrellas más veloces de la esfera celeste (en cuanto a velocidad lineal se refiere) son las ecuatoriales (una de las conocidas estrellas llamadas Tres Marias recorre aproximadamente el ecuador celeste); en cambio, las más lentas son las polares, α (alfa) de la Osa Menor en el cielo boreal, y σ (sigma) del Octante en el austral, que parecen inmóviles. La primera es muy útil para orientarse durante la noche, en los lugares donde es visible (todo el hemisferio norte de la Tierra).

Las cuatro leyes enunciadas, conducen a formular la ley general siguiente, relativa al movimiento estelar diurno:

Los movimientos diurnos de las estrellas son circulares, paralelos, uniformes, isócronos y de sentido retrógrado.

Se sigue que el cielo estrellado se comporta como una esfera rígida, rotando uniformemente alrededor de uno de sus diámetros (eje del mundo) en 23 h. 56 m. de nuestros relojes, o lo que es lo mismo, en 24 horas siderales.

31. VARIACIONES DIURNA Y ANUAL DEL ASPECTO DEL CIELO EN UN MISMO LUGAR DE LA TIERRA. — A consecuencia del movimiento diurno de la esfera celeste, cuyas leyes venimos de estudiar, el Cielo ofrece al observador en una misma noche, un aspecto cambiante ante el desfile continuo de astros, de los cuales unos se elevan sobre el horizonte del Este, a tiempo que otros bajan hacia el del Oeste.

Además, si se contempla desde un mismo lugar el Cielo en las distintas épocas del año, se notará que las constelaciones visibles en

* En realidad, los astros errantes, por pasar de uno a otro hemisferio celeste, van describiendo día tras día distintos paralelos, pero poco espaciados cuando son consecutivos, dando lugar, la composición del movimiento diurno con el propio, a una trayectoria helicoidal sobre la esfera celeste.

una determinada estación, dejan de serlo en la estación opuesta, obedeciendo el cambio al movimiento anual de traslación del planeta alrededor del Sol, cuyos detalles se estudian en otro lugar de este texto.

En resumen: podemos afirmar que la configuración del Cielo estrellado en un mismo lugar de la Tierra es variable por dos causas:

1º *Por la rotación de la Tierra en un día sideral* (variación diurna).

2º *Por la traslación del planeta en un año alrededor del Sol* (variación anual).

ASPECTO DEL CIELO SEGUN LA LATITUD: LAS TRES ESFERAS

32. INFLUENCIA DE LA LATITUD SOBRE EL ASPECTO DEL CIELO. — Afirma TOLOMEO en el "ALMAGESTO", que "*la Tierra es redonda de Norte a Sur*", en razón de haberse observado que trasladándose sobre la superficie del planeta en aquel sentido, van apareciendo por la región Sur del horizonte nuevas estrellas mientras desaparecen otras por la parte opuesta.

Esta importante observación demuestra que la latitud φ del lugar, juega un rol preponderante sobre la configuración que ofrece el cielo en todo cuanto se refiera a astros visibles.

33. ESTRELLAS CIRCUMPOLARES; CULMINACIONES. — Para todo lugar terrestre, distinto del Ecuador, existen en el Cielo, estrellas que *no salen ni se ponen*, por recorrer sus paralelos celestes en el semiespacio superior al horizonte.

Tales estrellas, llamadas circumpolares, presentan la notable ventaja de poder ser enfocadas en sus pasos superior e inferior (17) por el meridiano, espaciados en 12 horas siderales (11 horas 58 minutos de nuestros relojes).

Esta condición de las estrellas circumpolares, da lugar a importantes determinaciones astronómicas.

34. ZONAS CELESTES PERPETUAMENTE VISIBLES E INVISIBLES PARA LA LATITUD φ . DECLINACION. — Pueden determinarse para una latitud cualquiera de la Tierra, las zonas del Cielo que contienen a las estrellas siempre visibles, o siempre invisibles para las localidades de dicha latitud.

Sea $zP_s nP_n$ (fig. 25) el meridiano del lugar de observación. La latitud de éste, φ , viene dada (28) por el arco HP_s que mide la altura del polo celeste P_s , respecto al horizonte HH' . Siendo EE' la traza del Ecuador sobre el meridiano, tracemos por H el paralelo HA cuya graduación es dada por el arco $HE' = 90^\circ - \varphi$, en valor absoluto.

La zona o casquete esférico del Cielo, comprendida entre el polo celeste P_s , y el paralelo HA , es la *zona perpetuamente visible* para la latitud φ , y las estrellas ubicadas en ella son circumpolares, por describir en su movimiento diurno, paralelos situados en su integridad en el semiespacio superior al horizonte.

Del mismo modo, trazando por H' el paralelo $H'B$, de igual graduación que el HA , pero en el hemisferio celeste opuesto al del observador, habremos delimitado otro casquete esférico $P_n H'B$, que es la *zona perpetuamente invisible* para la latitud dada, desde que los astros ubicados en ella efectúan su recorrido diurno debajo del horizonte del observador*.

Se llama *declinación* δ (delta) de un astro, a su distancia angular al Ecuador, dada por la graduación del paralelo celeste que recorre en su movimiento diurno.

Se la mide de 0° a 90° , pudiendo ser austral o boreal en conformidad con el hemisferio que contiene al astro. Por convención, se consideran positivas a las declinaciones boreales, y negativas a las australes.

De lo expuesto, deducimos dos leyes relativas a las condiciones de perpetua visibilidad o invisibilidad de las estrellas del Cielo para un determinado lugar de la Tierra:

PRIMERA LEY: *Una estrella es perpetuamente visible (circumpolar) para un lugar, si su declinación δ es superior al complemento de la latitud φ , siempre que δ y φ sean del mismo nombre (ambas australes o ambas boreales).*

SEGUNDA LEY: *Una estrella es perpetuamente invisible para un lugar, si su declinación δ es superior al complemento de la latitud φ , siempre que δ y φ sean de distinto nombre (una boreal y otra austral o viceversa).*

En virtud de dichas leyes, para las localidades ecuatoriales ($\varphi = 0^\circ$) no existen estrellas circumpolares ni estrellas invisibles.

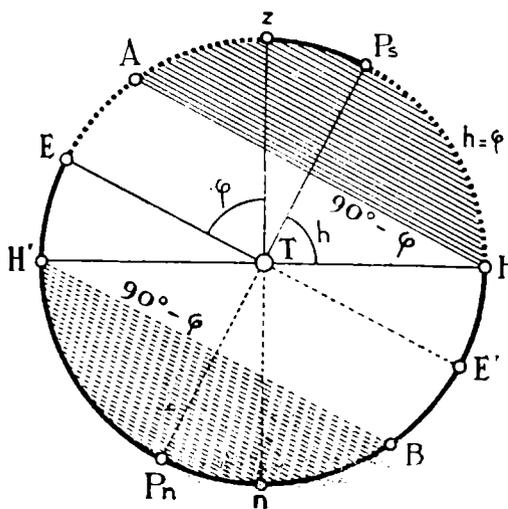


Fig. 25. — Zonas de perpetua visibilidad y de perpetua invisibilidad.

* La precesión de los equinoccios, que se estudiará más adelante, hace variar lentamente esas zonas, haciendo invisibles estrellas de la primera y visibles a otras de la segunda.

En cambio, las mismas demuestran que desde un polo de la Tierra, ($\varphi = \pm 90^\circ$) sólo se contemplan estrellas circumpolares.

35. EL CIELO VISTO DESDE UNA LATITUD INTERMEDIA (ESFERA OBLICUA). — En la figura 26 puede apreciarse a la esfera celeste orientada para la latitud $\varphi = -35^\circ$, muy cercana a

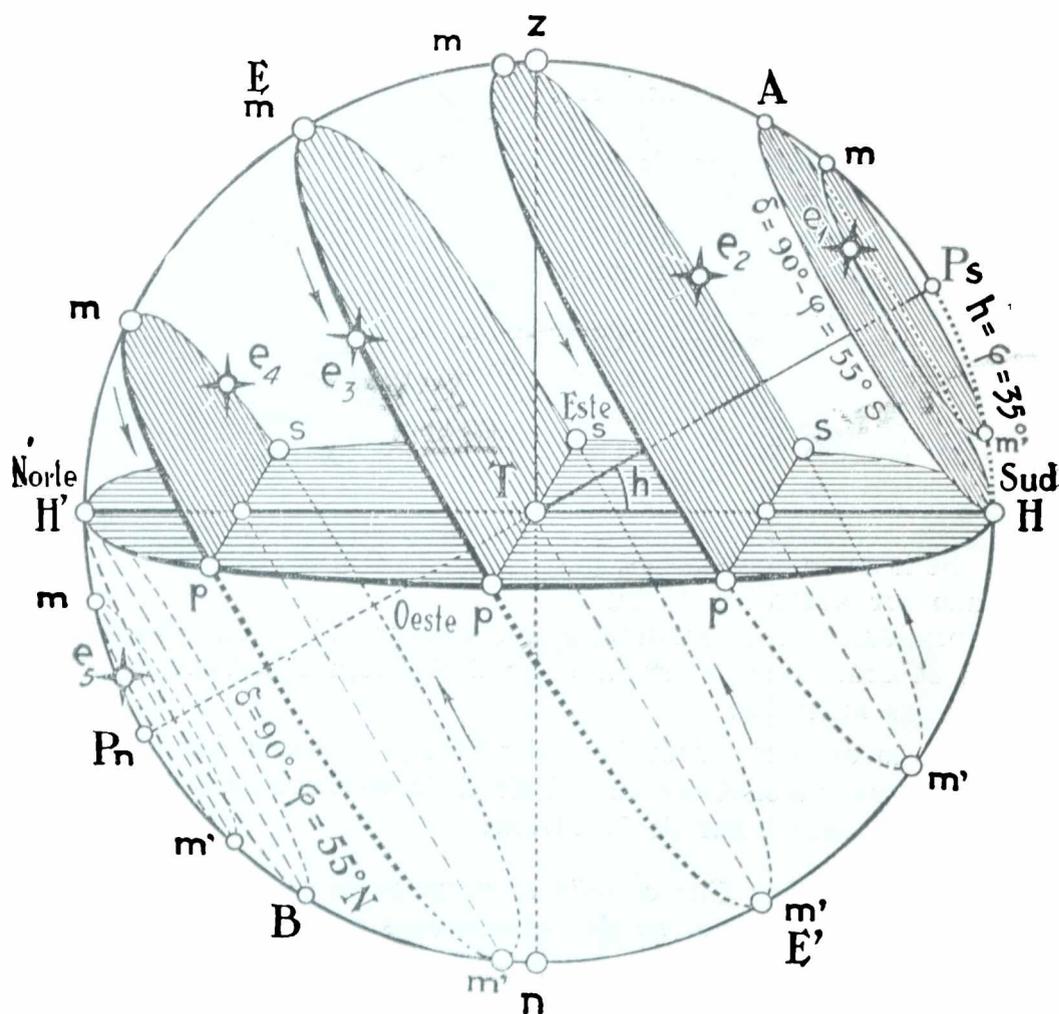


Fig. 26 Recorrido diario de las estrellas para la latitud $\varphi = 35^\circ$.

las de Buenos Aires, La Plata, Montevideo, Santiago de Chile, Cabo de Buena Esperanza, Sidney, etc.

El paralelo celeste de cada estrella va designado por mm' , correspondiendo los puntos m y m' a las culminaciones superior e inferior de cada astro en el meridiano $zP_s nP_n$ del lugar. Con s y p vienen anotados los puntos de salida y puesta de dichos astros.

Se han trazado además los paralelos HA y $H'B$, que delimitan las zonas de perpetua visibilidad o invisibilidad integradas por los casquetes esféricos $P_s HA$ y $P_n H'B$ respectivamente. La graduación

de dichos paralelos (igual a la declinación de los astros que los recorren) es (34): $\delta = 90^\circ - \varphi$, en este caso, $90^\circ - 35^\circ = 55^\circ$ (austral para el primero, y boreal para el segundo).

Por características afines en el movimiento diurno, clasificamos a las estrellas visibles desde la latitud φ en cinco tipos:

1º *Estrellas cuya declinación es mayor que el complemento de la latitud, pero del mismo nombre.*

Estas estrellas, como la e_1 , son circumpolares y por consiguiente siempre visibles. En la esfera que estudiamos lo son aquéllas en que $\delta > 55^\circ$ austral.

2º *Estrellas cuya declinación está comprendida entre $90^\circ - \varphi$, y 0° , siendo δ y φ de un mismo nombre.*

Una cualquiera de estas estrellas e_2 , recorre en la parte superior del horizonte entre la salida y la puesta, un arco se_2p de paralelo celeste, superior a 180° , de modo que diariamente permanece sobre el horizonte durante más de 12 horas siderales. Para la latitud apuntada están en esta condición las estrellas con declinación austral inferior a 55° .

3º *Estrellas de declinación nula.*

Toda estrella de este tipo (ecuatorial) como la e_3 , recorre sobre el horizonte entre la salida y la puesta, un arco $se_3p = 180^\circ$, por lo que permanece sobre el horizonte durante 12 horas siderales.

4º *Estrellas cuya declinación de nombre contrario a la latitud, está comprendida entre 0° y $90^\circ - \varphi$.*

Tales estrellas, como la e_4 , recorren sobre el horizonte un arco se_4p , inferior a 180° , y permanecen sobre el mismo menos de 12 horas siderales entre sus salidas y sus puestas. En la latitud de la figura 26, se hallan en este caso las estrellas cuya declinación está comprendida entre 0° y 55° Norte.

5º *Estrellas con declinación de nombre contrario a la latitud, superior a $90^\circ - \varphi$.*

Estas estrellas, como la e_5 , permanecen constantemente bajo el horizonte y son invisibles para las localidades de latitud φ . Para la latitud de 35° Sur, se encuentran en esa condición las estrellas con declinación boreal superior a 55° .

Deducimos como leyes generales relativas a la esfera oblicua:

- a) *Las estrellas del hemisferio del observador, permanecen visibles para éste, entre los instantes de salida y puesta, durante más de 12 horas siderales.*
- b) *Las estrellas del hemisferio opuesto al del observador, permanecen visibles para éste, entre los instantes de salida y puesta, durante menos de 12 horas siderales.*
- c) *Las estrellas con declinación superior al complemento de la latitud, y del mismo nombre, son circumpolares.*
- d) *Las estrellas con declinación superior al complemento de la latitud y de nombre contrario, son eternamente invisibles.*

36. EL CIELO VISTO DESDE EL ECUADOR (ESFERA RECTA). — En el Ecuador la latitud del observador es $\varphi = 0^\circ$, y en virtud del teorema visto en parágrafo 28, los polos celestes P_s y P_n son los puntos Sur y Norte del horizonte, con lo que el eje del mundo es la meridiana del lugar. El ecuador celeste EpE' , será plano vertical por contener a la vertical zn , y por consiguiente los paralelos al ser normales al horizonte, quedan divididos por éste en dos partes iguales (fig. 27). Cualquier estrella e del Cielo, describe entre su salida s , y su puesta p , una semicircunferencia en cuyo recorrido emplea 12 horas siderales.

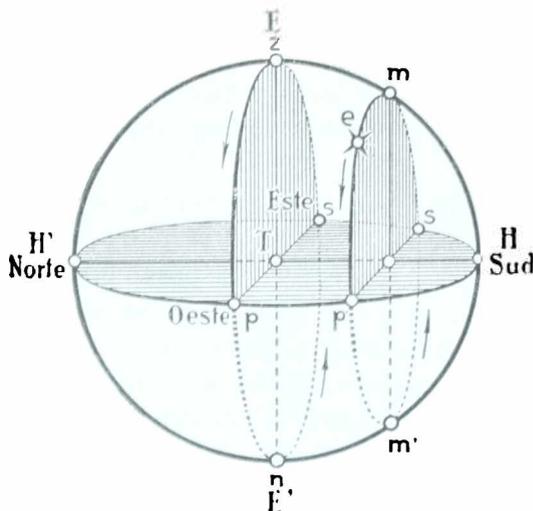


Fig. 27. — Recorrido diario de las estrellas, visto desde el ecuador.

por contener a la vertical zn , y por consiguiente los paralelos al ser normales al horizonte, quedan divididos por éste en dos partes iguales (fig. 27). Cualquier estrella e del Cielo, describe entre su salida s , y su puesta p , una semicircunferencia en cuyo recorrido emplea 12 horas siderales.

No hay estrellas circumpolares ni de invisibilidad perpetua, porque la declinación $90^\circ - \varphi$, (34) corresponde a los polos celestes.

a) *Todas las estrellas describen semicircunferencias en el semiespacio superior al horizonte, siendo visibles durante 12 horas siderales, entre sus salidas y sus puestas.*

b) *No hay estrellas circumpolares, ni de perpetua invisibilidad, y por lo tanto son visibles todas las estrellas del Cielo.*

a) *Todas las estrellas describen semicircunferencias en el semiespacio superior al horizonte, siendo visibles durante 12 horas siderales, entre sus salidas y sus puestas.*

37. EL CIELO VISTO DESDE UN POLO DE LA TIERRA (ESFERA PARALELA).

— La figura 28 representa la esfera celeste correspondiente al observador situado en el Polo Sur de la Tierra. Los polos celestes P_s y P_n , son el cenit y el nadir, respectivamente, por cuya razón el eje del mundo es la vertical del observador. En estas condiciones, el ecuador celeste EE' , es el horizonte astronómico, y las órbitas diarias de las estrellas son *almicantillas* (14). Las estrellas visibles, que son todas las del hemisferio del observador, como la e_1 , son circumpolares, y las del hemisferio opuesto, como e_2 , son invisibles eternamente (a no ser las

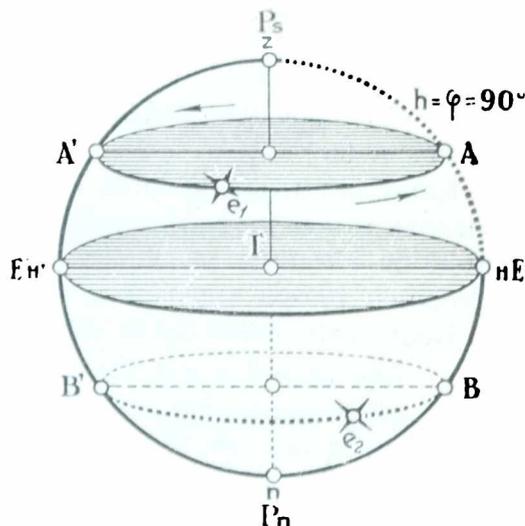


Fig. 28. — Recorrido diario de las estrellas, visto desde el Polo Sur.

inmediatas al Ecuador que al ser elevadas por la refracción en $33'$, se hacen visibles si distan de dicho plano menos que esa magnitud).

Resumiendo:

- a) *El observador ve todas las estrellas de su hemisferio celeste, permaneciendo invisibles las del hemisferio opuesto.*
- b) *Todas las estrellas recorren almicerantáradadas en su movimiento diurno, y son circumpolares.*

38. DETERMINACION DEL MERIDIANO; EL GNOMON. —

La más sencilla determinación de la posición del meridiano (17) se obtiene por el método del gnomon (del lat. gnómon, del gr. gnomon, de gignosko, conocer).

Por la mañana, los cuerpos iluminados por el Sol, proyectan sombras hacia el Oeste, y después del mediodía hacia el Este. Dichas sombras, a partir de la salida del Sol, van acortándose a medida que el astro se acerca a su culminación superior que alcanza a mediodía, donde toman su longitud mínima. Por la tarde se repite el mismo proceso en sentido inverso, pero, a iguales alturas del Sol, corresponden iguales sombras en longitud. Como el movimiento del Sol es sensiblemente constante en velocidad angular a lo largo del día, se sigue, que disponiendo una varilla AB (fig. 29) normal a un plano horizontal α , se obtendrán sombras de igual longitud a intervalos de tiempos iguales, tomados antes y después del mediodía. Luego, si a cierta hora de la mañana registramos sobre el plano α la sombra BC en dirección y longitud, llegará un instante por la tarde, en que la sombra de la varilla será BD , igual en longitud a la BC . Registrándola sobre el plano α , se forma el ángulo CBD , cuya bisectriz mm es la meridiana (18). El plano μ (μ) determinado por ésta y la vertical AB , es el meridiano del lugar.

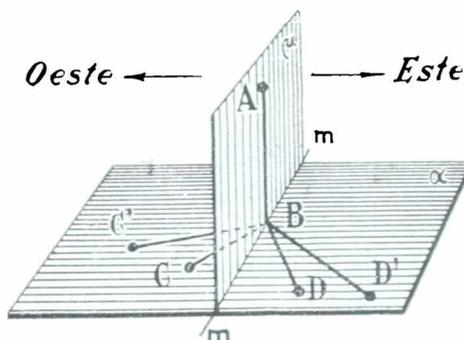


Fig. 29. — Método del Gnomon.

Repitiendo la operación con otros pares de sombras de igual longitud $BC' = BD'$. . . , etc., tomadas a distintas horas, se consigue controlar y corregir el resultado obtenido, que por otra parte es sólo aproximado.

39. DETERMINACION DEL MERIDIANO; ALTURAS CORRESPONDIENTES. —

El meridiano (19) es plano de simetría en los recorridos de los astros, los cuales adquieren su máxima altura sobre el horizonte del lugar en la culminación superior (17).

Si en un instante dado un astro ocupa la posición e_1 al Este de aquel plano, algún tiempo después ocupará la posición simétrica e_2 ,

al Oeste, y en tal instante, y únicamente en él, la altura h del astro será la misma que la registrada en e_1 .

Dos alturas iguales de un mismo astro, para distintas posiciones de éste en el Cielo, se llaman alturas correspondientes.

Las alturas correspondientes de una estrella cualquiera, permiten determinar el meridiano del lugar L de observación (fig. 30).

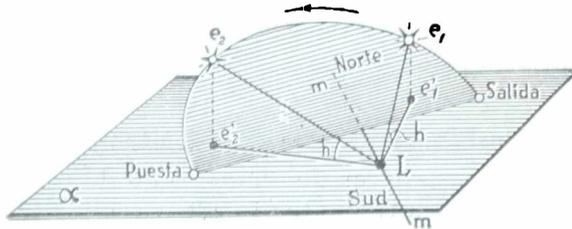


Fig. 30. — Método de las alturas correspondientes.

Se dirigen las visuales Le_1 y Le_2 al astro cuando ocupa las posiciones e_1 y e_2 , equidistantes del horizonte α , y se proyectan dichas visuales sobre el último según Le'_1 y Le'_2 . La bisectriz mm del ángulo $e'_1Le'_2$, es la meridiana o línea Norte-Sur, y el plano vertical que la contiene será el meridiano del lugar L .

La determinación se lleva a cabo con el teodolito (24).

40. DETERMINACION DE LA DISTANCIA CENITAL DEL POLO CELESTE; DIRECCION DEL EJE DEL MUNDO. —

1. Podrá fijarse para un lugar la dirección del eje del mundo, conociendo la distancia cenital Z del polo celeste correspondiente a su hemisferio.

Determinado el meridiano (39), se ubica en el mismo el círculo vertical del teodolito (24) y se aguardan con el anteojo del aparato las dos culminaciones diurnas de una estrella circumpolar conocida (33).

Cuando ésta (fig. 31) efectúa su paso superior en e_1 , se la podrá enfocar con el anteojo, leyéndose a continuación sobre el limbo graduado del círculo vertical, el valor Z_1 de su distancia cenital.

Después de 12 horas siderales, vuelve a ser enfocada la estrella en e_2 y podrá obtenerse su distancia cenital Z_2 , en la culminación inferior. El valor de Z , distancia cenital del polo celeste P_s , es la semisuma de las lecturas obtenidas, es decir:

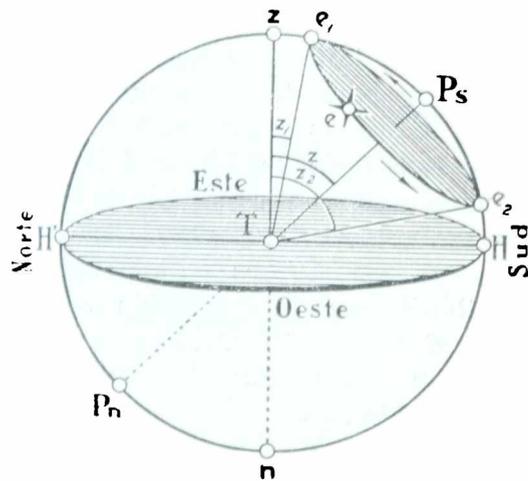


Fig. 31. — Distancia cenital del polo celeste.

$$Z = \frac{Z_1 + Z_2}{2}$$

Luego: *la distancia cenital del polo celeste, es la semisuma de las distancias cenitales de cualquier estrella circumpolar tomadas en los instantes de sus pasos superior e inferior por el meridiano del lugar.*

2. Haciendo girar el anteojo del teodolito sobre el círculo vertical, hasta que su nonius permita leer sobre el limbo graduado el valor obtenido para Z , el anteojo estará dirigido al polo celeste P_s , y su eje óptico coincidirá en dirección con el eje del mundo.

Claro está que este método podrá ser utilizado solamente en aquella época del año en que la noche cerrada tenga una duración superior a 12 horas siderales.

En cualquier época puede determinarse la altura del polo sobre el horizonte mediante otros métodos, entre ellos determinando dos alturas de una misma estrella y los instantes correspondientes a esas observaciones.

41. DETERMINACION DE LA LATITUD DE UN LUGAR. —

Obtenida como acaba de verse la distancia cenital Z del polo celeste, la altura h de éste sobre el horizonte será:

$$h = 90^\circ - Z$$

y por consiguiente (según teorema de parágrafo 28) el valor de la latitud es:

$$\varphi = h = 90^\circ - Z.$$

42. DISTANCIA CENITAL DE LA INTERSECCION DEL MERIDIANO DEL LUGAR CON EL ECUADOR. —

El meridiano del lugar $zP_s nP_n$ intercepta a la esfera celeste según una circunferencia máxima que corta al Ecuador en los puntos diametralmente opuestos E y E' (fig. 32). De dichos puntos interesa el superior al horizonte Q , que como se verá en parágrafo 44, se toma como origen en el sistema horario de coordenadas ecuatoriales.

La distancia cenital de Q , está dada por el arco de meridiano QZ que mide la latitud φ del lugar y en consecuencia:

La distancia cenital de la intersección del semimeridiano de un lugar con el Ecuador, es igual a la latitud geográfica del lugar, o lo que es lo mismo, a la altura del polo celeste sobre el horizonte.

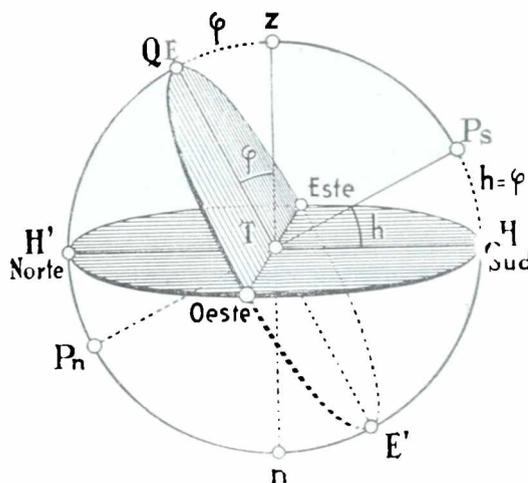


Fig. 32. — Intersección del semimeridiano con el ecuador.

EJERCICIOS Y PROBLEMAS

31. Reducir 15 h. 27 m. 32 s. siderales a tiempo solar medio (del reloj).
R.: 15 h. 24 m. 57 s. solares.
32. Reducir 7 h. 42 m. 15 s. de nuestros relojes a tiempo sidereal.
R.: 7 h. 43 m. 32 s. siderales.
33. Determinar entre qué declinaciones están comprendidas las estrellas circumpolares para el horizonte de Asunción del Paraguay, sabiendo que la latitud de esta ciudad es: $\varphi = -25^{\circ}16'54''$ (las latitudes australes son negativas).
R.: Entre $-64^{\circ}43'6''$ y -90° .
34. La latitud de Montevideo es $\varphi = -34^{\circ}54'29''$. Determinar entre qué declinaciones están comprendidas las estrellas eternamente invisibles para dicha ciudad.
R.: Entre $55^{\circ}5'31''$ y 90° .
35. Averiguar para Río de Janeiro la declinación de la estrella circumpolar cuyo paralelo es tangente al horizonte, sabiendo que la latitud de dicha ciudad es: $\varphi = -22^{\circ}54'15''$.
R.: $-67^{\circ}5'45''$.
36. Determinar la declinación mínima de las estrellas circumpolares para Santiago de Chile siendo su latitud: $\varphi = -33^{\circ}26'42''$.
R.: $56^{\circ}33'18''$ austral (negativa).
37. ¿A qué latitud mínima debe ubicarse un observador para que la estrella Rigel cuya declinación es: $\delta = 8^{\circ}16'10''$ Sur, sea circumpolar?
R.: $-81^{\circ}43'50''$ (por ser negativa es austral).
38. ¿En qué latitud debemos ubicarnos para que Aldebarán sea estrella circumpolar, sabiendo que su declinación es: $\delta = 16^{\circ}23'25''$ Norte?
R.: $73^{\circ}36'35''$ (esta latitud es boreal).
39. ¿Es visible desde Leningrado ($\varphi = 59^{\circ}56'30''$) una estrella con declinación: $\delta = -31^{\circ}14'27''$?
R.: no es visible (sólo ve hasta $30^{\circ}3'30''$).
40. ¿Es visible desde Buenos Aires ($\varphi = -34^{\circ}36'28''$) la estrella Vega de la Lira, cuya declinación es: $\delta = 38^{\circ}43'36''$?
R.: sí (porque son visibles hasta $\delta = 55^{\circ}23'32''$).
41. ¿Es visible desde el Cabo de Hornos ($\varphi = -55^{\circ}58'40''$) la estrella Deneb cuya declinación es: $\delta = 45^{\circ}3'55''$?
R.: no (porque sólo lo son hasta $34^{\circ}1'20''$).
42. Dibujar orientada la esfera celeste de Bogotá ($\varphi = 4^{\circ}35'48''$). Fijar las zonas de perpetua visibilidad y perpetua invisibilidad.

43. Idem para un lugar situado sobre el trópico de Capricornio.
44. " " " " " " " " círculo polar ártico.
45. En cierta fecha del año el Sol culmina a las 11 h. 57 m. 36 s.; ¿a qué hora de la tarde tendrá la altura correspondiente a las 9 h. 14 m. 37s.?
R.: a las 14 h. 40 m. 35 s.
46. En Caracas ($\varphi = 10^{\circ}30'50''$) se ha tomado la distancia cenital de una estrella circumpolar en su culminación superior obteniéndose $78^{\circ}37'14''$; ¿cuál será la distancia cenital de la estrella en su culminación inferior?
R.: $80^{\circ}21'6''$.
47. Se ha tomado desde la Habana ($\varphi = 23^{\circ}9'24''$) la altura de una estrella circumpolar en su culminación inferior obteniéndose $12^{\circ}17'29''$; ¿cuál será la distancia cenital en la culminación superior?
R.: $55^{\circ}48'41''$.
48. Determinar la latitud geográfica de Lima, sabiendo que la distancia cenital de una estrella circumpolar en culminación superior es de $75^{\circ}18'23''$ y la altura de la misma en culminación inferior $9^{\circ}24'31''$.
R.: $-12^{\circ}3'4''$.

COORDENADAS ECUATORIALES

43. EQUINOCCIOS: PUNTO VERNAL. — En el parágrafo 4, al ocuparnos de los astros errantes, se hizo mención de un movimiento del Sol entre los astros fijos (estrellas) en el sentido directo (18). Se dijo también, que la velocidad angular de ese movimiento es aproximadamente de 1° por día. En virtud de él, aparece el Sol describiendo en un año una circunferencia máxima sobre la esfera celeste, denominada *eclíptica*. Se verá más adelante, que el movi-

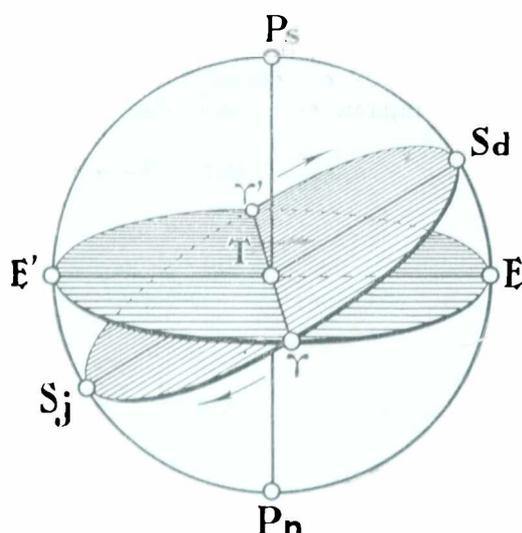


Fig. 33. -- Punto vernal.

miento del Sol sobre dicha circunferencia es consecuencia inmediata del movimiento real de traslación de la Tierra alrededor de aquel astro.

La eclíptica $S_d Y S_j Y'$ (fig. 33), corta a la línea del Ecuador celeste en dos puntos diametralmente opuestos, llamados equinoccios (del lat. æquinoctium, de æquus, igual y nox, noche). Uno de ellos, Y , es el *equinoccio de marzo*, o *punto vernal* (antes se llamó también punto *Aries*) y el centro del Sol pasa por él hacia el 21 de marzo de cada año. El otro, Y' es el *equinoccio de setiembre*,

o *punto libra*, y es alcanzado por el centro del Sol hacia el 22 ó 23 de setiembre.

Las flechas de la figura indican el sentido directo del desplazamiento anual del Sol.

44. PRIMER SISTEMA DE COORDENADAS ECUATORIALES: ANGULO HORARIO t Y DECLINACION δ . — En este sistema, llamado también *horario*, la posición del astro en un instante dado, es referida al Ecuador EE' como plano fundamental, y al punto Q (42), intersección superior de aquel plano con el meridiano del lugar, como origen. En estas condiciones el eje fundamental, es el eje del mundo $P_s P_n$, tomándose siempre a P_n como polo principal para la determinación del sentido (18).

Se llama *ángulo horario* t de un astro A (fig. 34), en un determinado instante, a su *abscisa esférica* X relativa al Ecuador EE' y al punto de origen Q . Será, entonces:

$$t = X = \text{arc. } QA'.$$

Se cuenta de 0° a 360° a partir de Q en el sentido retrógrado (flecha 1), que es el del movimiento diurno, o bien de 0 a 24 horas, correspondiendo 1h a 15° de arco (30).

El ángulo horario de toda estrella en su culminación inferior (17), es:

$$t = 180^\circ = 12\text{h.}$$

Llamamos *declinación* δ de un astro A , a su *ordenada esférica* Y referida al Ecuador EE' . Se tendrá:

$$\delta = Y = \text{arc. } AA'.$$

Su valor varía entre 0° y $\pm 90^\circ$, siendo positivas las boreales y negativas las australes (por convención). La declinación δ de una estrella es invariable, por describir aquélla constantemente el mismo paralelo celeste: la graduación de este paralelo es el valor de δ .

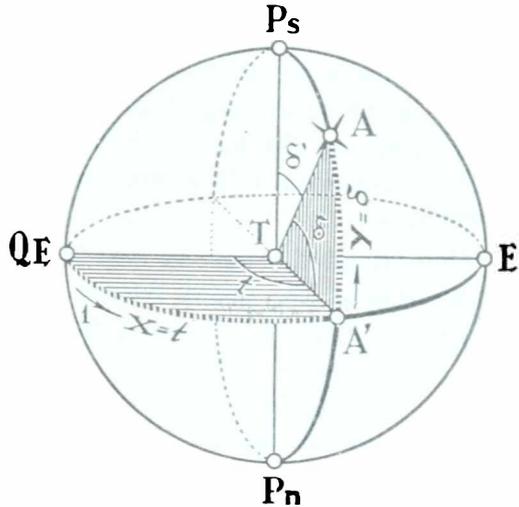


Fig. 34. — Ángulo horario y declinación.

45. DISTANCIA POLAR δ' . — Es el ángulo comprendido entre la visual TA dirigida al astro (fig. 34) y el eje del mundo $P_s P_n$, siendo dada por el arco de semicírculo horario que va del astro A , al polo principal. En la figura el valor de δ' lo da el arco AP_n .

Se mide a partir del polo principal, de 0° a 180° y es siempre positiva.

La declinación δ , y la distancia polar δ' , son magnitudes complementarias, de modo que:

$$\delta + \delta' = 90^\circ \quad \therefore \quad \delta = 90^\circ - \delta' \quad \text{y} \quad \delta' = 90^\circ - \delta.$$

Si el valor de δ es negativo (caso de la fig. 34), la distancia polar δ' será superior a 90° . Al polo celeste P_s corresponde: $\delta' = 180^\circ$, de modo que la Polar Sur, tendrá una distancia polar muy próxima a dicha magnitud.

Es muy común reemplazar en los sistemas de coordenadas ecuatoriales, la declinación δ por la distancia polar δ' .

46. TIEMPO SIDERAL DE UN LUGAR. ORIGEN DEL DIA SIDEREO. — Para medir el tiempo, es indispensable disponer:

1. *De una unidad constante en duración.*

2. *De un instante inicial u origen a partir del cual se irán escalonando dichas unidades en serie ininterrumpida, en forma tal, que cada una comience en la terminación de la precedente.*

El tiempo sidereal es el medido en días siderales y sus fracciones, horas, minutos y segundos.

Ya se vió en par. 30, que el día sidereal es constante en duración. En tal carácter, constituye la unidad ideal para las medidas temporales, y el astro regulador de esta especie de tiempo, puede ser una cualquiera de las estrellas del Cielo, desde que todas emplean el mismo tiempo entre dos culminaciones consecutivas, superiores o inferiores.

Considerando que el punto vernal Υ (43) se mueve sobre la esfera celeste en igual forma que las estrellas en el movimiento diurno, se ha convenido en tomar a dicho punto como origen y regulador del tiempo sidereal.

Un reloj que mida este tiempo se llama RELOJ SIDERAL y debe indicar 0h0m0s en el instante en que culmina superiormente el punto vernal.

Las consideraciones anteriores, definen al tiempo sidereal, ya que se conocen:

a) *La unidad de medida (día sidereal).*

b) *El origen (instante de la culminación superior del punto vernal Υ en el semimeridiano del lugar).*

En realidad el tiempo regulado por el punto vernal, y el regulado por una estrella, no son rigurosamente iguales, debido al movimiento retrógrado del punto Υ llamado precesión de los equinoccios, del cual no participan las estrellas. Se origina una diferencia entre los tiempos registrados que alcanza a un día por cada 26000 años (duración de la precesión). Como esta diferencia equivale a menos de un centésimo de segundo por día sidereal, no se la toma en cuenta, sobre todo considerando que el tiempo sidereal no es acumulativo.

47. RELACION ENTRE EL TIEMPO SIDERAL T_s Y EL ANGULO HORARIO θ DEL PUNTO VERNAL. — Si designamos por θ (theta) al ángulo horario (44) del punto vernal Υ , teniendo en cuenta que este punto se desplaza en el movimiento diurno, con velocidad angular de 15° por hora sidereal (30), resultará que en los instantes en que θ , para un lugar de la Tierra, va tomando los valores 0° , 15° , 30° , 45° , ... etc., el reloj sidereal irá acusando 0h, 1h, 2h, 3h..., etc., de modo que si se designa por T_s al tiempo sidereal, se verificará siempre:

$$T_s = \theta.$$

es decir, que: *el tiempo sideral T_s de un lugar cualquiera de la Tierra, en un determinado instante, es igual al ángulo horario θ del punto vernal en dicho instante.*

Son fáciles de obtener las equivalencias siguientes:

1°	de ángulo horario	corresponde a	4m	siderales
1'	4s
1m	.. tiempo sidéreo	15'	de ángulo horario
1s	15"

48. **ECUATORIAL.** — En el párrafo 30, se hizo mención de este instrumento, al hablar de la verificación de las leyes del movimiento diurno. Como se dijo, no es más que un teodolito inclinado, uno de cuyos círculos está dispuesto según el plano del Ecuador, y el otro, constantemente normal al anterior, será siempre un círculo horario o de declinación (12). La figura 35 lo muestra esquemáticamente.

Omitimos la descripción del esquema, puesto que es en un todo análoga a la ya vista para el teodolito (24). Como se comprenderá, $P_s P_n$ es la dirección del eje del mundo, y EE' la traza del ecuador celeste sobre un círculo horario.

Con este instrumento pueden determinarse las coordenadas ecuatoriales horarias de cualquier astro, en la forma vista para la determinación de las coordenadas horizontales (25) con el teodolito.

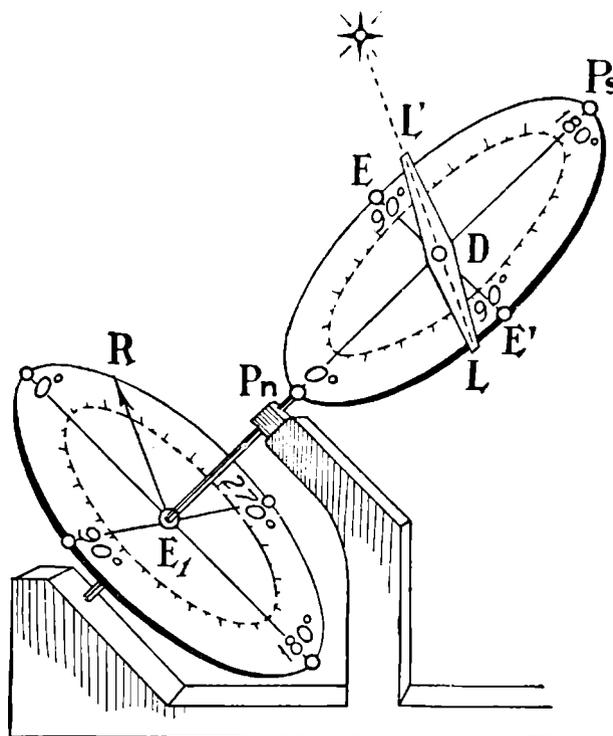


Fig. 35. — Esquema del ecuatorial.

49. **DETERMINACION DEL ANGULO HORARIO t Y LA DISTANCIA POLAR δ' DE UN ASTRO.** — Ubíquese el círculo D del ecuatorial en el meridiano del lugar. Hágase girar el limbo graduado del círculo ecuatorial E_1 , hasta que el micrómetro del extremo R de la alidada marque 0° . En estas condiciones, se fija el círculo E_1 , actuando sobre sus tornillos de presión, y se imprime un movimiento rotatorio alrededor de $P_s P_n$, al círculo horario D , en el sentido

retrógrado, hasta que el anteojo LL' , inclinado convenientemente pueda enfocar al astro. Conseguido este resultado, y una vez fijos el círculo D y el anteojo, el micrómetro de la alidada móvil R , permite la lectura directa del ángulo horario del astro sobre el limbo de E_1 ; mientras que el que acompaña al objetivo L' del anteojo, nos da sobre el limbo del círculo D , el valor de la distancia polar δ' del astro (referida al polo principal P_n) cuyo complemento, negativo en el caso de la figura 35, por ser $\delta' > 90^\circ$, es la declinación buscada.

Como ya se dijo (44), las declinaciones negativas corresponden a los astros australes.

50. SEGUNDO SISTEMA DE COORDENADAS ECUATORIALES: ASCENSION RECTA α , Y DECLINACION δ . — Una de las coordenadas vistas en el primer sistema ecuatorial, el ángulo horario t , sólo es válida para la localidad de observación, por cuanto el origen Q adoptado (44) si bien es fijo para cada semimeridiano, no lo es, sin embargo, con respecto al ecuador celeste considerado

como círculo fijo del Cielo, desde que puede ser un punto cualquiera de éste.

En el sistema de coordenadas que pasamos a estudiar, se toma como origen al punto vernal Y (43) que con toda aproximación puede considerarse como astro ficticio fijo sobre el ecuador celeste.

Las coordenadas obtenidas en este sistema, llamado también *absoluto*, son válidas en el instante de observación, para todos los lugares de la Tierra.

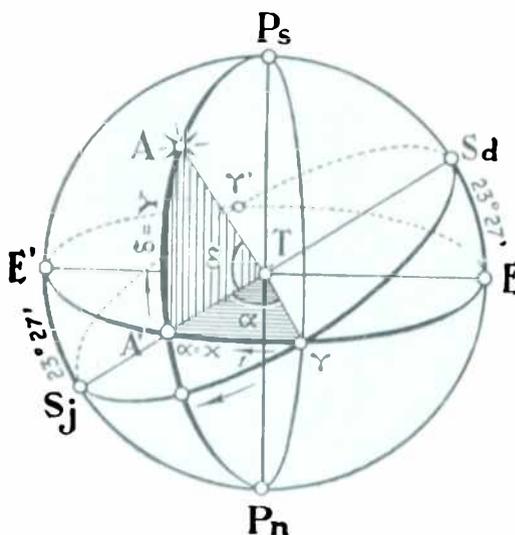


Fig. 36. — Ascensión recta α y declinación δ

Se llama *ascensión recta* de un astro, a su abscisa esférica referida al Ecuador, como plano fundamental, y al punto vernal Y , como origen. Designándola por α (alfa) tendremos de figura 36:

$$\alpha = X = \text{arc. } YA'.$$

Se la mide a partir de Y en el sentido directo (18), pudiendo variar de 0° a 360° , o bien de 0h a 24h, correspondiendo 1h a cada 15° .

En cuanto a la declinación δ , dada por la ordenada esférica $Y = \text{arc. } AA'$, ya ha sido estudiada en el primer sistema de coordenadas ecuatoriales (44). En la figura 36 se ha trazado también

la eclíptica $YS_1Y'S_0$, a fin de determinar los equinoccios Y y Y' . La flecha 1 corresponde al sentido directo de la medición.

51. RELACION ENTRE LA HORA SIDERAL DE UN LUGAR Y LA ASCENSION RECTA DEL ASTRO QUE CULMINA.

— Suponiendo astros cuyas ascensiones rectas (50) fueran de 1h, 2h, 3h..., etc., dichos astros irán culminando 1h, 2h, 3h..., etc., siderales después que el punto Y , es decir, cuando el reloj sideral acusa los tiempos de las respectivas ascensiones rectas.

Se deduce que en el instante de culminación superior de cualquier astro, se verifica:

$$T_s = \theta = \alpha,$$

donde α es la ascensión recta del astro que culmina.

Consecuencia: *La hora sideral de un lugar en un instante determinado, está dada por la ascensión recta del astro que culmina superiormente en ese instante.*

Ejm.: Sirio culmina en un lugar cualquiera, a las 6h42m30s siderales, puesto que la ascensión recta de dicha estrella es:

$$\alpha = 6h42m30s.$$

52. MEDIDA DE LA DECLINACION δ DE UN ASTRO. —

Se puede medir la declinación (34; 44) de un astro, con ayuda del teodolito, tomando la distancia cenital Z (25) en el instante de culminación superior (17) para lo cual previamente habrá que ubicar el círculo vertical del instrumento en el meridiano del lugar (39). Se supone conocida la latitud φ del operador, y si no lo fuera se la determina (41).

En la figura 37, $P_s z P_n$ es el semimeridiano del lugar, por pasar por los polos celestes y contener al cenit z .

Los distintos astros pueden culminar en él (culminación superior) en las tres posiciones que siguen:

1º Entre el polo celeste P_s y el cenit z . En tal supuesto, astro e_1 , se tiene:

$$\delta = \text{arc. } e_1 E = \text{arc. } Ez + \text{arc. } ze_1.$$

Recordando que: $\text{arc. } Ez = \varphi$, latitud del lugar; y $\text{arc. } ze_1 = Z$, distancia cenital del astro (23), resulta:

$$\delta = \varphi + Z. \quad [1]$$

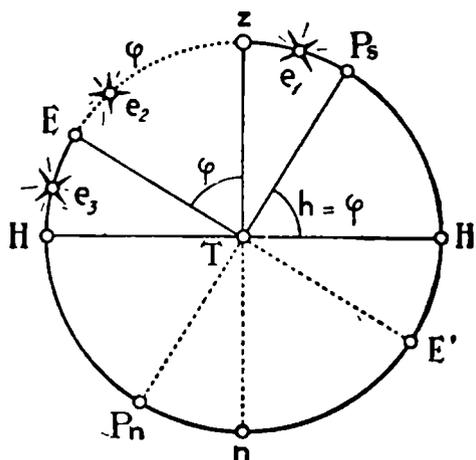


Fig. 37. — La relación: $\delta = \pm \varphi \pm Z$.

2º Entre el cenit z y el Ecuador. Siendo e_2 el astro, obtenemos:

$$\delta = \text{arc. } e_2E = \text{arc. } Ez - \text{arc. } e_2z,$$

o sea, puesto que $\text{arc. } Ez = \varphi$; y $\text{arc. } e_2z = Z$:

$$\delta = \varphi - Z. \quad [2]$$

3º Entre el Ecuador y el horizonte. Para el astro e_3 situado en esas condiciones, deducimos:

$\delta = \text{arc. } e_3E = \text{arc. } e_3z - \text{arc. } Ez = -(\text{arc. } Ez - \text{arc. } e_3z)$,
y reemplazando por sus valores los arcos cerrados en paréntesis:

$$\delta = -(\varphi - Z). \quad [3]$$

Los resultados [1], [2] y [3] caben dentro de la fórmula general siguiente:

$$\delta = \pm \varphi \pm Z.$$

En los casos 1º y 2º, los astros pertenecen al hemisferio del observador (austral en la figura), y en el 3º al hemisferio opuesto.

El valor negativo que obtenemos para δ en el último caso, sólo indica lo expresado, es decir, que el astro está ubicado en el hemisferio opuesto al del observador, pero de ningún modo que la declinación sea necesariamente negativa, puesto que convencionalmente se consideran negativas las declinaciones australes (44). Cuando no quiera valerse de números relativos, debe expresarse si la declinación es austral o boreal, o lo que es igual, Sur o Norte. Ejm.: la declinación de Aldebarán es: $\delta = 16^\circ 23'$ N.; y la de Antares: $\delta_1 = 26^\circ 18'$ S. Podrían haberse expresado por: $\delta = 16^\circ 23'$; y $\delta_1 = -26^\circ 18'$, respectivamente.

53. ANTEOJO MERIDIANO.—En la determinación de las coordenadas ecuatoriales que venimos de estudiar, nos vemos precisados, muy a menudo, a aguardar los pasos o culminaciones de los astros en el meridiano del lugar. El empleo del teodolito (24) trae aparejadas una serie de dificultades inherentes a la perfecta ubicación de su círculo vertical en el meridiano del observador, mientras que el del ecuatorial (48), da lugar a imprecisiones en razón de movimientos rotatorios propios del instrumento, muy apropiados para seguir a los astros en sus movimientos diurnos, pero perjudiciales para las determinaciones de coordenadas celestes donde se requieren aparatos de la mayor estabilidad posible.

En los observatorios astronómicos se medían con relativa precisión las coordenadas ecuatoriales, utilizando el anteojo meridiano y el círculo mural, este último (56) en la determinación de declinaciones, pero en la actualidad, el gran círculo meridiano hace las veces de ambos instrumentos a un tiempo.

El instrumento está constituido por un gran anteojo cuyo eje óptico es constantemente una recta del meridiano del lugar. Dicho anteojo es móvil alrededor de un eje horizontal normal al meridiano, y por ende al eje óptico del aparato.

En estas condiciones, sólo podrán ser vistos los astros con el anteojo en sus culminaciones, considerándose enfocados en el instante en que se ubiquen en el centro del retículo.

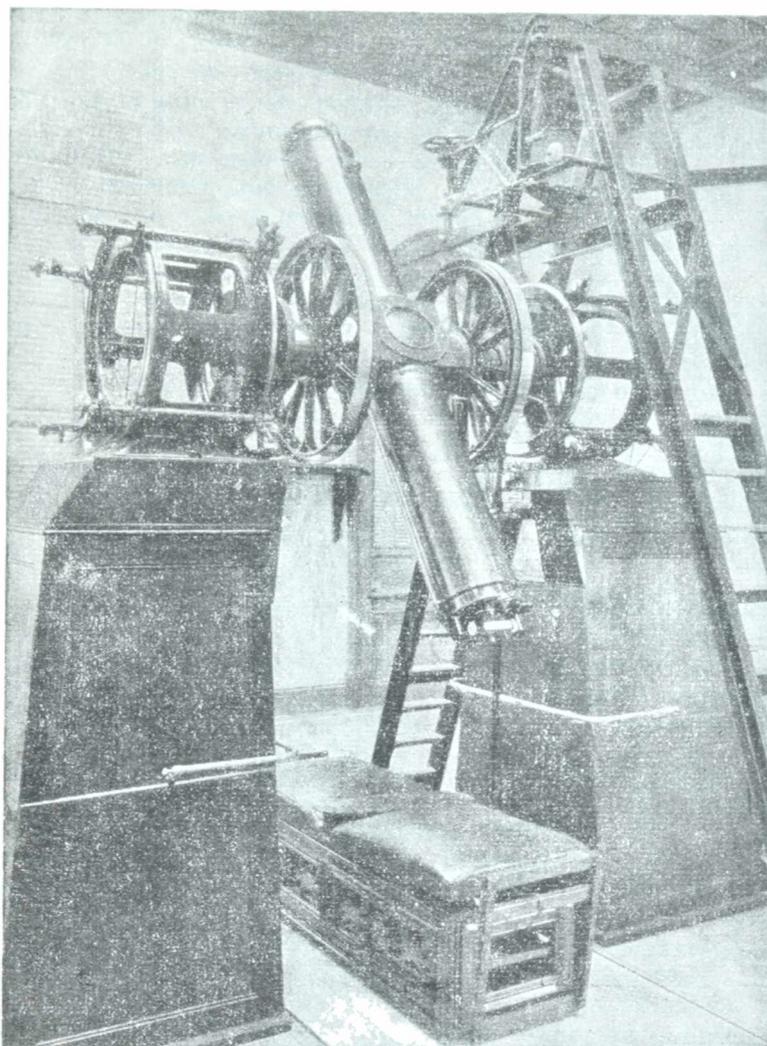


Fig. 38. — Gran círculo meridiano de Repsold, del Observatorio Nacional de La Plata.

El retículo, colocado en el plano focal del objetivo (fig. 39), es plenamente visible durante el día, y para las observaciones nocturnas se le ilumina artificialmente mediante el empleo de una minúscula lamparilla eléctrica, interna al tubo del anteojo. Está constituido por una serie de hilos delgadísimos, dispuestos dos de ellos horizontalmente, y 5 ó 7, normalmente a los anteriores. De

éstos, el central mm' , es la traza del meridiano sobre el plano del retículo. Puede agregarse, que tanto los hilos horizontales, como los normales a ellos, son equidistantes y simétricos dos a dos con respecto al centro O .

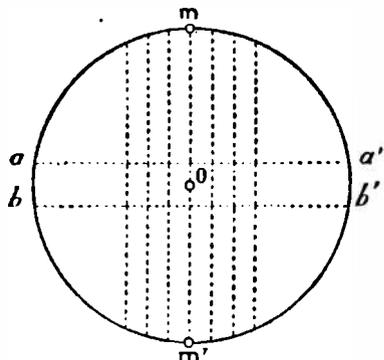


Fig. 39. - Retículo.

Un reloj sideral sirve de accesorio indispensable al aparato en sus determinaciones meridianas*.

54. DETERMINACION MERIDIANA DE LA ASCENSION RECTA α DE UN ASTRO.—Vimos en el par. 51, que la hora sideral de un lugar en un instante dado, es proporcionada por la ascensión recta α del astro que culmina.

Viceversa: *la ascensión recta α de un astro, es igual a la hora sideral del instante de culminación superior.*

Para obtenerla, se aguarda el paso del astro por el centro del retículo del anteojo meridiano, y en el instante preciso, el operador actuando sobre un botón conectado con el reloj sideral, hace que un cronógrafo registre la hora del paso, que será el valor de α expresado en tiempo sidéreo.

Para obtener mayor exactitud en las determinaciones, suelen tomarse las horas en que el astro cruza por los hilos normales del retículo haciéndose después la media aritmética de todas ellas.

55. CORRECCIONES DEL ANTEOJO MERIDIANO.—Para efectuar observaciones con el anteojo meridiano, hay que verificar de tiempo en tiempo:

1º Si el eje de rotación del instrumento es horizontal.

2º Si el eje de rotación es perpendicular al eje óptico.

3º Si el eje de rotación es perpendicular al meridiano.

La primera verificación se lleva a cabo mediante un nivel a burbuja especialmente ubicado. La segunda, haciendo uso de una estrella ficticia marcada sobre un tablero fijo situado a cierta distancia, la cual debe ser enfocada aun cuando se invierta la posición del eje de rotación del anteojo. Por fin, la tercera verificación se obtiene enfocando una estrella circumpolar en sus dos culminaciones (33) entre las cuales deben transcurrir siempre 12 horas siderales.

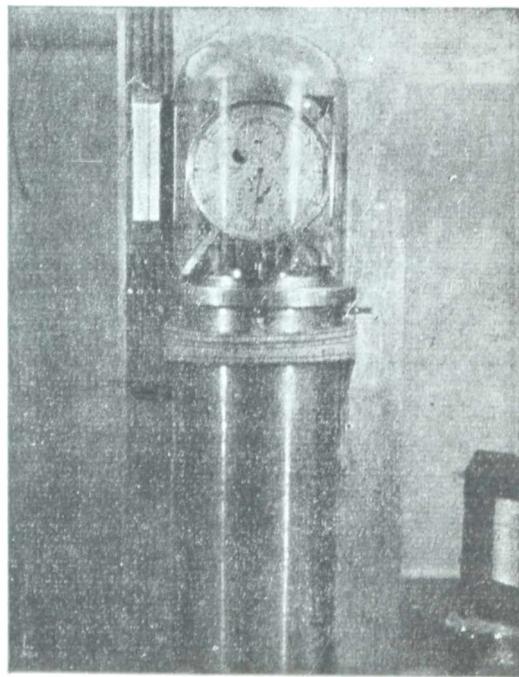


Fig. 40. - Reloj de alta precisión (Riefler), del Observatorio Nacional de La Plata.

* En el Observatorio Naval de Buenos Aires funcionan 6 relojes de cuarzo. La hora de emisión se considera correcta cuando la aproximación es del décimo de segundo.

56. CIRCULO MURAL. — Este aparato se usa más que todo, para la determinación meridiana de la distancia polar δ' de un astro, cuyo complemento es la declinación δ (45).

Se compone en síntesis, de un gran círculo o rueda metálica a limbo graduado (fig. 41), adosado a un muro paralelo a su plano, construido según el meridiano del lugar. La rueda, conservándose siempre en este plano, puede girar libremente alrededor de un eje horizontal que pasa por su centro y atraviesa el muro, arrastrando en este movimiento a un anteojo LL' dispuesto según uno de sus diámetros. El eje óptico de dicho anteojo, durante el movimiento, está siempre en el meridiano. Todo giro del anteojo, y por consiguiente de la rueda, es acusado por uno o más micrómetros, m , fijos en el muro, y ante los cuales desfila el limbo graduado. La lectura hecha en uno de los micrómetros m , da la colimación de la dirección LL' del eje del anteojo para dicho micrómetro, y de este modo la distancia angular entre dos puntos enfocables (deben pertenecer al meridiano), estará dada por la diferencia de las colimaciones acusadas por el mismo micrómetro.

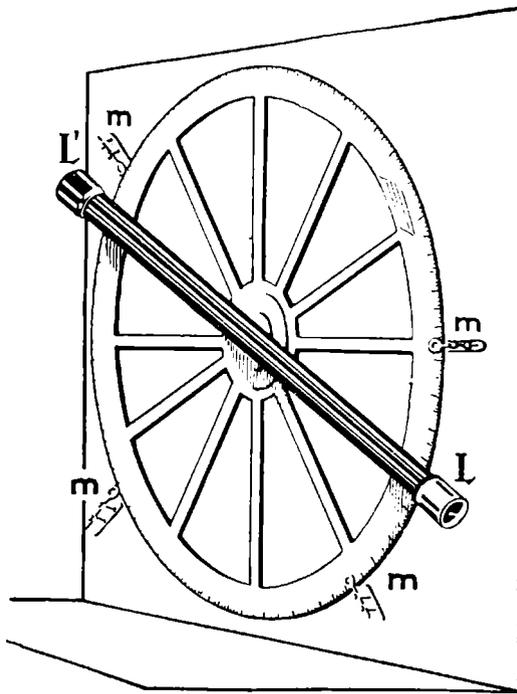


Fig. 41. — Círculo mural.

57. DETERMINACION MERIDIANA DE LA DECLINACION δ DE UN ASTRO. — Se

determina por medio del círculo mural (56) la colimación c de la dirección del eje del mundo. Esta magnitud llamada colimación polar es fija para cada micrómetro del círculo mural, de modo que su determinación se hace de una vez por todas. Si llamamos c_1 y c_2 las colimaciones de una estrella circumpolar (33) en sus culminaciones superior e inferior, la colimación c del polo celeste será:

$$c = \frac{c_1 + c_2}{2},$$

o sea la media aritmética de aquellas.

Esta colimación, fija, para el micrómetro del círculo mural, la dirección TP_n del eje del mundo (fig. 42). Conocido el valor de c puede determinarse fácilmente δ' , o sea la distancia polar de cualquier estrella e .

Fig. 42. — Determinación de la declinación de un astro con el círculo mural.

En efecto: al ser enfocada la estrella en su paso por el meridiano, el micrómetro acusará una colimación c_n , y el valor de δ' o distancia angular entre la estrella e y el polo celeste P_n , será (56):

$$\delta' = c - c_n.$$

[1]

Determinada δ' calculamos la declinación δ por la relación: $\delta = 90^\circ - \delta'$. La igualdad (1) nos dice, que la distancia polar de cualquier astro, es la diferencia entre la colimación polar y la colimación del astro.

58. TRANSFORMACION DE COORDENADAS. TRIANGULO DE POSICION: PROBLEMAS RELATIVOS. — La figura 43 representa en negro el horizonte con sus almicantáradas y sus semicírculos verticales; en rojo el Ecuador los paralelos celestes y los semi-

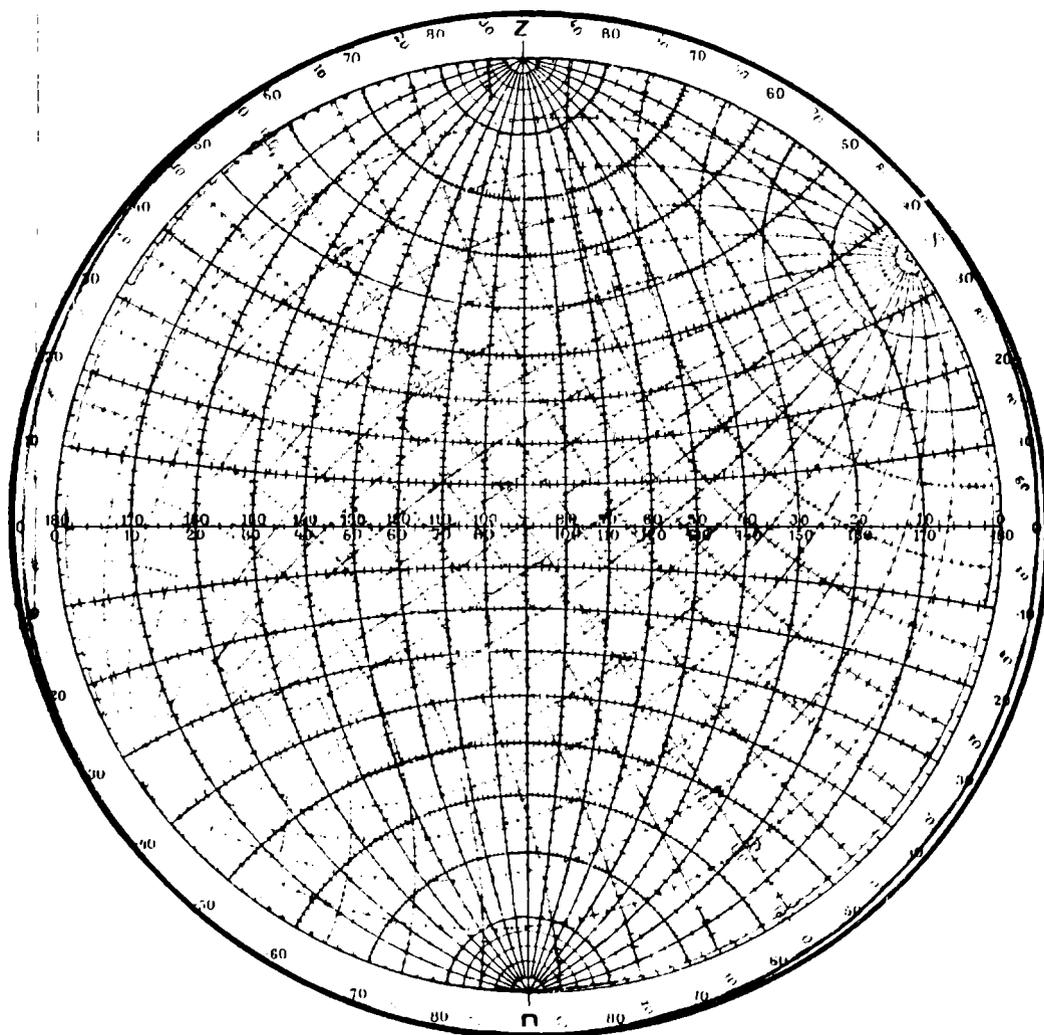


Fig. 43. — Transformación de coordenadas equatoriales a horizontales y viceversa para la latitud 35° S.

círculos horarios tomados todos de diez en diez grados. La inclinación del eje del mundo SN es de 35° por lo cual la figura corresponde a nuestra latitud (28).

Localizado el astro en el gráfico, el *triángulo de posición* (astro, cenit, polo celeste), permite resolver con relativa aproximación una serie de problemas como los que siguen:

1º La altura de un astro es de 30° , su azimut de 120° ; hallar su ángulo horario y su declinación. Se ve que donde se corta la

almicantárada de 30° con el semicírculo vertical de 120° de azimut, se cortan también, aproximadamente, el semicírculo horario de 49° con el paralelo celeste de declinación igual a 4° Norte. Luego: $t = 49^\circ$, y $\delta = 4^\circ$.

2º Siendo $t = 100^\circ$ y $\delta = -50^\circ$, hallar la altura y el azimut. Procediendo análogamente se encuentra: altura $h = 20^\circ$, azimut $a = 43^\circ$.

3º Calcular la hora de salida y puesta del Sol en Buenos Aires para el día 20 de mayo. La declinación del Sol en esa fecha es aproximadamente, $\delta = +20^\circ$ (ver pág. 93). Por la figura 43 puede verse que cuando el Sol está en el horizonte y tiene la declinación apuntada, su ángulo horario es $t = \pm 76^\circ$, o bien: $t = \pm 5h4m$. Luego: duración del día, 10h8m; hora de salida, 6h56m, y hora de puesta, 17h4m (en tiempo solar verdadero, ver par. 116).

4º Hallar la latitud de un lugar, sabiendo que una estrella cuya declinación es $\delta = -20^\circ$, tiene en un momento dado una altura de 40° y un azimut de 110° . Ubíquese la estrella en la figura de la contratapa, y hágase girar la figura impresa en rojo sobre el papel transparente hasta que el paralelo celeste de -20° pase por la estrella. Se encuentra así: $h = \varphi = 50^\circ S$, y además, el ángulo horario del astro es: $t = 50^\circ = 3h20m$.

Es natural, que para cálculos precisos se aplicarán las fórmulas de la trigonometría esférica. (Véase apéndice).

EJERCICIOS Y PROBLEMAS

49. Expresar en tiempo el ángulo horario $t = 127^\circ 14' 26''$.
R.: 8h28m57s,7.
50. Expresar en ángulo, el ángulo horario $t = 5h22m35s$.
R.: $81^\circ 38' 45''$.
51. ¿Cuál es la distancia polar de Achernar, cuya declinación es de $-57^\circ 32' 28''$?
R.: $1^\circ 7' 32' 28''$.
52. ¿Cuál es la declinación de la Espiga de la Virgen, siendo su distancia polar de $100^\circ 50' 55''$?
R.: $-10^\circ 50' 55''$.
53. Determinar la declinación de Aldebarán sabiendo que su distancia polar es de $73^\circ 36' 35''$.
R.: $16^\circ 23' 25''$.
54. ¿Qué hora debe acusar el reloj sideral cuando el ángulo horario del punto vernal es de $138^\circ 14' 27''$?
R.: 9h12m57s,8.

55. ¿Cuál es el ángulo horario del punto vernal a las 16h52m31s siderales?
R.: 253°07'45".
56. La ascensión recta de Fomalhaut es de 22h54m20s. Expresarla en magnitud angular.
R.: 343°35'.
57. La ascensión recta de Arturo es de 213°13'45". Expresarla en tiempo.
R.: 14h12m55s.
58. ¿Cuál es la ascensión recta de α del Centauro sabiendo que culmina en el semimeridiano del lugar a las 14h35m31s siderales?
R.: 14h35m31s.
59. Se ha tomado la ascensión recta de α de la Cruz al culminar en el semimeridiano obteniéndose 185°48'45". ¿Qué hora sideral era en ese instante?
R.: 12h23m15s.
60. Se ha tomado desde Buenos Aires la distancia cenital de una estrella en su culminación superior obteniéndose 12°32'14" al norte del cenit. Se pide su declinación sabiendo que la latitud de aquella ciudad es de $-34^{\circ}36'28''$. (Hágase figura).
R.: $-22^{\circ}4'14''$.
61. Desde Río de Janeiro cuya latitud es $-22^{\circ}54'15''$ se ha tomado la altura meridiana de una estrella obteniéndose 47°32'42" al sur del cenit. Se pide la declinación de dicha estrella. (Hágase figura).
R.: $-65^{\circ}21'33''$.
62. En Santiago de Chile (latitud $-33^{\circ}36'42''$), se ha tomado la altura de una estrella, obteniéndose 14°23'39" al norte del cenit en el instante de culminación superior. Se desea conocer la declinación de dicha estrella (con la figura).
R.: 41°59'39".
63. ¿Cuál es la declinación de una estrella que desde Lima ($-12^{\circ}3'4''$), se la ve culminar con 62°14'28" de altura al norte del cenit? (Hágase figura).
R.: 15°42'28".
64. La declinación de una estrella es $\delta = -22^{\circ}4'14''$ y su distancia cenital al culminar en el semimeridiano de Buenos Aires (al norte), es de 12°32'14". ¿Cuál es la latitud de Buenos Aires? (Hágase figura).
R.: $-34^{\circ}36'28''$.
65. Desde Río de Janeiro se ha tomado la altura meridiana de una estrella (al sur), obteniéndose 47°32'42". ¿Cuál es la latitud de Río de Janeiro sabiendo que la declinación de dicha estrella es $\delta = -65^{\circ}21'33''$? (Hágase figura).
R.: $-22^{\circ}54'15''$.
66. Se ha tomado desde Santiago de Chile la altura de culminación de una estrella, obteniéndose 14°23'39" (al norte). Se pide la latitud de dicha ciudad, sabiendo que la declinación de dicha estrella es $\delta = +41^{\circ}59'39''$. (Hágase figura).
R.: $-33^{\circ}36'42''$.

DESCRIPCION DEL CIELO ESTRELLADO

PRELIMINARES

59. CLASIFICACION DE LAS ESTRELLAS POR SU BRILLO APARENTE. — Por el mayor o menor brillo con que se muestran a nuestros ojos y a instrumentos de óptica apropiados, se ha clasificado a las estrellas en *grandores o magnitudes aparentes*. Se agrupan dentro de la 1ª magnitud a las 20 estrellas más brillantes del Cielo, siguiéndolas después en orden de brillo decreciente las de 2ª, 3ª, 4ª, . . . , y así hasta la magnitud 23ª, que es el límite de observación alcanzado en la actualidad por las fotografías celestes de larga exposición*.

Cada magnitud tiene su estrella tipo, con la que se comparan las demás, por procedimientos fotométricos, para catalogarlas.

En términos generales, la estrella tipo de una magnitud brilla 2,5 veces más que la que sirve de tipo a la magnitud siguiente, de modo que los números que miden sus brillos forman una serie geométrica decreciente de razón 2,5. *Los astrónomos toman 2,512, cuyo logaritmo es 0,4.*

En un principio, la clasificación de las estrellas en magnitudes aparentes presentaba cierta arbitrariedad, de modo que una misma estrella podía aparecer con distinta magnitud según era apreciada en su brillo por uno u otro observador; pero la aplicación de fotómetros, cada vez más perfectos en la medición de la luminosidad de tales astros, ha subsanado esos inconvenientes a punto tal, que el brillo de una estrella, en la actualidad, puede ser determinado en los observatorios astronómicos con una aproximación hasta el centésimo de magnitud.

Si designamos por 1 al brillo de la estrella tipo de la 1ª magnitud, el mismo para la magnitud n , quedará expresado por:

$$b = \frac{1}{2,512^{n-1}}, \quad [1]$$

de donde tomando logaritmos:

$$\log. b = -0,4 (n - 1). \quad [2]$$

EJEMPLO: La magnitud de la estrella Sirio es $-1,6$. ¿cuál es su brillo comparado con el de una estrella tipo de la 1ª magnitud?

Se tendrá aplicando la fórmula:

$$b = \frac{1}{2,512^{-2,6}} = 2,512^{2,6} = 10,97,$$

* Usando células fotoeléctricas puede apreciarse hasta el milésimo de magnitud.

o lo que es lo mismo: el brillo de Sirio equivale al de 11 estrellas de primera magnitud (aproximadamente).

Aplicando la fórmula [1] se obtienen los resultados siguientes:

Brillo estrella de 1ª magnitud	1,00
" " " 2ª	0,40
" " " 3ª	0,16
" " " 4ª	0,063
" " " 5ª	0,025
" " " 6ª	0,01

Estos resultados ponen de manifiesto que una estrella tipo de 1ª magnitud equivale en brillo, aproximadamente, a 2,5 estrellas de 2ª; a 6 de 3ª; a 16 de 4ª; a 40 de 5ª, y a 100 de 6ª magnitud.

Si se toma a la estrella α (alfa) de la Cruz del Sur como estrella tipo de 1ª, a la estrella Fomalhaut corresponde la magnitud 1, 3 y, en cambio, a las estrellas más brillantes que la elegida corresponderán magnitudes expresadas por 0 (cero) o por un número negativo. Ejemplos: la magnitud de Rigel es 0,3, y la de Canopus — 0,9.

LEY PSICOFÍSICA DE FECHNER. — Como se ve, estando los brillos de las estrellas en progresión geométrica, las magnitudes correspondientes forman una progresión aritmética (fig. 44). Esto es consecuencia de

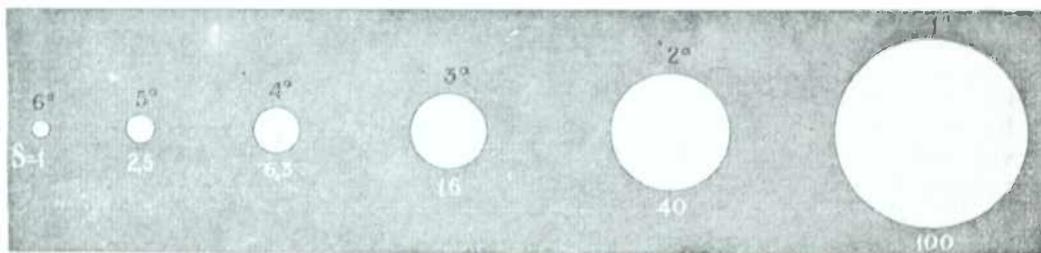


Fig. 44. — Las áreas de los círculos se han tomado proporcionalmente a los brillos correspondientes a las magnitudes aparentes de la 1ª a la 6ª.

una ley enunciada por Fechner, que se refiere a la relación entre la sensación que se experimenta (subjetiva), y el agente (objetivo), que la provoca. Si las excitaciones (pesos, luminosidades, intensidades sonoras, etc.), crecen en progresión geométrica, las sensaciones parecen aumentar en progresión aritmética.

MAGNITUD Y BRILLO DE LAS ESTRELLAS PRIMARIAS. — Damos a continuación un cuadro donde se consignan las magnitudes aparentes de las veinte estrellas más brillantes de todo el Cielo y que involucramos, por lo común, dentro de la 1ª magnitud. En ese cuadro van dispuestas dichas estrellas en orden decreciente de brillo y la aproximación es el centésimo de magnitud. Conviene observar, que cuando una estrella tiene un brillo comprendido entre el de dos magnitudes consecutivas, se la clasifica en la superior si la parte decimal es inferior a 0,5 y en la inferior si pasa de ese valor. Ejemplo: a la estrella Castor de los Gemelos se la puede considerar como de 2ª magnitud por ser ella igual a 1,7; en cambio, como ese

número es de 1,3 para la estrella Deneb, se cataloga a ésta entre las de 1ª magnitud.

A simple título informativo, consignamos que el Sol por su brillo pertenece a la magnitud -27 , o en otros términos, que brilla $(2,5)^{28}$ veces más que la estrella α de la Cruz del Sur, cuyo brillo se ha tomado como unidad. Se necesitarían, pues, 131.000 millones de estrellas de 1ª magnitud para proporcionar la luz que el Sol nos envía.

MAGNITUDES APARENTES

NOMBRE	Denominación	Magnitud	Brillo comparado
Sirio (S)	α Can Mayor	-1,58	10,7
Canopus (S)	α Navío	-0,86	5,6
Rigel Kenturus (S)	α Centauro	0,06	2,4
Vega (N)	α Lira	0,14	2,2
La Cabra (N)	α Auriga	0,21	2,1
Arturo (N)	α Boyero	0,24	2,0
Rigel (S)	β Orión	0,34	1,8
Proción (N)	α Can Menor	0,48	1,6
Achernar (S)	α Eridano	0,60	1,5
Agema (S)	β Centauro	0,86	1,2
Altair (N)	α Águila	0,89	1,1
Betelgeuse * (N)	α Orión	0,92	1,1
Acrux (S)	α Cruz del Sur	1,00	1,0
Aldebarán (N)	α Toro	1,06	0,9
Espiga (S)	α Virgen	1,21	0,8
Pólux (N)	β Gemelos	1,21	0,8
Antares (S)	α Escorpión	1,22	0,8
Fomalhaut (S)	α Pez Austral	1,29	0,8
Deneb (N)	α Cisne	1,33	0,7
Régulo (N)	α León	1,34	0,7

Las letras que se colocan entre paréntesis, son las que corresponden al hemisferio de cada estrella (Sur, S. y Norte, N.).

60. NUMERO DE ESTRELLAS. — El número total de estrellas visibles a ojo desnudo en todo el Cielo, y que corresponden a las seis magnitudes superiores, es alrededor de 6.000.

* Betelgeuse es en realidad una estrella variable oscilando su magnitud entre 0,6 y 1,1.

Las estrellas de 1ª magnitud, o más bien dicho primarias, son veinte, de las cuales diez pertenecen al hemisferio celeste austral, y las otras diez al boreal. En cuanto al número de estrellas de las magnitudes 2ª, 3ª, 4ª, 5ª y 6ª, se le puede obtener, aproximadamente, multiplicando el número 20 por 3, 3², 3³, 3⁴ y 3⁵. Por este procedimiento las estrellas de 2ª magnitud serían alrededor de 60; las de 3ª, unas 180, etc. Como se comprende, estos resultados sólo son groseramente aproximados.

Pero, para darnos idea de la grandiosidad del sistema estelar, bastará considerar que los modernos medios de observación, constituidos por potentes telescopios munidos de equipos fotográficos extremadamente sensibles, permiten registrar en el Cielo la presencia de centenares de millones de tales astros.

El astrónomo holandés KAPTEYN, con la colaboración de diversos observatorios astronómicos, desde los cuales se escrutaban zonas especiales de la esfera celeste, obtuvo con aquellos medios resultados asombrosos, contando, aproximadamente, para las magnitudes 14ª, 15ª y 16ª, 13.000.000, 27.500.000 y 57.000.000 de estrellas respectivamente, pudiéndose apreciar que cada uno de estos números es más o menos el duplo del que le precede.

De seguirse esa ley en las magnitudes siguientes hasta la 22ª, se tendrían nada más que para ésta, alrededor de 3.500 millones de estrellas.

61. CONSTELACIONES. — Desde tiempos muy remotos se han formado con las estrellas grupos característicos llamados constelaciones.

A éstas se les han asignado los nombres más variados, de carácter mitológico los unos, de animales y objetos diversos los otros.



Fig. 45. — La constelación Boyero.

Los observadores primitivos creían ver en el Cielo las figuras representativas de tales nombres, trazando con la imaginación líneas arbitrarias con las cuales pueden obtenerse las figuras que se deseen*. Debe reconocerse, sin embargo, que la agrupación de las estrellas en constelaciones, facilita notablemente el estudio del Cielo en sus diversas regiones.

Cada constelación contiene un número más o menos grande de estrellas, de las más diversas magnitudes, pero se conviene en designar, por lo general, como estrella α (alfa) a la más brillante del grupo, siendo β (beta), γ (gama) . . . , etc., las notaciones segui-

* En las figuras 45 y 46, las estrellas han sido ubicadas más o menos arbitrariamente.

das para nombrar a las demás en orden decreciente de brillo. Ello no significa en manera alguna, que la α de una constelación deba ser necesariamente una estrella de 1ª magnitud, pues de este privilegio sólo gozan 18 constelaciones celestes (dos de ellas, Orión y el Centauro, contienen dos estrellas de 1ª, la α y la β).

Cuando en una constelación hay dos estrellas primarias, la designación α puede asignarse a una u otra de ellas. Por ejm.: la α de Orión es *Betelgeuse*, a pesar de que la β , que es *Rigel*, tiene mayor brillo.

A muchas estrellas del Cielo, por su brillo, y también por características especiales, se las suele designar por nombres propios. Ejm.: α del León es *Régulo*; β de Perseo es *Algol* o *Cabeza de Medusa*, etc.

GOULD, que fué director del Observatorio de Córdoba, admite 53 constelaciones australes, y HEIS 32 boreales.

Las australes son: *Ballena, Eridano, Orión, Liebre, Unicornio, Can Mayor, Hidra, Sextante, Copia, Cuervo, Balanza, Virgen, Serpiente, Ofiuco, Escudo de Sobieski, Aguila y Antinoo, Escorpión, Sagitario, Capricornio, Acuario, Pez Austral, Escultor, Hornillo Químico, Buril del Grabador, Paloma, Pintor, Brújula, Máquina Neumática, Navio, Centauro, Lobo, Escuadra, Altar, Corona Austral, Telescopio, Microscopio, Grulla, Fénix, Reloj, Reticulo, Dorada, Pez Volador, Cruz del Sur, Mosca Austral, Compás, Triángulo Austral, Pavo, Indio, Tucán, Hidra Macho, Montaña de la Mesa, Camaleón, Ave del Paraíso y Octante.*

Las boreales son: *Osa Menor, Cefeo, Dragón, Casiopea, Jirafa, Osa Mayor, Lebreles, Lira, Cisne, Lagarto, Andrómeda, Perseo, Cochero, Lince, León Menor, Cabellera de Berenice, Boyero, Corona Boreal, Hércules, Raposa, Flecha, Deljin, Triángulo, Carnero, Toro, Gemelos, Perro Menor, Cangrejo, León, Caballo Menor, Pegaso y Peces.*



Fig. 46. — Constelación de la Virgen.

62. ESTRELLAS PRIMARIAS. — Según lo antes dicho, sólo existen en el Cielo veinte estrellas de 1ª magnitud, de las cuales diez son australes y diez boreales. En realidad, dichas estrellas presentan brillos muy dispares, y si elegimos a α de la *Cruz del Sur*, como estrella tipo de la 1ª magnitud, nos encontramos que doce de ellas brillan más que la nombrada, y las siete restantes presentan un brillo más reducido que aquélla.

En lo sucesivo las llamaremos primarias y servirán de base para el estudio del Cielo.

63. ORIENTACION: SU IMPORTANCIA PARA EL CONOCIMIENTO DEL CIELO. — No puede estudiarse el Cielo con propiedad, sin una orientación previa que permita localizar, en primer lugar, el meridiano del observador, y en seguida la dirección del eje del mundo. Esta última, da la ubicación de elementos fundamentales de la esfera celeste, cual son los polos P_s y P_n , y el Ecuador celeste.

El método del gnomon al alcance de todos, permite trazar la meridiana (18) sobre cualquier superficie horizontal, que podría ser la de un patio, con grosera aproximación. El meridiano donde culminan todos los astros diariamente, es el plano vertical que pasa por aquella línea.

Conocido el meridiano, ubiquemos en él un anteojo (o a falta de éste un tubo recto de pequeño diámetro) de modo que su eje óptico forme con el horizonte un ángulo igual a la latitud φ del lugar (20). En estas condiciones, dicho eje óptico es la dirección del eje del mundo, y el anteojo (o el tubo) estará dirigido al polo celeste del hemisferio del observador, que es el situado en el semiespacio superior al horizonte. El plano perpendicular a aquella dirección, y que pasa por el ojo del observador, intercepta al Cielo según la línea del Ecuador celeste (esta línea la recorre el Sol los días 21 de marzo y 23 de setiembre de cada año, y diariamente una de las estrellas llamadas Tres Marías). Como se comprende, los recorridos diurnos de todos los astros son paralelos a dicha línea.

64. FECHAS EN QUE LAS ESTRELLAS PRIMARIAS CULMINAN A MEDIANOCHE. — Antes de encarar directamente la descripción del Cielo, es conveniente proporcionar un elemento fundamental de observación, que permitirá localizar en el Cielo, los astros y constelaciones que se irán describiendo en este estudio.

Este elemento es el constituido por el conocimiento de las fechas del año en que un observador situado en cualquier latitud, ve culminar a determinada hora (tiempo local), p. ejm., a medianoche, a las estrellas primarias mencionadas en el parágrafo 59 (cuadro).

Conocidas esas fechas, se podrá en las épocas precisas, dedicarse a la búsqueda de tales estrellas en el Cielo, captándolas fácilmente una tras otra, en razón de destacarse entre las inmediatas por su mayor brillo.

Puesto el observador en contacto visual con las estrellas sobresalientes de la noche, irá conociendo paulatinamente las demás, así como a las constelaciones que las contienen, con el auxilio de cualquier carta o globo celeste donde podrán apreciarse sus posiciones relativas con respecto a las primarias.

En el cuadro que sigue se indican dispuestas en columnas:

1º Fechas del año en que culminan a medianoche en el semi-meridiano del lugar (17) las 20 estrellas primarias de todo el Cielo, y por consiguiente época especial para ubicarlas.

2º Nombre propio de la estrella.

3º Constelación a que pertenece con una indicación entre paréntesis en el caso de que la estrella es la β de la constelación.

4º Valor de la ascensión recta expresada en tiempo sidereal, es decir, hora sidereal en el instante de culminación (50 y 51).

5º Valor de la declinación con signo positivo para las boreales y negativo para las australes (50).

6º Altura que adquieren en la culminación superior vistas desde la latitud $\varphi = -35^\circ$. Las letras *N* y *S* antepuestas a las alturas, indican si el astro culmina al norte o al sur del cenit (13).

ESTRELLAS QUE CULMINAN A MEDIANOCHE: FECHAS

COORDENADAS PARA 1940

Fechas	Estrella	Constelación	Ascensión recta α	Declinación δ	Altura <i>h</i> de culmi- nación para $\varphi = 35^\circ S$
1 enero	Sirio	Can Mayor	6 ^h 42 ^m 30 ^s	- 16° 37' 57"	N. 72°
14 ..	Proción	Can Menor	7 36 10	+ 5 22 49	N. 50°
16 ..	Pólux	Gemelos	7 41 39	+ 28 10 22	N. 27°
21 febrero	Régulo	León	10 5 11	+ 12 15 40	N. 43°
29 marzo	Acrux	Cruz del Sur	12 23 15	- 62 46 1	S. 62°
12 abril	Espiga	Virgen	13 22 2	- 10 50 45	N. 66°
21 ..	Agena	Centauro (β)	13 59 34	- 60 5 4	S. 65°
25 ..	Arturo	Boyero	14 12 55	+ 19 29 39	N. 36°
30 ..	Rigel Kenturus	Centauro (α)	14 35 31	- 60 35 21	S. 65°
28 mayo	Antares	Escorpión	16 25 43	- 26 18 2	N. 82°
30 junio	Vega	Lira	18 34 54	+ 38 43 36	N. 16°
18 julio	Altair	Aguila	19 47 51	+ 8 42 31	N. 46°
1 agosto	Deneb	Cisne	20 39 23	+ 45 3 55	N. 10°
4 setiembre	Fomalhaut	Pez Austral	22 54 20	- 29 56 26	N. 85°
15 octubre	Achernar	Eridano	1 35 29	- 57 32 28	S. 67°
29 noviembre	Aldebarán	Toro	4 32 28	+ 16 23 25	N. 39°
8 diciembre	Rigel	Orión (β)	5 11 39	- 8 16 10	N. 63°
8 ..	La Cabra	Auriga	5 12 15	+ 45 56 21	N. 9°
19 ..	Betelgeuse	Orión (α)	5 51 55	+ 7 23 51	N. 48°
27 ..	Canopus	Navío	6 22 37	- 52 39 44	S. 72°

NOTA. — El paso por el semimeridiano del lugar, se adelanta 1h por cada 15 días que transcurran, p. ejm.: Sirio culminará a las 23h el 16 de enero, y a las 22h, el 31 del mismo mes... etc.

65. GLOBOS CELESTES. — Son aparatos destinados a representar la esfera celeste en conjunto. Ofrecen el inconveniente de presentar a la vista la convexidad del Cielo estrellado, por lo cual el observador debe suponerse transportado al centro del globo, para colocarse dentro de la realidad.

Se construyen como los globos terrestres comunes, en madera o en cartón, fijando sobre su superficie dos puntos diametralmente opuestos que servirán de polos celestes. Se trazan después el Ecuador y demás paralelos, la eclíptica, o sea el recorrido anual del Sol entre las estrellas (43) y los círculos horarios o de declinación (12). Los astros se fijan sobre el globo, teniendo en cuenta sus coordenadas ecuatoriales absolutas, ascensión recta y declinación (50).

Un aro metálico en el cual se fijan los dos polos del globo, haciendo que el eje tome una inclinación sobre el horizonte igual a la latitud φ del lugar, representa al meridiano descansando por soportes especiales sobre otro que le es normal, y que representa el horizonte. Agreguemos que el globo puede rotar libremente sobre su eje, y que en cada giro completo todos sus círculos horarios, desfilan frente al semimeridiano. En cuanto a los astros representados sobre el globo, salvo latitudes especiales, unos estarán siempre en el semiespacio superior al horizonte durante el movimiento (33); otros recorrerán parte de su trayectoria en dicho semiespacio, y parte en el semiespacio opuesto (astros de salida y puesta), apreciándose también astros, cuyos movimientos se efectúan totalmente debajo del horizonte (astros invisibles para la latitud φ). El globo reproduce el movimiento diurno de la esfera celeste si se le hace girar en sentido retrógrado, con velocidad angular constante de 15° por hora sideral (29).

Además de poder reproducir visualmente los movimientos diurnos de los astros con respecto al horizonte de un lugar, suelen utilizarse los globos celestes con fines didácticos para demostraciones prácticas relativas a la constancia o variabilidad de las diversas coordenadas celestes de los astros, ya vistas en un capítulo anterior.

66. CARTAS CELESTES. — Son representaciones planas o mapas del Cielo estrellado que pueden abarcar desde todo un hemisferio, hasta una porción reducidísima de la esfera celeste.

Las primeras se obtienen por los métodos de proyección que estudiaremos en el libro III al tratar de mapas y cartas terrestres, por lo cual adolecen de todas las fallas inherentes a éstas, alterando la forma verdadera de las constelaciones, y por lo mismo las posiciones mutuas de las estrellas.

En los hemisferios celestes, obtenidos por proyección sobre el plano del Ecuador, sólo pueden representarse un reducido número de estrellas. En tal representación, los semicírculos horarios de la esfera celeste aparecen en sus trazas sobre el Ecuador, coincidiendo cada una de éstas con un radio. Se numeran de 0° a 360° (de 15° en 15°) o mejor de 0 hora a 24 horas, correspondiendo 1h a cada 15° . El semicírculo horario de 0h es el que pasa por el punto vernal Υ (43) y los demás siguen la numeración horaria en el sentido directo (18 y 50), de modo que el punto Υ' , o sea el Libra, estará ubicado sobre el semicírculo horario de 12h que corresponde a 180° . Dichos semicírculos dan con aproximación la ascensión recta α (50 y 54) de los astros contenidos en el mapa celeste.

En cuanto a los paralelos celestes, aparecen como circunferencias con centro común en el polo celeste del hemisferio proyectado. Van numerados de 0° a 90° a partir del Ecuador, y dan con aproximación la declinación δ del astro representado (44 y 57).

En ocasiones conviene representar la zona ecuatorial del Cielo por su desarrollo cilíndrico (proyección de los astros de la zona sobre la superficie cilíndrica circunscrita a la esfera celeste según la línea del Ecuador). Las figuras 47, 48, 49 y 50, han sido obtenidas según este desarrollo, mientras que las figuras 51 y 52 representan a la zona polar sur y norte del Cielo en proyección ortogonal sobre el Ecuador. En las cartas relativas a pequeñas regiones del Cielo, catalogadas en atlas especiales de los observatorios astronómicos, se representan gran número de estrellas de todas las magnitudes, tratándose de conservar con la fidelidad posible las figuras de las constelaciones. Las más precisas se obtienen acoplado al ecuatorial un dispositivo fotográfico que permite registrar con largas exposiciones, estrellas cuya magnitud alcanza en ocasiones a la 22ª.

Utilizando tales cartas, los valores de α y δ , coordenadas ecuatoriales absolutas, se obtienen con mucha precisión.

DESCRIPCION DE ESTRELLAS Y CONSTELACIONES

67. EL CIELO VISTO DESDE LOS 35° DE LATITUD AUSTRAL. — Podrán considerarse en este Cielo (35) tres grupos o categorías de estrellas en cuanto a su ubicación con respecto al Ecuador:

a) Estrellas siempre visibles durante la noche, o circumpolares (33) cuya declinación δ es superior a 55° austral, complemento de la latitud del observador.

b) Estrellas siempre invisibles, con declinación superior a 55° boreal (34).

c) Estrellas de salida y puesta, en las que la declinación está comprendida entre los 55° sur, y 55° norte. Estas permanecen diariamente en el semiespacio superior al horizonte, más de 12 horas siderales, o menos, según que estén ubicadas en el hemisferio celeste del observador, o en el opuesto.

En el estudio que hacemos a continuación, iremos describiendo mes tras mes, las estrellas y constelaciones más importantes, observadas a medianoche desde la latitud apuntada, siempre que dichas estrellas y constelaciones estén sobre el semimeridiano del lugar o próximas a él. En cuanto a las que las preceden, hacia el Oeste, o las que siguen hacia el Este, serán tratadas en los meses en que se coloquen en aquellas condiciones.

Pasaremos revista, en primer lugar, a las estrellas de los grupos *a)* y *c)* con sus respectivas constelaciones, integrando después el conocimiento del Cielo, mediante una reseña de las del grupo *b)*.

Para la mejor comprensión de los que recién se inician en estas observaciones celestes, advertimos que no debe echarse en o'vido lo visto en el párrafo 31, es decir, que todo el Cielo estrellado, en el movimiento diurno, se va adelantando al Sol, hacia el Oeste, a razón de casi 1° por día (360° en un año), por lo cual, si una estrella ecuatorial sale a medianoche, viéndosela en consecuencia en

el Este verdadero, recién al cabo de tres meses se la verá culminar en el semimeridiano del lugar a la misma hora.

68. ESTRELLAS Y CONSTELACIONES QUE CULMINAN A MEDIANOCHE EN ENERO, FEBRERO Y MARZO, VISTAS DESDE LOS 35° S. DE LATITUD. — En las fechas comprendidas entre el 1 de enero y el 31 de marzo, desfilan a medianoche ante el semimeridiano del lugar, los semicírculos horarios situados entre los de VIIh y XIIh, y con ellos las estrellas de igual ascensión recta (50).

1. MES DE ENERO. — Tres estrellas primarias culminan a medianoche en este mes (64), por lo cual se las podrá individualizar fácilmente, a saber:

Sirio, del Can Mayor, lo hace el día 1 con una altura de 72° al norte del cenit. Es la más brillante de las estrellas del Cielo, y para obtener su luz se requieren 11 estrellas tipos de 1ª magnitud. Una característica interesante de Sirio, es la de ser doble, teniendo un satélite que gira a su alrededor en 52 años y al cual se atribuye una densidad fantástica, comprendida entre 40.000 y 50.000. Dentro de su constelación (fig. 47), hay tres estrellas de 2ª magnitud y dos de 3ª.

Proción, del Can Menor, culmina a medianoche el día 14 del mes con una altura de 50° al norte del cenit. Le sigue en importancia dentro de su constelación ubicada al norte del Ecuador pero muy próxima a él, una estrella de 3ª.

Polux pasa por el semimeridiano al día siguiente a 27° de altura al norte del cenit. Pertenece a la constelación de los *Gemelos*, la cual contiene, formando un rectángulo con Pólux, otras cinco estrellas brillantes, dos de 2ª magnitud, entre ellas *Castor* (el otro mellizo) y tres de 3ª. Esta constelación está situada unos 20° al norte del Can Menor, jalonando el recorrido anual del Sol en el Cielo, que hemos llamado eclíptica (43), por lo cual se la clasifica entre las 12 constelaciones zodiacales.

Además de las mencionadas constelaciones, pasan por el semimeridiano a medianoche, otras de menor importancia ubicadas en el hemisferio austral, como ser las del *Unicornio*, el *Timón* y el *Pez Volador* que pueden ubicarse en el Cielo ateniéndose a las indicaciones anteriores y a la figura 51.

En la figura 47 aparece también la parte superior del *Navío*, con estrellas que culminan en las condiciones indicadas en este mes, pero que se volverá a mencionar en diciembre al culminar a medianoche su estrella α llamada *Canopus*, que por brillo es la 2ª del Cielo.

2. MES DE FEBRERO. — A medianoche en este mes, el Cielo visto 30 días antes en enero aparece desplazado 30° hacia el Poniente, de modo que las estrellas y constelaciones que venimos de estudiar se han corrido correlativamente hacia su puesta.

El 21 de febrero a medianoche, culmina a 43° de altura al norte del cenit, una débil estrella de 1ª magnitud llamada *Régulo*,

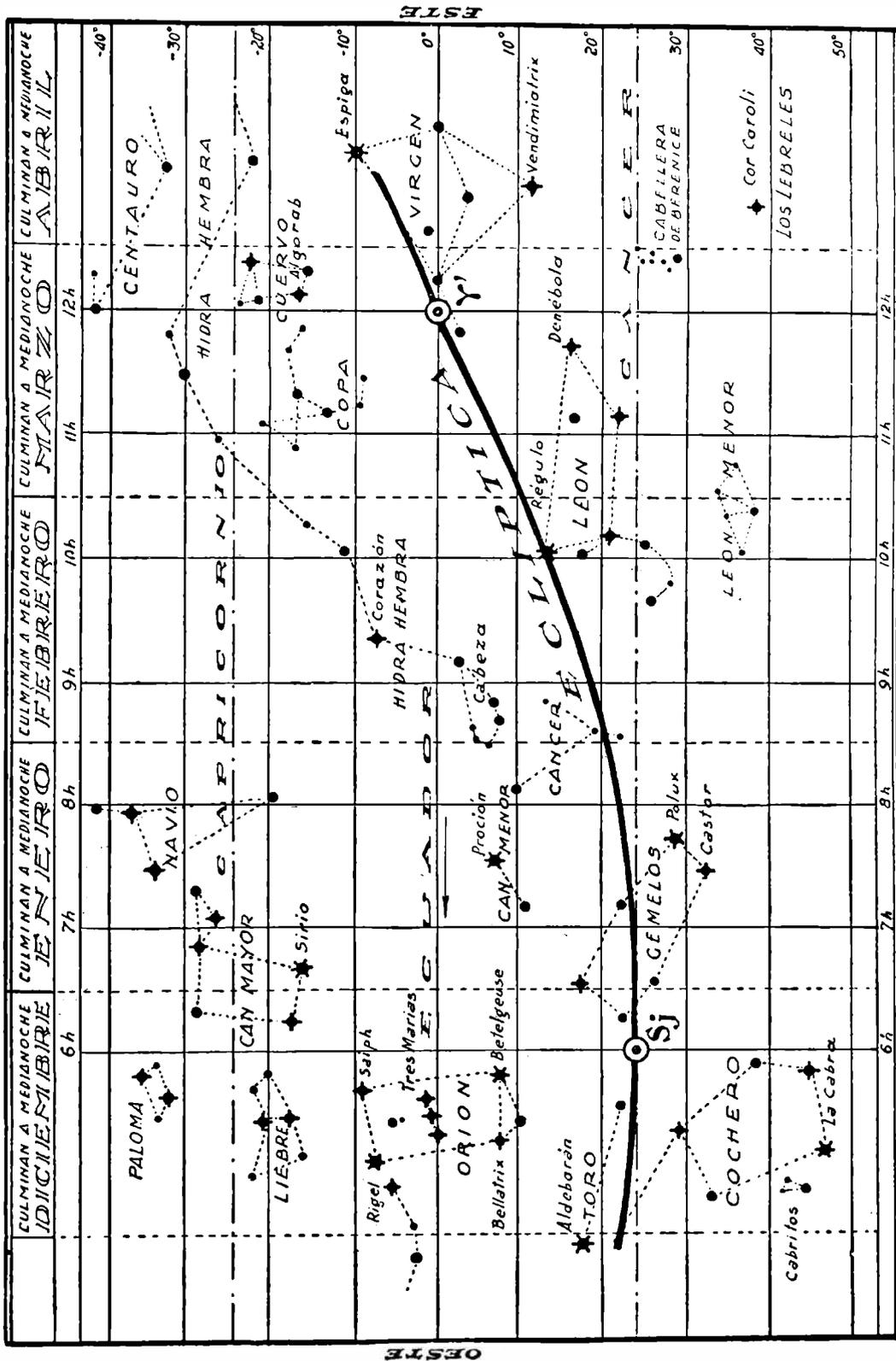


Fig. 47.
 ★ Primera magnitud ● segunda ● tercera ● cuarta

o α de la constelación zodiacal del *León*. Es fácilmente reconocible, atendiendo a que en su cercanía sólo hay estrellas de 2ª y 3ª magnitud, estando muy separada de las primarias. Régulo se encuentra unos 13° al norte del Ecuador, casi sobre la eclíptica, y el grupo principal de su constelación lo forma junto a tres estrellas de 2ª entre ellas *Denébola* o Cola del León, y cuatro estrellas de 3ª cuya ubicación se aprecia en la carta de la figura 47.

Al norte del León se encuentra el León Menor, con estrellas poco brillantes, mientras que unos 30° al Oeste, y pasando por el semimeridiano alrededor de dos horas antes, está ubicada la constelación zodiacal del *Cáncer*, cuya estrella más brillante es apenas de 3ª magnitud. Al sur de ella, y algo al norte del Ecuador, aparece la *cabeza* de la *Hidra Hembra*, constelación que se extiende largamente hacia el sureste, y en la cual predomina en brillo la estrella α de 2ª magnitud, llamada el *Corazón de la Hidra*.

Más al Sur, y culminando en las condiciones del epígrafe, se divisan estrellas de constelaciones secundarias, como ser la *Brújula*, la *Máquina Neumática* (o Eléctrica), estrellas del *Navío*, ya mencionado en enero, el *Timón*, etc. La posición de tales constelaciones puede verse en la figura 51.

3. MES DE MARZO.— Ya para este mes, y en la mitad de la noche, el Cielo visto en enero con sus estrellas y constelaciones, se ha corrido 60° grados al Oeste seguido a 30° por el que hemos estudiado en febrero. Casi a fines de marzo, el día 29, pasa por el semimeridiano del lugar a medianoche, la estrella *Acrux* o α de la *Cruz del Sur*. A la inversa de las estrellas primarias estudiadas en meses anteriores, ésta, por tener una declinación austral elevada (62°) culmina superiormente para la latitud que venimos estudiando a 63° de altura al sur del cenit, por lo cual sólo se la ve dando espaldas al Norte, mientras que para las anteriores lo enfrentábamos.

Esta constelación, lo mismo que otras varias de las australes muy alejadas del Ecuador, no cabe en la zona celeste abarcada por la figura 47, pero se la puede apreciar en la carta de la figura 51.

El grupo fundamental de la Cruz, está formado por la estrella ya nombrada y otras tres β , γ y δ , de 2ª, 2ª y 3ª magnitud, respectivamente. Los brazos de la Cruz $\alpha\gamma$ y $\beta\delta$, son normales entre sí, y el primero, o brazo mayor, prolongado pasa cerca del polo celeste P_s , el que puede ubicarse con aproximación llevando sobre el alineamiento, a partir de α , cuatro veces la distancia angular $\alpha\gamma$. A todas las estrellas de esa zona (circumpolares) las vemos describir circunferencias alrededor de P_s en un día sideral.

Entre la Cruz y el polo celeste sur pueden verse (fig. 51), las constelaciones de la *Abeja* y el *Camaleón*, y hacia el Ecuador al *Cuervo* con *Algorab* de 2ª magnitud y otras de 3ª, y también la *Copa* cuya estrella α apenas es de 3ª. Todas las constelaciones nombradas son australes, y las dos últimas se ven en la figura 47.

Al norte del Ecuador y hacia el noreste del León, visto en febrero, se dominan, no sin cierto esfuerzo visual, las siete estrellitas de la *Cabellera de Berenice* formando una tenue luminosidad en el cielo (fig 47).

69. ESTRELLAS Y CONSTELACIONES QUE CULMINAN A MEDIANOCHE EN ABRIL, MAYO Y JUNIO, VISTAS DESDE LOS 35° S. DE LATITUD. — Durante estos tres meses del año, coinciden sucesivamente con el semimeridiano del lugar a medianoche, los semicírculos horarios ubicados entre los de XIIh y XVIIIh, culminando en consecuencia las estrellas de iguales ascensiones rectas.

1. MES DE ABRIL. — Cuatro estrellas primarias culminan en este mes a medianoche: *La Espiga*, *Agena* o β del *Centauro*, *Arturo* y *Rigil Kenturus* (α del *Centauro*).

La Espiga, o α de la constelación zodiacal de la *Virgen*, lo hace el día 12 a 66° de altura al norte del cenit. Dicha constelación es atravesada por el Ecuador, por lo cual pertenece en parte a ambos hemisferios celestes, encontrándose la Espiga en el austral a unos 11° de declinación, mientras que la estrella β , llamada *Vendimiodora*, de 2ª magnitud, pertenece al hemisferio norte. Integran la constelación en su conjunto principal, otras cuatro estrellas de 3ª, de las cuales dos son ecuatoriales, una de ellas muy próxima al punto *Libra* o equinoccio de setiembre (43) de modo que al culminar a medianoche dicha estrella (24h solares medias) el reloj sideral debe acusar 12h, aproximadamente (fig. 48).

La estrella Agena, o β del *Centauro*, culmina el día 21, haciéndolo nueve días después su compañera Rigil Kenturus, o α de la constelación, ambas a una altura de 65° al sur del cenit. Por ser dichas estrellas de gran declinación austral, no aparecen en la carta ecuatorial de figura 48, pero pueden ubicarse perfectamente observando la figura 51. En el cielo se las ve durante todo el año a veces altas, a veces bajas, apuntando como flecha hacia la Cruz del Sur. *La Próxima del Centauro que es la estrella más cercana a la Tierra* (4 años luz), coincide casi en posición con Rigil Kenturus.

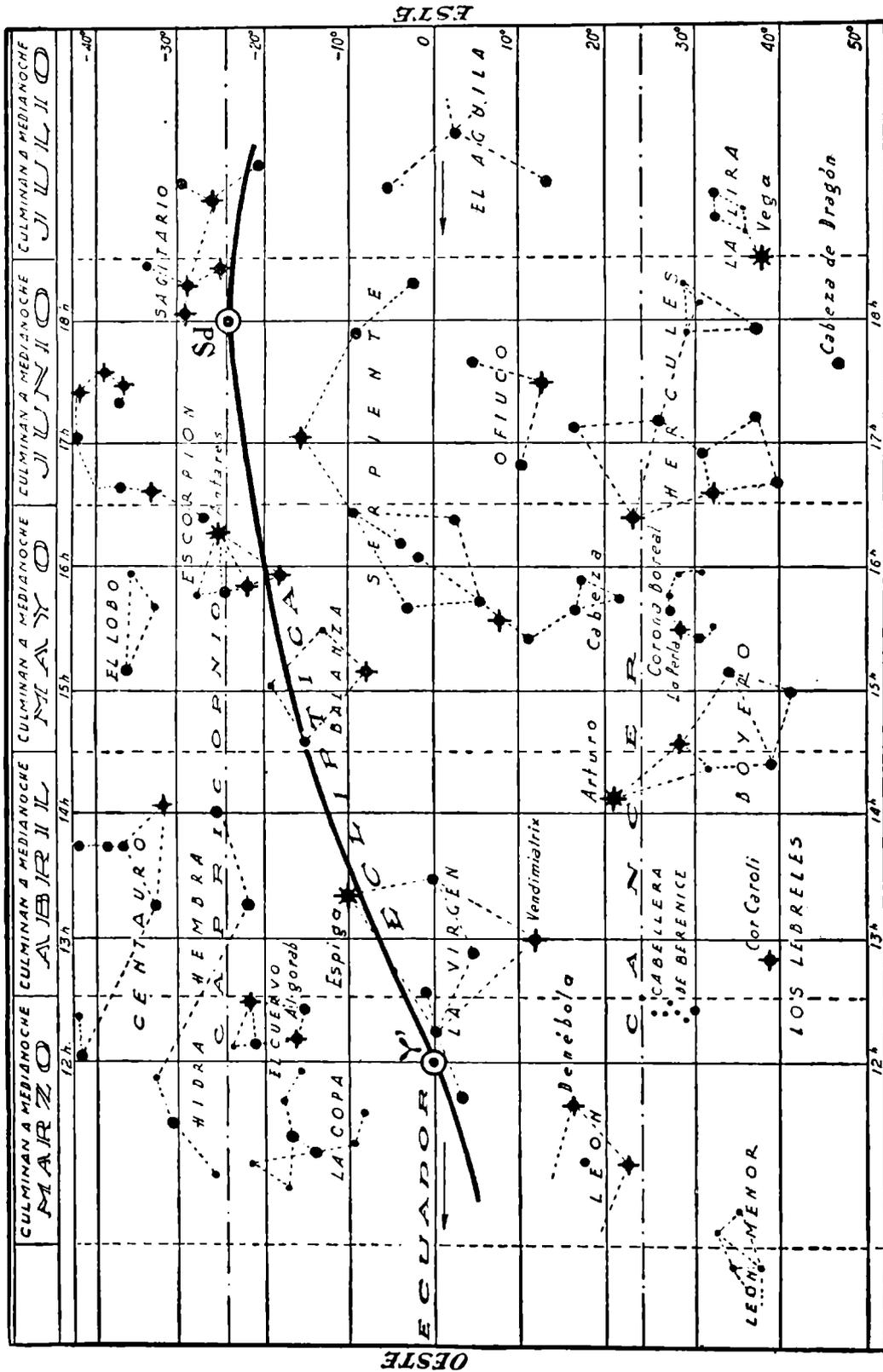
En toda la zona circumpolar de la latitud dada, α y β del *Centauro* son los dos astros más brillantes, y por tanto inconfundibles entre el enjambre de las demás estrellas.

En la figura 48 se alcanza a ubicar la parte septentrional del *Centauro* con una estrella de 2ª magnitud y cinco de 3ª.

El 25 del mes a medianoche, pasa por el semimeridiano, *Arturo* a 36° de altura al norte del cenit. Se trata de una de las más hermosas estrellas del cielo inconfundible por su brillo y por su color amarillo-perlino. Arturo es la estrella α del *Boyero*, constelación situada al noreste de la *Virgen* y que contiene además una estrella de 2ª y tres de 3ª magnitud.

Agreguemos, además, que el brillo de Arturo es el doble que el de la estrella tipo de 1ª magnitud, ocupando el 5º lugar entre las veinte estrellas primarias. La figura 48 muestra el conjunto principal del *Boyero*.

2. MES DE MAYO. — El día 28 en la mitad de la noche culmina *Antares* la estrella primaria α del *Escorpión*, a casi 82° de altura



al norte del cenit. Es una hermosa estrella anaranjada (casi roja) de parpadeo poco pronunciado, que en algunas ocasiones los profanos suelen confundir con el planeta Marte por el color. El Escorpión, una de las más bellas constelaciones, dibuja en el Cielo por la ubicación de sus estrellas un signo de interrogación que se abre en penacho en su parte terminal (fig. 48). Contiene, además de aquella estrella, otras seis de 2ª magnitud y cinco de 3ª. La estrella Antares es doble, formando con su compañera, estrella verde, un sistema físico, donde ambas se desplazan alrededor del centro común de gravedad. El Escorpión pertenece a la categoría zodiacal por hallarse sobre la eclíptica. *El trópico de Capricornio*, o paralelo celeste de 23°27' austral, cruza esta constelación pasando cerca de Antares.

Algo al suroeste del Escorpión, aparece el *Lobo* con una estrella de 3ª magnitud, y más al sur (fig. 51), se ven estrellas de la *Escuadra*, *Ave del Paraíso* y *Octante* (esta constelación contiene a la estrella polar sur o *Sigma del Octante*).

Culminan también en este mes a medianoche, las estrellas de las constelaciones *Balanza*, *Serpiente* y *Corona Boreal*, todas al norte del Escorpión. La *Balanza* o *Libra*, es zodiacal, conteniendo una estrella de 2ª y otra de 3ª magnitud, esta última sobre la eclíptica. Al noreste de la *Balanza* está la *Serpiente* con su cuerpo sobre el Ecuador celeste y la *Cabeza* en pleno hemisferio boreal cerca del trópico de Cáncer. Como puede apreciarse en la figura 48, dicha constelación contiene dos estrellas de 2ª magnitud, una en cada hemisferio, y once de 3ª, de las cuales seis son australes. Al norte de la *Cabeza de la Serpiente* y cercana al Boyero, hacia el este, un gracioso grupo de estrellas forman la *Corona Boreal*, culminando con una bellísima estrella de 2ª magnitud llamada por su coloración *La Perla*, flanqueada por dos estrellas de 3ª.

3. MES DE JUNIO. — El 30 de este mes pasa por el semimeridiano a medianoche muy internada en el hemisferio boreal, la brillante estrella *Vega* de la *Lira* alcanzando una altura apenas inferior a 16° al norte del cenit. Se trata de la tercera estrella del Cielo en cuanto a brillo, destinada a futura polar norte, dentro de 120 siglos, en razón de la precesión de los equinoccios que veremos más adelante. Acompañan a *Vega* en el grupo primordial de la *Lira*, dos estrellas de 3ª magnitud.

En fechas del mes, anteriores a la culminación de *Vega*, han pasado por el semimeridiano a medianoche todas las estrellas de las constelaciones boreales de *Hércules* y *Ofiuco*, y también algunas de las australes *Serpiente* y *Escorpión* (ya vistas) así como otras del *Altar* y *Ave del Paraíso* próximas al polo celeste. Sur (fig. 51).

La constelación de *Hércules* sobre el trópico de Cáncer contiene dos estrellas de 2ª y seis de 3ª magnitud. Al norte de esta constelación, y a mediados del mes, vemos culminar a medianoche a una estrella de 3ª magnitud, muy próxima al horizonte norte, y muy baja en consecuencia, llamada la *Cabeza del Dragón*. Dicha estrella aparece y se oculta rápidamente por describir su paralelo celeste casi en su totalidad en la zona de eterna invisibilidad para la latitud que estudiamos.

Algunas determinaciones astronómicas ubican al *áper*, o punto del Cielo hacia donde se dirige el Sol con el sistema planetario, en la

constelación del Dragón, cuya estrella α , invisible desde la latitud de 35° S., será también polar norte dentro de 4.000 años, debido al movimiento de precesión ya mencionado.

Entre Hércules y el ecuador celeste, al sur del cual se extiende la cola de la Serpiente, está ubicado Ofiuco, cuyo conjunto principal lo constituyen una estrella de 2^{a} magnitud y dos de 3^{a} . La figura 48 muestra en el Cielo la posición ocupada por la Lira, el Dragón, Hércules y Ofiuco entre las demás constelaciones.

70. ESTRELLAS Y CONSTELACIONES QUE CULMINAN A MEDIANOCHE EN JULIO, AGOSTO Y SETIEMBRE, VISTAS DESDE LOS 35° S. DE LATITUD. — Desde el 1 de julio al 30 de setiembre, pasan por el semimeridiano en las condiciones indicadas, las estrellas cuya ascensión recta está comprendida entre las XVIIIh y XXIVh.

1. MES DE JULIO. — Durante este mes, vemos a medianoche al oeste del meridiano parte de las estrellas y constelaciones descritas en los tres meses anteriores.

El día 18 tenemos sobre el semimeridiano, a mitad de la noche, a la estrella primaria *Altair*, de la constelación *Aguila*, a una altura de 46° al norte del cenit. Ubicada a 9° de declinación boreal, es acompañada en su constelación por cinco estrellas de 3^{a} magnitud de las cuales dos son australes. Se ubica fácilmente *Altair*, por estar en línea recta con dos estrellitas equidistantes, y además por la carencia de estrellas primarias en su cercanía, pues *Vega* y *Deneb*, las más próximas están muy al norte, cercanas al horizonte.

Al norte del *Aguila*, entre ésta y las constelaciones de la *Lira* y el *Cisne*, se ven otras secundarias, la *Flecha* y el *Zorro Menor*, conteniendo la primera una estrella de 3^{a} magnitud (fig. 49). Al sur del *Aguila* y sobre el trópico de Capricornio, aparece el *Sagitario*, constelación zodiacal que contiene cuatro estrellas de 2^{a} y tres de 3^{a} .

Culminan también en este mes a la hora indicada, estrellas de las constelaciones *Escudo de Sobieski* (fig. 49), *Corona Austral*, *Telescopio* y *Pavo Real*, todas australes y registradas en la carta de la figura 51.

2. MES DE AGOSTO. — Pasa por el semimeridiano a medianoche el día 1, la estrella primaria *Deneb* de la constelación del *Cisne*. Se la ve muy baja, pues su altura de culminación al norte del cenit no alcanza a 11° . El grupo del *Cisne* situado 30° al este de la *Lira*, lo forman *Deneb* junto a tres estrellas de 2^{a} magnitud y una de 3^{a} , dispuestas casi en forma de cruz. Al sur del *Cisne*, siempre en el hemisferio boreal, destacan apenas las estrellas del *Delfín* y el *Caballo Menor*.

Dentro del mes, culminan también a la hora del epígrafe, otras muchas estrellas de las constelaciones australes *Capricornio*, *Acuario*, *Pez Austral*, *Grulla* (fig. 49), *Microscopio*, *Indio* y *Pavo Real* (fig. 51). Las dos primeras son zodiacales, destacándose en Capricornio tres estrellas, una de 2^{a} y dos de 3^{a} magnitud. En cuanto al grupo de *Acuario*, lo integran dos de 2^{a} y tres de 3^{a} , una de éstas sobre la eclíptica.

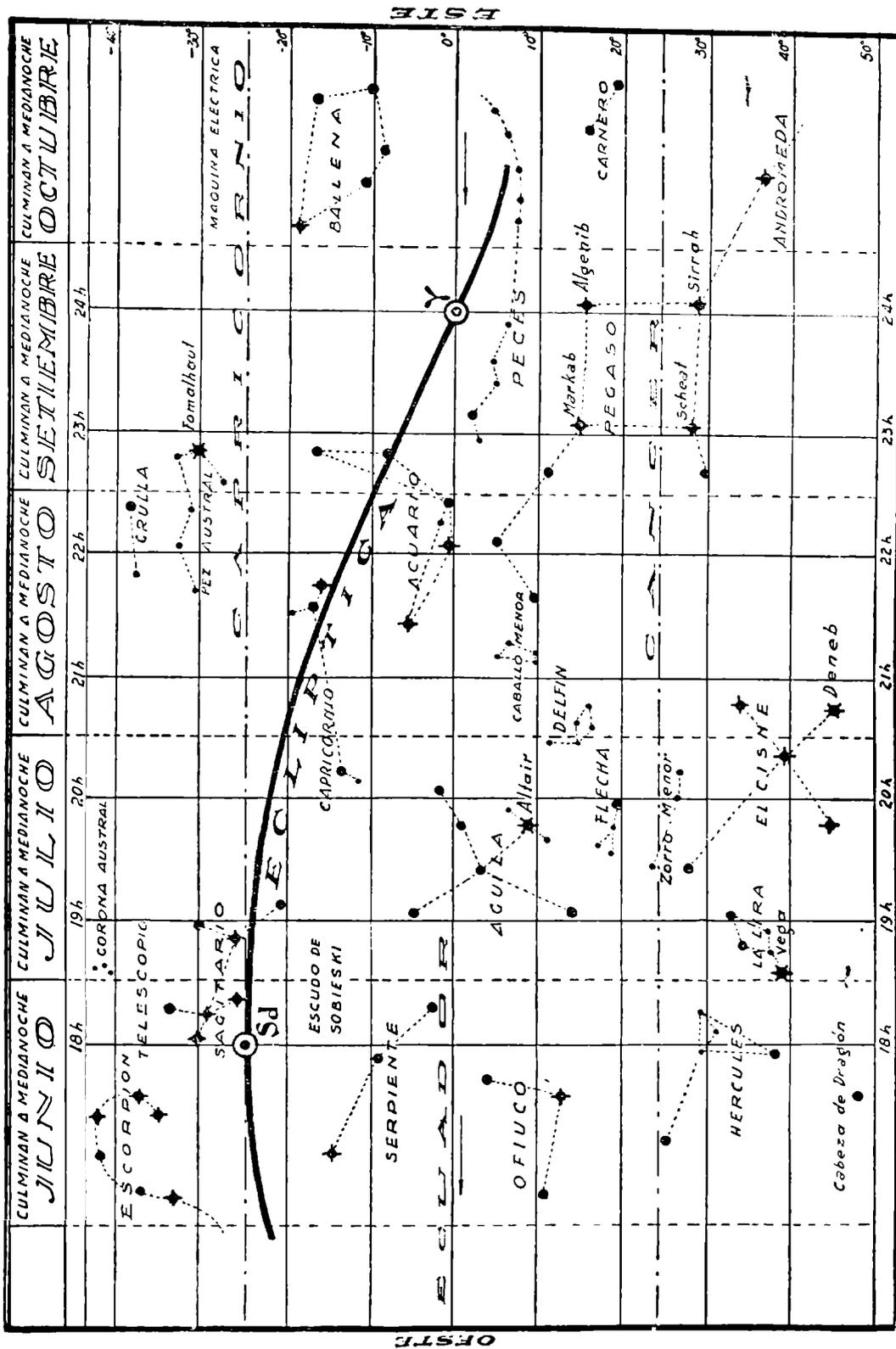


FIG. 40.

3. MES DE SETIEMBRE. — Culmina el día 4 a medianoche a casi 86° de altura, al norte del cenit, *Fomalhaut*, o α del *Pez Austral*, caracterizada por ser entre las estrellas primarias la que más se acerca al cenit para la latitud que estudiamos. *Fomalhaut* es una débil estrella de 1ª magnitud, ya que su brillo sólo alcanza a 0,76 (la estrella tipo *Acrux* tiene por brillo 1). El resto del *Pez Austral*, lo constituyen estrellas insignificantes.

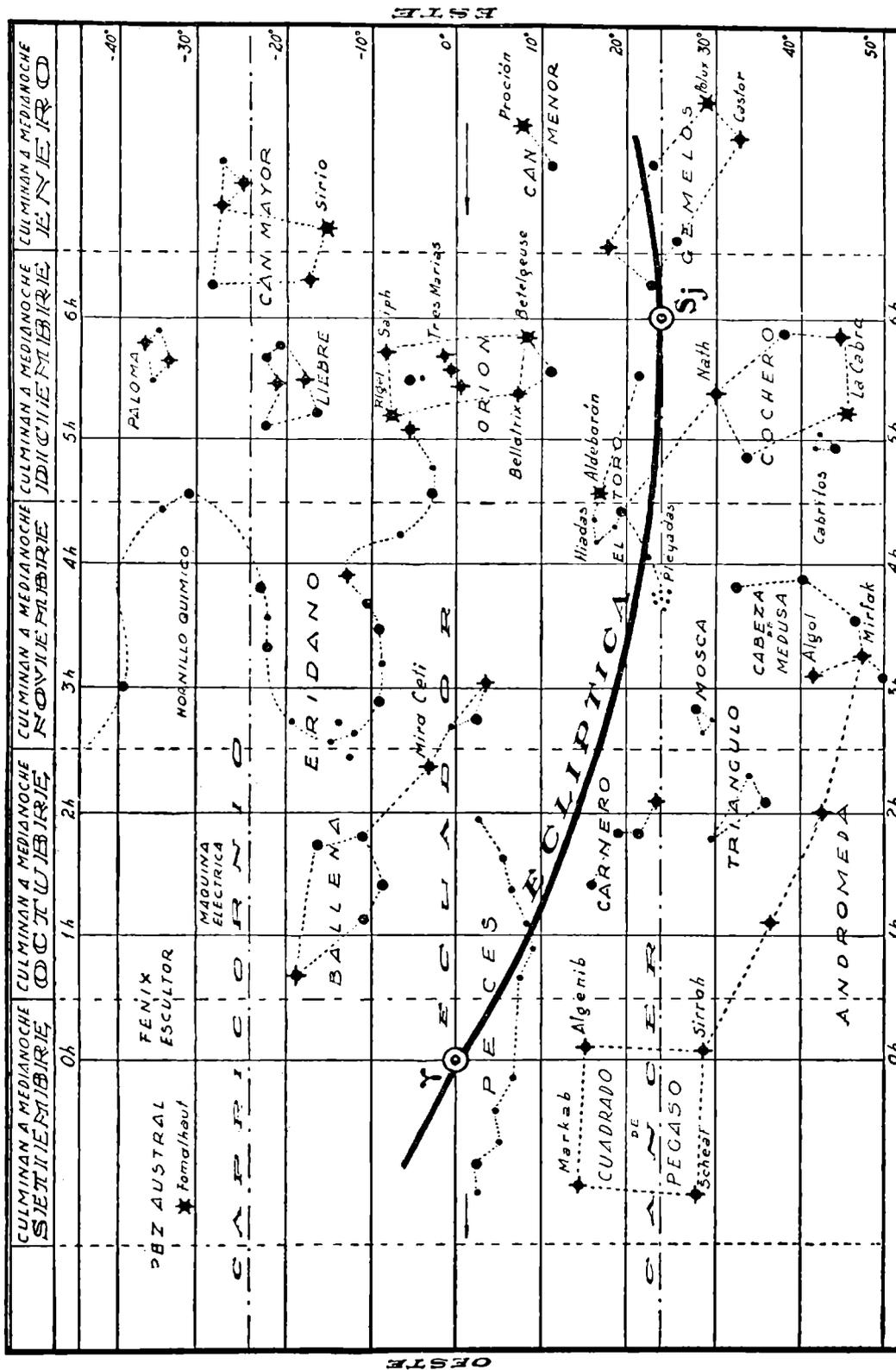
Pasan por el semimeridiano también en este mes a medianoche, estrellas de las constelaciones australes *Grulla*, *Tucán* y *Octante* (fig. 51), mientras que al norte del Ecuador lo hacen otras más importantes entre las que sobresalen las de 2ª magnitud, *Algenib*, *Markab*, *Scheat* y *Sirrah*, integrantes del característico *Cuadrado de Pegaso* (fig. 49). El alineamiento *Markab - Scheat*, conduce a α de la *Osa Menor* o *polar norte*, invisible desde la latitud que se estudia. Algo al noreste del *Pegaso* se ven estrellas de *Andrómeda*, y al sur del mismo, cerca del Ecuador, otras de la constelación zodiacal de los *Peces*.

71. ESTRELLAS Y CONSTELACIONES QUE CULMINAN A MEDIANOCHE EN OCTUBRE, NOVIEMBRE Y DICIEMBRE, VISTAS DESDE LOS 35° S. DE LATITUD. — Durante estos tres meses del año, culminan a medianoche en el semimeridiano del observador las estrellas cuya ascensión recta está comprendida entre 0h y VIh.

1. MES DE OCTUBRE. — En este mes, mientras bajan hacia el Oeste los astros vistos en julio, agosto y setiembre, vuelven a aparecer en el horizonte del Este, a la hora indicada, muchas de las estrellas estudiadas en enero, siguiendo en su marcha a las que veremos en noviembre y diciembre.

El día 15 se ubica en el semimeridiano a mitad de la noche, la estrella primaria *Achernar* con una altura de 67° al sur del cenit (fig. 50). Lo mismo que *Acrux*, *Rigil Kenturus* y *Agna* (estudiadas en marzo y abril), aquella estrella es circumpolar para la latitud 35° S., desde que su declinación, casi 58° austral, es superior a 55° , complemento de dicha latitud (34). El alineamiento del brazo mayor de la Cruz del Sur, después de pasar cerca del polo celeste P_s (ver marzo), nos conduce aproximadamente a *Achernar*, pasando antes por las conocidas nebulosas llamadas *Nubéculas de Magallanes*, por lo que la estrella nombrada se localiza en el Cielo sin dificultad. *Achernar* es la α del *Eridano* (río Po, donde fué precipitado *Factón* o *Eridano*, hijo del Sol) constituido por una larga y ondulante fila de estrellas, entre las cuales, dos son de 2ª magnitud, y ocho de 3ª. El *Eridano* se extiende hacia el noreste y termina muy cerca de *Rigel* (ver diciembre) en las proximidades del Ecuador (fig. 50).

Culminan también en este mes, en la condición estipulada, estrellas de las constelaciones australes de la *Ballena*, *Máquina Eléctrica*, *Taller*



del Escultor, Fénix y Aparato Químico (fig. 51) al par de otras correspondientes a las boreales Peces, Carnero, Triángulo y Andrómeda, registradas en la figura 50.

La Ballena contiene tres estrellas de 2ª magnitud y cinco de 3ª, siendo una de aquéllas, cercana al Ecuador, la célebre variable *Mira Ceti* (Maravillosa de la Ballena), que estudiaremos en otro lugar. La cabeza de la Ballena está al norte del Ecuador según lo muestra la figura. Las constelaciones Peces y Carnero, son zodiacales, destacándose en la primera una sola estrella de 3ª magnitud, en cuyas inmediaciones está ubicado el punto vernal Υ , que al culminar en el semimeridiano, inicia el día sideral. Dicho punto, veinte siglos antes estaba en el Carnero, pero el movimiento de precesión de los equinoccios, citado en otro lugar, lo ha desplazado en unos 30° sobre la eclíptica en sentido retrógrado, habiendo experimentado el mismo corrimiento el otro equinoccio, Libra, que en la actualidad se encuentra en la Virgen, y hace 2.000 años estaba en Libra.

El conjunto principal del Carnero lo forma una estrella de 2ª magnitud y tres de 3ª. Más al Norte, entre el Cuadrado de Pegaso y Perso (ver noviembre) se extiende la constelación de Andrómeda, con dos estrellas de 2ª, y entre ésta y el Carnero, aparece el Triángulo con una estrella de 3ª magnitud (fig. 50).

2. MES DE NOVIEMBRE. — El 29 de este mes pasa por el semimeridiano a medianoche a una altura de 39° al norte del cenit, la estrella roja de primera magnitud *Aldebarán*, que es la α de la constelación zodiacal del Toro. Junto con cuatro estrellas cercanas, forma un ángulo con vértice hacia el oeste, constituyendo el grupo de las *Hiadas*. Las prolongaciones de los lados de aquel ángulo conducen a dos estrellas, de 2ª magnitud la una y de 3ª la otra, conocida la primera con el nombre de *Nath*. Un poco al noroeste de las Hiadas se divisa una especie de fosforescencia en el Cielo, que examinada con atención se desdobra en estrellitas, de las cuales las más importantes son las denominadas *Siete Cabrillas* o bien *Pléyadas*. Todo el grupo está envuelto en una nebulosa que estudiaremos en su lugar.

Engaña mucho el tamaño aparente del grupo. La Luna pasa delante de las Pléyadas sin tapar ninguna de las cuatro estrellas de la periferia. Puede afirmarse que a ojo desnudo sólo se ven 6 estrellas del conjunto, pero vistas excepcionales pueden ver once. Galileo con su anteojo observó treinta y seis; pero en realidad hay miles, de las cuales, varios cientos de las más brillantes forman un sistema físico situado a una distancia superior a los 320 años luz (100 parsecs). Las Hiadas están a una distancia 3 veces menor.

Las seis Pléyadas visibles son: *Atlas*, *Alción*, *Merope*, *Electra*, *Maja* y *Taygeta*.

Pertencen también al grupo *Plejona*, *Asterope* y *Celaeno*. Se ha calculado que Alción es 2.000 veces más brillante que el Sol, y que las otras cinco estrellas visibles lo son unas 300 veces.

Culminan también a medianoche en fechas de este mes, estrellas de las constelaciones australes Ballena y Eridano, ya vistas, y otras del *Hornillo Químico*, *Reloj de Péndulo* y *Retículo* (fig. 51). En las mismas condiciones al norte del Ecuador, están las de *Perseo* y la *Mosca* (fig. 50). De las dos estrellas de 2ª magnitud de Perseo, una es *Mirfak*, y la otra la más célebre de las estrellas variables a eclipses, llamada *Ayol*, y también *Cabeza de Medusa*, que en un período de tres días,

pasa de la 2ª magnitud a la 3,5. Además, contiene Perseo cuatro estrellas de 3ª. En cuanto a la Mosca es una insignificante constelación con una estrella de 3ª, situada al oeste de las Pléyadas.

3. MES DE DICIEMBRE. — Hacia las 24 horas, en los días de este mes, el Cielo visto desde los 35° S. de latitud, adquiere su aspecto más fastuoso, que subsistirá en los dos meses siguientes, por el cúmulo de constelaciones importantes y el número elevado de estrellas primarias visibles hacia todos los rumbos. Ya a medianoche, las constelaciones vistas en enero, febrero y marzo, se divisan en el Cielo hacia el Levante, bien altas las primeras, y sobre el horizonte algunas de las últimas.

Cuatro estrellas primarias culminan en el curso de diciembre a la hora indicada: La Cabra y Rigel el día 8, Betelgeuse el 19 y Canopus el 27.

La *Cabra* o *Capella*, pasa muy baja por el semimeridiano, pues su altura de culminación al norte del cenit no alcanza a 10°. Es una de las estrellas más brillantes del Cielo, ocupando el 4º lugar. Su constelación, el *Cochero*, está ubicada hacia los 45° de declinación boreal, apareciendo en ella, inmediato a la Cabra, el grupo de los *Tres Cabritos*, uno de ellos de 3ª magnitud, e integrando la constelación otras tres estrellas brillantes entre las cuales una de 2ª situada al este de la Cabra. La estrella *Nath*, mencionada en noviembre, culmina a medianoche hacia el 13 de diciembre, estando situada en el deslinde de la constelación que estudiamos con la del Toro ya vista (fig. 50).

Rigel o β de *Orión*, culmina en el semimeridiano a 63° de altura al norte del cenit, siendo por su brillo la 7ª estrella del Cielo. Es de luz blanca, con fuerte centelleo, considerándose como estrella de gran temperatura superficial. Su compañera *Betelgeuse* culmina once días después a 48° de altura al norte, y a pesar de su menor brillo se la ha clasificado como α de la constelación. Lo mismo que las ya vistas, Antares y Aldebarán, esta estrella es de coloración roja.

Las dos primarias de *Orión* que acabamos de mencionar, están dispuestas según los vértices opuestos de un gran cuadrilátero completado por *Bellatrix* y *Sainh*, ambas de 2ª magnitud, aquélla al norte del Ecuador y la última al sur. En el centro del cuadrilátero, alineadas y equidistantes, están las tres estrellas de 2ª magnitud conocidas vulgarmente como las *Tres Marías* o *Tres Reyes Magos*, *Mintaka*, *Anilam* y *Alnitak*, formando el *Tahalí* de *Orión*. Una de las estrellas del *Tahalí*, la más boreal, está casi sobre el Ecuador recorriéndolo diariamente. El alineamiento del *Tahalí*, conduce a Aldebarán hacia el noroeste, y a Sirio hacia el sudeste. Completan la constelación en su parte principal, otras dos estrellas de 2ª y la célebre *Nebulosa de Orión* ubicada entre Rigel y el *Tahalí*.

MICHELSON dió gran renombre a *Betelgeuse* al medir su diámetro que encontró 300 veces superior al del Sol (33.000 veces el de la Tierra).

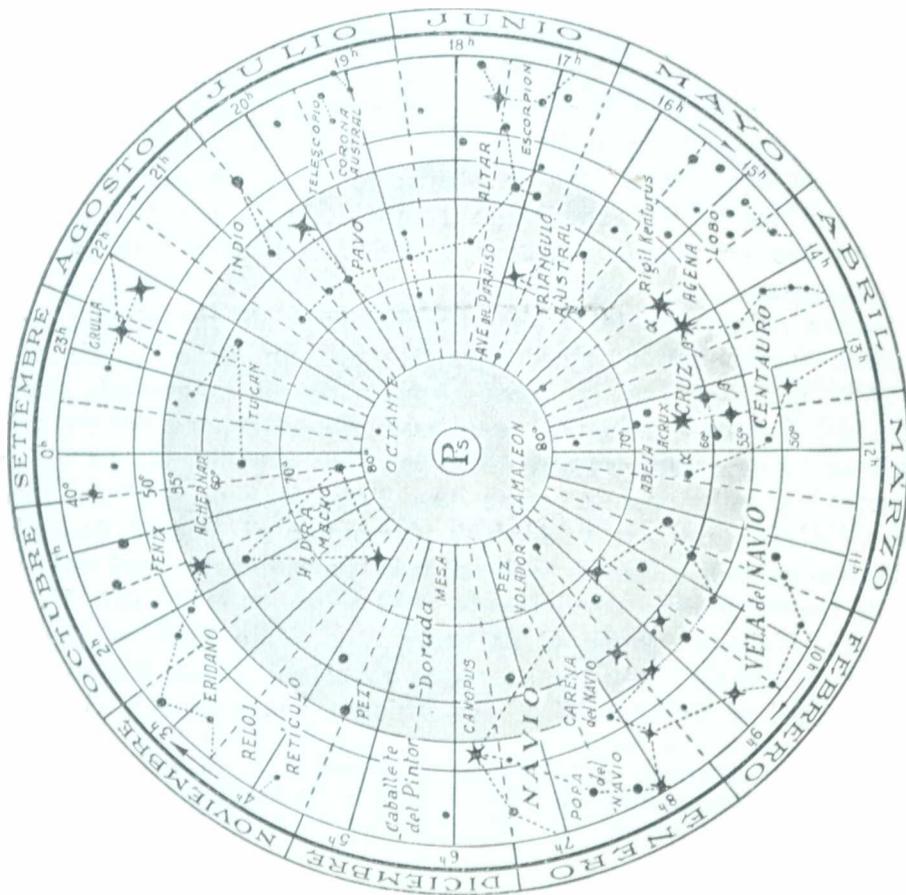


Fig. 51. — Zona celeste de perpetua visibilidad (sombreada) para la latitud de 35° S.

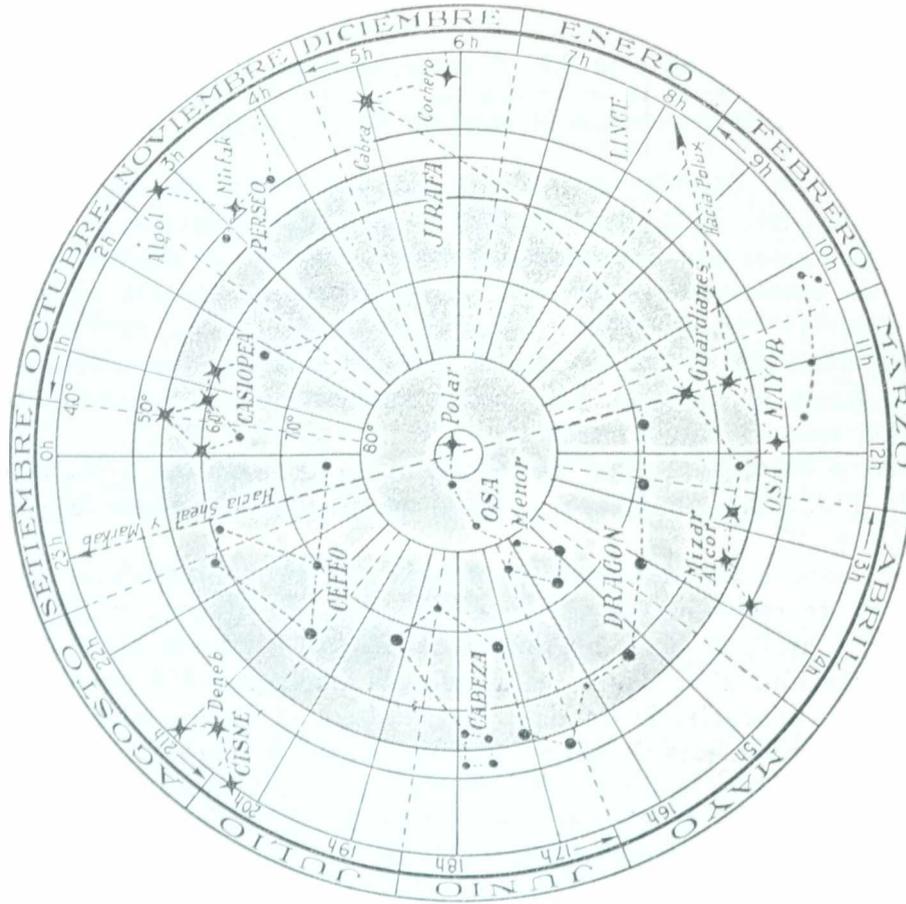


Fig. 52. — Zona celeste de perpetua invisibilidad (sombreada) para la latitud de 55° S.

En cuanto a *Rigel*, se calcula que brilla 20.000 veces más que el Sol. A excepción de *Betelgeuse*, las demás estrellas de Orión parecen formar un sistema físico situado a 6.000 años luz de distancia (antes se habían calculado sólo 600).

El Tahalí o *Cinturón*, abarca 3° de longitud en el Cielo, por lo cual se le ha llamado la *Yarda*, constituyendo una excelente unidad para la medida a ojo de distancias angulares.

El mismo Tahalí fué conocido bajo los nombres de *Napoleón* por los alemanes, *Nelson* por los ingleses, y el *Rastrillo* por los franceses.

El 27 de este mes pasa por el semimeridiano a las 24 horas la estrella *Canopus* o α del *Navío*, la 2ª en brillo de todo el Cielo, equivalente a seis estrellas tipo de 1ª magnitud. Lo hace a una altura de 72° al sur del cenit, y es casi circumpolar para la latitud que se estudia, desde que su declinación es de $-52^{\circ}40'$. Conduce aproximadamente a *Canopus* el alineamiento *Bellatrix-Saiph*, y también el brazo menor de la Cruz del Sur prolongado hacia el oeste. Una docena de estrellas de 2ª, 3ª y 4ª magnitud, forman el cuerpo del *Navío* de Argos ubicado entre el *Can Mayor* y la Cruz. En las noches de diciembre hacia las 24 horas, parecen acercarse las dos estrellas más brillantes del Cielo, y mirando a *Sirio* después de su culminación, veremos a *Canopus* a su izquierda.

Culminan también en este mes en la condición indicada, las estrellas de la *Liebre*, situada al sur de Orión, de las cuales dos son de 2ª y cuatro de 3ª magnitud; las de la *Paloma*, más internada en el hemisferio austral, con dos de 2ª; y por fin otras del *Caballote del Pintor*, *Pez Espada*, *Retículo*, *Monte de la Tabla* y *Octante*, en su mayoría circumpolares para la latitud apuntada. De estas constelaciones, la *Liebre* y la *Paloma* se han ubicado en la figura 50, y las demás pueden verse en la figura 51.

Finalizamos esta descripción del Cielo de diciembre a medianoche, llamando la atención sobre el número de estrellas primarias visibles desde los 35° S. de latitud que en total es de trece, a saber: *Acrux*, *Agena*, *Rigel Kenturus*, *Achernar* (las cuatro circumpolares, ver fig. 51), *Canopus* (casi circumpolar), *Sirio*, *Proción*, *Pólux*, *Régulo*, *Aldebarán*, *Rigel*, *La Cabra* y *Betelgeuse*. A otras horas antes y después de medianoche, podrían verse hasta las otras siete que integran el grupo de las primarias, vale decir, que la latitud de Buenos Aires, Montevideo, Santiago de Chile, Sidney, etc., es privilegiada en cuanto al aspecto del Cielo, el cual ofrece a la vista del espectador la totalidad de sus veinte estrellas más brillantes.

72. ESTRELLAS Y CONSTELACIONES INVISIBLES DESDE LOS 35° S. DE LATITUD. — Completamos el estudio del Cielo, con algunas referencias a las estrellas y constelaciones invisibles desde la latitud 35° S., situadas en el casquete esférico boreal que hemos denominado de eterna invisibilidad (34). Dicho casquete, limitado por el paralelo celeste de 55° boreal, contiene en consecuencia a todas las estrellas del Cielo cuya declinación norte (positiva) es superior a la magnitud angular apuntada. La figura 52 nos lo muestra encerrando cinco constelaciones: *Osa Mayor*, *Osa Menor*, *Dragón*, *Cefeo* y *Casiopea*. Como podrá apreciarse observando la

figura, todavía alcanzamos a divisar poniendo especial cuidado, pues asoman sobre el horizonte y desaparecen en breves momentos, algunas estrellas de la Co'a de la Osa Mayor y otras de la Cabeza del Dragón (la refracción favorece al observador, pues las eleva 33').

La *Osa Mayor* contiene siete estrellas brillantes de las cuales seis son de 2ª magnitud y la restante de 3ª. Dos de sus estrellas llamadas los *Guardianes*, están alineadas con la polar α de la Osa Menor y con el lado Scheat - Markab del cuadrado de Pegaso. El alineamiento de uno de los lados de la *Caja del Carro de David*, que es como suele llamarse al cuadrilátero que constituye el cuerpo de la Osa, conduce a la Cabra, y una de las diagonales a Pólux. Las siete estrellas de que venimos de hablar fueron llamadas en otras épocas "*Septemtriones*" (siete bueyes), de donde deriva el término septentrión para referirnos al norte.

La *Osa Menor*, semejante en la disposición de sus estrellas a la Osa Mayor, pero dispuestas en sentido inverso, contiene a la *Polar* (α) que es su estrella más brillante, colocada en la extremidad de la cola. De las otras seis estrellas principales, dos son de 3ª magnitud. En realidad la polar norte es λ (lambda) de la Osa Menor (magnitud 6.55), que sólo dista 57' del polo celeste, en tanto que α dista en la actualidad (año 1940) 61'.

El *Dragón* constituye una larga fila de estrellas de 3ª magnitud, con la *Cabeza* dirigida al *Cerbero* de Hércules y la *Cola* hacia el Oeste, pasando entre la Osa Menor y los Guardianes de la Mayor.

Casiopea situada a mitad de distancia entre la Polar y el Cuadrado de Pegaso, contiene cuatro estrellas de 2ª magnitud y una de 3ª. Su forma es análoga a la de las Osas Mayor y Menor (fig. 52).

Cefeo está ubicada algo al norte de la estrella primaria Deneb, entre el Dragón y Casiopea, y su núcleo lo constituyen tres estrellas de 3ª magnitud.

73. VIA LACTEA. — En las noches no alumbradas por la Luna, puede apreciarse en el Cielo una luminosidad de aspecto lechoso, forma irregular, y ancho variable, dispuesta aproximadamente según un círculo máximo no muy separado del que integran los semicírculos horarios de VIh y XVIIIh (90° y 270°). Es la *Vía Láctea*, o "*Camino de Santiago*", como también suele llamársela (fig. 53 y 54).

A primera vista, la Vía Láctea ofrece el aspecto de una larga y estrecha franja luminosa, pero ya GALILEO, en el siglo XVII, al observarla en diversas regiones con su anteojo, pudo comprobar que en su parte principal está constituida por una enorme aglomeración de estrellas de brillo poco considerable.

La parte más ancha de la Vía Láctea está en la constelación del *Navío* donde alcanza a unos 30°, estrechándose después hasta unos pocos grados en otras regiones de su recorrido y culminando en brillo al pasar por las constelaciones del *Aguila*, *Escudo de Sobieski* y *Cisne*. Contrastando con este brillo, presenta la Vía Láctea numerosas regiones oscuras, en especial en la Cruz del Sur, donde

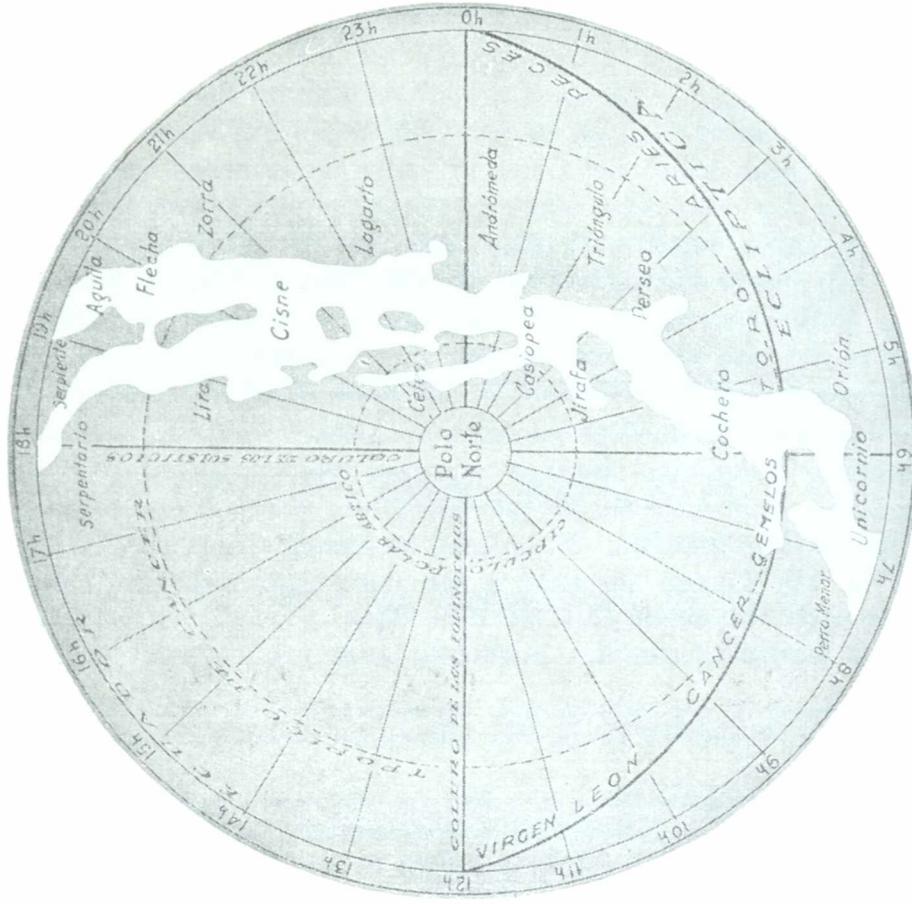


Fig. 54. — Recorrido de la Via Láctea en el hemisferio celeste boreal.

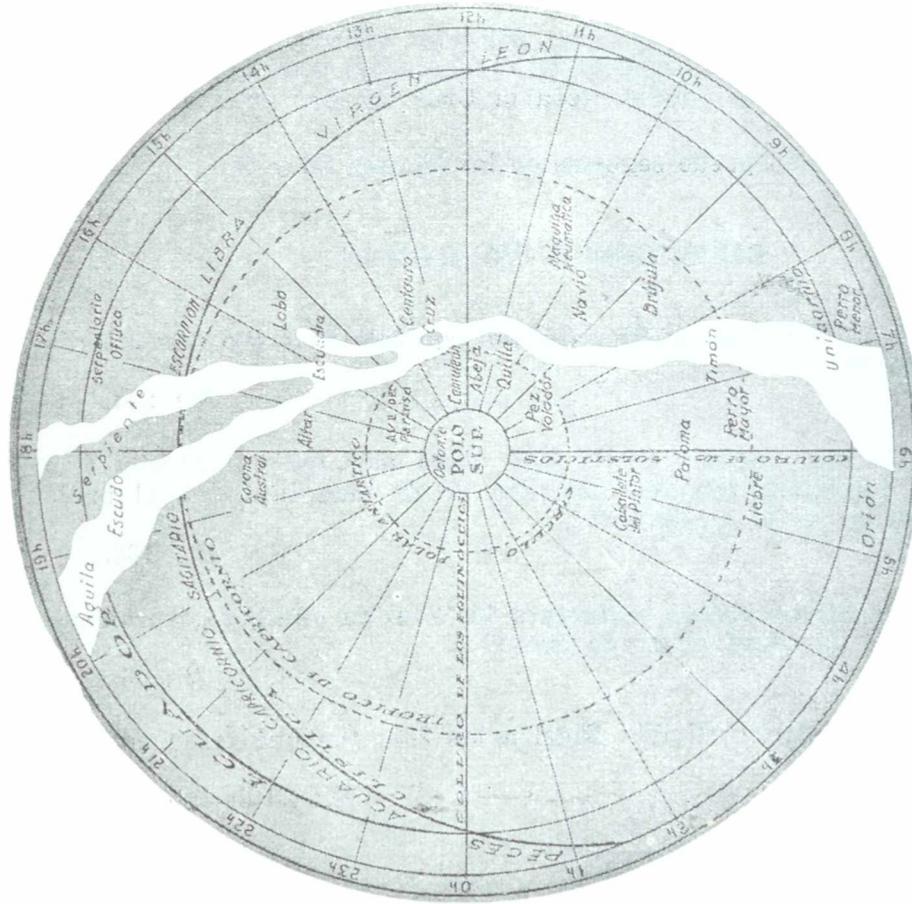


Fig. 53. — Recorrido de la Via Láctea en el hemisferio celeste austral.

pueden observarse los "Sacos de Carbón" el mayor de los cuales abarca 4° en longitud y $2^{\circ},5$ en ancho. Antes se creyó que dichos espacios oscuros, eran zonas del Cielo privadas de estrellas, pero en la actualidad se los considera como provocados por masas absorbentes oscuras, gases o polvo cósmico, que interponiéndose a modo de pantalla, van cubriendo partes de la Vía Láctea. Dichas masas absorbentes, serán estudiadas al tratar las nebulosas en el libro VI, y es digno de cita el hecho, de que ya W. HERSCHEL en 1818, había creído reparar en la existencia de "campos nebulosos oscuros".

En todo el curso de la Vía Láctea, y en especial en sus bordes, aparecen muchas nebulosas. algunas enormes en *Orión*, el *Navío*, *Sagitario* y *Cisne*, y la mayoría de tan tenue luminosidad, que pasan desapercibidas al ojo desnudo. El mismo Herschel observó que las regiones de la Vía Láctea cercanas a las nebulosas, eran las más pobres en estrellas, mientras que las más lejanas contienen tantas, que en ciertas partes ni aun los modernos anteojos alcanzan a resolverlas.

Volveremos a ocuparnos de la Vía Láctea en el libro VI.

El curso de la Vía Láctea sobre la esfera celeste, es el siguiente: Partiendo de la *Cruz del Sur*, recorre las constelaciones *Navío*, *Unicornio*, *Orión*, *Gemelos*, *Cochero*, *Perseo*, *Casiopea* y llega al *Cisne*. Aquí se bifurca en dos ramas, de las cuales la más brillante pasa por el *Zorro*, *Flecha*, *Aguila*, *Escudo de Sobieski*, *Sagitario*, *Telescopio*, *Escorpión*, *Altar*, *Escudra*, *Compás* y *Cruz del Sur*.

La otra sigue el recorrido *Cisne*, *Hércules*, *Flecha*, *Ofiuco*, donde se interrumpe para aparecer de nuevo en el *Escorpión* y seguir por el *Lobo* y *Centauro* hasta llegar finalmente a la *Cruz del Sur* para unirse a la rama anterior.

Todo el recorrido puede seguirse en las figuras 53 y 54.

EJERCICIOS Y PROBLEMAS

67. ¿A cuántas estrellas de 8^{a} magnitud equivale en brillo una estrella tipo de 2^{a} ?
- R.: 251.
68. Sabiendo que Canopus brilla 6,31 veces más que la estrella tipo de 1^{a} magnitud. ¿cuántas estrellas de 4^{a} magnitud dan el brillo equivalente a la nombrada?
- R.: 100.
69. El 28 de mayo culmina Antares a las 24h, ¿a qué hora, aproximadamente culminará el 11 de enero?
- R.: 9h.
70. El 8 de diciembre culmina Rigel a las 24h, ¿en qué fecha culmina a las 19h?
- R.: 24 de febrero.

71. ¿Qué hora sideral es en el instante en que culmina Betelgeuse, sabiendo que su ascensión recta es de $87^{\circ}59'45''$?

R.: 5h51m59s.

72. Calcular, aproximadamente, las coordenadas ecuatoriales absolutas de la estrella Denébola utilizando la carta de fig. 47.

R.: $\alpha = 11^{\text{h}}45^{\text{m}}$; $\delta = +16^{\circ}$.

73. Idem las de la Perla utilizando carta de fig. 48.

R.: $\alpha = 15^{\text{h}}45^{\text{m}}$; $\delta = +27^{\circ}$.

74. Idem las de Scheat utilizando carta de fig. 49.

R.: $\alpha = 23^{\text{h}}$; $\delta = +27^{\circ}$.

75. Idem las de Mira Ceti utilizando carta de fig. 50.

R.: $\alpha = 2^{\text{h}}20^{\text{m}}$; $\delta = -4^{\circ}$.

76. ¿Cuál es la declinación de una estrella que se mueve sobre el trópico de Capricornio?

R.: $\delta = -23^{\circ}27'$.

77. ¿Cuál es la declinación de una estrella ubicada sobre el círculo polar Artico?

R.: $\delta = +66^{\circ}33'$.

LIBRO SEGUNDO

EL SOL (☉)

—

EL DIA Y LA NOCHE

INTRODUCCION

74. EL SOL: FORMA DEL DISCO; DIAMETRO APARENTE, DISTANCIA A LA TIERRA; PERIGEO Y APOGEO. — El Sol, astro central de nuestro sistema planetario, es la estrella de la *Vía Láctea* (73), más próxima a la Tierra. Aparece en el Cielo como un disco brillante de apreciable diámetro aparente, desplazándose entre las estrellas con movimiento propio, razón por la cual se le clasifica entre los astros errantes según lo visto en el par. 4.

1. Ya a simple vista, apreciamos casi, la forma circular de su disco; pero, se la puede comprobar fácilmente, utilizando un anteojo con retículo a dos hilos paralelos. a uno de los cuales puede imprimirse movimiento traslatorio actuando sobre un tornillo especial. Enfocado el Sol por el anteojo, se mueve convenientemente dicho hilo, haciendo que ambos se dispongan según a y a' (fig. 55) tangentes al disco, y paralelos entre sí. En estas condiciones, si se hace girar el ocular del anteojo alrededor del eje óptico, los hilos a y a' irán tomando posiciones b y b' , c y c' , etc., siempre tangentes al disco del Sol.

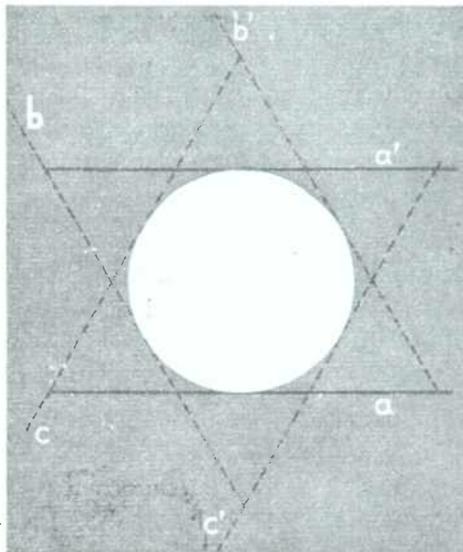


Fig. 55. — El disco del Sol.

2. El diámetro aparente δ (delta) del Sol, se determina por traslación del hilo móvil del retículo, desde la posición a a la a' , ambas tangentes al disco y paralelas. Un tornillo utilizado para el corrimiento solidario a un disco graduado, acusa los desplazamientos angulares del hilo a lo largo de un diámetro del Sol. El valor así obtenido para δ , es variable en las distintas fechas del año, pasando hacia el 1 de enero por un máximo de $32'32''$, y por un mínimo de $31'28''$ hacia el 1 de julio. Se admite como valor medio muy aproximado:

$$\delta = 31'59''.$$

Si designamos por r al radio del Sol, y d a la distancia Sol-Tierra, obtendríamos (2):

$$\delta = \frac{2r}{d}.$$

3. De la última relación deducimos:

$$d = \frac{2r}{\delta};$$

fórmula que permite calcular la distancia Sol-Tierra, siempre que se conozcan la longitud del radio solar, y el diámetro aparente del astro. Teniendo en cuenta la muy posible constancia del valor de r , la fórmula demuestra que d y δ son magnitudes inversamente proporcionales, y en consecuencia, d adquiere su valor mínimo hacia el 1 de enero, cuando δ es máximo, y el máximo en las proximidades del 1 de julio, al adquirir δ su valor mínimo. Decimos entonces, que en la primera de esas fechas, el Sol está en el *perigeo* (del gr. *perigeion*; de *peri*, alrededor y *gê*, la Tierra), y en la última, en el *apogeo* (del gr. *apógeios*; de *apó*, lejos).

75. ARCO DIURNO Y ARCO NOCTURNO; SUS VARIACIONES A LO LARGO DEL AÑO. — El Sol, como todos los astros, participa del movimiento aparente diurno de la esfera celeste (7; 30), levantándose diariamente en un punto situado al este, *punto de salida*, y ocultándose en otro ubicado al oeste, *punto de puesta*. El arco, o porción de paralelo celeste, comprendido entre ambos puntos, es *arco diurno*, considerado entre la salida y la puesta, y *arco nocturno*, si se extiende entre la puesta y la próxima salida. Ambos arcos, integran aproximadamente un paralelo celeste. Durante el día permanece el Sol en el semiespacio superior al horizonte, y durante la noche en el semiespacio inferior al mismo.

Si el Sol se moviera diariamente al igual que una estrella, el arco diurno, para un determinado lugar de la Tierra, sería siempre el mismo, pasando otro tanto con el nocturno, y en consecuencia, en ese lugar, el día sería constante en duración para todas las épocas del año, así como la noche. La experiencia demuestra, que los días en nuestra latitud, son más largos en verano que en invierno, pasando lo inverso con las noches, o en otros términos: *los arcos diurnos y nocturnos son desiguales en las distintas fechas del año, para un mismo lugar de la Tierra, salvo en latitudes especiales.*

Las consideraciones anteriores permiten afirmar que *el Sol tiene un movimiento propio* del cual carecen los astros fijos (estrellas). Este movimiento, como se verá en los párrafos que siguen, provoca variaciones en las coordenadas ecuatoriales absolutas del astro

76. MOVIMIENTO DEL SOL EN ASCENSION RECTA. -- Las coordenadas ecuatoriales absolutas (50) de las estrellas, son poco menos que constantes, de modo que todo astro errante (4), o punto del cielo que se desplace entre aquellas, experimentará variaciones en una de las dos coordenadas, o en ambas a la vez. El Sol se encuentra en este último caso.

Si observamos las inmediaciones del punto de puesta del Sol, poco después de la ocultación del astro, en los distintos meses del año, notaremos que las estrellas cercanas a dicho punto no son siempre las mismas, y mes tras mes, podremos ver, próxima a ocultarse, a una de las distintas constelaciones zodiacales vistas en el estudio del cielo estrellado. Si las estrellas fueran visibles de día, observaríamos que en *enero*, el grupo de estrellas inmediatas al Sol, pertenece a la constelación *Capricornio*; en *febrero* a *Acuario*; en *marzo* a *Peces*; en *abril* al *Carnero*..., y en enero del año siguiente, otra vez a *Capricornio*, con lo cual en el transcurso del año, el astro del día habrá cerrado una trayectoria en el cielo estrellado, en el *sentido directo* de Oeste a Este, contrario al del movimiento diurno. En los años siguientes volverá a reproducirse el mismo proceso.

En consecuencia: *el Sol varía en ascensión recta a razón de casi 1° por día* (360° en 365 días), o lo que es lo mismo en 4 minutos de tiempo, es decir, que si suponemos que dicho astro y una estrella culminan en el semimeridiano de un lugar en el mismo instante, al día siguiente es la estrella quien culmina 4 minutos antes, y al cabo del año, Sol y estrella volverán a culminar juntos otra vez, *habiéndose adelantado la última en un día*.

Si llamamos día solar al tiempo que transcurre entre dos culminaciones superiores consecutivas del centro del Sol, en un semimeridiano, podremos formular los tres importantes enunciados que siguen:

a) *La ascensión recta del Sol experimenta un aumento de 1°, aproximadamente, por día.*

b) *El día sideral es 4 minutos de tiempo inferior en duración al día solar, y equivale, por lo tanto, a 23h56m de los relojes comunes.*

c) *El año, en números enteros, contiene 366 días siderales equivalentes a los 365 días solares que transcurren entre el 1° de enero y el 31 de diciembre.*

77. MOVIMIENTO DEL SOL EN DECLINACION. — Las estrellas, por moverse siempre sobre el mismo paralelo celeste, conservan constante su declinación (34; 44), lo que hace que sus puntos de salida y puesta, permanezcan inalterables en la línea del horizonte, como así la altura de culminación adquirida en toda época del año.

La simple observación, nos muestra que estas condiciones no se cumplen con el Sol, al cual vemos más alto en los mediodías del verano que en los del invierno.

Por otra parte (fig. 56), si fijamos nuestra atención por la mañana en el punto de salida del astro, notaremos con el transcurso

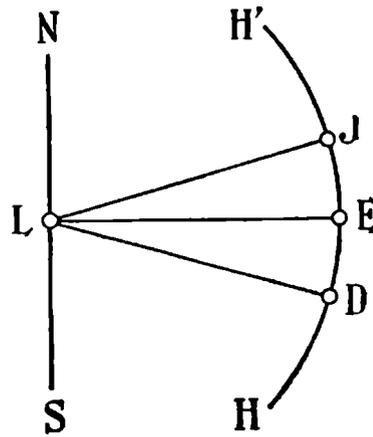


Fig. 56. -- Puntos de Salida del Sol.

de los días, que dicho punto del horizonte oriental, se corre hacia el Sur en los 6 meses comprendidos entre el 21 de junio y el 21 de diciembre, y hacia el Norte en los 6 meses restantes, como si fuera animado de un movimiento pendular o de vaivén, entre los puntos J y D alcanzados por el Sol en aquellas fechas. Con ello, el Sol, se levantará en E , centro del arco JD , dos veces en el año, hacia el 21 de marzo, y hacia el 23 de setiembre. El punto E es el *Este verdadero*, y la dirección LE es el rumbo Oeste - Este, siendo su normal NS , la meridiana o línea Norte - Sur para el observador supuesto en L . En cuanto a HH' es una parte de la línea del horizonte tomada hacia el levante. Las consideraciones que preceden, demuestran que el Sol, no recorre diariamente un mismo paralelo celeste, y que declina en el hemisferio celeste austral entre los días 23 de setiembre y 21 de marzo, y toma declinaciones boreales en los otros 6 meses del año.

MOVIMIENTO APARENTE ANUAL: LA ECLIPTICA

78. LA ECLIPTICA. — En el parágrafo 43, hemos hecho mención de la eclíptica, o recorrido anual del Sol entre las estrellas.

Controlado, en los parágrafos anteriores, el movimiento propio del Sol entre los astros fijos por sus variaciones en ascensión recta y declinación, se podrá fijar la posición de la eclíptica sobre una esfera o globo celeste (65) determinando para cada día del año, el valor de aquellas coordenadas solares. Cada par de ellos, define un punto de la esfera, que es la imagen de la posición ocupada por el

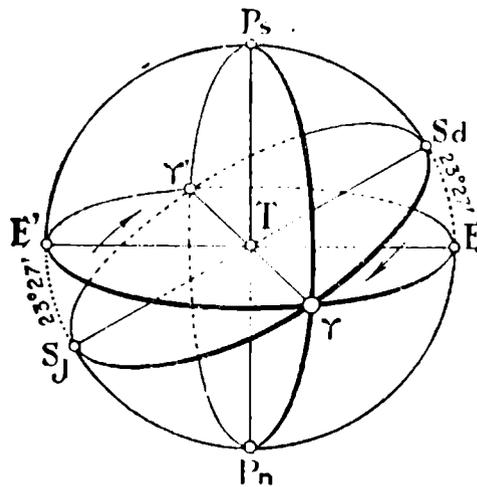


Fig. 57. La eclíptica.

Sol en esa fecha sobre la esfera celeste, y al cabo de los 365 días, tendremos otros tantos puntos, que unidos por un trazo continuo nos dan la posición de la eclíptica con respecto al ecuador celeste (10) previamente ubicado sobre el globo. Debe tenerse en cuenta para esta determinación, que los valores de α y δ , son los que corresponden a las coordenadas, del centro del Sol, obteniéndose α (50), como semisuma de α_1 y α_2 , ascensiones rectas de los bordes oriental y occidental del Sol al culminar en el semimeridiano. En cuanto a

δ , se obtiene procediendo de igual modo con δ_1 y δ_2 , declinaciones de los bordes superior e inferior del astro en análogas condiciones. Como el Sol, cuyo diámetro aparente es de 32' (74) tarda de 2 a 8 minutos para desfilarse ante el semimeridiano, ambas determinaciones se hacen al mismo tiempo.

La eclíptica, $S_d\gamma S_j\gamma'$ así obtenida, es una circunferencia máxima de la esfera celeste, ubicada en un plano que forma con el del Ecuador un ángulo de $23^{\circ}27'$, llamado *oblicuidad* o *inclinación* (fig. 57).

79. EQUINOCCIOS, SOLSTICIOS, COLUROS. — En el párrafo 43 se han definido los equinoccios γ y γ' como puntos de intersección de la eclíptica con el Ecuador. Uno de ellos, γ , es el que hemos llamado *equinoccio de marzo* o *punto vernal*, origen de las coordenadas ecuatoriales en el sistema absoluto, y origen del día sideral al culminar en el semimeridiano de un lugar. El otro γ' , es el *equinoccio de setiembre* o *punto libra*.

En cuanto a los puntos S_d y S_j de figura 57, que corresponden a la mayor declinación austral y boreal respectivamente del Sol, son los *solsticios* (del lat. solstitium, sol quieto). Uno de ellos, S_d ,

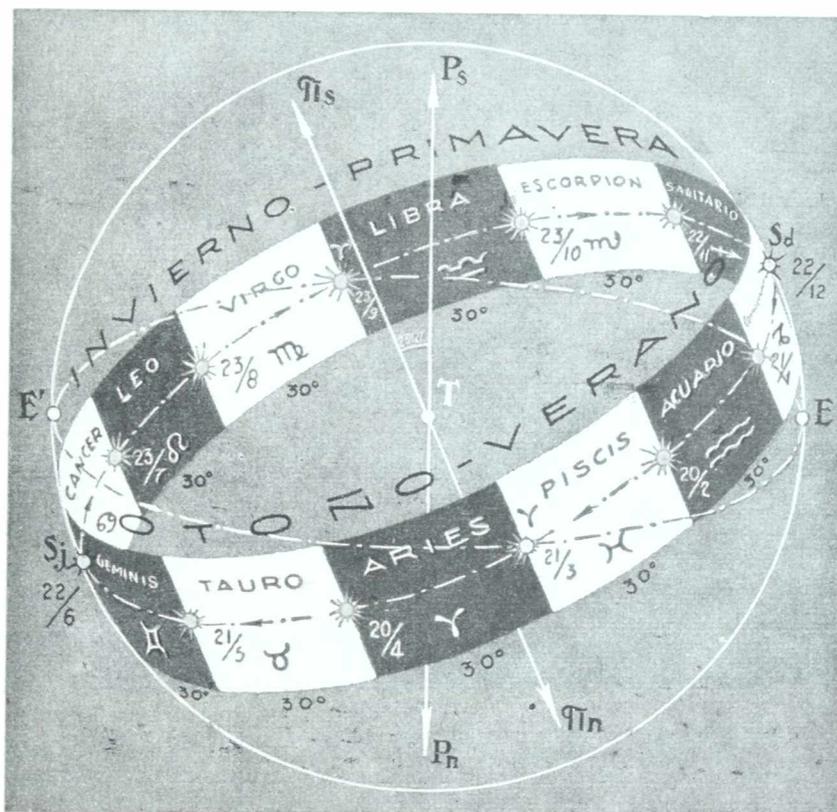


Fig. 58. — Los doce signos del Zodíaco.

es el *solsticio de diciembre* llamado también *solsticio hiemal* (de invierno) por los astrónomos del hemisferio norte, y el otro, S_j , el *solsticio de junio* o *solsticio vernal* (de verano), para aquel hemisferio. Para nosotros, es solsticio de verano el S_d , y de invierno el S_j . El Sol en las cercanías de cada solsticio parece detener durante unos días su movimiento en declinación (77).

Coluros son los círculos horarios (12) que pasan por los equinoccios y los solsticios. El primero de ellos $P_s \gamma P_n \gamma'$, es el *coluro de los equinoccios*, integrado por dos semicírculos horarios de los cuales es de 0h el que contiene al punto vernal, y de XIIh el que pasa por el punto libra. El otro, es el *coluro de los solsticios*, $P_s S_a P_n S_j$, integrado por los semicírculos horarios, de VI horas correspondiente a S_j , y de XVIII horas correspondiente a S_a . Ambos coluros son perpendiculares entre sí, y al ponerse en coincidencia con el semimeridiano del lugar, indican los instantes en que el reloj sideral debe acusar 0h, 6h, 12h o 18h. Por cada solsticio pasa un trópico: el de *Capricornio*, o paralelo celeste de $23^{\circ}27'$ austral, corresponde a S_a , y el de *Cáncer* o paralelo celeste de $23^{\circ}27'$ boreal, a S_j .

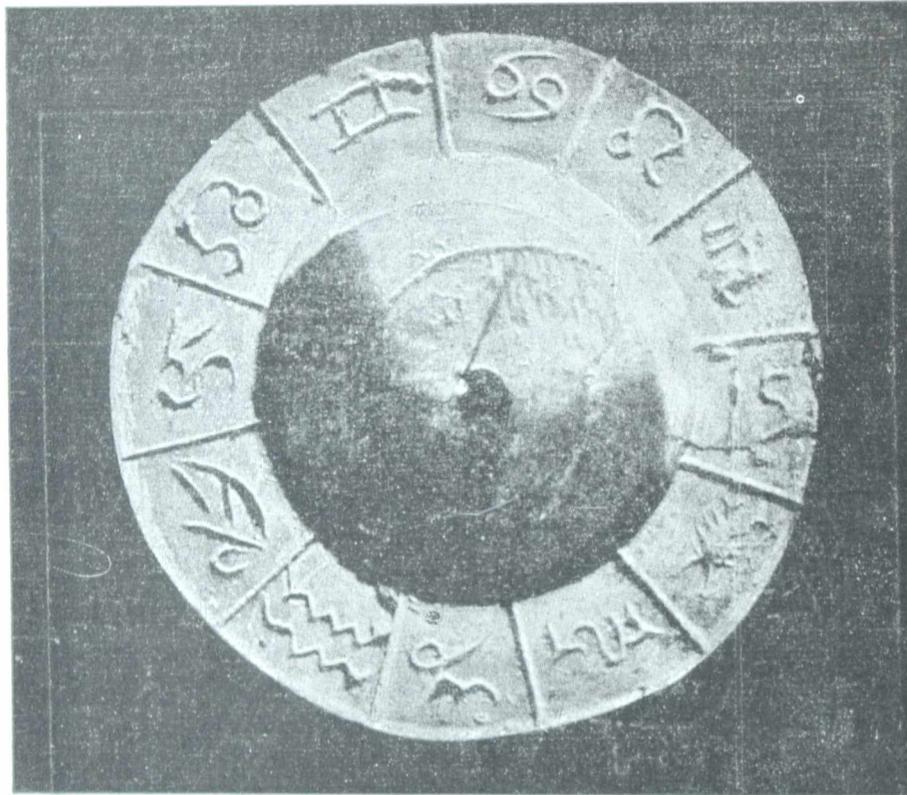


Fig. 59. Pieza de terracota con los doce signos del Zodíaco, usada por los escolares griegos de Alejandría (Egipto). Tomada de "Sky", número de junio de 1937. Aries es el signo situado sobre el diámetro horizontal a la izquierda.

80. EL ZODIACO Y SUS DOCE CONSTELACIONES. — El Zodíaco (del lat. zodiacus, y éste del gr. zodiakos, animal), es la zona o faja de cielo de 18° a 20° de amplitud, por cuyo centro pasa la eclíptica (fig. 58).

Fueron los astrólogos de *Babilonia* los que primero dividieron a esta faja en 12 porciones o "*casas del Sol*" que el astro iba recorriendo una tras otra durante el año. En cada una de estas "*casas*", en un principio, estaba ubicada una constelación de las llamadas

zodiacales, por lo cual, y dada la distinta extensión abarcada por cada uno de estos grupos de estrellas, las divisiones resultaban muy desiguales entre sí. Más tarde, HIPARCO dividió al Zodíaco en 12 partes iguales de 30° cada una, a las que se llamó *signos del Zodíaco*. El primer signo, llamado *Aries*, se tomó a partir desde el *punto vernal* γ , hacia el oriente; le seguían *Taurus*, *Gemini*, *Cáncer*, etc. En cuanto a los nombres asignados a los signos, fueron tomados de las constelaciones más cercanas a los mismos. Como se verá después, no puede establecerse concordancia lógica entre un signo del zodíaco y la constelación del mismo nombre, desde que aquéllos se desplazan con respecto a éstas en el sentido retrógrado, en 1° por cada 70 años aproximadamente.

Hasta fines del siglo XVIII, se indicaban las posiciones de las estrellas relacionándolas con las posiciones ocupadas por los signos del Zodíaco, pero a partir de esa época esa práctica fué totalmente abandonada por no conducir a los resultados de precisión requeridos para esas determinaciones.

En el cuadro siguiente se consignan las fechas en que el Sol entra en cada uno de los 12 signos del zodíaco, así como los valores de la ascensión recta α y la declinación δ del centro del astro, en tales fechas.

FECHAS	Entra el Sol en:	α	δ
21 de marzo	γ Aries	0h	0°
20 „ abril	τ Taurus	2h	+ 11° 30'
21 „ mayo	II Gemini	4h	+ 20° 10'
21 „ junio	ϵ Cáncer	6h	+ 23° 27'
23 „ julio	ρ Leo	8h	+ 20° 10'
23 „ agosto	η Virgo	10h	+ 11° 30'
23 „ setiembre	ζ Libra	12h	0°
24 „ octubre	μ Escorpio	14h	- 11° 30'
23 „ noviembre	σ Sagitario	16h	- 20° 10'
22 „ diciembre	χ Capricornio	18h	- 23° 27'
20 „ enero	ω Acuario	20h	- 20° 10'
19 „ febrero	ψ Piscis	22h	- 11° 30'

Durante el otoño de nuestro hemisferio, el Sol recorre los 3 primeros signos; en el invierno, los 3 siguientes, y así sucesivamente.

81. **OBLICUIDAD DE LA ECLIPTICA.** — Se dijo en otro lugar, que el plano de la eclíptica forma con el del ecuador celeste, un ángulo llamado oblicuidad, y cuyo valor es actualmente de 23°27'. HIPARCO, alrededor de un siglo y medio antes de nuestra era, fué quien por primera vez midió la oblicuidad, obteniendo

23°52', con lo cual habría experimentado un descenso de 25' en algo más de 20 siglos.

La variación de la oblicuidad, obedece a un lento balanceo del plano eclíptico, con relación al del Ecuador, cuyo período es de unos 30.000 años, y que lleva a la oblicuidad desde un valor máximo de 24°55', a otro mínimo de 22°15'. En la actualidad está en descenso, pero llegado al último de los límites indicados, se iniciará el ascenso correspondiente.

El valor exacto de la oblicuidad en el año 1900 fué de 23°27'8",26, calculándose que durante el siglo XX experimentará una disminución de 0",46845 por año. Partiendo de esta base obtenemos para el año 1940, el valor de 23°26'49",5 como expresión muy aproximada de la oblicuidad.

82. EL SOL EN SU RECORRIDO SOBRE LA ECLIPTICA: LAS ESTACIONES. — En su movimiento anual (fig. 57), el Sol pasa por los puntos culminantes de la eclíptica, equinoccios y solsticios, en fechas más o menos fijas.

Hacia el *21 de marzo*, el centro del astro se ubica en el *punto vernal* γ , iniciándose en dicho instante la *primavera* en el hemisferio norte de la Tierra, y el *otoño* en el sur. En esta fecha, el Sol recorre en su movimiento diurno el Ecuador celeste, y su declinación es: $\delta = 0^\circ$.

En los días siguientes, van en ascenso las declinaciones, por haberse internado el astro en el hemisferio celeste boreal, alcanzando un valor máximo hacia el *22 de junio* al ubicarse el centro del Sol en el *solsticio* S_j . En tal instante se tendrá: $\delta = 23^\circ 27'$, y el recorrido del Sol en esa fecha, en su movimiento diurno, es el trópico celeste de Cáncer. Comienza el *verano* en el hemisferio terrestre boreal, y el *invierno* en el austral.

A partir de este solsticio, las declinaciones boreales del astro empiezan a descender, hasta tomar de nuevo el valor $\delta = 0^\circ$ hacia el *23 de setiembre* al ubicarse su centro sobre el punto libra γ' , instante en que se inicia el *otoño* en el hemisferio boreal, y la *primavera* en el austral. En esa fecha el camino diurno del Sol sobre la esfera celeste es otra vez el Ecuador celeste.

Después del 23 de setiembre, se interna el Sol en el hemisferio austral donde permanecerá otros 6 meses, tomando declinaciones entre los 0° y los $-23^\circ 27'$. Alcanza esta última hacia el *21 de diciembre* en el instante en que su centro llega al *solsticio* S_a , dando lugar a la iniciación del *invierno* en el hemisferio norte, y el *verano* en el sur.

Tres meses después, y hacia el 21 de marzo, el Sol está de nuevo en el equinoccio vernal.

El cuadro que sigue resume todo lo relativo al recorrido anual del Sol sobre la eclíptica y las estaciones originadas en ambos hemisferios de la Tierra. En la tercer columna se dan las coordenadas

ecuatoriales absolutas del astro, ascensión recta α y declinación δ , en las fechas de los equinoccios y los solsticios.

Fechas aproximadas	Posición del Sol	Coordenadas		Estación que se inicia	
		α	δ	Norte	Sur
21 marzo	γ	0°	0°	Primavera	Otoño
22 junio	S_j	90°	$23^{\circ}27'$	Verano	Invierno
23 septiembre	γ^s	180°	0°	Otoño	Primavera
22 diciembre .	S_d	270°	$-23^{\circ}27'$	Invierno	Verano

83. HORA DEL EQUINOCCIO VERNAL. — Para conocer el instante preciso en que el centro del Sol se ubica en el punto vernal γ , o sea aquel que inicia la primavera en el hemisferio norte de la Tierra, y el otoño en el sur, debe tomarse en cuenta que en tal instante la declinación del centro del Sol debe ser: $\delta = 0^{\circ}$.

La determinación debe hacerse hacia el 21 de marzo, eligiendo dos mediodías consecutivos, tales que, en el primero la declinación del centro solar sea negativa (austral) y en el segundo positiva. En esas condiciones, el equinoccio se ha producido a determinada hora comprendida entre las de los dos mediodías mencionados, pudiéndosela fijar con mucha aproximación, suponiendo que las variaciones en declinación durante cortos intervalos de tiempo (en este caso 24 horas) sean proporcionales a dichos intervalos.

Supongamos que tomada la declinación del centro del Sol a mediodía el 21 de marzo se haya obtenido: $\delta = -0^{\circ}4'37''$, y para el 22, en análogo instante: $\delta = 0^{\circ}19'4''$.

El valor de δ ha variado entonces en $0^{\circ}23'41''$, en las 24 horas transcurridas entre las dos observaciones, y el problema queda resuelto determinando cual habrá sido el tiempo empleado en una variación de $0^{\circ}4'37''$. Dicho resultado, sumado a la hora de la primer observación, nos dará el tiempo en que se produjo la coincidencia del centro solar con el punto γ o sea la hora del equinoccio. Establecida la proporción, obtenemos:

$$23'41'' : 24h = 4'37'' : X,$$

de la cual:

$$X = 4h40m42s,$$

es decir, que la coincidencia buscada se ha producido 4h40m42s después del mediodía, el 21 de marzo.

84. AÑO TROPICO. — Es el tiempo que transcurre entre dos encuentros consecutivos del centro del Sol con el punto vernal γ .

Durante el año trópico, y como se verá al estudiar la precesión de los equinoccios, el Sol no ha recorrido los 360° de la eclíptica, pues en el mismo tiempo el punto γ se ha desplazado en sentido retrógrado, y por lo tanto al encuentro del Sol, en $50''$ aproximadamente. Luego el arco de eclíptica recorrido en un año trópico equivale a $359^\circ 59' 10''$.

La duración del año trópico es de $365\text{d}5\text{h}48\text{m}46\text{s}$, cometiéndose un error de $11\text{m}14\text{s}$ cuando se le asigna el valor de $365\text{d},25$. El calendario juliano daba esta duración media al año civil.

85. AÑO SIDERAL. — Es el tiempo que emplea el Sol en recorrer los 360° de la eclíptica, o en otros términos, el que transcurre entre dos encuentros consecutivos del centro del Sol con un mismo punto fijo del cielo (una estrella). Teniendo en cuenta que el Sol durante el año trópico recorre $359^\circ 59' 10''$ de la eclíptica, una proporción nos dará la duración del año sidereal calculando el tiempo empleado por el astro en recorrer los 360° de su órbita anual. Obtenemos como duración del año sidereal $365\text{d}6\text{h}9\text{m}$ aproximadamente.

Durante un año sidereal, el Sol cierra en el cielo su recorrido entre las constelaciones del Zodíaco.

El año anomalístico, es el tiempo que transcurre entre dos encuentros consecutivos del centro del Sol con el *perigeo* (74). Su duración aproximada: $365\text{d}6\text{h}13\text{m}$.

COORDENADAS ECLIPTICAS

86. EJE Y POLOS ECLIPTICOS. — Siendo la eclíptica un círculo máximo de la esfera celeste, su eje pasará por el centro T , formando con el eje del mundo $P_s P_n$ un ángulo igual a la oblicuidad (81) o sea $23^\circ 27'$ (fig. 60). El eje de la eclíptica intercepta a la esfera celeste en dos puntos diametralmente opuestos π_s y π_n llamados *polos de la eclíptica*. La declinación de los polos eclípticos es de $66^\circ 33'$, o sea el complemento de la oblicuidad, austral o negativa para π_s , y boreal o positiva para π_n .

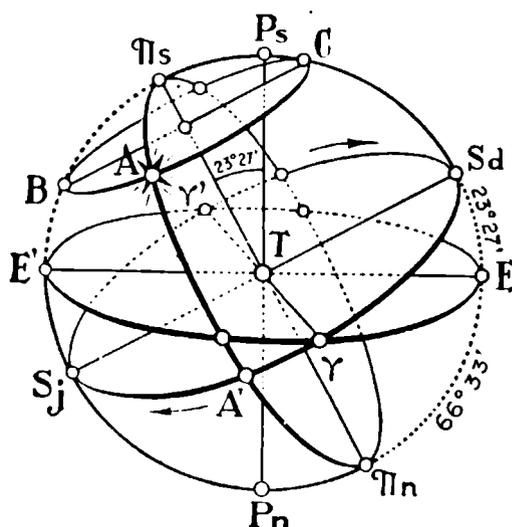


Fig. 60. Eje y polos eclípticos. Círculos de longitud y latitud.

El eje de la eclíptica intercepta a la esfera celeste en dos puntos diametralmente opuestos π_s y π_n llamados *polos de la eclíptica*. La declinación de los polos eclípticos es de $66^\circ 33'$, o sea el complemento de la oblicuidad, austral o negativa para π_s , y boreal o positiva para π_n .

87. CIRCULOS DE LONGITUD. — Son los círculos máximos de la esfera celeste que pasan por los polos eclípticos y

que contienen por lo tanto al eje $\pi_s \pi_n$. Por cada astro A del cielo, pasa un círculo de longitud, dividido en dos semicírculos por el eje

eclíptico, de los cuales uno contiene al astro. En la figura 60, el semicírculo de longitud del astro A es el $\pi_s A \pi_n$. Todos los círculos de longitud están ubicados en planos normales al de la eclíptica.

En particular, reviste especial importancia para el estudio de las coordenadas eclípticas, el semicírculo de longitud correspondiente al punto vernal γ .

88. **CIRCULOS DE LATITUD.** — Son las secciones de la esfera celeste con planos normales al eje $\pi_s \pi_n$ de la eclíptica, siendo por lo mismo paralelos a ésta y perpendiculares a los círculos de longitud. Por cada astro o punto del cielo, pasa un determinado círculo de latitud: el del astro A es el BC , y el de los equinoccios y solsticios la misma eclíptica.

Los círculos de longitud y latitud de un astro, fijan su posición sobre la esfera celeste.

89. **COORDENADAS ECLÍPTICAS: LONGITUD Y LATITUD ASTRAL.** — En este sistema, la posición de un astro se fija con respecto a la eclíptica tomada como plano fundamental o de referencia, y al punto vernal γ como origen. En estas condiciones (15), el eje fundamental es el de la eclíptica, tomándose como polo principal el π_n para la determinación del sentido (18). Las coordenadas eclípticas son: la *longitud astral* λ (lambda) y la *latitud astral* l .

Longitud de un astro (o punto del Cielo) es su abscisa esférica relativa a la eclíptica y al punto vernal.

En la figura 61, $\gamma S_j \gamma' S_d$ es la eclíptica; $\pi_s \pi_n$ su eje; $\pi_s S_d \pi_n S_j$ el coluro de los solsticios (79); $\pi_s \gamma \pi_n$ el semicírculo de longitud del punto vernal γ , y $\pi_s A \pi_n$ el del astro A . Se ha trazado además la posición $P_s P_n$ del eje del mundo con fines de orientación.

Según definición, se tendrá por fig.:

$$\lambda = X = \text{arc. } \gamma A'$$

Se la cuenta en el sentido directo de flecha 1 (polo principal π_n) a partir del origen γ , de 0° a 360° .

Las longitudes del Sol en las fechas que inician las estaciones son:

21 de marzo,	$\lambda = 0^\circ$	por hallarse el astro en el punto vernal γ .
22 „ junio,	$\lambda = 90^\circ$	„ „ „ „ „ „ „ „ solsticio S_j .
23 „ setiembre,	$\lambda = 180^\circ$	„ „ „ „ „ „ „ „ equinoccio γ' .
22 „ diciembre,	$\lambda = 270^\circ$	„ „ „ „ „ „ „ „ solsticio S_d .

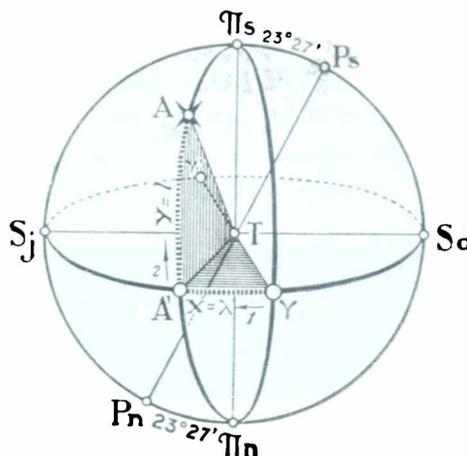


Fig. 61. — Coordenadas eclípticas.

Latitud de un astro (o punto del cielo) es su ordenada esférica relativa a la eclíptica. Será según figura:

$$l = Y = \text{arc. } AA'$$

Se la mide de 0° hasta 90° a partir de la eclíptica, considerando, por convención, positivas las de los astros situados al norte de la eclíptica, y negativas las de aquellos situados al sur de la misma. Los polos celestes P_s y P_n tienen por latitud astral: $l = -66^\circ 33'$ y, $l = +66^\circ 33'$, respectivamente, y magnitudes muy cercanas a éstas, las respectivas estrellas polares.

La latitud del Sol es constantemente nula ($l = 0^\circ$) por moverse dicho astro sobre la eclíptica.

CONSECUENCIAS DEL MOVIMIENTO ANUAL DEL SOL. DESIGUALDAD DE LOS DIAS Y LAS NOCHES EN UN MISMO LUGAR.

90. PARALELOS CELESTES RECORRIDOS POR EL SOL A LO LARGO DEL AÑO. — En el parágrafo 82, se ha estudiado el movimiento anual del Sol sobre la eclíptica.

Se sigue de ello, que *el Sol se mueve de trópico a trópico*, y que si componemos su movimiento anual sobre la eclíptica con el

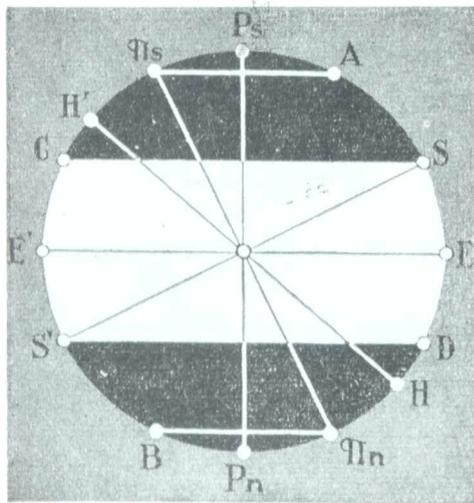


Fig. 62. Paralelos celestes recorridos por el Sol.

movimiento diurno durante los 6 meses comprendidos entre el 22 de junio y el 22 de diciembre, obtendremos como imagen del recorrido, la figura de un resorte helicoidal con un abultamiento en la parte central, correspondiendo a las espiras extremas a los trópicos de *Cáncer* y *Capricornio*, respectivamente, y la central al Ecuador. Cada una de las demás espiras es *aproximadamente* un paralelo celeste.

En los 6 meses restantes la trayectoria vuelve a ser la misma, pero el avance es de *Capricornio* a *Cáncer*.

En la figura 62, se ha proyectado la esfera celeste sobre el círculo horario (12) que pasa por π_s y π_n , polos de la eclíptica. Esta aparece proyectada según SS' . Las trazas de los trópicos de Cáncer y Capricornio son $S'D$ y SC , respectivamente, mientras que las de los círculos polares antártico y ártico se aprecian en $\pi_s A$ y $\pi_n B$.

La parte en blanco es la zona del cielo barrida por los paralelos celestes recorridos por el Sol en los 6 meses que transcurren entre las fechas de los solsticios.

Si suponemos en la figura, que HH' es el horizonte de un cierto lugar de la Tierra, visto en su traza, notaremos inmediatamente que los distintos paralelos recorridos por el Sol, no trazados en la figura con excepción del Ecuador, quedan divididos por HH' en porciones desiguales, lo que acarrea la desigualdad entre los arcos diurnos y nocturnos (75), y en consecuencia la distinta duración del día y de la noche en diversas fechas del año, salvo para posiciones especiales del lugar que se verán en los párrafos siguientes.

91. DESPLAZAMIENTO ANUAL DEL PARALELO DIURNO DEL SOL. — Supongamos al observador situado en una localidad austral de la Tierra siguiendo al paralelo celeste recorrido por el Sol día tras día, a partir del 22 de diciembre en que el astro por recorrer el trópico de Capricornio, está más internado en su hemisferio.

En los días sucesivos, notará un alejamiento del paralelo solar hacia el norte, el cual se ubicará sobre el ecuador celeste hacia el 21 de marzo. Continuará el alejamiento en el mismo sentido otros tres meses, al cabo de los cuales se pondrá en coincidencia con el trópico de Cáncer hacia el 22 de junio, por haber llegado el Sol al solsticio S_j . En esta fecha, el Sol, para el observador, pasará por su semimeridiano a mediodía adquiriendo la mínima altura de culminación de todo el año, con lo cual los rayos solares llegarán a su máxima oblicuidad respecto a la vertical del lugar. En los seis meses siguientes se desarrollará el proceso inverso, coincidiendo el paralelo solar otra vez con el Ecuador hacia el 23 de setiembre y con el trópico de Capricornio el 22 de diciembre al llegar el Sol al solsticio S_j . En esta fecha, el Sol tomará su máxima altura meridiana para el observador, y su mínima inclinación respecto a la vertical, los rayos solares.

Como se comprenderá, para el observador boreal pasará lo inverso en las fechas apuntadas.

92. EL DIA Y LA NOCHE EN LA LATITUD DE BUENOS AIRES Y LA PLATA (35°S). — Como la velocidad del Sol en su movimiento diurno puede considerarse poco menos que constante (15° por hora del reloj), se sigue que las duraciones del día y la noche en un determinado lugar en cualquier fecha del año son proporcionales a los respectivos arcos diurnos y nocturnos.

Por medio de sencillas representaciones gráficas pueden estudiarse aquellas duraciones para cualquier lugar de la Tierra conociéndose la latitud del mismo.

En la figura 63, $P_s P_n$ es el eje del mundo inclinado en 35° sobre el horizonte HH' del lugar; EE' es la traza del Ecuador celes-

te sobre el meridiano $zP_s nP_n$; S_dA y BS_j son las trazas o proyecciones sobre el meridiano, de los trópicos de Capricornio y Cáncer respectivamente.

Sobre dichos trópicos, lo mismo que sobre el Ecuador, se han anotado las fechas en que son recorridos por el Sol, habiéndose trazado llenas las proyecciones de los arcos diurnos recorridos por

el astro del día, y punteadas las nocturnas. En cuanto a zn , es la vertical del lugar.

Como lo muestra la figura, el mayor arco diurno S_dA' , corresponde al 22 de diciembre cuando el Sol recorre el trópico de Capricornio, y el menor al 22 de junio al recorrer el de Cáncer, y en consecuencia en tales fechas se registran los días de máxima y mínima duración respectivamente. En dos fechas del año, 23 de setiembre y 21 de marzo, al recorrer el Sol el

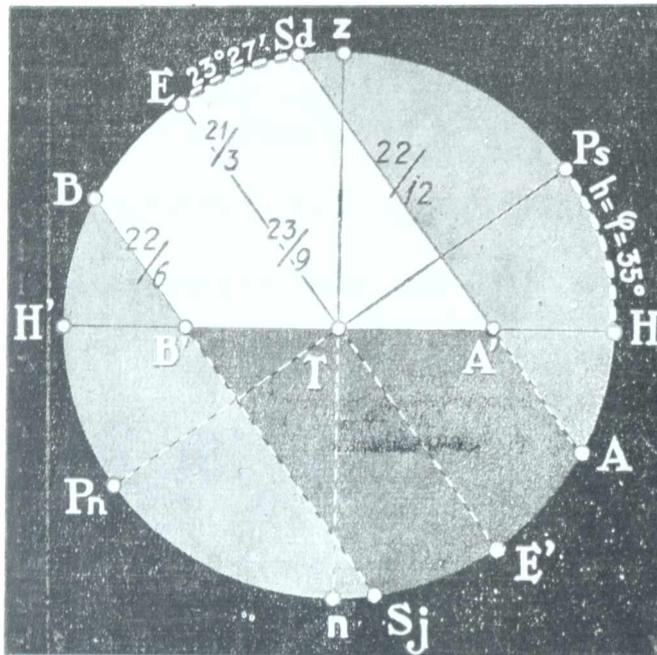


Fig. 63. - El día y la noche en la latitud de 35° S.

ecuador celeste se igualan los arcos diurno y nocturno, y los días y las noches son de igual duración. La máxima altura la adquiere el Sol el día 22 de diciembre a mediodía al culminar en el semimeridiano en S_d . Si designamos por $h_{max.}$ a dicha altura, la figura permite deducir fácilmente siendo φ la latitud:

$$h_{max.} = (90^\circ - \varphi) - 23^\circ 27'.$$

La altura mínima a mediodía se registra el 22 de junio (entrada del invierno) en que el Sol culmina en el punto B del semimeridiano. Designándola por $h_{min.}$, se tendrá de la figura:

$$h_{min.} = (90^\circ - \varphi) + 23^\circ 27'.$$

Estas dos últimas relaciones, de carácter general, aplicadas a la latitud de 35° S. conducen a:

$$h_{max.} = 78^\circ 27' \quad \text{y} \quad h_{min.} = 31^\circ 33'.$$

La figura demuestra, además, que los días en las localidades del hemisferio austral de la Tierra, crecen desde el 22 de junio al 22 de diciembre, y decrecen en los seis meses restantes. Como se comprenderá, pasa lo inverso en los lugares del hemisferio boreal.

93. EL DIA Y LA NOCHE EN LATITUDES ESPECIALES DE LA TIERRA.— En las figuras 64, 65, ..., 69, pueden seguirse todas las variantes experimentadas por los arcos diurnos y nocturnos recorridos por el Sol a lo largo del año, y en consecuencia todo lo relativo a dura-

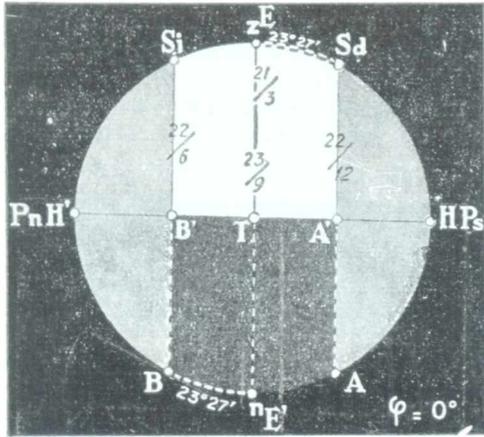


Fig. 64. — El día y la noche en el Ecuador.

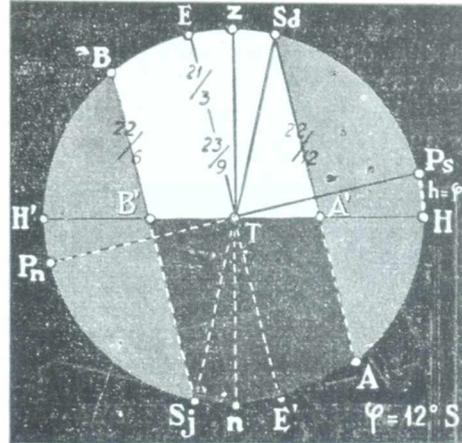


Fig. 65. — El día y la noche en la latitud de 12° S.

ciones del día y la noche, en el ecuador de la Tierra; en la zona tórrida (latitud de Lima); en el trópico de Capricornio (aproximadamente en Río de Janeiro); en el círculo polar Antártico; en la zona glacial (cas-

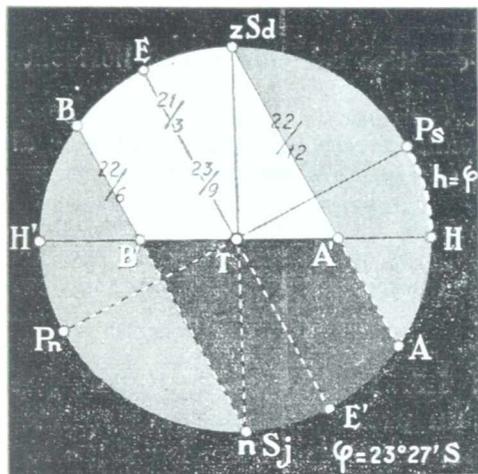


Fig. 66. — El día y la noche en el trópico de Capricornio.

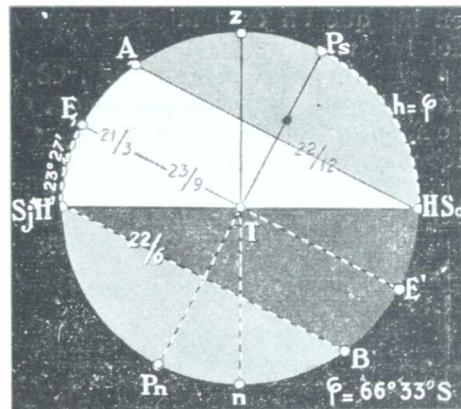


Fig. 67. — El día y la noche en el círculo polar antártico.

quete polar austral); y en el Polo Sur de la Tierra. Las referencias en todas las figuras, son las mismas dadas para la figura 63.

En el *Ecuador* (fig. 64), días y noches son iguales en toda fecha del año. La meridiana es el eje del mundo y la vertical está en el plano del Ecuador celeste. En las fechas de los equinoccios el Sol a mediodía pasa por el cenit y una varilla vertical no proyecta sombra.

En la *zona tropical* (fig. 65), el Sol pasa por el cenit a mediodía en dos fechas del año.

En cualquiera otra fecha a mediodía, la sombra se proyectará sobre la meridiana, bien hacia el Norte, bien hacia el Sur, con lo cual, a diferentes horas y a lo largo del año podrá dicha sombra proyectarse según todos los rumbos posibles.

En el *tropico* (fig. 66), el Sol pasa por el cenit a mediodía en la fecha del respectivo solsticio, por lo cual la eclíptica es plano vertical en tal instante.

En el *circulo polar* (fig. 67), hay un día que transcurre sin noche y una noche sin día, que se llevan a cabo en las fechas de los solsticios.

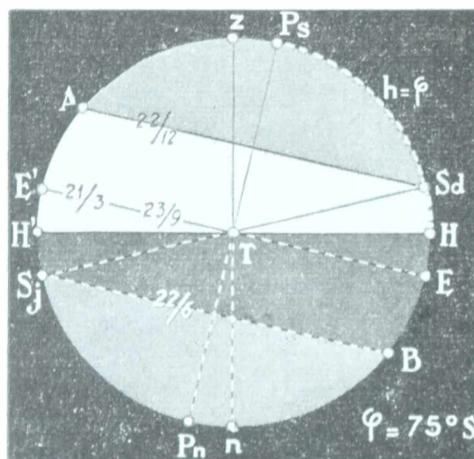


Fig. 68. El día y la noche en la zona glacial antártica.

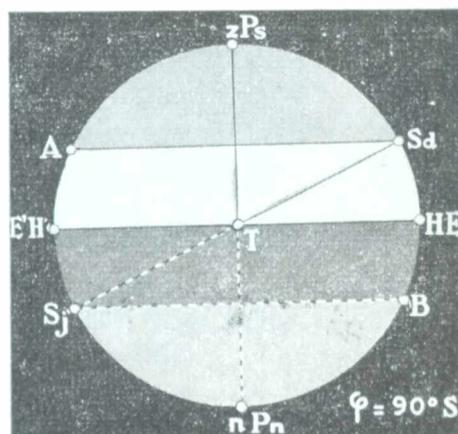


Fig. 69. -- El día y la noche en el Polo Sur.

en las que en determinado momento la eclíptica coincide con el horizonte del lugar.

En la *zona glacial* (fig. 68), en ciertas épocas, el Sol recorre consecutivamente diversos paralelos, en los semiespacios superior e inferior al horizonte, por lo que hay días y noches que se prolongan durante varias fechas consecutivas.

En el *polo* (fig. 69), el año transcurre en un día y una noche de seis meses cada uno. El Ecuador celeste es el horizonte, y el eje del mundo la vertical. Cada 24 horas el Sol describe, aproximadamente, una almicantárada (14).

94. DURACION DEL DIA EN LA LATITUD φ PARA LA DECLINACION δ DEL SOL. — Por un procedimiento gráfico muy simple, puede obtenerse con alguna aproximación la duración pedida.

En la figura 70, el círculo $zP_n nP_n$, es el meridiano del lugar. A partir del Ecuador, llévase sobre el meridiano el arco EA igual a la declinación δ del Sol en una determinada fecha del año. Por A tracemos AA' paralelamente al Ecuador EE' y tendremos en AA'' la proyección del arco diurno, siendo $A''A'$ la del nocturno. Rebatando el semiparalelo solar AA' sobre el meridiano, obtendremos la semicircunferencia ABA' y trazando $A''B$ perpendicular a AA' , el arco AB será el semiarco diurno recorrido por el Sol en dicha

fecha. Llamando Δ (delta) a la magnitud de todo el arco diurno, el ángulo ACB , duplicado, proporcionará su valor, que reducido a tiempo a razón de 15° por hora resolverá el problema.

Puede deducirse fácilmente una fórmula trigonométrica que permitirá resolver el problema analíticamente, para todos los casos y con la exactitud que se desee.

Tracemos en la figura el radio TA . Se deduce de ella:

$$\frac{\Delta}{2} = 180^\circ - \text{áng. } BCA'.$$

Teniendo en cuenta que los triángulos TCA'' , $CA''B$ y TCA , son rectángulos, se podrá establecer el encadenamiento que sigue:

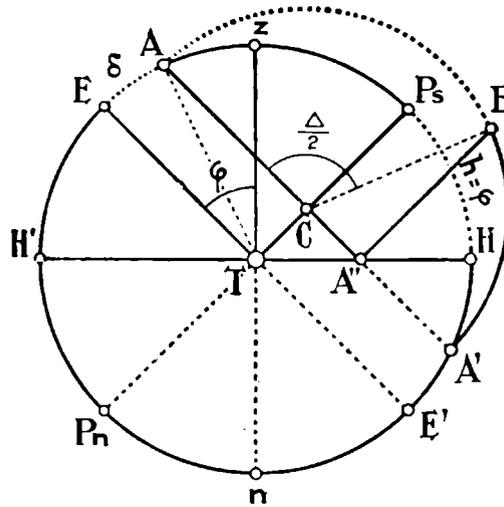


Fig. 70. — Duración del día para la declinación δ del Sol.

$$\cos \text{áng. } BCA' = \frac{CA''}{CB} = \frac{CA''}{CA} = \frac{TC \cdot \text{tg } \varphi}{TC \cdot \text{tg } ATC} = \frac{\text{tg } \varphi}{\text{tg } (90^\circ - \delta)} = \frac{\text{tg } \varphi}{\cot \delta} = \text{tg } \varphi \cdot \text{tg } \delta$$

o sea:

$$\cos \left(180^\circ - \frac{\Delta}{2} \right) = \text{tg } \varphi \cdot \text{tg } \delta ;$$

y finalmente:

$$\cos \frac{\Delta}{2} = -\text{tg } \varphi \cdot \text{tg } \delta. \quad [1]$$

donde Δ es el arco diurno, φ la latitud del observador y δ la declinación del Sol en la fecha de la determinación.

Llamando D a la duración del día, se tendrá:

$$D = \frac{\Delta}{15}$$

La duración obtenida será mayor, igual o menor que 12 horas, según que Δ sea superior, igual o inferior a 180° .

PROBLEMA.—Calcular la duración del día en Buenos Aires ($\varphi = 34^\circ 37'$) en la fecha en que la declinación del Sol es: $\delta = 14^\circ 37'$.

La fórmula (1) da:

$$\log. \cos \frac{\Delta}{2} = \log \text{tg } \varphi + \log \text{tg } \delta = \log \text{tg } 34^\circ 37' + \log. \text{tg } 14^\circ 27',$$

$$\log. \cos \frac{\Delta}{2} = \bar{1},83903 + \bar{1},41109 = \bar{1},25012,$$

o sea:

$$\frac{\Delta}{2} = \text{antilog. cos } \bar{1},25012 = 79^\circ 44' 30'' \quad \therefore \quad \Delta = 159^\circ 29'.$$

Luego:

$$D = \frac{\Delta}{15} = 10\text{h}37\text{m}56\text{s.}$$

que es la duración pedida.

La de la noche la obtendríamos restando de 24h.

Se dan a continuación dos tablas, una relativa a la duración del día y de la noche en distintas latitudes, y la otra dando los lugares de salida del Sol para las mismas latitudes, y para las épocas en que el Sol va adquiriendo las declinaciones que se consignan en las mismas.

T A B L A I

Duración del día y de la noche, para diferentes latitudes y en diversas épocas del año

$\delta =$	0°		5°		10°		15°		20°		23° 27'	
$\lambda =$	0° 0'		12° 39'		25° 52'		40° 34'		59° 15'		90° 0'	
φ	h	m	h	m	h	m	h	m	h	m	h	m
0°	12	0	12	0	12	0	12	0	12	0	12	0
15°	12	0	11	49	11	38	11	27	11	16	11	7
23° 27'	12	0	11	43	11	25	11	7	10	47	10	33
30°	12	0	11	37	11	13	10	49	10	23	10	4
35°	12	0	11	32	11	3	10	33	10	2	9	39
45°	12	0	11	20	10	39	9	56	9	9	8	34
60°	12	0	10	50	9	38	8	17	6	47	5	20
66° 33'	12	0	10	27	8	18	6	55	4	24	0	0
70°	12	0	10	9	8	8	5	40	0	0	60 días	
75°	12	0	9	28	6	31	0	0	100 días			
80°	12	0	8	2	0	0	128 días					
85°	12	0	0	0	155 días							

En el cálculo de esta tabla, no se ha tenido en cuenta, ni el diámetro aparente del Sol, ni la refracción atmosférica que alargan el día en valores que llegan a ser considerables en latitudes altas. Se ha indicado por δ la declinación del Sol, y en cuanto a λ , mide angularmente el arco de eclíptica que separa al Sol del equinoccio más cercano. Por φ , se ha designado a la latitud del lugar.

Consideremos, p. ejm., la tercera columna, donde $\delta = 10^\circ$ y $\lambda = 25^\circ 52'$. Como el Sol recorre aproximadamente 1° por día, esa columna se referirá a lo que ocurre unos 26 días antes o después de los equinoccios, o sea, aproximadamente en las siguientes fechas: febrero 24, abril 16, agosto 28 y octubre 19. A la latitud de 35° Sur, el día durará 11h3m, el 16 de abril y el 28 de agosto, siendo por consiguiente de 12h57m la duración de la noche. En cambio, el 24 de febrero y el 19 de octubre, será la noche de 11h3m de duración, mientras el día alcanzará a 12h57m (siempre para la latitud de 35° Sur).

Se ve en la tabla, que para la latitud de 70° , p. ejm., cuando el Sol alcanza a tener una declinación igual al complemento del valor apuntado,

en este caso 20° , el arco diurno (o duración del día), vale 0h0m y el nocturno 24h, en el caso en que la latitud y la declinación sean de signos contrarios, y si fueran del mismo signo, pasaría lo inverso, es decir, el día duraría 24h y la noche 0h.

Luego para latitudes superiores al complemento de la declinación máxima del Sol, en valor absoluto, comienza una noche (o un día) que durará todo el tiempo en que el Sol tenga una declinación superior en valor absoluto a la colatitud o distancia polar del lugar (21). Ej.: a la latitud de 70° Norte, el Sol permanecerá sobre el horizonte, desde el 20 de mayo hasta el 21 de julio aproximadamente, pues entre esas fechas su declinación se mantiene superior a los 20° , y es del mismo signo. En cambio, entre el 22 de noviembre y el 20 de enero, el Sol estará debajo del horizonte, pues, durante esa época, su declinación es superior a los 20° , pero de signo contrario.

Para estas latitudes altas y en determinadas fechas del año, puede observarse el conocido fenómeno llamado "Sol de medianoche" (fig. 71).

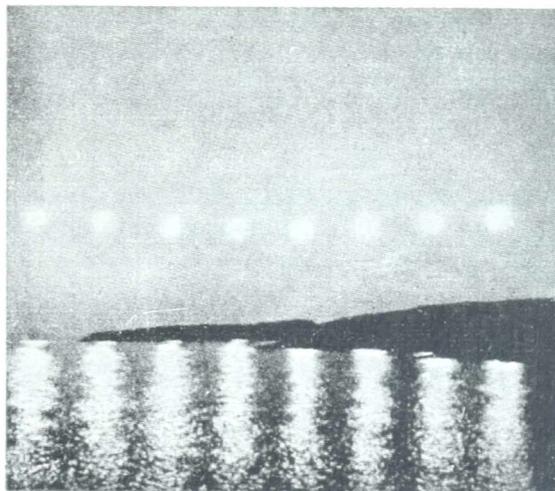


Fig. 71. — El "Sol de medianoche" en Groenlandia. Exposiciones obtenidas por Donald Mac Millan entre el 25 y 26 de julio de 1917.

T A B L A I I

Lugar de salida del Sol en diferentes épocas del año y a diversas latitudes

$\delta =$	0°	5°	10°	15°	20°	$23^\circ 27'$
φ	o .	o .	o .	o .	o .	o .
0°	$0^\circ 0'$	$5^\circ 0'$	$10^\circ 0'$	$15^\circ 0'$	$20^\circ 0'$	$23^\circ 27'$
15°	$0^\circ 0'$	$5^\circ 11'$	$10^\circ 21'$	$15^\circ 33'$	$20^\circ 34'$	$24^\circ 20'$
$23^\circ 27'$	$0^\circ 0'$	$5^\circ 27'$	$10^\circ 55'$	$16^\circ 23'$	$21^\circ 53'$	$25^\circ 42'$
30°	$0^\circ 0'$	$5^\circ 47'$	$11^\circ 34'$	$17^\circ 23'$	$23^\circ 16'$	$27^\circ 21'$
35°	$0^\circ 0'$	$6^\circ 6'$	$12^\circ 14'$	$18^\circ 28'$	$24^\circ 41'$	$29^\circ 4'$
45°	$0^\circ 0'$	$7^\circ 15'$	$14^\circ 13'$	$21^\circ 28'$	$28^\circ 56'$	$34^\circ 15'$
60°	$0^\circ 0'$	$10^\circ 2'$	$20^\circ 19'$	$31^\circ 10'$	$43^\circ 10'$	$52^\circ 44'$
$66^\circ 33'$	$0^\circ 0'$	$12^\circ 39'$	$25^\circ 52'$	$40^\circ 41'$	$59^\circ 15'$	$90^\circ 0'$
70°	$0^\circ 0'$	$14^\circ 46'$	$30^\circ 31'$	$49^\circ 11'$	$90^\circ 0'$	
75°	$0^\circ 0'$	$19^\circ 41'$	$42^\circ 8'$	$90^\circ 0'$		
80°	$0^\circ 0'$	$30^\circ 8'$	$90^\circ 0'$			
85°	$0^\circ 0'$	$90^\circ 0'$				

Esta tabla da la elongación (distancia angular) del Sol, a la salida o a la puesta, con respecto a los puntos Este y Oeste verdaderos. A la latitud de 35° , p. ejm., si el Sol tiene una declinación de 20° Norte, saldrá por un punto del horizonte comprendido entre el Norte y el Este, y distará angularmente de este último punto, $24^\circ 41'$. En el ocaso se ocultará distando del punto Oeste, hacia el Norte, $24^\circ 41'$, o sea, tendrá a la salida un azimut (22) de $270^\circ - 24^\circ 41' = 245^\circ 19'$, y el azimut de la puesta será, $90^\circ + 24^\circ 41' = 114^\circ 41'$.

95. CREPUSCULOS. — Se denominan así a los períodos de semiclaridad que preceden la salida del Sol y siguen la puesta del astro.

Al crepúsculo de la mañana se le suele llamar *aurora* o *alba*, y al de la tarde, *ocaso*.

Se distinguen dos especies de crepúsculos:

- a) *Astronómico.*
- b) *Civil.*

El primero, comienza o termina, cuando el Sol está a 18° bajo el horizonte, condición ésta ya fijada por el astrónomo árabe AL HAZEN a principios del siglo XI. Al iniciarse por la mañana, y al terminar por la tarde, apenas se divisan los objetos terrestres, pero en el Cielo pueden contemplarse las estrellas que abarcan las seis primeras magnitudes.

El crepúsculo civil se inicia o finaliza cuando el Sol está a 6°

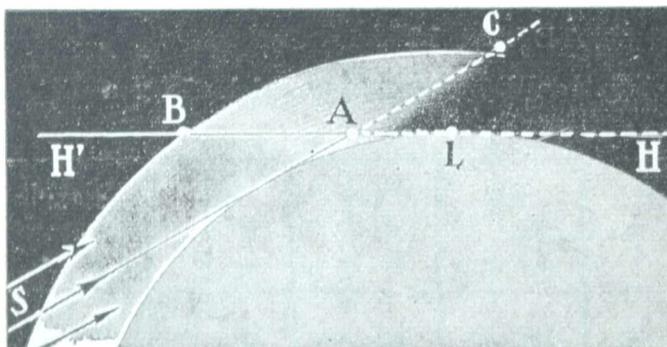


Fig. 72. El crepúsculo.

bajo el horizonte del lugar; durante él pueden leerse los impresos, y en los instantes de comienzo o fin, sólo se divisan en el Cielo las estrellas de 1ª magnitud.

La duración de ambos crepúsculos, varía en primer lugar con la latitud,

siendo mínima en el Ecuador y máxima en los polos de la Tierra, y en segundo, con la declinación del Sol en las distintas épocas del año, alargándose en las fechas de los solsticios y acortándose en la de los equinoccios. En el Ecuador, la mínima duración de los crepúsculos en los días de los equinoccios, 21 de marzo y 23 de setiembre, es de 1h12m para el astronómico y 21m para el civil. En las mismas condiciones en la latitud de Buenos Aires ($34^\circ 37'$ S.) esas duraciones alcanzan a 1h29m para el astronómico y 28m para el civil. En cambio las duraciones máximas en el Ecuador en los días de los solsticios, 22 de junio y 22 de diciembre, llegan a 1h19m, y 23m, según se trate del crepúsculo astronómico o del civil. Estas

duraciones, y en la última fecha citada, son para Buenos Aires de 1h52m, y 33m respectivamente. En ciertas latitudes y para épocas determinadas del año, el Sol no alcanza a bajar 18° con respecto al horizonte del lugar, y en tales condiciones, el ocaso o crepúsculo vespertino, se continúa con la aurora, sin producirse en ningún instante la noche cerrada.

Los largos crepúsculos hacen que la noche cerrada en los polos terrestres, no alcance a tener una duración superior a dos meses, debiendo ser de seis meses (93) sin los crepúsculos.

Se deben los crepúsculos, a que el Sol situado en S (fig. 72), siempre que diste menos de 18° del horizonte HH' del lugar L , ilumina la porción BAC de la capa atmosférica que envuelve al planeta; las partículas de aire contenidas en dichas porción, al difundir la luz a las zonas cercanas les proporcionan una cierta iluminación.

CONDICIÓN PARA QUE NO HAYA NOCHE CERRADA. — El Sol en su culminación inferior (fig. 70), está debajo del horizonte en una magnitud angular dada por $90^\circ - (\varphi + \delta)$, según puede deducirse fácilmente. Para que en un lugar no haya noche cerrada en algunas fechas del año, debe tenerse:

$$90^\circ - (\varphi + \delta) < 18^\circ \quad \therefore$$

$$\varphi + \delta > 72^\circ.$$

En Buenos Aires en la época del solsticio de diciembre la suma $(\varphi + \delta)$, alcanza a $58^\circ 4'$, correspondiendo $34^\circ 37'$ a su latitud y $23^\circ 27'$ a la declinación máxima del Sol adquirida en dicha fecha.

A raíz de ello, y en nuestra latitud, todas las noches son cerradas entre los instantes en que termina el crepúsculo vespertino y se inicia el matutino

En cambio, en las localidades cuya latitud es superior a $48^\circ 33'$, boreal o austral, habrá noches en ciertas épocas del año que transcurren en un continuo crepúsculo, por la conjunción del ocaso con la aurora.

96. DETERMINACION GRAFICA DE LA DURACION DEL CREPUSCULO PARA LA LATITUD φ .

— En la figura 73, CD es la almicantrada situada a 18° bajo el horizonte del lugar, al llegar el Sol a la cual, se inicia el crepúsculo astronómico. Las demás líneas y puntos tienen el significado visto en figuras anteriores. Si se quiere, p. ejm., la duración del crepúsculo el día 21 de junio cuando el Sol recorre el trópico de Cáncer, rebatimos éste según la semicircunferencia BS_j ,

y proyectamos sobre ésta la porción KL de dicho trópico en MR . La magnitud angular del arco MR , traducida a tiempo a razón de 1h por

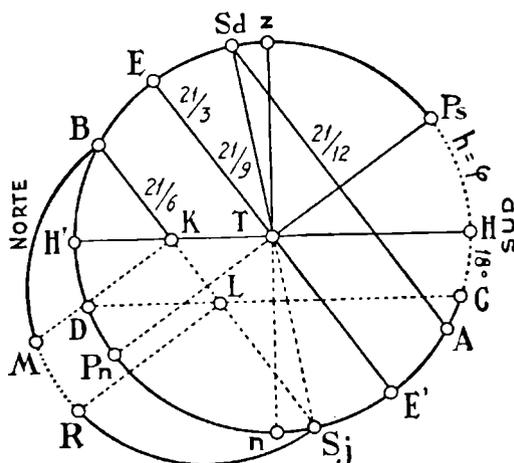


Fig. 73. — Duración del crepúsculo.

cada 15° , es la duración del crepúsculo astronómico para la latitud φ en la fecha indicada. Para otras fechas, se procede en igual forma rebatiendo el semiparalelo recorrido por el Sol.

Damos a continuación una tabla con la duración de los crepúsculos en diversas latitudes en las fechas de los equinoccios y los solsticios.

DURACION DEL CREPUSCULO EN DIVERSAS LATITUDES

Latitud	21 de junio	21 de marzo 23 de septiembre	22 de diciembre
0° Sur	1h 19m	1h 12m	1h 19m
5° ..	1h 19m	1h 12m	1h 20m
10° ..	1h 19m	1h 13m	1h 21m
15° ..	1h 20m	1h 15m	1h 24m
20° ..	1h 23m	1h 17m	1h 28m
25° ..	1h 26m	1h 20m	1h 33m
30° ..	1h 30m	1h 24m	1h 41m
35° ..	1h 35m	1h 29m	1h 52m
40° ..	1h 43m	1h 35m	2h 9m
45° ..	1h 53m	1h 44m	2h 39m
50° ..	2h 6m	1h 55m	} SIN NOCHE CERRADA
55° ..	2h 26m	2h 10m	
60° ..	2h 57m	2h 33m	
65° ..	4h 3m	8h 8m	

NOTA. — Los problemas que se han tratado en el presente capítulo, se pueden resolver en forma aproximada, utilizando la figura 43 de pág. 54 para la latitud de 35° , o la de la contratapa para una latitud cualquiera.

Para determinar, por ejemplo, la duración del crepúsculo en una fecha dada, bastará hallar el arco de paralelo celeste, recorrido por el Sol en dicha fecha, comprendido entre el horizonte y la almicantrada de -18° . En cuanto al valor de la declinación solar para cualquier fecha, se obtiene fácilmente con solo colocar la figura del papel transparente sobre la de la contratapa, de modo que las rectas zn y NS formen entre sí un ángulo de unos $23^\circ \frac{1}{2}$ (oblicuidad), y suponer que el Sol recorre 1° de eclíptica por día.

Con esta disposición de la figura, pueden transformarse coordenadas ecuatoriales en eclípticas, y viceversa, ya que zn representaría ahora al eje eclíptico.

EJERCICIOS Y PROBLEMAS

78. ¿Qué ascensión recta aproximada tiene el Sol el día 29 de octubre?

R.: 216° .

79. Expresar en tiempo la ascensión recta del Sol para el 25 de julio.

R.: 8h12m.

80. ¿Qué ascensión recta corresponde a una estrella ubicada sobre el semicírculo horario que pasa por el solsticio vernal?
R.: 90° ó 6h.
81. ¿Qué ascensión recta corresponde a una estrella ubicada sobre el semicírculo horario, del solsticio hiemal?
R.: 270° ó 18h.
82. ¿Cuáles pueden ser las ascensiones rectas de las estrellas ubicadas sobre el coluro de los equinoccios?
R.: 0h ó 12h.
83. ¿Cuáles pueden ser las ascensiones rectas de las estrellas ubicadas sobre el coluro de los solsticios?
R.: 6h ó 18h.
84. ¿Qué declinación tiene la estrella que se mueve sobre el trópico de Capricornio?
R.: $-23^\circ 27'$.
85. ¿Qué declinación corresponde a una estrella cuyo paralelo celeste es el círculo polar Artico?
R.: $66^\circ 33'$.
86. ¿En qué fecha aproximada del año la ascensión recta del Sol alcanza a 112° ?
R.: 14 de julio.
87. ¿En qué fecha aproximada del año la ascensión recta del Sol toma el valor de 8h24m?
R.: 28 de julio.
88. El 20 de marzo a mediodía la declinación del Sol fué de $-21'32''$ y el 21 de marzo a la misma hora fué $+2'9''$, ¿en qué fecha, y a cuál hora se inició el otoño para el hemisferio austral de la Tierra?
R.: 9h49m del 21 de marzo.
89. ¿Qué longitud astral, aproximada, adquiere el Sol el 14 de junio?
R.: 82° .
90. ¿En qué fechas del año los días y las noches son de igual duración en todas las localidades de la Tierra?
R.: 21 de marzo y 23 de septiembre.
91. ¿En qué fecha del año la noche tiene duración máxima para las localidades del hemisferio austral?
R.: 22 de junio.
92. ¿En qué fecha del año, en una localidad del círculo polar Artico la noche dura 24 horas?
R.: 22 de diciembre.

93. ¿Cuándo se inicia y cuándo termina la noche en el Polo Sur de la Tierra?
R.: 21 de marzo y 23 de septiembre.
94. ¿Cuál es la duración máxima del día en Santiago de Chile, sabiendo que su latitud es de $-33^{\circ}27'$?
R.: 14h13m12s (el 22 de diciembre).
95. ¿Cuánto dura el día en Asunción del Paraguay en las fechas en que la declinación del Sol es de $14^{\circ}32'$, sabiendo que la latitud de aquella ciudad es de $-25^{\circ}17'$?
R.: 11h3m44s.
96. ¿En qué latitud de la Tierra el día máximo alcanza a durar 14h13m12s?
R.: $\pm 33^{\circ}27'$.
97. ¿En qué latitud boreal la noche dura 12h56m16s cuando la declinación del Sol es de $-14^{\circ}32'$?
R.: $25^{\circ}17'$.
98. ¿Con qué altura culmina el Sol el 21 de marzo en un lugar de latitud $\varphi = -35^{\circ}$?
R.: 55° .
99. Indicar, utilizando la tabla I de par. 94, las fechas aproximadas en que el Sol tiene $\delta = +20^{\circ}$, y calcular la altura de culminación para la latitud $\varphi = -35^{\circ}$.
R.: 20 de mayo y 20 de julio; $h = 35^{\circ}$.
100. Determinar gráficamente la duración del crepúsculo astronómico para la latitud de Buenos Aires ($\varphi = -35^{\circ}$) para el día 22 de diciembre.
R.: 1h52m (aprox.).

LA ORBITA ANUAL DEL SOL: LEY DEL MOVIMIENTO

97. DETERMINACION DE LA ORBITA DEL SOL. — Al estudiar los desplazamientos del Sol entre las constelaciones zodiacales (78) hemos llamado *eclíptica* a la circunferencia máxima que describe el astro sobre la esfera celeste en un año; pero aquélla no representa en forma alguna el verdadero recorrido u órbita del astro, pues no es más que su proyección sobre la esfera del Cielo.

Antes de pasar a determinar la órbita verdadera, agreguemos que la misma es recorrida por el Sol, sólo en apariencia, ya que es la Tierra quien la describe en realidad, en sus traslaciones anuales alrededor del Sol.

La determinación de dicha órbita se hace en base a los *diámetros aparentes* que toma el Sol en las distintas fechas del año y a sus respectivas *longitudes astrales* (89). Sea $\Upsilon S_j \Upsilon'$ la circunferencia de la eclíptica (fig. 74). Considerémosla dividida, p. ejm., en 12 arcos iguales a partir del punto vernal Υ , y en el sentido directo de las flechas, en cuyo caso el norte de la esfera celeste está hacia arriba.

Al ubicarse el Sol en el equinoccio Υ hacia el 21 de marzo, su longitud es $\lambda = 0^\circ$, y en los puntos $S_1, S_2, S_j \dots$, etc., toma los valores $30^\circ, 60^\circ, 90^\circ \dots$, etc, en conformidad con las anotaciones de la figura. Tracemos los alineamientos $T\Upsilon, TS_1, TS_2 \dots$, relativos a las posiciones del Sol, y determinemos los diámetros aparentes del astro en las fechas correspondientes a las longitudes $0^\circ, 30^\circ, 60^\circ, 90^\circ \dots$. Si se llevan sobre los alineamientos mencionados, en cierta escala, segmentos *inversamente proporcionales a los diámetros aparentes*, obtendremos una serie de puntos $S'_1, S'_2 \dots$ (en número de

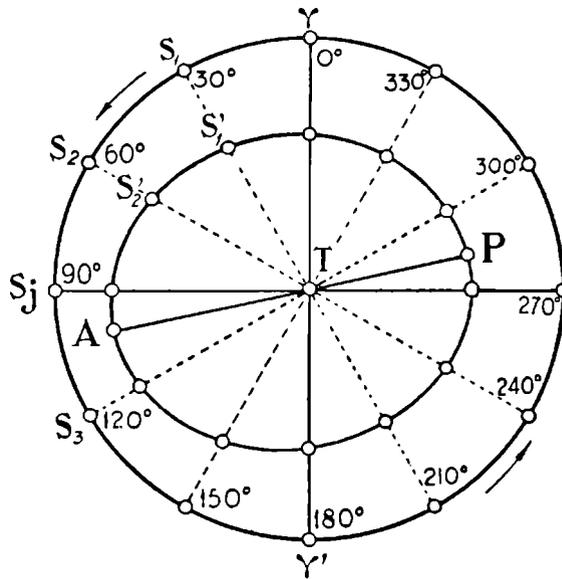


Fig. 74. — La órbita del Sol (N. D.).

12 para el caso contemplado en la figura) que por su ubicación definen la imagen de la trayectoria del Sol al cabo del año *.

Como se comprenderá, esta imagen es tanto más aproximada a la forma verdadera, cuanto más puntos se hayan determinado y mayor exactitud tengan los diámetros aparentes medidos.

Se observa que la curva obtenida es simétrica respecto a un solo eje de los trazados por la Tierra *T*. Este eje *PA*, tiene sus extremos en correspondencia con las posiciones tomadas por el Sol hacia los días 1 de enero y 1 de julio, cuando el diámetro aparente del astro toma sus valores máximo y mínimo.

A simple título informativo, damos en el cuadro siguiente, con cierta aproximación, los valores de los diámetros aparentes del Sol a principios de cada mes para el año 1939. Estos valores permiten la determinación anterior, teniendo en cuenta que en término medio la longitud astral del Sol varía unos 30° por mes, aun cuando estas variaciones presentan cierta irregularidad.

DIAMETROS APARENTES DEL SOL

MES	VALOR	MES	VALOR	MES	VALOR
Enero	32'32"	Mayo	31'38"	Septiembre ..	31'49"
Febrero ..	32'23"	Junio	31'30"	Octubre	32'6"
Marzo ...	32'12"	Julio	31'28"	Noviembre ..	32'20"
Abril	31'53"	Agosto	31'37"	Diciembre ..	32'31"

98. FORMA Y POSICION DE LA ORBITA SOLAR: APSIDES.

— La curva obtenida en la determinación del par. 97, es una *elipse*

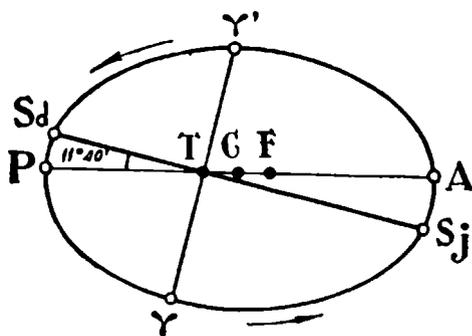


Fig. 75. — Forma y posición de la órbita del Sol. (N. D.).

donde la Tierra, *T*, ocupa uno de los focos (fig. 75). El eje mayor *PA* de la órbita, lleva el nombre de *línea de los ápsides* (del gr. *apsis*, de *apto*, enlazar) siendo *P* el *perigeo* y *A* el *apogeo* (74). Estos puntos corresponden a las posiciones tomadas por el Sol a principios de enero y julio, respectivamente. La línea de los ápsides está inclinada respecto a la de los solsticios en un ángulo que en la actualidad (año 1940) mide 11°

40', y que crece a razón de 1'1" por año en virtud de dos movimientos que se estudiarán más adelante. Uno de ellos es el ya varias

* Hemos exagerado la excentricidad de la órbita, con fines didácticos. En realidad la elipse que se obtiene difiere poco de la circunferencia.

veces mencionado bajo el nombre de precesión, por el cual los puntos equinocciales y los solsticios, se desplazan sobre la eclíptica en el sentido retrógrado (contrario al de las flechas) con una velocidad angular de 50" por año. El otro, es una lenta rotación de la línea de los ápsides en el sentido directo a razón de 11" por año. En la actualidad el punto vernal Υ , y el perigeo P , se acercan año tras año en la magnitud angular apuntada.

En la figura 75, el punto C es el centro de la órbita, y F el otro foco.

99. EXCENTRICIDAD DE LA ORBITA. — La forma verdadera de la órbita solar, la obtenemos calculando su excentricidad. Se llama *excentricidad de una elipse*, a la razón entre las longitudes de la distancia focal, y el eje mayor de la curva. Para el caso de la trayectoria del Sol (fig. 75) designándola por e , será:

$$e = \frac{TF}{PA}.$$

Procederemos a determinar su valor numérico. Designemos por δ_1 y δ_2 a los diámetros aparentes máximo y mínimo del Sol, obtenidos con seis meses de intervalo al ubicarse el astro en el perigeo P y el apogeo A , respectivamente.

Llamemos d_1 y d_2 a las distancias máxima y mínima del Sol a la Tierra, es decir:

$$d_1 = TA \quad ; \quad d_2 = TP.$$

Por ser las distancias inversamente proporcionales a los diámetros aparentes, podremos escribir:

$$TA = \frac{C}{\delta_2} \quad ; \quad TP = \frac{C}{\delta_1},$$

donde C es una cierta constante.

Por otra parte obtenemos de la figura:

$$e = \frac{TF}{PA} = \frac{TA - TP}{TA + TP} = \frac{\frac{C}{\delta_2} - \frac{C}{\delta_1}}{\frac{C}{\delta_2} + \frac{C}{\delta_1}} = \frac{\delta_1 - \delta_2}{\delta_1 + \delta_2}.$$

Recordando (74 ; 97) que:

$$\delta_1 = 32'32'' \quad \text{y} \quad \delta_2 = 31'28'',$$

resulta para valor de la excentricidad:

$$e = \frac{64''}{64'} = \frac{1}{60} = 0,01666.$$

Con más exactitud, se admite, $e = 0,01675$ *. Este valor, muy pequeño, demuestra que la órbita del Sol es una *elipse poco alargada*, y por lo tanto, parecida a la circunferencia (la circunferencia es una elipse cuya excentricidad es $e = 0$).

Los antiguos creyeron que la órbita del Sol era una *excéntrica*, es decir, una circunferencia donde la Tierra no ocupa el centro. Ya TOLOMEO en su "ALMAGESTO" habla de *perigeo* y *apogeo* para designar los puntos de la órbita más cercano y más alejado del planeta, pero parece ser que esos términos ya los había empleado HIPARCO.

100. VELOCIDAD ANGULAR DEL SOL: SU VARIACION EN EL TRANSCURSO DEL AÑO. — Se llama *velocidad angular* ω (omega) del Sol, al arco de eclíptica recorrido en la unidad de tiempo. Dicho arco representa el aumento de longitud (89) que experimenta el astro en aquel lapso.

Si se determina el valor de ω en distintas épocas del año, se observa que crece en el trayecto apogeo - perigeo, es decir, entre el 1 de julio y el 1 de enero, decreciendo en los seis meses siguientes mientras el astro cubre el recorrido perigeo - apogeo. Se observa que el valor máximo de ω es $1^{\circ}1'10''$ por día, al pasar el Sol por el perigeo, y el mínimo, $57'11''$, al pasar por el apogeo.

En términos generales, podemos admitir que el desplazamiento del Sol en longitud es, aproximadamente, de 1° por día (360° en 365d.) lo cual presenta cierta analogía con las variaciones del Sol en ascensión recta (76). La analogía apuntada proviene de la poca oblicuidad de la eclíptica.

101. RELACION ENTRE LA VELOCIDAD ANGULAR DEL SOL Y SU DISTANCIA A LA TIERRA. — Las observaciones demuestran que a mayor diámetro aparente, δ , del Sol, corresponde mayor velocidad angular ω . Luego, el valor de la última magnitud podrá expresarse en función de la primera, y por consiguiente, también de la distancia d que separa al Sol de la Tierra. La ley que se obtiene de la observación directa es la siguiente:

La velocidad angular del Sol es proporcional al cuadrado de su diámetro aparente. Podemos, entonces, escribir:

$$\omega = K'\delta^2$$

donde K' es una constante.

Atendiendo a la relación entre los valores de δ y d (2 ; 74) de la anterior se obtiene:

$$\omega = \frac{K}{d^2}$$

donde $K = K' \cdot 4r^2$.

* Ese valor se obtiene considerando los diámetros aparentes del Sol durante todo el año.

Por lo tanto:

La velocidad angular del Sol, es inversamente proporcional al cuadrado de la distancia que lo separa de la Tierra.

De la fórmula últimamente escrita, deducimos:

$$d^2 \omega = K \text{ (constante)}. \quad [1]$$

Esta relación define la ley según la cual se mueve el Sol en su trayectoria aparente anual, y en consecuencia la Tierra, en su traslación real alrededor de aquel astro.

102. LEY DE LAS AREAS. — Se llama *radio vector* del Sol, al segmento rectilíneo que une su centro con el de la Tierra. En todo instante, el radio vector, variable en sentido creciente desde el perigeo al apogeo, proporcióna la distancia Sol - Tierra.

Sean S_1 y S_2 dos posiciones del Sol correspondientes a los extremos de un cierto intervalo de tiempo t que supondremos muy pequeño. De este modo (fig. 76) el ángulo S_1TS_2 que designaremos por α (alfa) será también muy pequeño, y la velocidad angular del Sol en ese intervalo será:

$$\omega = \frac{\alpha}{t}.$$

Si designamos por A el área del triángulo S_1TS_2 , ya que el arco S_1S_2 , por ser muy pequeño, se confunde con la cuerda correspondiente, se podrá escribir:

$$A = \frac{1}{2} d_1 d_2 \text{ sen } \alpha,$$

y siendo α infinitamente pequeño, podrá tomarse $d_1 = d_2 = d$, con lo cual sustituyendo al seno por su arco se tiene:

$$A = \frac{1}{2} d^2 \alpha.$$

Dividiendo ambos miembros por el intervalo de tiempo t transcurrido entre el pasaje de S_1 a S_2 , se tendrá:

$$\frac{A}{t} = \frac{1}{2} d^2 \frac{\alpha}{t}.$$

El primer miembro de esta igualdad nos da el área recorrida por el radio en la unidad de tiempo, que es la llamada *velocidad*

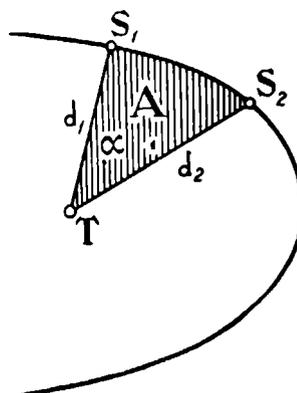


Fig. 76. — Ley de las áreas.

areal, que designada por Δ , y por ser $\frac{a}{t} = \omega$, nos lleva a:

$$\Delta = \frac{1}{2} d^2\omega;$$

y según la [1] del párrafo anterior:

$$\Delta = \frac{K}{2} = \text{constante},$$

que es la expresión analítica de la ley de las áreas, que podrá enunciarse así:

La velocidad areal es constante, o lo que es igual: las áreas barridas por el radio vector del Sol en tiempos iguales, son iguales (o bien proporcionales a los tiempos cuando éstos son cualesquiera).

Luego, si A_1 y A_2 son áreas barridas por el radio vector en los tiempos t_1 y t_2 , tendremos siempre:

$$\frac{A_1}{A_2} = \frac{t_1}{t_2};$$

y cuando $t_1 = t_2$, resulta: $A_1 = A_2$.

103. LAS ESTACIONES: SU DESIGUAL DURACION. — En el par. 82 nos hemos ocupado de las estaciones del año, ateniéndonos a las fechas de iniciación en conformidad a las coincidencias suce-

cesivas del centro del Sol con los puntos culminantes de la eclíptica, equinoccios y solsticios.

Estudiada después la verdadera forma de la órbita del Sol, y dada la posición especial que en ella toman las líneas de los equinoccios y los solsticios con respecto a la de los ápsides, se comprende por la simple inspección de la figura 77, que los tiempos empleados por el radio vector

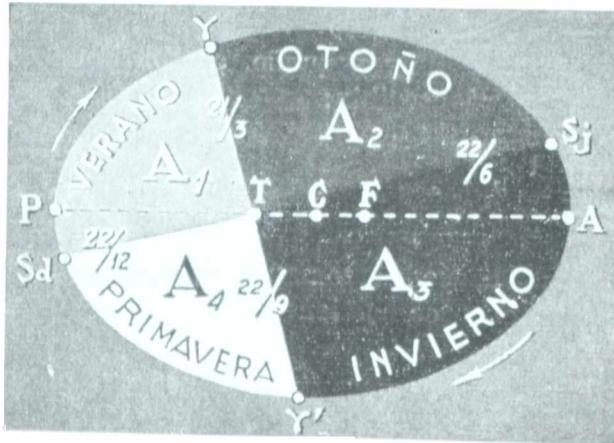


Fig. 77. -- Las estaciones y su duración. (S. D.).

del Sol en barrer, según la ley de las áreas, las superficies A_1 , A_2 , A_3 y A_4 , deben ser desiguales. Como dichos tiempos son, respectivamente, las duraciones de las *primavera*, *verano*, *otoño* e *invierno* para el hemisferio austral (para el boreal las opuestas) deducimos, que para nosotros, la más larga de las estaciones en duración es el invierno, y la más corta el verano.

En la actualidad, según se dijo en par. 98, el punto vernal γ y el perigeo P moviéndose en sentidos contrarios, marchan al encuentro a razón de $1'1''$ por año. Al producirse la coincidencia, dentro de unos 4580 años, según se obtiene de un cálculo simple, las estaciones se harán iguales en duración, dos a dos, a saber: el verano con el otoño, y el invierno con la primavera. En cambio hacia el año 1260, coincidieron en duración el verano con la primavera, y el invierno con el otoño, al haberse superpuesto la línea de los solsticios a la de los ápsides.

En el cuadro siguiente se dan para el hemisferio austral, la duración aproximada de las estaciones durante el año 1939. La hora adoptada es la de Buenos Aires.

AÑO 1939. DURACION DE LAS ESTACIONES

ESTACION	FECHA INICIAL	HORA	DURACION
Otoño	21 Marzo	8h. 29m.	92d. 19h. 11m.
Invierno	22 Junio	3h. 40m.	93d. 15h. 10m.
Primavera . . .	23 Setiembre	18h. 50m.	89d. 19h. 16m.
Verano	22 Diciembre	14h. 6m.	89d. 12m.

EL DIA SOLAR MEDIO

104. DIA SOLAR VERDADERO: CAUSAS QUE MODIFICAN SU DURACION. — *Se llama día solar verdadero al tiempo que transcurre entre dos pasos consecutivos del centro del Sol, por el semimeridiano de un lugar de la Tierra (17).*

Si medimos su duración en todas las fechas del año, notaremos que en parte de ellas su valor es superior a 24h., y en parte inferior. Tomando la media aritmética de sus duraciones desde el 1 de enero al 31 de diciembre, obtendremos la del *día solar medio*, equivalente a 24 horas de los relojes comunes.

Mediodía verdadero es el instante en que el centro del Sol pasa por el semimeridiano del lugar, y *medianoche verdadera* cuando el mismo punto culmina en el semimeridiano opuesto (culminación inferior). Durante una parte de los días del año, dichos instantes se anticipan a las 12h. y 24h., respectivamente, de nuestros relojes, y en la otra parte se retardan.

Si nos detenemos en la investigación de las causas que modifican la duración del día solar verdadero, debemos considerar ante todo, que dada la uniformidad del movimiento diurno de la esfera celeste, *dos lapsos de tiempo t_1 y t_2 son iguales, cuando durante los mismos desfilan ante el semimeridiano de un lugar, arcos iguales del ecuador celeste (o de un paralelo cualquiera del Cielo).*

Por consiguiente: para que un astro regule días constantes en duración, se requiere que cumpla una de las condiciones siguientes:

1ª *Que no tenga desplazamientos en ascensión recta.*

2ª *Que en caso de tenerlos, dichos desplazamientos den lugar a una constante diaria.*

La primera condición la llenan las estrellas (astros fijos), derivándose de ella la constancia en la duración del día sideral (29; 30). En cuanto a la segunda, no es satisfecha por astro errante alguno, originándose de ello la variación del día solar verdadero.

Dos causas impiden al Sol encuadrar en la 2ª condición perturbando entonces la duración del día solar verdadero:

a) *La ley de las áreas.*

b) *La oblicuidad de la eclíptica.*

CAUSA a). — La ley de las áreas ocasiona como efectos inmediatos, variaciones en la velocidad angular del Sol en su desplazamiento anual sobre la eclíptica, haciendo que dicha velocidad adquiera su valor máximo en el perigeo y el mínimo en el apogeo en conformidad con lo visto en parágrafo 100.

Estas variaciones dan lugar a que el incremento que experimenta diariamente el Sol en longitud (89), no sea constante, derivándose de ello una desigual variación diaria en ascensión recta, desde que ésta no es más que la proyección de aquélla sobre el ecuador. Se sigue que el Sol no puede regular días constantes en duración, ya que no satisface a la condición 2ª establecida más arriba.

Para suprimir este inconveniente acarreado por la ley de las áreas, hubo que idear un *Sol ficticio* S_1 , desplazándose en un año sobre la eclíptica con movimiento uniforme, de modo que su longitud aumente diariamente en una constante.

CAUSA b). — Si bien S_1 elimina la perturbación originada por la causa a) sobre la duración del día solar verdadero, es insuficiente de por sí para regular días de igual duración en todas las fechas del año, puesto que sus variaciones diarias, constantes en longitud, no lo son en ascensión recta, ya que las proyecciones de arcos iguales de eclíptica sobre el ecuador, no son en general iguales debido a la inclinación que, como sabemos, es de $23^{\circ}27'$ (ver fig. 79). En consecuencia, para eliminar la causa b) de variación, originada por la oblicuidad de la eclíptica, hubo que idear otro *sol ficticio* S_m , llamado *Sol Medio*, desplazándose sobre el ecuador celeste con movimiento uniforme.

105. EL PRIMER SOL FICTICIO. LONGITUD MEDIA DEL SOL. LA ECUACION DEL CENTRO. — La perturbación originada por la causa a) sobre la duración del día solar verdadero, desaparece como venimos de verlo con la creación de un astro hipotético S_1 , llamado *primer sol ficticio*, recorriendo la órbita del Sol en un año con *movimiento uniforme*.

Atendiendo a las velocidades angulares (100) máxima y mínima adquiridas por el Sol en el perigeo P y el apogeo A , y suponiendo a los dos soles, el verdadero S y el ficticio S_1 , partiendo juntos hacia el 1 de enero del punto P , en el trayecto perigeo - apogeo, o sea, hasta el 1 de julio, será S quien marchará en ventaja, pasando lo inverso en el recorrido apogeo - perigeo, es decir, desde la última fecha citada hasta el 1 de enero del año siguiente (fig. 78).

Con ello, las longitudes astrales de S y S_1 , son distintas en las diversas fechas del año, igualándose en los días del perigeo y el apogeo en que ambos soles coinciden.

Se llama *longitud media del Sol*, a la que toma en todo instante el sol ficticio S_1 . Designando con λ a la longitud verdadera del Sol (89) y con λ_m a la longitud media, se tendrá, siendo Y el punto vernal:

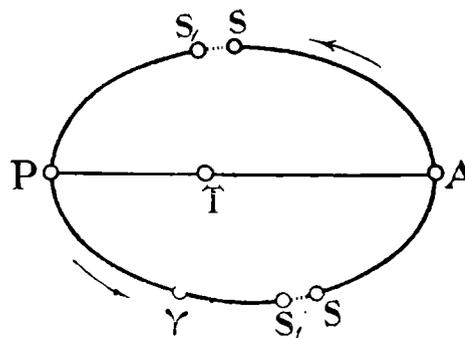


Fig. 78. -- La ecuación del centro. (N. D)

$$\lambda - \lambda_m = \text{arc. } YS - \text{arc. } YS_1 = \text{arc. } SS_1.$$

Llamando C al arco SS_1 :

$$\lambda = \lambda_m + C. \quad [1]$$

La diferencia C entre las longitudes verdadera y media del Sol, se llama *ecuación del centro*.

Del perigeo al apogeo, el valor de C es positivo alcanzando un máximo de unos 2° a principios de abril, para decrecer hasta 0° hacia el 1 de julio. Después de esta fecha toma valores negativos presentando un mínimo de -2° a principios de octubre, para crecer hasta 0° en la fecha del perigeo.

106. EL SOL MEDIO. LA REDUCCION AL ECUADOR. --

El sol ficticio S_m o *sol medio*, recorre el ecuador en un año con *movimiento uniforme*. En tal condición, su ascensión recta que podemos llamar *ascensión recta media del Sol* y a la cual designaremos por α_m , será constantemente igual a la longitud media λ_m (párrafo anterior) es decir:

$$\alpha_m = \lambda_m.$$

Sea S una posición del Sol sobre la eclíptica $YS_jY'S_n$ (fig. 79), y tracemos su semicírculo horario $P_s SP_n$. La longitud verdadera del Sol para la posición S será (89):

$$\lambda = \text{arc. } YS$$

y su ascensión recta, que no es más que la proyección esférica de λ sobre el ecuador, está dada por (50; 76):

$$\alpha = \text{arc. } YA.$$

Los valores de α y λ , son en general distintos, salvo en las fechas de los equinoccios y solsticios en que se igualan en 0° , 90° , 180° y 270° . Se llama *reducción al ecuador* R , al valor positivo o negativo, que hay que sumar a la longitud λ del Sol para obtener su ascensión recta α , es decir:

$$\alpha = \lambda + R.$$

En otros términos, la magnitud R mide la perturbación originada por la oblicuidad de la eclíptica sobre la duración del día solar

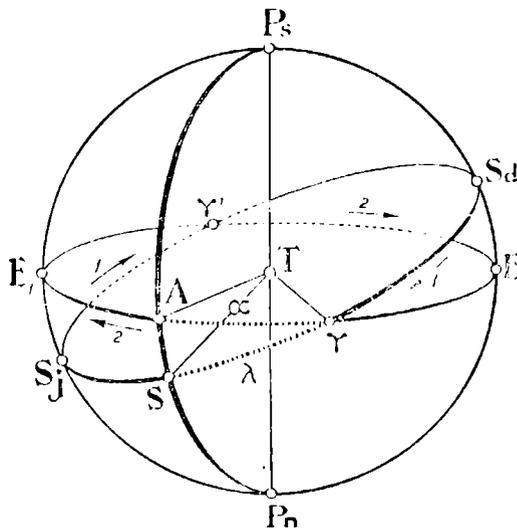


Fig. 79. - Reducción al ecuador.

verdadero, y si el Sol, como lo hace S_m , se moviera sobre el ecuador, sería siempre $R = 0$. El valor de R varía con la época del año, entre un máximo de $2^\circ 30'$ y un mínimo de $-2^\circ 30'$, anulándose y cambiando de signo cada vez que el Sol se ubica en un equinoccio o en un solsticio al iniciarse las estaciones. Dicho valor es positivo en la primavera y el otoño, y negativo en las otras dos estaciones del año.

Si en la expresión de α , reemplazamos el valor de λ dado por la relación [1] del párrafo anterior, obtendremos:

$$\alpha = \lambda_m + (C + R)$$

donde λ_m es la longitud media del Sol que varía proporcionalmente al tiempo, y las magnitudes C y R , las perturbaciones ocasionadas en la duración del día solar verdadero por las causas $a)$ y $b)$ del párrafo 104.

En la figura 79, las flechas 1 dan el sentido del movimiento del Sol sobre la eclíptica, y las flechas 2 el del desplazamiento del Sol medio S_m sobre el ecuador celeste. Si se supone que ambos soles parten juntos del punto vernal Y el 21 de marzo, en seguida se separan al bifurcar sus trayectorias, pero seis meses después hacia el 23 de setiembre, se juntan en el punto libra Y' . En este punto vuelven a separarse, y al cabo del año llegan juntos al punto de partida.

Dado que el Sol medio S_m se mueve uniformemente sobre el ecuador, su desplazamiento en ascensión recta es una constante dia-

ria, y llenada la 2ª condición del párrafo 104, pasará por el semi-meridiano regulando días constantes en duración.

107. **DIA SOLAR MEDIO.** — *Es el tiempo que transcurre entre dos culminaciones consecutivas del Sol medio S_{m} , en el semimeridiano de un lugar.* Su duración es constante y la miden las 24h. de nuestros relojes.

El instante de culminación superior del Sol medio se llama *mediodía medio*, y debe producirse a las 12 horas (tiempo local); el de la culminación inferior, es la *medianoche media*, correspondiente a 0h ó 24h. del reloj (tiempo local).

El *día solar medio* es la *unidad adoptada en la medida del tiempo, para los usos de la vida civil.*

VARIACION DE LOS ELEMENTOS DE LA ECLIPTICA

108. **PRECESION. EFECTOS.** — Los polos celestes P_s y P_n , se corren entre las estrellas cercanas describiendo en un período de unos 260 siglos una circunferencia cuyo diámetro aparente es casi de 47° . Al mismo tiempo, el ecuador celeste, perpendicular al eje del mundo $P_s P_n$, acompañando a éste en su movimiento, gira alrededor del eje de la eclíptica haciendo que los puntos equinocciales Υ y Υ' se desplacen en sentido retrógrado, de Este a Oeste, en $50''$, 2 por año, término medio, lo que equivale a 1° en 70 años.

Este movimiento llamado *precesión*, ya había sido observado por HIPARCO, quien notó, teniendo en cuenta observaciones de sus predecesores, que la distancia angular de las estrellas al punto vernal Υ (y también al punto libra Υ') aumentaba o disminuía, según que estuviesen ubicadas al Este o al Oeste de dicho equinoccio. En la figura 80, la eclíptica es $\Upsilon S_j \Upsilon' S_d$ y su eje $\pi_s \pi_n$.

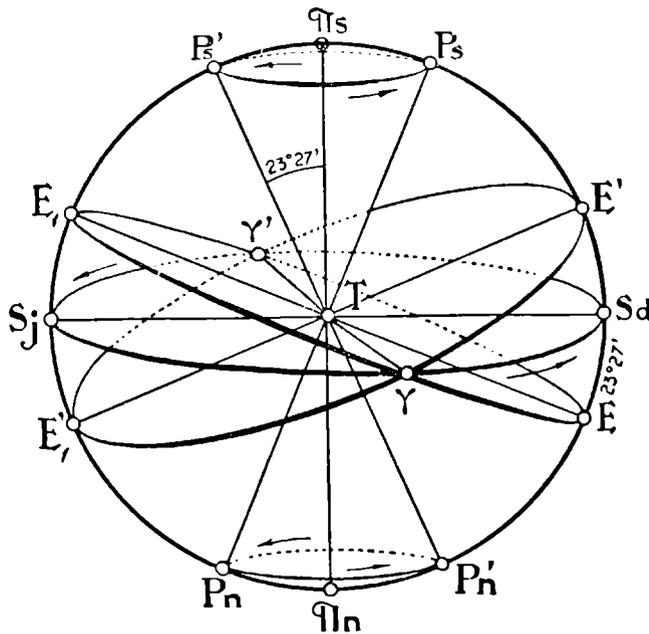


Fig. 80. — Precesión

En la figura 80, la eclíptica es $\Upsilon S_j \Upsilon' S_d$ y su eje $\pi_s \pi_n$.

Si suponemos en la actualidad al eje del mundo en la posición $P_s P_n$, el Ecuador, que le es normal, estará ubicado según EE_1 .

Durante los 26000 años que corresponden al período de la precesión, aquel eje rotando alrededor del eje de la eclíptica $\pi_s \pi_n$, barrerá una superficie cónica a dos hojas cuyo semiángulo al vértice, que es T , tiene el valor de la oblicuidad, o sea, $23^{\circ}27'$. Una de las hojas de tal superficie, determina sobre la esfera celeste la circunferencia (círculo de latitud) $P_s P'_s$ que será el recorrido del polo celeste P_s durante la precesión. Análogamente el otro polo P_n recorrerá en los 260 siglos la circunferencia $P_n P'_n$.

Interin, el ecuador celeste EE_1 aparece girando alrededor del mismo eje, sin alterar la oblicuidad (81) hasta volver a su posición inicial. Durante su movimiento, cada uno de los equinoccios Y y Y' habrá recorrido la eclíptica en toda su extensión.

La fiel interpretación de la precesión, nos demuestra que dentro de 13000 años el eje $P_s P_n$ ocupará la posición $P'_s P'_n$ y el Ecuador celeste habrá pasado de EE_1 a $E'E'_1$, ocasionando la inversión de los equinoccios y solsticios sobre sus líneas respectivas.

EFFECTOS ORIGINADOS POR LA PRECESIÓN. — Enumeramos a continuación los más notables, algunos de los cuales ya se han citado en párrafos anteriores.

1º *Retrogradación de los equinoccios.* Este efecto ha sido mencionado al comienzo de este parágrafo. En virtud de él, el punto vernal Y se desplaza sobre la eclíptica en un arco anual YY_1 , de $50''{,}2$ hacia el Oeste (fig. 81). Corrimientos análogos experimentan el otro equinoccio y los solsticios.

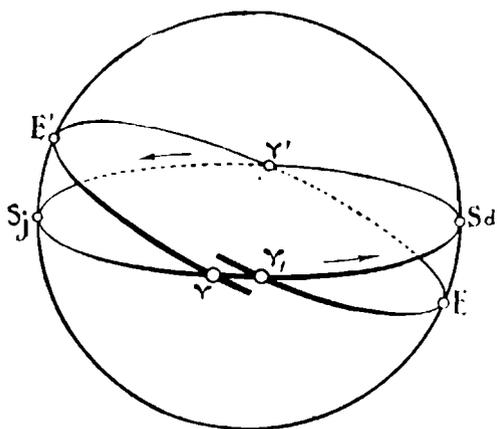


Fig. 81. -- Retrogradación del punto vernal.

describiendo en el cielo un círculo de latitud (88). Las coordenadas celestes, donde se ha tomado en cuenta la precesión, se llaman *coordenadas medias*.

3º *Corrimiento de los signos del zodiaco.* En el parágrafo 80, nos hemos ocupado de la zona celeste denominada *zodiaco* y de su división en 12 franjas de 30° cada una llamadas *signos*.

Hace 21 siglos el *punto vernal* Y , o *punto Aries*, estaba ubicado en la constelación del mismo nombre, pero durante ese tiempo la precesión le ha hecho retroceder unos 28° sobre la eclíptica, llevándolo a la constelación precedente, o sea a *Piscis*. Un desplazamiento análogo experimentó el *punto Libra* Y' que durante ese período pasó

2º *Variación de las estrellas en longitud.* De las coordenadas eclípticas (89) permanece inalterable la latitud, pero debido a la retrogradación del punto vernal, las longitudes de todas las estrellas aumentan $50''{,}2$ por año, de modo que al cabo de 260 siglos cada una de ellas aparece

de la constelación de igual nombre a la de La Virgen, donde se halla actualmente.

4º *Cambio de las estrellas polares.* Cada polo celeste describe en el cielo durante el proceso de la precesión una circunferencia o círculo de latitud cuyo diámetro abarca una distancia angular de $46^{\circ}54'$. La latitud astral de los polos celestes es de $\pm 66^{\circ}33'$ (89), de modo que irán pasando frente a todas las estrellas de latitudes cercanas a la mencionada, las cuales una tras otra van convirtiéndose en polares en determinadas épocas.

Un siglo antes de nuestra era, la *polar norte*, α de la *Osa Menor*, distaba 12° del polo celeste P_n , y hacia el año 2100 apenas si distará medio grado, pero a partir de esa época se irá alejando hasta perder su condición de polar. Hace 40 siglos, α del *Dragón* era polar norte; *Deneb del Cisne* pasará a serlo de aquí a 8000 años, y *Vega de la Lira* hacia el año 14000. Un proceso análogo se sucede con respecto a las polares australes. Hace unos 3000 años, la polar sur estaba en la constelación de la *Hidra Macho*. Dentro de 120 siglos el polo celeste P_s estará cerca de *Canopus*, y antes habrán sido polares otras diversas estrellas del *Navío*, entre ellas algunas de 2ª magnitud. De aquí a 20000 años la estrella *Achernar* se encontrará a unos pocos grados de P_s , de quien va alejándose en la actualidad.

5º *Variación en la duración de las estaciones.* Ya ha sido contemplado este efecto de la precesión en el párrafo 103. Debido a que las líneas de los equinoccios y solsticios, se acercan o se alejan de la de los ápsides (98) a razón de $1'1''{,}7$ por año, las estaciones varían lentamente en duración, alargándose unas y acortándose otras.

6º *Reducción de la duración del año trópico.* De no haber precesión, la duración del año trópico sería superior en unos 20 minutos a la que tiene (84). En efecto: moviéndose el Sol en el sentido directo, y el punto vernal en el retrógrado a razón de unos $50''$ anuales, resulta que durante el año aquel astro acorta su recorrido en esta magnitud, con lo cual, entre dos encuentros consecutivos con el punto vernal habrá recorrido $359^{\circ}59'10''$ de la eclíptica, en lugar de los 360° que la integran.

Ello hace que siendo la duración del *año sideral* 365d. 6h. 9m. 9s., la del *año trópico* se vea reducida a 365d. 5h. 48m. 46s., es decir, unos 20 minutos inferior a aquélla.

109. CAUSAS DE LA PRECESION. — Todo movimiento del eje del mundo $P_s P_n$, sólo puede ser originado por otro real del eje de la Tierra, del cual aquél no es más que una prolongación. La precesión, en consecuencia, obedece a un movimiento del planeta que habitamos, perfectamente explicable por la ley de la gravitación.

La Tierra, como se verá más adelante, presenta un abultamiento en su zona ecuatorial. La *atracción del Sol y de la Luna* sobre dicho abultamiento, provocan la precesión. En particular la acción de la Luna tiende a disponer al eje terrestre según la perpendicular al plano de su órbita inclinado en unos 5° con respecto al de la

eclíptica, y su efecto se suma al del Sol por tener casi la misma dirección. La acción de la Luna, en razón de su cercanía, se manifiesta en forma más intensa: de los 50" que recorre cada equinoccio sobre la eclíptica en un año, 34" se atribuyen a la acción lunar y sólo 16" a la del Sol.

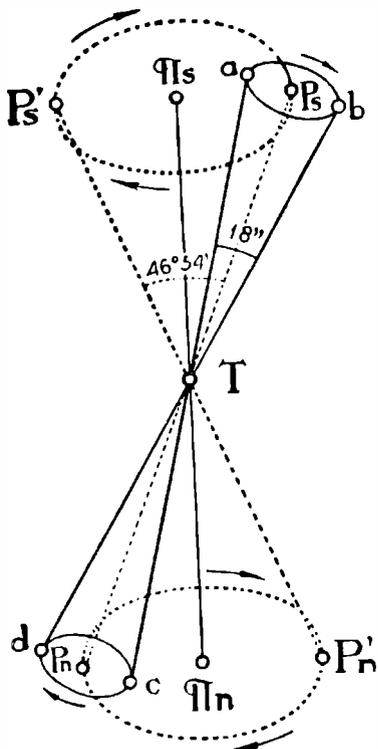


Fig. 82. Nutación.

En la figura, $P_s P'_s$ y $P_n P'_n$ son las circunferencias paralelas a la eclíptica descritas por los polos celestes alrededor del eje eclíptico en los 26000 años que dura la precesión. Las pequeñas curvas ab y cd son las elipses recorridas por los polos celestes en virtud de la nutación en 18 años y 8 meses alrededor de sus posiciones medias P_s y P_n . El eje mayor de estas elipses, cuya amplitud es de unos 18", está siempre dispuesto sobre un círculo de longitud (87) y el menor que abarca alrededor de 13" sobre un círculo de latitud (88).

Si combinamos los movimientos del polo celeste derivados de la precesión y la nutación, obtendremos como resultado una curva sinuosa con unos 1400 bucles

110. LA NUTACION: CAUSA Y EFECTOS. — Al igual que la Tierra, la Luna tiene un movimiento de precesión, cuyo período es tan sólo de 18 años y 8 meses. Dicho movimiento presenta al satélite en distintas posiciones con respecto a la Tierra, de modo que su acción gravitatoria tomando direcciones variables, origina un balanceo del eje terrestre alrededor de su posición media, que se traduce en el cielo en pequeñas elipses descritas por los polos celestes en el período de tiempo mencionado.

A este movimiento del eje terrestre (y en consecuencia del Ecuador), se le conoce con el nombre de nutación (fig. 82).

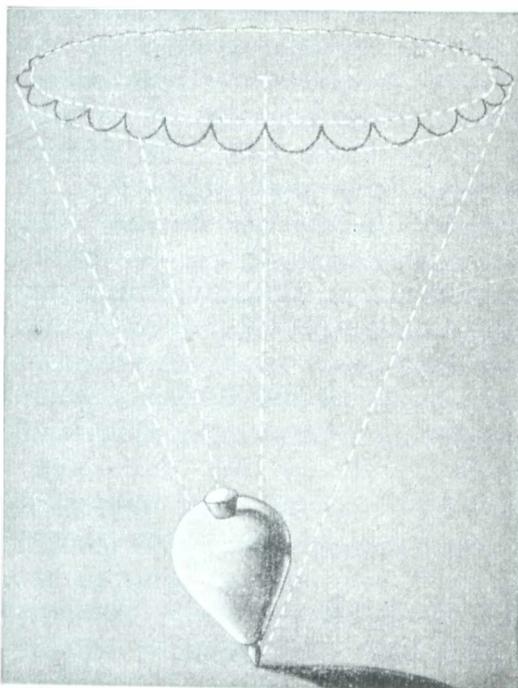


Fig. 83. — Precesión y nutación.

originados por la nutación durante los 260 siglos que dura la precesión. El trompo (fig. 83), reproduce con cierta fidelidad los movimientos de precesión y nutación.

Como podrá observarse en la figura 82, en cada proceso de nutación, el eje del mundo, cuya posición real es ac o bd , engendra un cono elíptico cuyas bases (por tener dos napas) son los bucles mencionados, ab y cd .

La nutación produce además de algunos efectos que perturban ligeramente a los vistos en la precesión, otros que les son particulares, y que se enuncian en seguida:

a) *Variación de la oblicuidad.* Cada 18 años y 8 meses, oscila el valor de esta magnitud angular en unos 9" a uno y otro lado del valor medio, lo que se traduce en un ligero balanceo del plano de la eclíptica con respecto al del Ecuador.

b) Durante el período de nutación, cada estrella aparece describiendo una pequeña elipse cuyos ejes tienen una amplitud de 18" y 13". Dichas elipses, análogas a los bucles ab y cd , tienen la misma orientación que éstos, por lo cual las longitudes estelares aumentan y disminuyen 9" alrededor de su valor medio cada 18 años y 8 meses, y las latitudes experimentan variaciones de igual condición pero de 6", 5 de amplitud en igual lapso.

La posición de una estrella se llama *posición media* cuando en ella sólo se ha tenido en cuenta la precesión. Si se toma en consideración también a la nutación, se obtiene la *posición verdadera*. Las coordenadas estelares son *coordenadas medias* si corresponden a su posición media y *coordenadas verdaderas* cuando son referidas a su posición verdadera. También la oblicuidad se denomina *media* o *verdadera*, según que se prescindan o no de los efectos de la nutación. Otro tanto puede decirse de la retrogradación de los equinoccios, variables en unos 9" por la nutación a uno y otro lado de sus posiciones medias.

ROTACIÓN DE LA LÍNEA DE LOS ÁPSIDES. — La línea perigeo - apogeo rota en el sentido directo a razón de 11", 5 por año tardando unos 550 siglos en invertirse, y el doble, o sean 110.000 años, para volver a su posición. En este movimiento cada ápside aparece describiendo una circunferencia en el espacio cuyo diámetro es, aproximadamente, de 300.000.000 de km. (2 unidades astronómicas de distancia).

VARIACIÓN DE LA EXCENTRICIDAD. — En un período de 80.000 años, la excentricidad de la órbita solar pasa de un máximo de 0,02 a un mínimo de 0,0003. Actualmente su valor (99) es: $e = 0,01675$ en descenso, calculándose que dentro de 24.000 años alcanzará el mínimo citado, en cuyo caso la órbita del Sol será casi circular.

A partir de esa época se iniciará el proceso ascendente.

EJERCICIOS Y PROBLEMAS

101. Determinar la órbita del Sol, utilizando los valores contenidos para el diámetro aparente en el cuadro del párrafo 97.
102. ¿Hacia qué año se ubicará el solsticio de diciembre sobre el apogeo?

R.: Hacia el año 11.780.

103. ¿Cuál es, en la actualidad, la longitud astral del apogeo?
R.: $101^{\circ}40'$.
104. ¿Qué ángulo formarán las líneas de los equinoccios y de los ápsides en el año 3000?
R.: $60^{\circ}8'$.
105. ¿Dentro de cuántos años la primavera y el verano tendrán igual duración?
R.: 12321 años.
106. ¿Cuál es la longitud media del Sol el día 30 de mayo, a cierta hora, suponiendo que el equinoccio se produjo el día 21 de marzo a la misma hora?
R.: $68^{\circ}43'$.
107. La longitud media de cierta estrella en el año 1940 es de $37^{\circ}42'53''$. ¿qué valor tendrá en el año 2200?
R.: $41^{\circ}20'25''$.

CAPITULO TERCERO

MEDIDA DEL TIEMPO

PRELIMINARES

111. UNIDAD FUNDAMENTAL DEL TIEMPO: EL DIA Y SUS FRACCIONES. — Para medir el tiempo, debe utilizarse una unidad rígidamente ligada a un astro real o ficticio, en sus desplazamientos diurnos sobre la esfera celeste. En general: *día de un astro A*, es el tiempo que transcurre entre dos culminaciones consecutivas del mismo, en el semimeridiano de un lugar.

En cuanto al ASTRO REGULADOR *A*, podrá ser *fijo*, es decir, con movimientos propios inapreciables desde nuestro planeta durante largos períodos de tiempo (caso de las estrellas), o bien *errante*, cuando ello es imprescindible, como en el caso del Sol, que al dar lugar a la sucesión del día y de la noche, regula los quehaceres del hombre sobre la Tierra.

Elegida la unidad apropiada, el tiempo transcurre en una sucesión ininterrumpida de tales unidades, de modo que el instante terminal de una de ellas, coincide con el inicial de la siguiente.

Tomando el *día del astro A*, como *unidad de medida*, se le fracciona en 24 lapsos de igual duración, cada uno de los cuales representa 1h de tiempo del astro regulador. La hora a su vez se la divide en 60m y a cada uno de éstos en 60s, utilizándose este fraccionamiento para las pequeñas apreciaciones. Para mediciones temporales que requieran gran exactitud, suelen considerarse mitades, quintos, décimos y hasta centésimos de segundo.

112. TIEMPO DE UN ASTRO. — *Es el valor de su ángulo horario t tomado a razón de 15° por hora.* Se le designa también bajo la denominación de *hora del astro*.

Sentado esto, la 0 (cero) *hora del astro A*, corresponde al instante de su paso por el semimeridiano (culminación superior) y las 1h, 2h, 3h..., etc., cuando después de dicho instante, el astro ha recorrido 15°, 30°, 45°..., etc., sobre su paralelo celeste, vale decir, los instantes en que su ángulo horario *t* toma aquellos valores angulares.

Si en general designamos por T_a al tiempo del astro, y por *t* a su ángulo horario, se tendrá en todo instante:

$$T_a = t.$$

Deducimos de esta equivalencia, tres consecuencias importantes:

1ª *El tiempo T_n de un astro en todo instante, es el mismo para los lugares de la Tierra ubicados sobre el mismo semimeridiano (igual longitud terrestre).*

2ª *En dos lugares terrestres, la diferencia de tiempo relativa a un mismo astro, es igual a la diferencia de sus longitudes terrestres tomadas a razón de 1h por cada 15°.* El tiempo más adelantado corresponde a la localidad situada más al Este.

3ª *Para todo lugar L de la Tierra, la diferencia entre los tiempos relativos a dos astros A y A', es igual a la diferencia entre sus ascensiones rectas.*

113. UNIDADES USUALES: TIEMPOS QUE SE DERIVAN.

— En la medida del tiempo, las unidades fundamentales utilizadas son:

1º EL DÍA SIDERAL.

2º „ „ SOLAR VERDADERO.

3º „ „ „ MEDIO.

Los tiempos medidos en esas unidades, llevan el mismo nombre y los representaremos, respectivamente, por T_s , T_v y T_m .

114. **TIEMPO SIDERAL.** — Su unidad de medida es el día sidereal. Este día es constante en duración, ya que equivale al *tiempo que emplea la Tierra en su rotación diaria* (medida con nuestros relojes 23h56m4s).

Como ya se dijo, se toma como origen del día sidereal, el instante de culminación superior del punto vernal Υ . En dicho instante el reloj sidereal acusará 0h0m0s. Por otra parte, recordemos que:

El tiempo sidereal T_s , en todo instante es igual al ángulo horario θ del punto vernal, es decir:

$$T_s = \theta$$

115. **RELACION ENTRE EL TIEMPO SIDERAL T_s , EL TIEMPO DE UN ASTRO T_u , Y LA ASCENSION RECTA α DEL MISMO.** Sean, P_sEP_n el semimeridiano de un lugar; EE' el ecuador celeste; A un astro cualquiera del Cielo, y Υ el punto vernal. Tracemos P_sAP_n , o sea, el semicírculo horario del astro (las flechas dan el sentido directo del movimiento), y designemos con θ y t , los ángulos horarios del punto vernal y del astro, respectivamente. Siendo T_s el tiempo sidereal, y T_u el del astro A, se tendrán (fig. 84):

$$T_s = \theta = \text{arc. } E\Upsilon \quad ; \quad T_u = t = \text{arc. } EA' \quad [1]$$

Si llamamos α a la ascensión recta $\Upsilon A'$ del astro A, obtendremos, observando la figura:

$$\theta = t + \alpha,$$

o sea, teniendo en cuenta las igualdades [1]:

$$T_s = T_u + \alpha.$$

Deducimos de esta relación el importante enunciado que sigue:

El tiempo (u hora) sideral, es igual al tiempo (u hora) de cualquier astro, más su ascensión recta.

En algunos casos, la fórmula última da un exceso o defecto de 24h sobre el tiempo sideral a calcular, pero se subsana el inconveniente restando o sumando, respectivamente, las 24h al segundo miembro.

Las transformaciones de dicha fórmula permiten calcular también la hora de un astro despejando T_a , y su ascensión recta aislando a α . Se tiene para ambos casos:

$$T_a = T_s - \alpha \quad \alpha = T_s - T_a$$

CONSECUENCIA IMPORTANTE. Si en la relación:

$$T_s = T_a + \alpha,$$

suponemos que el astro regulador del tiempo T_a culmina en el semimeridiano de un lugar, su tiempo será en ese instante:

$$T_a = 0,$$

valor que reemplazado en la expresión de T_s la transforma en:

$$T_s = \alpha,$$

que traducida al lenguaje corriente expresa que:

La hora sideral en un lugar, es igual a la ascensión recta del astro que culmina superiormente. Este enunciado permite la determinación meridiana de la ascensión recta de los astros (50).

Ejm.: Sirio culmina en el semimeridiano de cualquier lugar a las 6h42m30s tiempo sideral. Su ascensión recta será:

$$\alpha = 6h42m30s.$$

Al adoptar al punto vernal como regulador (astro ficticio) del tiempo sideral, se desliza un pequeño error con respecto a la duración del día sidéreo, que es el día de las estrellas, puesto que aquel punto no se desplaza exactamente como éstas en el movimiento diurno, al ser perturbado por la precesión (108) y la nutación (110). Como dicho error no

alcanza a valer $\frac{1}{100}$ de segundo, se le desestima, ya que el tiempo sideral no es acumulativo.

116. TIEMPO SOLAR VERDADERO. — *Está dado en todo instante por el ángulo horario del centro del Sol.*

Este tiempo no puede ser medido por aparatos de relojería desde que aquel ángulo varía irregularmente. En consecuencia ha teni-

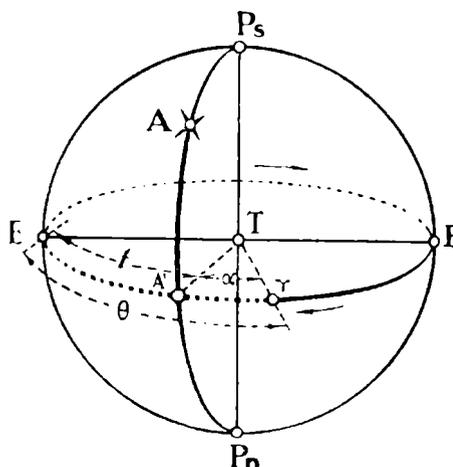


Fig. 84. -- Tiempo sideral.

do que crearse el tiempo medio, confeccionando una unidad constante, a la cual hemos llamado día solar medio.

117. TIEMPO SOLAR MEDIO.—Se mide en días solares medios. Es constante en duración y lo registran los relojes y cronómetros comunes.

A mediodía medio y medianoche media, los relojes acusan las 12h y las 24h (o 0h) tiempo local, respectivamente.

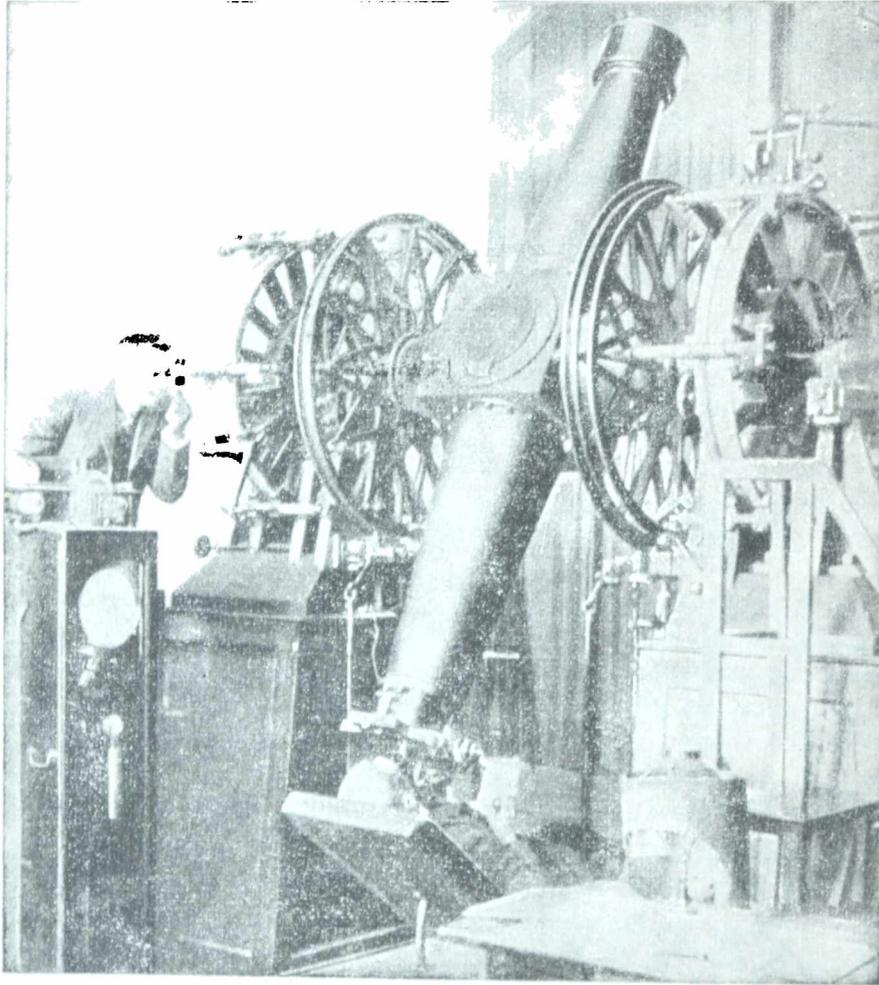


Fig. 80. — Contrator cronométrico de la hora exacta, con el anteojo meridiano, inscribiendo los instantes de culminación de diversas estrellas.

En todo momento, el tiempo medio de un lugar está regulado por el ángulo horario del sol medio.

118. TIEMPO MEDIO ASTRONÓMICO Y TIEMPO MEDIO CIVIL. TIEMPO UNIVERSAL.—El tiempo medio astronómico se cuenta a partir de mediodía medio, instante en el cual el ángulo

horario del Sol medio es nulo. En cambio, el tiempo medio civil se cuenta desde medianoche media, o sea, cuando el ángulo horario del Sol medio es de 12 h. La diferencia entre ambos tiempos es, pues, de 12 horas.

Desde el año 1925, se adopta para las diversas reducciones, el llamado *tiempo universal*, que no es más que el *tiempo medio civil correspondiente a Greenwich*. Será las 12h, *hora universal*, en el instante en que el Sol medio culmina en el semimeridiano de Greenwich, y los tiempos simultáneos de los diversos puntos de la Tierra se regulan con respecto al tiempo universal de acuerdo a la convención de los husos horarios que se verá en el párrafo 121.

119. LA ECUACION DE TIEMPO. — Llamaremos así, en lo sucesivo, a la *magnitud* (positiva o negativa) *que hay que sumar al tiempo medio universal, para obtener el tiempo verdadero de Greenwich*. Designándola por E , se tendrá:

$$T_v = T_m + E,$$

donde T_v es el tiempo verdadero de Greenwich y T_m el tiempo universal.

En el instante del mediodía verdadero de Greenwich el tiempo universal será:

$$T_m = 12^h - E,$$

y en el de la medianoche verdadera:

$$T_m = - E.$$

Se sigue, que si la ecuación de tiempo es *positiva*, el centro del Sol pasa por el semimeridiano *antes de las 12h*, y si es *negativa después de las 12h*.

El valor de E se anula cuatro veces durante el año: a mediados de abril (entre el 15 y el 16); mediados de junio (entre el 14 y 15); fines de agosto o principios de setiembre (entre el 1 y el 2 de este mes); y casi a fines de diciembre (entre el 25 y 26). Las fechas consignadas entre paréntesis son las que corresponden para el año 1940.

Toma valores máximos a mediados de mayo (en el año 1940 el 15, donde $E = 3m45s$) y a principios de noviembre (el día 3 para el año 1940, donde $E = 16m22s$). Los mínimos los adquiere en la primera quincena de febrero (el día 12 para el año 1940, en el cual $E = -14m21s$) y en las postrimerías de julio (el 26 para el año 1940, en que $E = -6m22s$). En términos generales, puede decirse para un año cualquiera, que la ecuación de tiempo varía entre un máximo de 16,5m y un mínimo de -14,5m.

El gráfico de la figura 86, pone de manifiesto las variaciones de E a lo largo del año. El valor de la ecuación de tiempo se ha tomado en ordenadas, y en las abscisas se han llevado los meses del año.

Conocido por las tablas el valor E para el tiempo universal (tiempo u - Greenwich), una simple interpolación permitirá calcularlo para cualquier longitud λ de la Tierra. Para ello, tómesese el valor de E para la fecha de la determinación, y si designamos por d a la diferencia entre ese valor y el del día siguiente, se tendrá designando por x a la corrección buscada:

$$d \lambda$$

$$360$$

Este valor sumado algebraicamente al consignado por la tabla en ese día, nos dará el valor preciso de la ecuación de tiempo para la longitud apuntada y en la fecha que se desea.

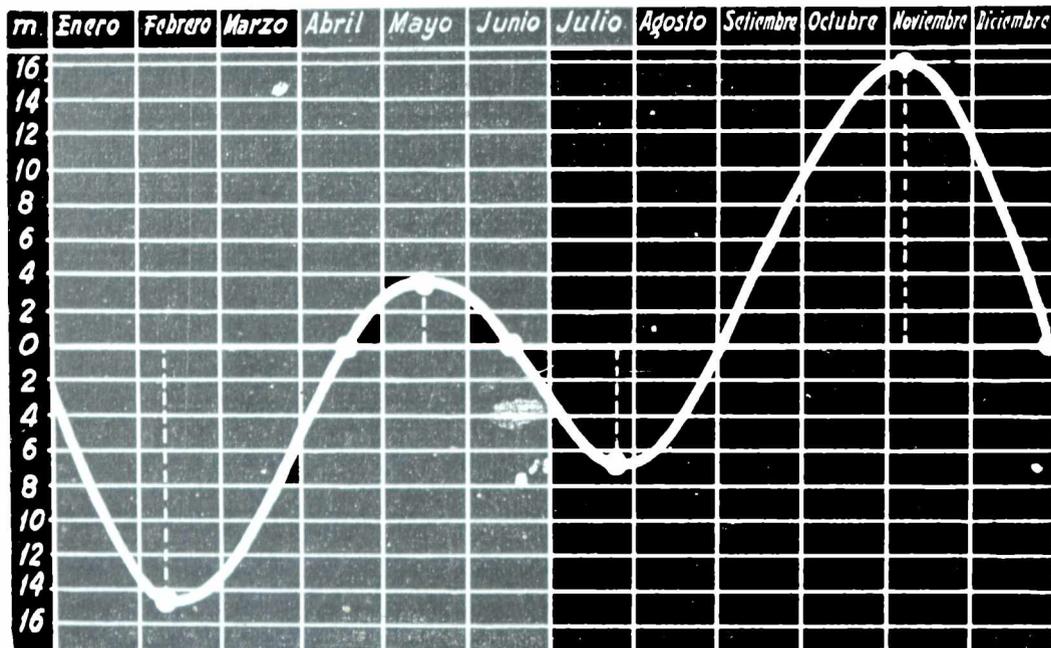


Fig. 86. La ecuación de tiempo $E = T_1 - T_2$.

En realidad la ecuación de tiempo E , nos da el ángulo horario de Sol medio al culminar el Sol verdadero en el semimeridiano opuesto a del lugar (culminación inferior) proporcionando por lo tanto la diferencia $\alpha - \alpha_0$ entre las ascensiones rectas de ambos soles, y por lo visto en parágrafo 106, se tendrá:

$$E = \alpha - \alpha_0 = \lambda - C + R,$$

donde λ es la longitud media del Sol, C la ecuación del centro (105), y R la reducción al Ecuador.

120. HORA LOCAL Y HORA LEGAL. — La *hora local* de un lugar cualquiera de la Tierra, es la que se obtiene tomando como *origen del tiempo medio a su semimeridiano*. Bajo este aspecto, en el *instante de culminación superior* del centro del Sol medio, serán las 0h (*tiempo astronómico*) y las 12h (*tiempo civil*).

La adopción del tiempo local, es materialmente imposible en un país, por la serie interminable de trastornos que ocasionaría para amoldar los relojes a los semimeridianos de sus distintas poblaciones, subsanándose el inconveniente con la adopción de una hora oficial correspondiente a uno de sus semimeridianos centrales.

Durante muchos años la hora oficial adoptada en nuestra República fué la del meridiano de Córdoba que atrasa 4h17m sobre la de Greenwich, y 23 m respecto a la de Buenos Aires. En la actualidad y desde el 1 de mayo de 1920, la hora oficial o legal del país es dada por el *semimeridiano de 60° oeste*, amoldándose con ello a la convención internacional de los husos horarios.

121. HUSOS HORARIOS. — Si se supone al ecuador terrestre fraccionado en 24 arcos iguales de 15° cada uno, y trazados por los puntos de división los respectivos semimeridianos, la superficie del planeta quedará dividida en 24 husos esféricos de igual amplitud que pueden numerarse de 0 a XXIII a partir de un origen y siguiendo un determinado sentido. Por convención internacional se toma como *origen* al huso bisecado por el *semimeridiano de Greenwich* (7°30' a cada costado) y se numeran los demás de I a XXIII en el sentido *Oeste - Este*, correspondiendo al primer huso la graduación 0, ó XXIV (fig. 87).

Todas las localidades situadas en un mismo huso, tendrán la misma hora, y si suponemos que son las 0h en Greenwich, serán las 1h, 2h, 3h, ... 23h en los husos I, II, III, ... XXIII, correspondiendo en tal forma la hora más adelantada a las localidades situadas más al Este, de acuerdo al movimiento del Sol.

El territorio argentino está comprendido, parte en el huso XX y parte en el XIX. Para evitar la diferencia de 1h entre las localidades de ambas porciones del país, y atendiendo a que la última es reducida y comprende la zona más despoblada, se ha adoptado como hora oficial en toda la República, a la que corresponde al huso XX, con lo cual nuestros relojes están atrasados en 4h con respecto a los del huso de Greenwich.

Se deriva de ello para Buenos Aires, una diferencia de 6m32s entre la hora legal así obtenida, y la hora local dada por su semimeridiano, siendo ésta la más adelantada.

En el Brasil, por su gran extensión, se adoptan cuatro horas distintas, ya que su territorio comprendido en la mayor parte dentro de los husos XX y XXI (4h y 3h de diferencia con Greenwich) presenta porciones al Oeste y Este, respectivamente, ubicadas en los husos XIX y XXII (5h y 2h). En el Uruguay por decreto del 1 de noviembre de

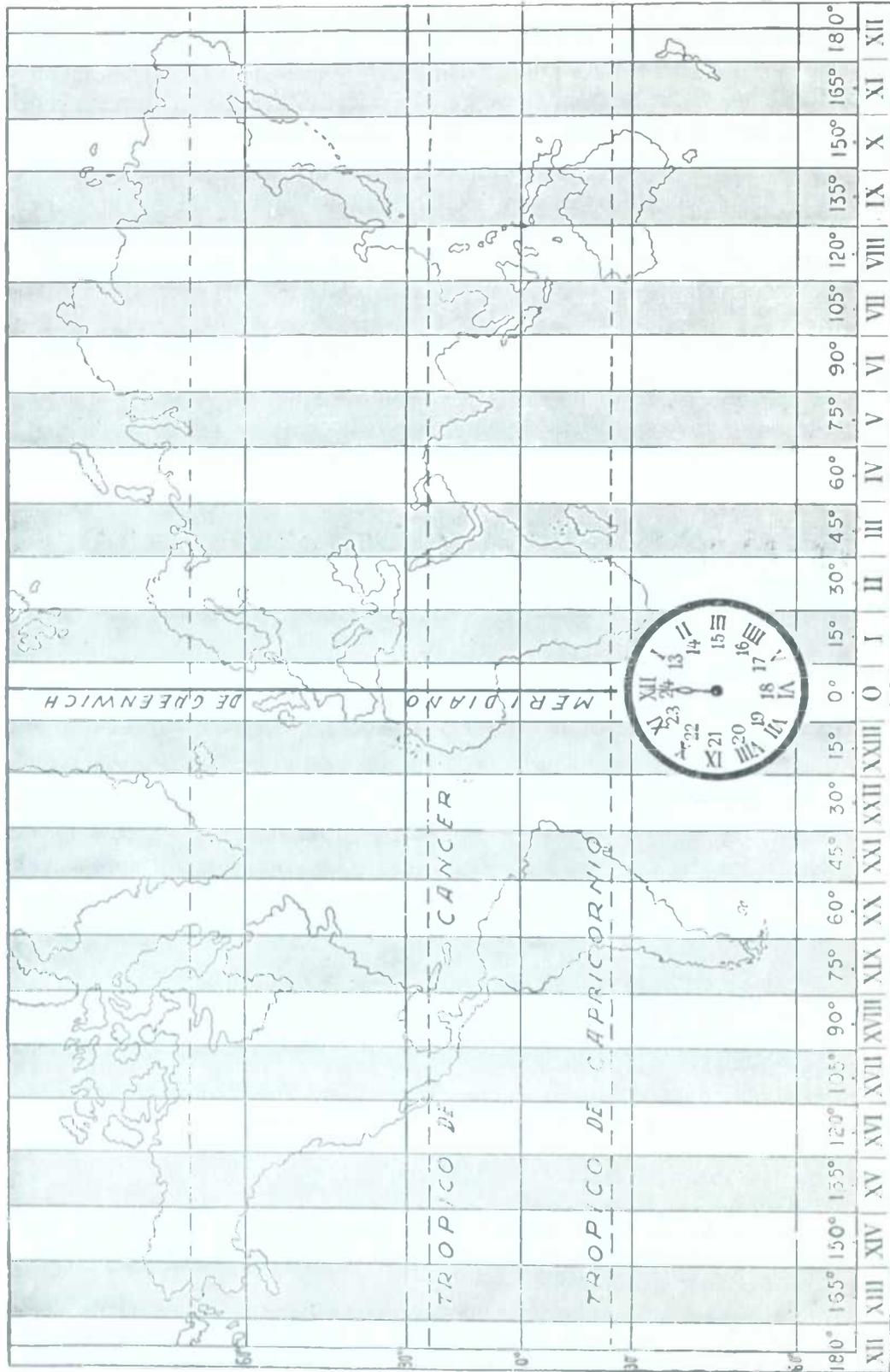


Fig. 87. -- Husos horarios.

1936, se ha establecido como hora oficial, la media aritmética de los husos XX y XXI, por cuya razón su hora atrasa 3h30m, respecto a Greenwich, y adelanta 30m con relación a la Argentina. Perú y Chile utilizan la del huso XIX que las contiene (5h atraso con Greenwich) y el Paraguay la del huso XX (4h), igual entonces a la Argentina.

En el desarrollo cilindrico de la superficie terrestre que presentamos en la figura 87, pueden apreciarse las partes del globo abarcadas por los distintos husos horarios.

De ser adoptada por toda la humanidad la convención horaria de los husos, todos los relojes de la Tierra marcarían el mismo número de minutos y segundos, diferenciándose sólo en las horas.

Conociendo el número de los husos de dos localidades cualesquiera se obtiene la diferencia entre las horas legales de ambas, aplicando una de las dos reglas siguientes, donde h y h' son, respectivamente, el mayor y el menor de aquellos números.

1º Si $h - h' < 12$, la diferencia en horas será: $d = h - h'$

2º Si $h - h' > 12$, la diferencia en horas será: $d = (h' + 24) - h$.

Como ya se dijo, la hora más adelantada corresponde a la localidad más oriental.

TRANSFORMACIONES DE TIEMPO

122. CONVERTIR UN INTERVALO DE TIEMPO SIDEREO EN TIEMPO MEDIO Y RECIPROCAMENTE. — Estas conversiones podrían verificarse tomando en cuenta que la duración del día sideral es de 23h56m4s de tiempo medio, o lo que es lo mismo, 24 horas siderales equivalen a la magnitud apuntada.

Partiendo de esa base y designando como antes se hizo por T_s y T_m a los tiempos sideral y solar medio respectivamente, obtendríamos después de la previa reducción a segundos:

$$T_m = T_s \cdot \frac{86164}{86400} \quad ; T_s = T_m \cdot \frac{86400}{86164}$$

Las reducciones se hacen muy pesadas siguiendo ese procedimiento, por lo cual daremos preferencia al empleo de las tablas que publicamos al final de este parágrafo.

Damos a continuación un ejemplo numérico para cada caso de los contemplados en el epígrafe.

1º Reducir a tiempo medio 14h37m51s siderales. La tabla I da:

Corrección correspondiente a 14h	=	-2m17s,61
" " " 37m	=	6s,06
" " " 51s	=	0s,14
Corrección total.....	=	-2m23s,81

$$T_m = 14h37m51s - 2m23s,81 = 14h35m27s,19.$$

2º Reducir a tiempo sideral 11h29m38s solares medias. Por la tabla II:

Corrección correspondiente a 11h	=	+1m48s,42
" " " 29m	=	4s,76
" " " 38s	=	0s,10
Corrección total.....	=	+1m53s,28

$$T_s = 11h29m38s + 1m53s,28 = 11h31m31s,28.$$

TABLA I

Reducción de T_s a T_m

Horas	Correc. min. seg.	Minutos	Correc. seg.	Segundos	Correc. seg.
0	0 0,00	0	0,00	0	-0,00
1	0 9,83	1	-0,16	1	-0,00
2	-0 19,66	2	-0,33	2	-0,01
3	-0 29,49	3	-0,49	3	-0,01
4	-0 39,32	4	-0,66	4	-0,01
5	-0 49,15	5	-0,82	5	-0,01
6	-0 58,98	6	-0,98	6	-0,02
7	-1 8,81	7	-1,15	7	-0,02
8	-1 18,64	8	-1,31	8	-0,02
9	-1 28,47	9	-1,47	9	-0,02
10	-1 38,30	10	-1,64	10	-0,03
11	-1 48,12	11	-1,80	11	-0,03
12	-1 57,95	12	-1,97	12	-0,03
13	-2 7,78	13	-2,13	13	-0,04
14	-2 17,61	14	-2,29	14	-0,04
15	-2 27,44	15	-2,46	15	-0,04
16	-2 37,27	16	-2,62	16	-0,04
17	-2 47,10	17	-2,79	17	-0,05
18	-2 56,93	18	-2,95	18	-0,05
19	-3 6,76	19	-3,11	19	-0,05
20	-3 16,59	20	-3,28	20	-0,06
21	-3 26,42	21	-3,44	21	-0,06
22	-3 36,25	22	-3,60	22	-0,06
23	-3 46,08	23	-3,77	23	-0,06
		24	-3,93	24	-0,07
		25	-4,10	25	-0,07
		26	-4,26	26	-0,07
		27	-4,42	27	-0,07
		28	-4,59	28	-0,08
		29	-4,75	29	-0,08
		30	-4,92	30	-0,08
		31	-5,08	31	-0,08
		32	-5,24	32	-0,09
		33	-5,41	33	-0,09
		34	-5,57	34	-0,09
		35	-5,73	35	-0,10
		36	-5,90	36	-0,10
		37	-6,06	37	-0,10
		38	-6,23	38	-0,10
		39	-6,39	39	-0,11
		40	-6,55	40	-0,11
		41	-6,72	41	-0,11
		42	-6,88	42	-0,11
		43	-7,04	43	-0,12
		44	-7,21	44	-0,12
		45	-7,37	45	-0,12
		46	-7,54	46	-0,13
		47	-7,70	47	-0,13
		48	-7,86	48	-0,13
		49	-8,03	49	-0,13
		50	-8,19	50	-0,14
		51	-8,36	51	-0,14
		52	-8,52	52	-0,14
		53	-8,68	53	-0,14
		54	-8,85	54	-0,15
		55	-9,01	55	-0,15
		56	-9,17	56	-0,15
		57	-9,34	57	-0,16
		58	-9,50	58	-0,16
		59	-9,67	59	-0,16

TABLA II

Reducción de T_m a T_s

Horas	Correc. min. seg.	Minutos	Correc. seg.	Segundos	Correc. seg.
0	+0 0,00	0	+0,00	0	+0,00
1	+0 9,86	1	+0,16	1	+0,00
2	+0 19,71	2	+0,33	2	+0,01
3	+0 29,57	3	+0,49	3	+0,01
4	+0 39,43	4	+0,66	4	+0,01
5	+0 49,28	5	+0,82	5	+0,01
6	+0 59,14	6	+0,99	6	+0,02
7	+1 9,00	7	+1,15	7	+0,02
8	+1 18,85	8	+1,31	8	+0,02
9	+1 28,71	9	+1,48	9	+0,03
10	+1 38,57	10	+1,64	10	+0,03
11	+1 48,42	11	+1,81	11	+0,03
12	+1 58,28	12	+1,97	12	+0,03
13	+2 8,13	13	+2,14	13	+0,04
14	+2 17,99	14	+2,30	14	+0,04
15	+2 27,85	15	+2,46	15	+0,04
16	+2 37,70	16	+2,63	16	+0,04
17	+2 47,56	17	+2,79	17	+0,05
18	+2 57,42	18	+2,96	18	+0,05
19	+3 7,27	19	+3,12	19	+0,05
20	+3 17,13	20	+3,29	20	+0,06
21	+3 26,99	21	+3,45	21	+0,06
22	+3 36,84	22	+3,61	22	+0,06
23	+3 46,70	23	+3,78	23	+0,06
		24	+3,94	24	+0,07
		25	+4,11	25	+0,07
		26	+4,27	26	+0,07
		27	+4,44	27	+0,07
		28	+4,60	28	+0,08
		29	+4,76	29	+0,08
		30	+4,93	30	+0,08
		31	+5,09	31	+0,08
		32	+5,26	32	+0,09
		33	+5,42	33	+0,09
		34	+5,59	34	+0,09
		35	+5,75	35	+0,10
		36	+5,92	36	+0,10
		37	+6,08	37	+0,10
		38	+6,24	38	+0,10
		39	+6,41	39	+0,11
		40	+6,57	40	+0,11
		41	+6,74	41	+0,11
		42	+6,90	42	+0,12
		43	+7,07	43	+0,12
		44	+7,23	44	+0,12
		45	+7,39	45	+0,12
		46	+7,56	46	+0,13
		47	+7,72	47	+0,13
		48	+7,89	48	+0,13
		49	+8,05	49	+0,13
		50	+8,22	50	+0,14
		51	+8,38	51	+0,14
		52	+8,54	52	+0,14
		53	+8,71	53	+0,15
		54	+8,87	54	+0,15
		55	+9,04	55	+0,15
		56	+9,20	56	+0,15
		57	+9,37	57	+0,16
		58	+9,53	58	+0,16
		59	+9,69	59	+0,16

123. DADA LA HORA SIDERAL DE UN LUGAR, DETERMINAR LA HORA MEDIA Y RECIPROCAMENTE.— En la práctica es muy frecuente tener que resolver uno de los problemas siguientes:

1º Tomada con un cronómetro en tiempo civil la hora de culminación de una estrella, determinar cuál será su ascensión recta, o lo que es lo mismo, la hora sidereal del lugar en dicho instante. Debe conocerse la longitud geográfica del lugar.

2º Conocer qué hora civil debe ser en un lugar, en el instante en que culmina una estrella de ascensión recta conocida. En este caso se conoce la hora sidereal del lugar dada por la ascensión recta de la estrella, y para resolver el problema se requiere conocer de antemano, lo mismo que en el problema anterior, cuál es la longitud geográfica del lugar. El problema 1º se reduce, pues, a una transformación de tiempo civil a tiempo sidéreo, aconteciendo lo inverso con el 2º.

Dada la gran importancia práctica de ambas determinaciones, los observatorios astronómicos publican en sus anuarios para todas las fechas del año, los elementos indispensables para la resolución de dichos problemas. Presentamos al final de este párrafo, para la ejercitación, una tabla relativa al mes de diciembre de 1940, tomada del "*Almanaque Náutico de San Fernando (Cadiz)*". En ella, la 2ª columna da los valores de la ecuación de tiempo E en las distintas fechas del mes, y la 3ª consigna la hora sidereal a 0h de tiempo universal.

PROBLEMA I.— *Una estrella culmina en Río de Janeiro (longitud 43°54') el 21 de diciembre de 1940, a las 22h32m42s de tiempo civil. Se desea conocer cuál será la ascensión recta de dicha estrella, o lo que es lo mismo la hora sidereal en el instante de observación.*

En primer lugar se convierte dicho intervalo de tiempo civil en tiempo sidereal de Greenwich, por la tabla II de párrafo 122, se obtiene:

Corrección correspondiente a 22h	+ 3m36s,84
" " " 32m.....	+ 5s,26
" " " 42s	+ 0s,12
Corrección total	+ 3m42s,22

Luego 22h32m42s civiles, equivalen a:

$$\begin{array}{r} 22\text{h}32\text{m}42\text{s} \\ + \quad 3\text{m}42\text{s},22 \\ \hline 22\text{h}36\text{m}24\text{s},22 \text{ siderales.} \end{array}$$

Como a 0h de tiempo civil corresponde para el 21 de diciembre en Greenwich (véase tabla), las 5h57m38s,669 siderales, la estrella habría culminado a:

$$\begin{array}{r} 22\text{h}36\text{m}24\text{s},22 \\ + 5\text{h}57\text{m}38\text{s},669 \\ \hline 28\text{h}34\text{m} 2\text{s},889 - 24\text{h} = 4\text{h}34\text{m}2\text{s},889 \text{ siderales.} \end{array}$$

Este resultado debe reducirse al semimeridiano de 43°54', occidental, introduciendo una corrección a razón de 9s,8565 por cada 15° de longitud (positiva a Occidente de *Greenwich* y negativa a Oriente).

Esta corrección es fácil de ser calculada tomando en cuenta que entre un día solar medio y un día sidereal existe una diferencia de unos 3m56s (exactamente 3m56s,556) de tiempo medio, luego en 15° de longitud, equivalente a 1h, la diferencia será dada por:

$$\frac{3\text{m}56\text{s}}{1\text{h}} = 9\text{s},8565.$$

La corrección x correspondiente a los $43^{\circ}54'$ estará expresada por:

$$x = \frac{43^{\circ}54' \times 9,8565}{15^{\circ}} \text{ seg.} = 28\text{s},844.$$

En consecuencia, el tiempo sideral pedido, o sea la ascensión recta de la estrella será:

$$T_s = \alpha = 4\text{h}34\text{m}2\text{s},889 + 28\text{s},844 = 4\text{h}34\text{m}31\text{s},733.$$

Como se comprenderá, el tiempo civil dado en el problema, debe ser el que corresponde al semimeridiano del lugar, en este caso el de Río de Janeiro (tiempo local).

PROBLEMA II.— *Determinar el tiempo medio en la ciudad de La Plata, en el instante en que culmina la estrella Rigel el día 15 de diciembre de 1940, sabiendo que la longitud de La Plata es de $57^{\circ}53'$ occidental y la ascensión recta de dicha estrella (dada por las tablas) es:*

$$\alpha = 5\text{h}11\text{m}39\text{s}.$$

A las 0h civil de Greenwich, según tabla de este párrafo, corresponden el 15 de diciembre las $5\text{h}33\text{m}59\text{s}$ siderales (aprox.). Para obtener el tiempo sideral para las 0h civil en el meridiano de $57^{\circ}53'$ occidental, habrá que introducir la corrección x (véase problema anterior), cuyo valor es:

$$x = \frac{57^{\circ}53' \times 9,8565}{15^{\circ}} \text{ seg.} = 38\text{s} \text{ (aprox.)}$$

y en consecuencia:

A 0h civil en el meridiano $57^{\circ}53'$ son las:

$$5\text{h}33\text{m}59\text{s},399 + 38\text{s} = 5\text{h}34\text{m}37\text{s}, \text{ siderales.}$$

Luego:

15 de diciembre.	}	Tiempo sidéreo dado	5h11m39s
		" " a 0h	5h34m37s

Intervalo de tiempo transcurrido desde 0h..... $23\text{h}37\text{m}2\text{s}$ siderales.

Este tiempo sideral se convierte a tiempo civil según tabla I de párrafo 122.

Corrección correspondiente a 23h	—3m46s,08
" " " 37m.....	— 6s,06
" " " 2s	— 0s,01
Corrección total	—3m52s,15

Y el tiempo civil pedido será:

$$23\text{h}37\text{m}2\text{s} - 3\text{m}52\text{s} \text{ (aprox.)} = 23\text{h}33\text{m}10\text{s} \text{ (tiempo local).}$$

Este tiempo es el del meridiano de $57^{\circ}53'$ y para convertirlo en tiempo referido al huso horario del lugar, no hay más que sumar la diferencia conocida de antemano entre una y otra hora para el lugar dado (en este caso pasar del meridiano $57^{\circ}53'$ al meridiano 60°).

124. CONVERSION DE TIEMPO VERDADERO A TIEMPO MEDIO Y RECIPROCAMENTE.— 1. Para pasar del tiempo medio (civil) al verdadero, bastará sumar a dicho tiempo la ecuación de tiempo correspondiente, y restarle 12h.

EJEMPLO. *Se desea la hora verdadera simultánea a 0h de tiempo civil universal del día 2 de diciembre, en Buenos Aires (long. 58°22' occidental).*

La determinación utilizando las tablas, se hace para Greenwich. Para esa fecha:

$$E = 10m41s,54.$$

Luego se tendrá:

$$T_v = T_m + E - 12h = 0h + 10m41s,54 - 12h \text{ (del 2 de diciembre)}$$

o lo que es lo mismo:

$$T_v = 24h + 10m41s,54 - 12h \text{ (del 1 de diciembre),}$$

de la cual obtenemos:

$$T_v = 12h10m41s,54 \text{ (del 1 de diciembre).}$$

Esta hora corresponde a Greenwich y para obtener la de Buenos Aires cuya longitud es de $58^{\circ}22' = 3h55m57s,5$, no tendremos más que restar esta última magnitud al valor T_v y se tendrá:

Hora verdadera en Buenos Aires el 2 de diciembre a 0h universal:

$$12h10m41s,5 - 3h55m57s,5 = 8h14m44s$$

del día 1 de diciembre.

2. Para pasar de tiempo verdadero a tiempo medio (civil), al tiempo verdadero se le suman 12 h y se le resta la ecuación de tiempo en dicha fecha.

EJEMPLO. *Se desea la hora civil que corresponde a Montevideo (long. 57°51' occidental) cuando son las 0h verdadera en Greenwich, del día 15 de diciembre de 1940.*

En tal instante, la hora de Greenwich será dada por la relación:

$$T_m = T_v + 12h - E,$$

y como el valor de E para tal fecha es según tabla: $E = 5m0s,53$, se tendrá:

$$T_m = 0h + 12h - 5m0s,53 = 11h54m59s,47 \text{ (del 15 de diciembre).}$$

A esta hora de Greenwich habrá que restarle la correspondiente al meridiano de Montevideo, es decir, $57^{\circ}51' = 3h51m44s$, obteniéndose:

Hora (local) de Montevideo a mediodía verdadero de Greenwich: $11h54m59s,47 - 3h51m44s = 8h3m15s,47$ (del 15 de diciembre de 1940).

NOTA. — Si la hora de Montevideo se hubiera pedido en tiempo legal, a la hora obtenida para Greenwich, hubiéramos restado 3h30m que es la diferencia que existe entre la hora del Uruguay y la hora universal, según la convención de los husos horarios. (Para la hora de verano 3h.).

125. CONOCIDO EL ANGULO HORARIO t DE UN ASTRO CON RESPECTO AL SEMIMERIDIANO DE UN LUGAR, HALLAR EL TIEMPO MEDIO DE DICHO LUGAR.— Esta determinación se hace a base de dicho ángulo horario y de la ascensión recta α del astro. Pasamos a resolver un caso numérico:

¿Qué hora media es el 16 de diciembre de 1940 en La Plata (long. 57°53' occid.), en el instante en que el ángulo horario de Sirio es de 5h42m36s, sabiendo que la ascensión recta de este astro es: $\alpha = 6h42m30s$?

La hora sidereal al culminar Sirio en dicha fecha será igual a su dicha ascensión recta, es decir, 6h42m30s.

Por otra parte al tomar el astro el valor 5h42m36s para su ángulo horario, habrá transcurrido dicho intervalo de tiempo sidéreo después de la culminación, de modo que el valor de T_a en ese instante del 16 de diciembre de 1940 estará dado por:

$$T_a = 6h42m30s + 5h42m36s = 12h25m6s.$$

El problema queda reducido a la búsqueda del tiempo medio en la fecha a las 12h25m6s siderales.

A 0h tiempo universal (Greenwich) son..... 5h37m55s,881 (ver tabla) siderales, en la fecha indicada.

Corrección positiva, x , para los 57°53' de longitud occidental:

$$x = \frac{57^{\circ}53' \times 9,8565}{15^{\circ}} \text{ seg.} = 38s \text{ (aprox.)}$$

A 0h civil (local) en el meridiano 57°53' serán:

$$5h37m55s,881 + 38s = 5h38m34s \text{ (aprox.)}$$

16 de diciembre.	}	Tiempo sidereal dado 12h25m 6s
	}	" " a 0h civil.. 5h38m34s

Intervalo de tiempo transc. después de las 0h civil... 6h46m32s siderales.

Corrección correspondiente a 6h	—0m58s,98 (ver tabla)
" " " 46m.....	— 7s,54
" " " 32s	— 0s,00
Corrección total	—1m 6s,62

$T_m = 6h46m32s - 1m7s \text{ (aprox.)} = 6h45m25s \text{ (local) del 16 de diciembre.}$

126. HALLAR EL TIEMPO DEL PASO DE UNA ESTRELLA POR EL SEMIMERIDIANO DE UN LUGAR.— Por medio de un catálogo estelar, se busca la ascensión recta α de la estrella. Obtenido este valor, tendremos en él la hora sidereal en el instante de culminación superior. Este tiempo sidéreo se reduce a tiempo medio para la fecha indicada, procediendo como lo hacemos en el ejemplo que sigue:

¿A qué hora media culmina α de la Cruz del Sur, el día 13 de diciembre, en la ciudad de Bahía, cuya longitud es de 38°32' occidentales?

La hora sidereal de culminación de α de la Cruz del Sur, es dada por su ascensión recta que es:

$$\alpha = 12h23m15s.$$

En estas condiciones, el problema queda reducido al ya visto en parágrafo 123 (problema II). Hechas las operaciones allá indicadas, y análogas a las que se acaban de ver en parágrafo anterior, obtendríamos:

$$T_m \text{ (local)} = 6h55m36s.$$

SOL. 1940

Fechas	Ecuación de tiempo	A 0h Tiempo Universal
		Tiempo sidéreo
Diciembre 1.....	+ 11 ^m 4 ^s ,17 — 22 ^s ,63	4 ^h 38 ^m 47 ^s ,528
» 2.....	10 41,54 23,26	4 42 44,091
» 3.....	10 18,28 23,85	4 46 40,651
» 4.....	9 54,43 24,41	4 50 37,210
» 5.....	9 30,02 24,95	4 54 33,766
» 6.....	9 5,07 25,47	4 58 30,319
» 7.....	8 39,60 25,96	5 2 26,872
» 8.....	8 13,64 26,42	5 6 23,424
» 9.....	7 47,22 26,85	5 10 19,976
» 10.....	7 20,37 27,27	5 14 16,530
» 11.....	6 53,10 27,64	5 18 13,084
» 12.....	6 25,46 27,99	5 22 9,640
» 13.....	5 57,47 28,32	5 26 6,199
» 14.....	5 29,15 28,62	5 30 2,758
» 15.....	5 0,53 28,88	5 33 59,319
» 16.....	4 31,65 29,12	5 37 55,881
» 17.....	4 2,53 29,34	5 41 52,441
» 18.....	3 33,10 29,51	5 45 49,002
» 19.....	3 3,68 29,67	5 49 45,560
» 20.....	2 34,01 29,79	5 53 42,115
» 21.....	2 4,22 29,88	5 57 38,669
» 22.....	1 34,34 29,93	6 1 35,222
» 23.....	1 4,41 29,95	6 5 31,774
» 24.....	0 34,46 29,94	6 9 28,329
» 25.....	+ 0 4,52 29,88	6 13 24,885
» 26.....	— 0 25,36 29,79	6 17 21,444
» 27.....	— 0 55,15 29,66	6 21 18,005
» 28.....	— 1 24,81 29,49	6 25 14,568
» 29.....	— 1 54,30 29,29	6 29 11,131
» 30.....	— 2 23,59 29,05	6 33 7,693
» 31.....	— 2 52,64 — 28,76	6 37 4,252
Enero 1 de 1941 ..	— 3 21,40	6 41 0,810

EL CALENDARIO Y SUS REFORMAS

127. AÑO TRÓPICO Y AÑO CIVIL: EL CALENDARIO. PERIODO JULIANO.— En el párrafo 84, hemos definido al año trópico como el lapso transcurrido entre dos coincidencias consecutivas del centro del Sol y el punto vernal γ . Dijimos además que su duración aproximada es de:

$$365d5h48m46s.$$

Vimos también que las estaciones reguladoras de las actividades agrícolas, se determinan por los sucesivos encuentros del Sol con los equinoccios y solsticios. A raíz de ello, una de las grandes preocupaciones del hombre desde las épocas más remotas, fué poder contar su tiempo en forma tal, de conocer sin dificultad los días en que se inician las estaciones, y en consecuencia las épocas apropiadas para determinadas faenas agrícolas, sin descuidar, por otra parte, el cómputo cronológico de acontecimientos religiosos, astronómicos, históricos, etc. En razón de tan fundamentales necesidades, se creó el año civil, año artificial, en el cual hubo fatalmente que relacionar la duración del movimiento diurno del Sol sobre un paralelo celeste, con el tiempo empleado en su recorrido a lo largo de la eclíptica entre dos encuentros con el punto vernal.

Las dificultades para poner en concordancia las duraciones del *año civil* con el *año astronómico*, el primero compuesto de un número *entero de días*, y el último prácticamente *incommensurable* con esta unidad, fueron apareciendo con el transcurso del tiempo en forma tal, que los egipcios que asignaron a su año civil la duración de 365 días, acabaron por perderse en el cómputo del tiempo, y los romanos para llevar al equinoccio a su lugar, tuvieron que asignar al año llamado de confusión, una duración superior en dos meses sobre la corriente.

El calendario es el conjunto de reglas adoptadas por las distintas civilizaciones, para el año civil, tendientes a ponerlo en concordancia dentro de las posibilidades, con el año trópico y también con las festividades religiosas a las cuales en toda época la humanidad asignó excepcional importancia. Por el calendario aparecen los años divididos en meses, semanas y días. El mes está relacionado al ciclo en que la Luna pasa por todas sus fases, o sea, al período que transcurre entre dos novilunios consecutivos. Los antiguos asignaban una duración de 30 días a cada "Luna": en realidad dicha duración es de unos $29\frac{1}{2}$ días. El *año trópico* contiene *más de 12* de tales períodos y *menos de 13*, y al asignar al año una duración de 12 meses lunares, se comete un error que pasa de los 11 días. Un año de 12 "Lunas" duraría aproximadamente 354 días.

La semana proviene probablemente de las fases lunares, ya que entre el novilunio y el cuarto creciente, transcurren aproximadamente 7 días. A cada día de la semana se asignó el nombre de uno

de los 7 astros errantes conocidos en la antigüedad, domingo (día del Sol); lunes (de la Luna); martes (de Marte), etc.

El año de los egipcios constaba de 12 meses de 30 días y 5 días complementarios, durando entonces 365 días.

En esta forma, cada 120 años, el equinoccio se adelantaba un mes, es decir, que la iniciación de la primavera, por el cómputo adoptado, recorría los 12 meses en un período de 1460 años, llamado período de Sothis (designaban con este nombre a Sirio) *. Assignaban gran importancia a este astro, que para ellos desempeñaba el mismo rol que el punto vernal para nosotros.

Los griegos se dieron cuenta cinco siglos antes de nuestra era, que el año trópico no podía constar de 12 "Lunas", ya que Metón, en la época indicada estableció la siguiente relación:

19 años trópicos equivalen a 235 "Lunas" (o lunaciones),

o lo que es lo mismo:

1 año trópico equivale a 12,36 "Lunas".

El año de 12 "Lunas" fué usado por griegos y romanos antiguos, y aun por algunos mahometanos en la actualidad. Los romanos para completar los días, agregaban cada dos años 22 ó 23 días intercalados entre el 23 y el 24 de febrero. El año con tal agregado se llamaba "Macedonius", y su duración resultaba de 376 ó 377 días.

En 1582, JUSTUS SCALIGER, propuso el cómputo del tiempo puramente en días, que es la unidad natural más familiar al hombre, a partir del 1 de enero del año —4712. Las fechas contadas así, "período juliano", tienen el grave inconveniente de llevar a números muy grandes: ejm.: el 31 de diciembre de 1939, sería en "período juliano" el día 2429629.

128. REFORMA JULIANA. — El año civil de 365 días adoptado por los egipcios, y después por los romanos, es inferior en duración al año trópico en 5h48m46s, o sea, aproximadamente, $\frac{1}{4}$ de día. La fecha del calendario en esas condiciones, correspondiente al equinoccio, se va adelantando en un día *cada 4 años*, o sea, en 25 días por siglo.

En el año —45 de nuestra era (708 de la fundación de Roma) JULIO CÉSAR buscando la concordancia entre el equinoccio y las fechas del calendario, reglamenta la primera reforma sería que es la que lleva su nombre, a propuesta del astrónomo alejandrino SOSÍGENES.

Para llevar el equinoccio a su fecha en el año siguiente al de la reforma, hubo que asignar a éste (año de confusión) 445 días de duración. La reforma juliana estipula la creación de un *año bisiesto* de 366 días *cada 4 años*. El día agregado (bissexto calenda) se intercalaría entre el 23 y el 24 de febrero, y con ello después de tres años consecutivos de 365 días, en que febrero tiene 28 días, sigue un año bisiesto de 366 días con 29 días de duración para dicho mes.

* Por la duración del año civil egipcio, resultaba que cada 4 años la fecha en que el Sol y Sirio salen juntos se corría en un día en el calendario, con lo cual para que el corrimiento resultara de 365 días y volver con ello a salir juntos otra vez en la fecha inicial, se requerían 365×4 , es decir, 1460 años, que es el período de Sothis.

En esta forma, *la duración media del año juliano es de 365d6h*. El emperador AUGUSTO dispuso que fueran bisiestos los años expresados por números que fueran *divisibles por 4*.

El mundo cristiano adoptó este calendario desde el *Concilio de Nicea*, efectuado en el año 325 de nuestra era.

129. REFORMA GREGORIANA. — A propuesta del astrónomo italiano LILIO, el papa GREGORIO XIII introduce otra reforma en el calendario, que es la que lleva su nombre.

El año medio juliano tiene, según vimos, una duración de:

$$365d6h,$$

mientras que la del año trópico o astronómico es de:

$$365d5h48m46s,$$

es decir, *11m14s inferior* a aquel año civil. Esta diferencia acarrea un retardo de *1d cada 128 años*, en la fecha del equinoccio (casi 3 días en 4 siglos), por lo que en el año 1582, o sean, 1257 después del *Concilio de Nicea* la diferencia apuntada era de 10 a 11 días y el equinoccio se produjo entre el 10 y el 11 de marzo, en lugar del 21 de dicho mes.

Para subsanar el inconveniente en lo sucesivo, y llevar el equinoccio al 21 de marzo en el año siguiente, 1583, el papa GREGORIO XIII, dictaminó:

1º *Llamar 15 de octubre al día 5 de dicho mes en el año de la reforma (1582).*

2º *Suprimir 3 años bisiestos cada 4 siglos.*

Se estipuló para conseguir esto último, que los años que finalizan siglos sólo serían bisiestos cuando *el número de sus centenas es divisible por 4*, es decir, que de los años 1600, 1700, 1800 y 1900, es bisiesto únicamente el primero, mientras que por el calendario juliano lo son todos.

Actualmente el calendario juliano está retardado en 13 días con respecto al gregoriano, a saber: los 10 días de corrección introducidos en el año de la reforma, y otros 3 por haber considerado bisiestos a los años 1700, 1800 y 1900.

El calendario gregoriano fué adoptado muy pronto por el mundo católico, no así por los protestantes, pues los ingleses recién lo ponen en vigor en el año 1752. Rusia se adhirió a dicho calendario en 1918, y Rumania al año siguiente. Los chinos lo adoptan también desde febrero de 1912.

La duración del año trópico puede expresarse así:

$$1 \text{ año trópico} = 365d.2422,$$

o lo que es lo mismo:

$$1 \text{ año trópico} = 365d + \frac{1}{4}d - \frac{3}{400}d + \frac{3}{10000}d.$$

En conformidad con esta última expresión, puede confeccionarse el cuadro que sigue donde se pueden apreciar las discrepancias en duración de los años civiles de los distintos calendarios, con el año astronómico o año trópico:

Año trópico	$365d + \frac{1}{4}d - \frac{3}{400}d - \frac{3}{10000}d.$
Año civil egipcio	365d
Año Juliano	$365d + \frac{1}{4}d$
Año Gregoriano.....	$365d + \frac{1}{4}d - \frac{3}{400}d.$

Puede observarse en el cuadro anterior, que nuestro calendario, o sea el gregoriano, adopta una duración media para su año civil, que sólo discrepa por exceso de la del año trópico en $\frac{3}{10000}$ de día

(26s.5 por año), o sea, en 3 días por cada 100 siglos. En consecuencia, cada 3333 años, (exactamente 3533 por ser el año trópico igual a 365.242217 d), habrá que adelantar las fechas en un día para llevar el equinoccio al 21 de marzo, es decir, que recién en el año 4915 deberá llevarse a cabo esa corrección, ya que dicho calendario entró en vigencia en 1582.

Según algunos investigadores, los aztecas, quichuas, mayas, etc., tenían sus respectivos calendarios. Los primeros parece que asignaban 365 días al año, dividiéndolo en 18 meses de 20 días, y 5 días complementarios. Además consideraban especies de semanas de 13 días, a cada uno de los cuales daban un nombre especial.

Los chinos de la antigüedad tenían un año civil de 12 "lunas" de $29 \frac{1}{2}$ días cada una, pero cada 3 años intercalaban un mes solar de 30 días buscando la coincidencia con el año astronómico. El año de 12 "lunas" resultaba de 354 días y el año a "mes grande" de 384. Los meses se designaban utilizando un número ordinal: 1º, 2º..., etc., y se contaban los años desde el advenimiento de cada emperador, comenzando con la primera Luna nueva producida durante la estada del Sol en el signo zodiacal de Piscis.

Los griegos primitivos se decidieron por el año de 12 meses de 30 días cada uno. Las fiestas y solemnidades griegas se llevaban a cabo de acuerdo a las fases lunares a las que asignaban importancia excepcional. Los 30 días del mes, los disponían en grupos de decenas. Más adelante y hasta unos 6 siglos antes de nuestra era, introdujeron el año "trietérico" de 13 meses, que se alternaba con 2 años de 12 meses. METÓN introduce después el ciclo de su nombre (19 años trópicos equivalen a 235 lunaciones), pero nunca lograron establecer un calendario regular, pese a los esfuerzos de CALIPO (cuadruplicó el ciclo de Metón) e Hiparco. Emplearon también el cómputo de las olimpiadas en la medida del tiempo que subsistió hasta el siglo IV de nuestra era.

A los meses del año se les daba denominaciones que no eran las mismas en Esparta, Atenas y Tebas.

Los romanos son los que nos proporcionan las denominaciones actuales de los meses. Primero regularon un calendario de 10 meses que comprendía 304 días, comenzando en marzo y terminando en diciembre. Des-

pués el rey NUMA POMPILIO (714 a 671 a. J. C.), buscando la coincidencia entre los meses y las estaciones introduce dos nuevos meses, *januarius* precediendo a los 10 anteriores y *februarius* siguiendo a los mismos. Las duraciones respectivas eran las que siguen:

Januarius	29 d	Sextilis	29 d
Martius	31 d	September	29 d
Aprilis	29 d	October	31 d
Maius	31 d	November	29 d
Junius	29 d	December	29 d
Quintilis	31 d	Februarius	28 d

Año por medio se agregaba un mes adicional alternando la duración de éste en 22 ds. y 23 ds., de modo que cada 4 años abarcaban una duración de 1465 días, resultando una media de $366\frac{1}{4}$ por año, es decir, uno más que la del año juliano.

Este calendario subsistió hasta el año 45 a. J. C. en que se introdujo la reforma propuesta por SOSÍGENES a JULIO CÉSAR, después de la cual se asignó a los meses la duración actual y se intercaló febrero entre enero y marzo. Posteriormente, a los meses denominados Quintilis y Sextilis, se les llamó Julius y Augustus, respectivamente.

EJERCICIOS Y PROBLEMAS

108. ¿Cuál es el tiempo de Rigel en el instante en que su ángulo horario es de $123^{\circ}18'42''$?
R.: 8h13m14s,8.
109. ¿A qué hora sidereal serán las 9h28m32s de Proción sabiendo que su ascensión recta es de 7h36m10s?
R.: A las 17h4m42s.
110. ¿Cuál es la hora de Aldebarán en el instante en que el ángulo horario del punto vernal es de $78^{\circ}14'46''$ sabiendo que su ascensión recta es de 4h32m28s?
R.: 0h40m32s.
111. ¿Cuál es la hora sidereal en Santiago de Chile, cuando en Montevideo son las 13h42m52s siderales, sabiendo que la longitud de la primera ciudad es de $70^{\circ}42'$ oeste, y la de la segunda $56^{\circ}13'$ oeste?
R.: 12h5m51s.
112. En un mismo instante los tiempos siderales de dos localidades *A* y *B* son 7h42m37s y 11h32m16s, respectivamente. Se desea conocer la longitud geográfica de la localidad *A*, sabiendo que la de *B* es $62^{\circ}37'42''$ oeste.
R.: $5^{\circ}14'57''$ oeste.
113. ¿Cuál es el tiempo de Sirio en el momento que el de Rigel es de 7h43m51s siderales sabiendo que sus ascensiones rectas son 6h42m30s y 5h11m39s, respectivamente?
R.: 6h13m.
114. Calcular la hora sidereal a las 17h42m de Rigel Kenturus (α del Centauro) sabiendo que la ascensión recta de esta estrella es 14h35m31s.
R.: 8h17m30s.

115. Calcular la hora de Arturo a las 17h42m52s siderales, siendo su ascensión recta de 14h12m55s.
R.: 3h29m23s.
116. Al ser las 17h41m52s siderales son las 11h59m35s de una cierta estrella; ¿cuál es la ascensión recta de la misma?
R.: 5h42m17s.
117. ¿Qué hora sidereal es en el instante en que culmina Betelgeuse, siendo 5h51m55s la ascensión recta de dicha estrella?
R.: 5h51m55s.
118. ¿Cuál es la ascensión recta de una estrella que culmina a las 11h32m42s siderales?
R.: 11h32m42s.
119. ¿Cuál es la hora de Régulo en el instante que son las 13h42m32s de Vega, sabiendo que la ascensión recta del primer astro es de 10h5m11s y la del segundo 18h34m54s?
R.: 5h12m49s.
120. ¿Cuál es la hora sidereal en el instante de culminación inferior de Acrux, sabiendo que su ascensión recta es de 12h23m15s?
R.: 0h23m15s.
121. ¿Cuál es la hora local de Buenos Aires a las 14h42m53s del reloj (legal) sabiendo que su longitud geográfica es 58°22'?'
R.: 14h49m25s.
122. Determinar la hora del reloj en Montevideo, en el instante en que su hora local es 9h32m52s, sabiendo que su longitud es de 56°12'.
R.: 9h47m40s.
123. ¿Qué hora es en Santiago de Chile, cuando en Montevideo son las 3h42m14s?
R.: 2h12m14s.
124. ¿Cuál es la hora de Río de Janeiro, cuando en Buenos Aires son las 13h26m37s?
R.: 14h26m37s.
125. ¿Qué diferencia de horas hay entre dos localidades situadas, respectivamente, en los husos VI y XIV?
R.: 8h.
126. ¿Qué diferencia de horas hay entre dos localidades situadas en los husos V y XXI?
R.: 8h.
127. Reducir a tiempo medio 23h14m52s siderales.
R.: 23h11m3s,49.
128. Reducir a tiempo sidereal 9h14m37s solares medias.
R.: 9h16m8s,11.

129. Determinar el tiempo medio en el semimeridiano de 60° a las 17h42m36s siderales, del día 5 de diciembre de 1940.
R.: 12h45m17s.
130. Se quiere conocer la hora sidereal en el semimeridiano de 60° a las 13h47m52s solares medias (tiempo civil) del 27 de diciembre de 1940.
R.: 19h32m40s (siderales).
131. ¿Qué hora acusará nuestro reloj 7h46m56s después de la culminación superior del Sol el día 19 de diciembre de 1940?
R.: 19h43m52s (tiempo local).
132. ¿Cuál es el tiempo verdadero a mediodía medio del 27 de diciembre de 1940?
R.: 23h59m5s del 26 de diciembre.
133. ¿Cuál es la hora media el 2 de diciembre de 1940 en el semimeridiano de 45° occidental en el instante en que el ángulo horario de Aldebarán es de 17h42m36s, sabiendo que la ascensión recta de este astro es de 4h32m28s?
R.: 17h28m58s (tiempo local).
134. ¿A qué hora media culmina Canopus el día 7 de diciembre de 1940 a los 75° de longitud occidental, sabiendo que su ascensión recta es de 6h22m37s?
R.: 1h19m8s (tiempo local).
135. ¿Cuántos años deben transcurrir para que el calendario gregoriano acuse un error de 10 días?
R.: 33.333 años.
136. ¿Qué fecha es en el calendario juliano el día 7 de enero de 1940 del calendario gregoriano?
R.: 25 de diciembre.
137. ¿Qué fecha es para nosotros el 14 de diciembre de 1939 del calendario juliano?
R.: 27 de diciembre.

MEDIDAS RELATIVAS AL SOL. PARALAJE

130. PARALAJE. — La distancia a los astros se obtiene previa determinación de una magnitud angular denominada paralaje (del gr. parállaxis, cambio, diferencia).

En general: *Paralaje de un punto A con respecto a un segmento LL', es el ángulo p formado por las visuales dirigidas a él desde los extremos del segmento (fig. 88).*

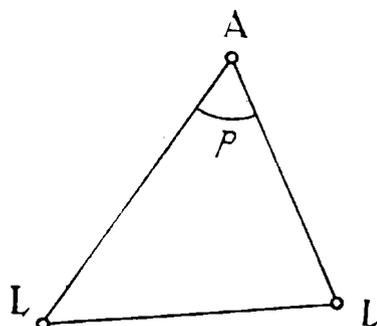


Fig. 88. — Paralaje.

En Astronomía, tratándose de astros cercanos a la Tierra (astros errantes) se llama paralaje al ángulo con vértice en el astro comprendido entre las dos supuestas visuales dirigidas al astro desde el centro de la Tierra y desde un punto de la superficie.

En este caso (fig. 89), la paralaje se toma con respecto al radio terrestre TL.

En consecuencia, la paralaje de un astro, a distancia constante de la Tierra, es un ángulo variable que toma su valor máximo P al ubicarse el astro en el horizonte del observador, y el mínimo al situarse en el semimeridiano del lugar (a su menor distancia cenital).

Consideraremos, pues, dos especies de paralajes:

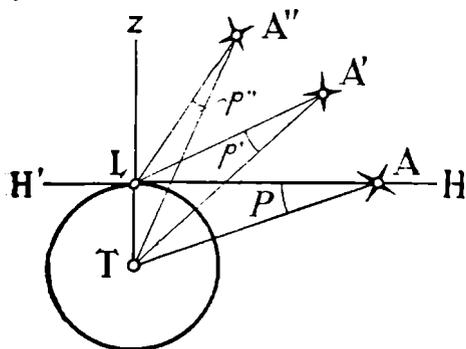


Fig. 89. — Paralajes horizontal y en altura.

a) PARALAJE HORIZONTAL P: es la que corresponde a los astros cuando su centro se encuentra en el horizonte.

b) PARALAJE EN ALTURA p: es la que corresponde, en cambio, a cualquier altura del astro distinta de 0°. Los valores de esta paralaje varían de instante a instante, y en el caso particularísimo de pasar el astro por el cenit sería: $p = 0^\circ$.

Se sigue de aquí que:

Las paralajes horizontales de dos astros cualesquiera, son inversamente proporcionales a las distancias que los separan de la Tierra (2).

Designando por P y P' a las paralajes horizontales de dos astros y por d y d' a sus distancias a la Tierra, se tendrá:

$$\frac{P}{P'} = \frac{d'}{d}.$$

De lo que precede, podemos definir a la paralaje horizontal de un astro como el radio aparente de la Tierra, visto desde el centro del astro.

131. RELACION ENTRE LA PARALAJE HORIZONTAL P , LA DISTANCIA d DEL ASTRO A LA TIERRA Y EL RADIO r DE ESTA.

— Sea P la paralaje horizontal del astro A , relativa al lugar L . Del triángulo rectángulo ALC deducimos (fig. 90):

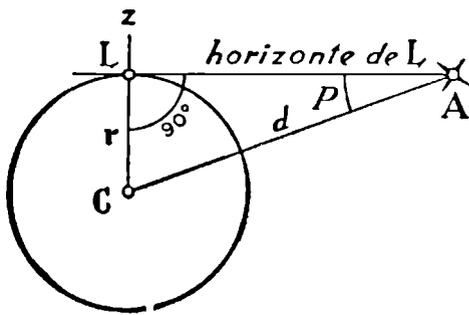


Fig. 90. — Valor de la paralaje horizontal en función de r y d .

$$\text{sen } P = \frac{r}{d},$$

y por ser siempre pequeño el valor del ángulo P , podrá reemplazarse su seno por su arco correspondiente, con lo que la expresión anterior podrá escribirse así (en radianes):

$$P = \frac{r}{d}; \quad [1]$$

es decir que: la paralaje horizontal de un astro, es sensiblemente igual a la razón entre la longitud del radio terrestre, y la distancia Tierra - astro.

Siendo variable el valor de r (máximo en el Ecuador y mínimo en los polos) se acostumbra en Astronomía tomar siempre el valor del radio ecuatorial (6378km.249) obteniéndose con ello la paralaje horizontal ecuatorial.

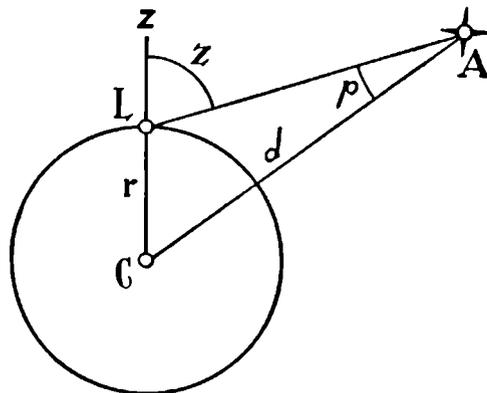


Fig. 91. — Relación entre las paralajes horizontal y en altura.

132. EXPRESION DE LA PARALAJE HORIZONTAL, EN FUNCION DE UNA PARALAJE EN ALTURA.

— Designemos por Z (fig. 91), a la distancia cenital del astro A en el instante de la determinación para el observador situado en L .

Por el teorema del seno se deduce del triángulo oblicuángulo ALC :

$$\frac{r}{d} = \frac{\text{sen } p}{\text{sen } (180^\circ - Z)} = \frac{\text{sen } p}{\text{sen } Z},$$

y por ser pequeño el ángulo p :

$$\frac{r}{d} = \frac{p}{\text{sen } Z}.$$

Recordando el valor [1] del par. anterior:

$$P = \frac{p}{\text{sen } Z} \quad \therefore \quad p = P \text{ sen } Z. \quad [2]$$

La primera de estas igualdades permite obtener el valor de la *paralaje horizontal* P , conociendo la *paralaje de altura*, y la *distancia cenital* correspondiente.

133. DETERMINACION PRACTICA DE LA PARALAJE HORIZONTAL. — Sean dos observadores situados en L y L' sobre un mismo semimeridiano de la Tierra, procurando que la diferencia de sus latitudes tenga el mayor valor posible (para mayor aproximación del resultado), y supongamos que el astro A está en culminación superior (17).

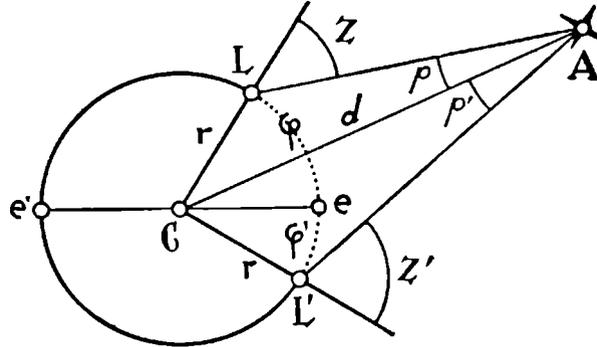


Fig. 92. — Determinación de P .

En tal instante, que es el mismo para ambos observadores, toman éstos con el teodolito (24; 25)

las distancias cenitales Z y Z' del astro (fig. 92). Por otra parte, siendo ee' el ecuador terrestre, las latitudes φ y φ' dadas por los arcos Le y $L'e$, son conocidas de antemano. Los ángulos del cuadrilátero $ALCL'$, tienen los siguiente valores:

$$\begin{aligned} \text{áng. } A &= p + p' & ; & \quad \text{áng. } L = 180^\circ - Z & ; \\ \text{áng. } C &= \varphi + \varphi' & ; & \quad \text{áng. } L' = 180^\circ - Z', \end{aligned}$$

donde p y p' son paralajes en altura.

Se tendrá como expresión de su suma:

$$(p + p') + (180^\circ - Z) + (\varphi + \varphi') + (180^\circ - Z') = 360^\circ$$

de la cual:

$$p + p' = Z + Z' - (\varphi + \varphi'). \quad [3]$$

Pero por la fórmula [2] del par. anterior:

$$p = P \operatorname{sen} Z \quad ; \quad p' = P \operatorname{sen} Z',$$

obteniéndose por reemplazo:

$$P (\operatorname{sen} Z + \operatorname{sen} Z') = Z + Z' - (\varphi + \varphi') \quad \therefore$$

$$P = \frac{Z + Z' - (\varphi + \varphi')}{\operatorname{sen} Z + \operatorname{sen} Z'};$$

igualdad ésta, que permite obtener el valor de la paralaje horizontal del astro A en función de cuatro magnitudes medibles cual lo son las distancias cenitales tomadas en la culminación y las latitudes de los observadores.

El valor de P obtenido en la determinación anterior, no es exacto ni mucho menos, debiéndosele someter a una serie de pesadas correcciones de las cuales las principales se derivan de dos causas: en primer lugar de la no esfericidad de la Tierra, y en segundo, de la dificultad material de que los lugares L y L' de observación estén exactamente ubicados sobre un mismo semimeridiano.

Esta determinación de la paralaje horizontal de los astros, sólo da resultados aprovechables cuando se trata de cuerpos celestes cercanos a la Tierra, como ser la Luna.

134. PARALAJE SOLAR. — Siendo imposible calcular directamente un valor aprovechable para la paralaje horizontal del Sol, los astrónomos determinan su *paralaje relativa* por comparación con

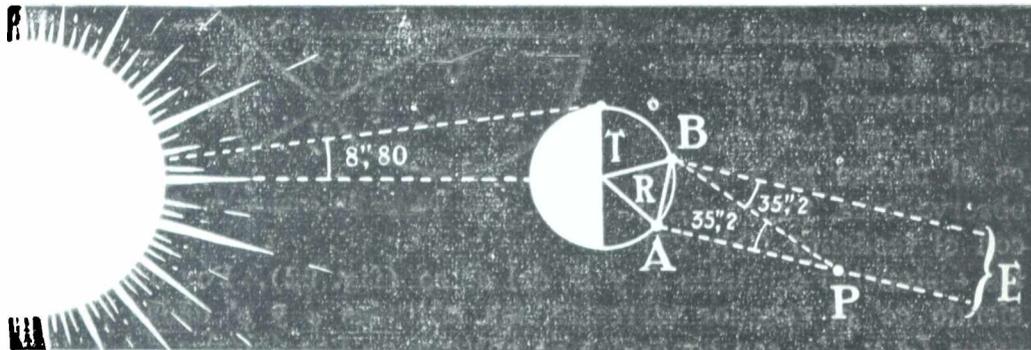


Fig. 93. — Paralaje del Sol. (Oposición de Eros o Marte).

la que corresponde a otro astro situado en la misma dirección (Venus, Marte y algunos asteroides). Además, se determina la paralaje del Sol midiendo la *velocidad radial* de las estrellas (§ 165).

OPOSICIONES DE MARTE Y EROS. — Las distancias relativas de los distintos planetas al Sol se conocen con mucha exactitud aplicando la tercera ley de Kepler. También se conocen por observaciones directas las excentricidades y las inclinaciones de los planos de las orbitas. Marte en algunas oposiciones suele distar de la Tierra menos de 0,4 (distancia Tierra — Sol = 1) y Eros llega a distar de

nosotros en su oposición alrededor de 0,25 unidades astronómicas. En estas condiciones, supongamos que desde dos puntos de la Tierra *A* y *B*, situados sobre un mismo semimeridiano (fig. 93), se enfoque al planeta comparando su posición con la de las estrellas vecinas. En la figura se ha supuesto que el observador *A* ve al planeta *P* en coincidencia con una estrella *E*, en tanto que el observador *B*, en el mismo instante, percibe al planeta a una distancia angular de $35'',2$ de la misma estrella. Supongamos que en ese instante la distancia Tierra - Planeta sea igual a $\frac{1}{4}$ y que la diferencia de latitud entre ambos observadores sea de 60° . La distancia *AB* será igual, entonces, a un radió terrestre y la paralaje del planeta será en consecuencia en ese momento de $35'',2$.

La paralaje del Sol será, de acuerdo a lo supuesto, por distar cuatro veces más que el planeta: $35'',2 \div 4 = 8'',80$.

Por la oposición favorable de EROS de 1931 el astrónomo real de Gran Bretaña H. SPENCER JONES obtuvo en 1940 el valor $8'',793$ con un error probable de sólo $0'',0025$. En los laboriosos cálculos se tuvieron en cuenta las observaciones llevadas a cabo por varios observatorios, entre las cuales fueron muy eficaces las efectuadas por el *O. de Córdoba*, integrante de la Unión Astronómica Internacional.

La determinación con respecto a Venus se hace aprovechando los pasos de este planeta frente al disco del Sol (272). En dichos pasos, el planeta aparece como un pequeño disco oscuro desplazándose lentamente sobre el fondo luminoso del Sol, y en tal condición, la distancia aparente del centro del planeta al borde del Sol, se determina con mucha exactitud y será distinta para observadores situados en diversos lugares de la Tierra. Las comisiones encargadas de la determinación, miden con aparatos apropiados esas distancias aparentes y los instantes en que han sido obtenidas. Sometidos los resultados a minuciosos cálculos y controles se alcanza a obtener el valor de la *paralaje relativa del Sol*.

En la figura 94, exagerando el diámetro aparente de Venus con relación al del Sol, se muestra un paso de aquel planeta visto por observadores situados en distintas latitudes de la Tierra. Se ha colocado al planeta en las posiciones que más interesan para la determinación, en los instantes de contactos interiores y exteriores de los respectivos discos.

El astrónomo HALLEY, indicó la conveniencia de tomar únicamente los tiempos de los contactos interiores 2, 3, 2', 3', por las imprecisiones que presentan los exteriores, debido a la llamada "gota de contacto", cuando el planeta no se destaca sobre el fondo luminoso del disco solar.

En el paso de 1882, más de 50 comisiones de astrónomos se encargaron de tomar los datos apuntados: entre ellas una se estableció en nuestro país (Bahía Blanca), y otra en Chile sobre el estrecho de Maga-

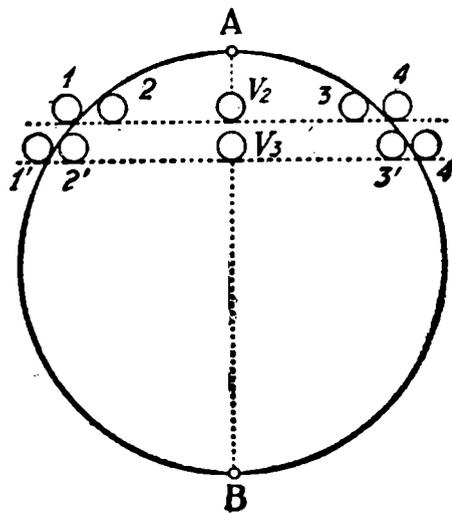


Fig. 94. — Pasos de Venus.

llanes (Punta Arenas). Después de ser sometidos al cálculo los resultados de todas las mediciones, el astrónomo NEWCOMB dedujo el valor, 8",86 para la *paralaje horizontal ecuatorial media del Sol*. Hoy se considera como definitivo el valor:

$$P = 8'',80.$$

Venus pasa frente al disco del Sol, cuatro veces en un período de 243 años. Dichos pasos son espaciados durante ese período, en: 8 años; 121 años 6 meses; 8 años; y 105 años 6 meses. A continuación se citan las fechas de los pasos en dos de esos períodos:

6 de diciembre de 1631	9 de diciembre de 1874
4 " " " 1639	6 " " " 1882
6 " junio " 1761	8 " junio " 2004
3 " " " 1769	6 " " " 2012

Daremos una idea del cálculo a seguir para la obtención de esta paralaje utilizando los pasos de Venus (o los de Mercurio). Sean L_1 y L_2

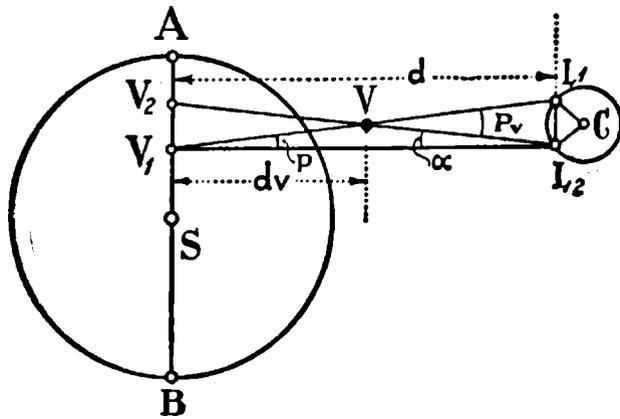


Fig. 95. — Paralaje solar por pasos de Venus.

dos lugares de la Tierra separados en 60° (fig. 95). En tal supuesto, la cuerda L_1L_2 tendrá aproximadamente la longitud del radio r del planeta. Supongamos que V es una posición de Venus durante su paso frente al disco del Sol sobre el cual se proyecta en V_1 y V_2 , respectivamente, para los lugares L_1 y L_2 . El punto V_2 pertenecerá a la cuerda 2.3 de la figura 94, y el V_1 a la cuerda 2'.3' de la misma.

Ambas cuerdas interceptan sobre el diámetro AB del disco solar que les es perpendicular, un segmento V_1V_2 (fig. 95), cuya magnitud angular apreciada desde V es la paralaje de Venus que en la figura se ha designado por P_v , siempre que el alineamiento VC sea normal a la cuerda L_1L_2 . Si unimos en la última figura, L_2 con V_1 , y designamos además por d y d_v a las distancias Sol - Tierra, y Sol - Venus, respectivamente, la figura permite deducir, por ser el ángulo P_v exterior al triángulo VV_1L_2 :

$$P_v = P + \alpha \quad ; \quad \text{y de ésta: } P_v - P = \alpha, \quad [1]$$

donde P es la paralaje del Sol.

Por otra parte, por la 3ª ley de Kepler (266), podremos escribir designando por T y T_v a los tiempos empleados por la Tierra y Venus en sus respectivas revoluciones alrededor del Sol:

$$\frac{T_v^2}{T^2} = \frac{d_v^3}{d^3} \quad \therefore \quad \left(\frac{T_v}{T}\right)^{2/3} = \frac{d_v}{d} = A \text{ (constante).}$$

Restando de la unidad ambos miembros de la última:

$$\frac{d - d_v}{d} = 1 - A = C \text{ (constante).}$$

Por fin, la relación entre los diámetros aparentes (de la Tierra) y las distancias [2] nos da:

$$\frac{P}{P_v} = \frac{d - d_v}{d} = 1 - A = C. \quad [2]$$

Las [1] y [2] constituyen un sistema simultáneo de ecuaciones a dos incógnitas, que resueltas dan:

$$P = \frac{\alpha \cdot C}{1 - C} = \frac{\alpha \cdot C}{A} \quad ; \quad P_v = \frac{\alpha}{1 - C} = \frac{\alpha}{A}.$$

Teniendo en cuenta que $A = \frac{d_v}{d}$ es, aproximadamente 0,7, cuando $d = 1$, resulta $C = 0,3$, y admitiendo que el valor obtenido para α en la determinación fuera: $\alpha = 21''$, obtendríamos:

$$P = \frac{21'' \cdot 0,3}{0,7} = 9'' \quad ; \quad P_v = \frac{21''}{0,7} = 30''.$$

135. DISTANCIA SOL - TIERRA: ERROR QUE SE COMETE EN LA DETERMINACION. — Para obtenerla, conocida la paralaje del astro, no hay más que aplicar la fórmula determinada en par. 131:

$$P = \frac{r}{d} \quad \therefore \quad d = \frac{r}{P},$$

donde r es la longitud del radio ecuatorial de la Tierra, o sea:

$$r = 6378\text{km.},249.$$

El valor de P expresado en radianes está dado por:

$$P = 8'',80 = \frac{8'',80 \times 2\pi}{(360 \times 60 \times 60)''} = \frac{43}{1000000} \quad (\text{aproxim.}),$$

y llevado este valor en la expresión de la distancia d , se obtiene:

$$d = 23400 r.$$

Reemplazando a r por su valor métrico:

$$d = 149.300.000 \text{ km. (aprox.).}$$

En números redondos admitiremos:

$$d = 150.000.000 \text{ km. (unidad astronómica de distancia).}$$

Un error de sólo $0'',01$ en la determinación de la paralaje ocasiona una variación de 170.000 km. en el cálculo de la distancia Sol - Tierra.

ARISTARCO (siglo III a. J. C.) a raíz de ciertos cálculos, dedujo que el Sol estaba 20 veces más alejado de la Tierra que la Luna (fig. 96).

Posteriormente, HIPARCO y después TOLOMEO en coincidencia con el astrónomo citado, asignaron el valor de $3'$ a la paralaje del Sol, lo que correspondería a una distancia de 1200 radios terrestres, y este resultado se consideró como verdadero, durante 14 siglos.

En 1672, CASSINI obtuvo la paralaje relativa (134) del Sol por la oposición del planeta Marte, deduciendo para valor de P , $9'',5$ correspondiente a 21.600 radios terrestres de distancia, y por el mismo procedimiento encontraron Winnecke $8'',96$ y Newcomb, más tarde, $8'',85$, valores estos muy cercanos al que admitimos en la actualidad.

GALLE (1812.-1910). aprovechando las efemérides de Leverrier, obtuvo de la oposición del asteroide Flora en 1873, el valor $8'',87$ para la paralaje del Sol, e HINKS $8'',806$ en la oposición de Eros en 1901.

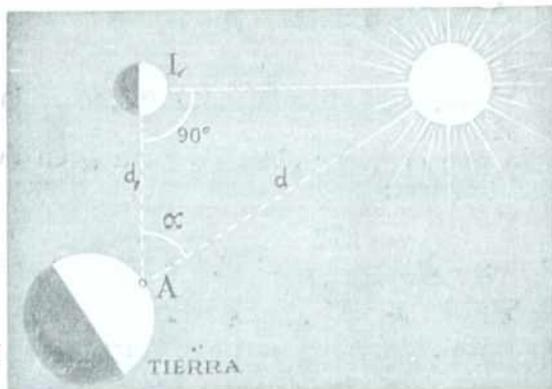


Fig. 96. — Aristarco trató de determinar la distancia d , al Sol, tomando como unidad la distancia d , a la Luna, midiendo el ángulo α comprendido entre las visuales a dichos astros en el instante en que aparece iluminado justamente la mitad del disco lunar.

La primera determinación de la paralaje utilizando los pasos de Venus, se llevó a cabo en el paso del 6 de junio de 1761, obteniéndose por un cúmulo de circunstancias desfavorables, un valor comprendido entre $8'',5$ y $10'',5$. Ocho años después en el paso de 1769, Encke encontró $8'',57$ después de largos cálculos.

136. DIMENSIONES DEL SOL. —

Calculado el valor de la paralaje P del Sol, que según lo visto en par. 134 es: $P = 8'',80$, se puede determinar el valor de su radio, y en función de éste, la superficie y el volumen.

1º RADIO. — El diámetro aparente del Sol visto desde la Tierra es dado por: $\delta = 32'$ ($74;96$). El de la Tierra a igual distancia es el doble de la paralaje horizontal del Sol, es decir: $2P = 17'',60$. Si designamos por R y r , respectivamente, a los radios del Sol y la Tierra, se tendrá (2):

$$\frac{\delta}{2P} = \frac{R}{r},$$

o lo que es lo mismo:

$$\frac{R}{r} = \frac{32'}{17'',60} = 109 \text{ (aprox.)}.$$

Deducimos de la anterior:

$$R = 109r,$$

lo que expresado en kilómetros da, aproximadamente, 695.200. Admitiremos:

$$R = 700.000 \text{ km.}$$

2º SUPERFICIE. — Designándola por S , y llamando s a la de la Tierra, se tendrá:

$$\frac{S}{s} = \frac{R^2}{r^2} = 109^2 = 11881;$$

en números redondos:

$$S = 12.000 s.$$

3º VOLUMEN. — Llamando V al del Sol y v al de la Tierra:

$$\frac{V}{v} = \frac{R^3}{r^3} = 109^3 = 1.295.029,$$

y con aproximación:

$$V = 1.300.000 v.$$

4º MASA. — Siendo M y m las que corresponden en ese orden al Sol y a la Tierra, se encuentra por el cálculo aplicando la ley de Newton (268):

$$M = 333.400 m \text{ (aprox.)}.$$

5º DENSIDAD. — Siendo D la densidad del Sol, M su masa y V el volumen, se tendrá:

$$D = \frac{M}{V},$$

y como $M = 333.400 m$, y $V = 1.300.000 v$, según se acaba de ver, se obtiene por reemplazo:

$$D = \frac{333400 m}{1300000 v} = \frac{3334}{13000} d = \frac{d}{4} \text{ (aprox.)}.$$

donde d es la densidad de la Tierra.

Como el valor de d es 5,5, reemplazando obtendremos:

$$D = 5,5 \cdot 0,25 = 1,375,$$

o sea, aproximadamente, 1,4 (con respecto al agua).

6º GRAVEDAD. — Por las fórmulas de Newton, designando por G y g , a las aceleraciones de la gravedad en las superficies del Sol y de la Tierra, respectivamente, obtendremos:

$$G = k \frac{M}{R^2} \quad ; \quad g = k \frac{m}{r^2};$$

de las cuales:

$$\frac{G}{g} = \frac{M}{m} : \left(\frac{R}{r}\right)^2 = \frac{333400}{109^2} = 28 \text{ (aprox.)}.$$

De la anterior obtenemos:

$$G = 28 g.$$

Lo que expresa, que en la superficie del Sol, la aceleración de la gravedad es 28 veces mayor que en la de la Tierra, donde:

$$g = 9,80 \frac{m}{seg.^2}$$

ECUACIÓN DE LA LUZ. — Es el tiempo que invierte el rayo luminoso en hacer el recorrido Sol - Tierra (150.000.000 km.).

Dicho tiempo tomando como valor de la velocidad de la luz:

$$c = 300.000 \frac{km}{s}$$

estará dado por:

$$t = \frac{150.000.000}{300.000} s = 500s = 8m20s.$$

EJERCICIOS Y PROBLEMAS

138. Sabiendo que la paralaje del Sol es de 8".80, se desea conocer la de la Luna teniendo en cuenta que aquel astro dista de la Tierra 388 veces más que el satélite.
R.: 57'18".
139. Calcular la distancia Luna - Tierra, cuando la paralaje lunar es de 59'18", tomando como valor del radio terrestre, $r = 6.378$ km.
R.: 369.200 km. (aprox.).
140. ¿Cuál es la distancia máxima Sol - Tierra, sabiendo que la paralaje mínima del Sol es 8",70?
R.: 151.500.000 km. (aprox.).
141. ¿Cuál será el valor de la paralaje de Marte en su mínima distancia a la Tierra que es de 55.000.000 km., sabiendo que la paralaje del Sol situado a 148.000.000 km. es 8",8?
R.: 23",68.
142. ¿A qué distancia de la Tierra debiera estar ubicado el Sol para que su paralaje fuera de 1"?
R.: 1.329.000.000 km.
143. ¿Qué tiempo invertirá un rayo luminoso para llegar a la Tierra desde un astro cuya paralaje fuera de 42",32?
R.: 1m45s.
144. ¿Qué paralaje corresponde a un astro cuya luz tarda en llegar a la Tierra 32m42s, sabiendo que la del Sol cuya paralaje es de 8",80 invierte 8m20s?
R.: 2",26.
145. Conociendo la densidad media del Sol que es de 1,375, ¿cuál sería la masa media de un metro cúbico de su materia?
R.: 1.375 kg.

CAPÍTULO QUINTO

FISICA DEL SOL

137. LUZ Y CALOR DEL SOL. — Utilizando un cristal bien oscuro, y con las debidas precauciones, podremos observar con cierta detención el disco del Sol, y notaremos en seguida que su luminosidad va en descenso del centro a la periferia.

Calcula RUSSELL, a base de numerosas determinaciones fotométricas, que la iluminación producida por el Sol sobre la Tierra es alrededor de 465.000 veces mayor que la producida por la Luna llena *

En realidad, sólo llega a la Tierra una parte de la luz y el calor irradiados por el Sol, debido a la absorción de la atmósfera terrestre.

Los cálculos verificados por POUILLET sobre el calor emitido por el Sol, le llevan a la conclusión de que en 24 horas podría fundir una capa de hielo de 37 centímetros de espesor que envolviera a toda la Tierra, siempre que los rayos solares incidieran normalmente en todos los puntos de su superficie. Colocándonos dentro de las condiciones reales, teniendo en cuenta que dichos rayos no llegan perpendicularmente sino en determinados lugares y momentos, y que además el Sol sólo en una parte del día está sobre el horizonte de un lugar, puede admitirse como valor medio, un espesor de 9,2 cm. para la capa de hielo capaz de ser fundida en 24 horas por el calor irradiado por el Sol.

Se llama *constante solar*, al número de calorías recibidas del Sol en 1 minuto sobre cada centímetro cuadrado de la superficie terrestre en el supuesto de que los rayos solares incidieran normalmente y que nuestra atmósfera no los debilitara por absorción. Se ha tratado de determinar la constante solar por distintos procedimientos, habiendo obtenido POUILLET el valor 1,8, y LANGLEY, 3,1. Se admite actualmente 1,94 como valor medio.

Para eliminar la acción absorbente de nuestra atmósfera, se efectúan determinaciones del calor recibido del Sol a diversas alturas del astro. Haciendo luego una gráfica que dé la dependencia entre el calor recibido y el espesor de las capas atmosféricas, una simple extrapolación permite hallar el calor que se recibiría para un espesor atmosférico nulo.

Se puede determinar la temperatura de la superficie del Sol, con bastante aproximación, por varios procedimientos (355), los cuales arrojan un valor aproximado de 6.000° C.

* Ese extraordinario brillo del Sol ha sido superado por el de la bomba atómica.

138. ORIGEN DE LA ENERGIA IRRADIADA POR EL SOL.

— a) TEORÍAS ANTIGUAS. — Constituye éste uno de los problemas más serios de la astrofísica actual. En una época se pensó que la enorme cantidad de calor irradiada por el Sol podría provenir de reacciones químicas, con lo cual se asimilaba a aquel astro con una enorme hoguera donde se efectuarían procesos especiales de combustión. Un sencillo cálculo demuestra, sin embargo, que aun considerando que toda la masa solar estuviera constituida por carbono y la cantidad de oxígeno necesaria para su combustión total, la energía así producida alcanzaría solamente para mantener la actividad solar durante un período (en este caso insignificante), de 50 ó 60 siglos. Además, a la elevada temperatura que sin duda alguna reina en el Sol, no es posible que se efectúen combinaciones químicas, pues todas las moléculas de los componentes conocidos se disocian en átomos a temperaturas menos altas. El análisis espectral revela también la ausencia de compuestos en la superficie del Sol y con mucha más razón en su interior, ya que la temperatura debe ir aumentando de la superficie hacia el centro.

Se pensó también en que el origen de la energía irradiada podría encontrarse en la *contracción* de la masa solar por la propia acción gravitatoria de la misma, (hipótesis de HELMHOLTZ y LORD KELVIN).

De este modo, acercándose la masa periférica al centro del astro, disminuye la energía potencial y debe, en consecuencia, producirse una parte equivalente de energía calorífica.

Si consideramos, por lo tanto, a la masa del Sol constituyendo en los comienzos una nube cósmica de enormes dimensiones, puede calcularse la energía gravitatoria transformada en calor al adquirir aquélla las dimensiones actuales.

Aplicando, lo que es probablemente legítimo, las leyes de los gases a una masa en esas condiciones, se encuentra que a medida que se va contrayendo, a pesar del calor irradiado, su temperatura va aumentando (paradoja de LANE). Se sabe, además, la energía total que irradia el Sol actualmente por año, deducida del valor de la constante solar, con lo cual se puede calcular, que irradiando cada año en la misma proporción en que lo hace actualmente, la temperatura del Sol habría sido, hace unos veinte millones de años, la mitad de la actual. Habría que considerar entonces que la "edad" del Sol, es sólo de unas decenas de millones de años, y hechos físicos, biológicos y geológicos se oponen a que se le considere tan "joven", pues la edad de la Tierra se calcula en unos 2.000 millones de años.

Tampoco ha tenido éxito la hipótesis según la cual la energía del Sol provendría de la transformación de la energía correspondiente a la caída más o menos continua de bólidos u otros cuerpos celestes sobre su superficie, pues, si así fuera, debiera aumentar la masa y el diámetro aparente del Sol. Al aumento de la masa solar correspondería una disminución en el tiempo de revolución de los planetas a su alrededor que, desde luego, no ha sido observada.

b) TEORÍAS ACTUALES. CICLO DE BETHE. — Se admite en la actualidad que, en el interior del Sol y de las estrellas, se producen fenómenos especiales que provocan el aniquilamiento de parte de su masa transformándola en energía. Masa y energía son, efectivamente, sólo dos aspectos de una misma cosa, pues, de acuerdo a la “teoría de la relatividad” de EINSTEIN, ambas se hallan vinculadas por la relación:

$$E = mc^2, \quad [1]$$

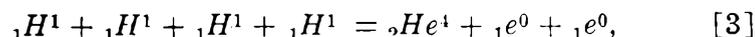
donde E es la energía, m la masa y c la velocidad de la luz *. La aniquilación total de un gramo de cualquier substancia, implica entonces, una producción de energía que, según la [1] vale:

$$E = 1 \text{ gramo} \times \left(3 \times 10^{10} \frac{cm}{seg} \right)^2 = 9 \times 10^{20} \text{ ergios,}$$

pudiéndose establecer, en consecuencia, la igualdad:

$$1 \text{ gramo} = 9 \times 10^{20} \text{ ergios.} \quad [2]$$

En el interior del Sol, que debe ser considerado como una enorme masa gaseosa, reina una temperatura del orden de los veinte millones de grados, por lo cual los átomos se encuentran allí casi totalmente ionizados o sea desprovistos de sus electrones “planetarios”. Son, entonces, los núcleos atómicos desnudos los que chocan entre sí a velocidades tan grandes que pueden, en algunos casos, atravesar la barrera del potencial eléctrico, o sea vencer la fuerza de repulsión que se ejerce entre ellos. Se efectúan así reacciones nucleares que originan desprendimientos de energía en forma de rayos gamma a costa de la aniquilación de cierta cantidad de materia. El “combustible” del horno solar es el hidrógeno que se transforma en helio de acuerdo a la reacción:



o sea cuatro núcleos de hidrógeno (cuatro protones) dan origen a un núcleo de helio (partícula alfa) y a dos electrones positivos o positrones.

Los números colocados a modo de exponentes indican las masas y los subíndices de la izquierda las cargas eléctricas.

Por ser la masa de los electrones positivos igual a la de los negativos, y en consecuencia despreciable, se indica ello con el índice cero. Pero la masa atómica del hidrógeno es, aproximadamente, igual a 1,008 y la del helio 4,004 por lo cual, por cada átomo de helio formado desaparece una masa que es:

$$\Delta_m = 4 \times 1,008 - 4,004 = 0,028.$$

Según esto, por cada mil kilogramos de helio producidos en la “cocina solar” desaparecen siete de materia que se convierten en energía.

La energía total irradiada por el Sol — calculable fácilmente a partir del valor de la constante solar — implica la aniquilación de cuatro millones de toneladas de materia en cada segundo.

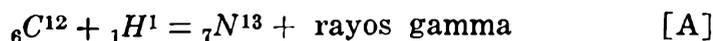
No obstante habrá que esperar quince millones de años para que la masa del Sol disminuya en solo un millonésimo de su masa actual.

Tratemos ahora de averiguar de qué manera se efectúa el “cocimiento” de los cuatro protones que aparecen en el primer miembro de la [3] y que da origen a una partícula alfa y a dos electrones positivos.

* Puede consultarse: E. Loedel, Física Relativista, Editorial Kapelusz, Buenos Aires, 1955.

La respuesta fué dada en 1940 por HANS BETHE y, de acuerdo a la misma, las "ollas" en las cuales se efectúa aquélla transformación — que dura en término medio cinco millones de años — son, simplemente, núcleos de átomos de carbono.

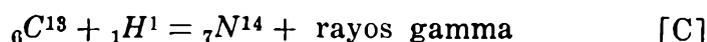
Al chocar un protón contra un núcleo de carbono (masa atómica 12 y carga nuclear 6) se transforma en un isótopo del nitrógeno de masa 13, de acuerdo a la reacción:



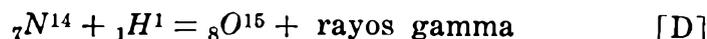
El nuevo núcleo formado es inestable y, por emisión espontánea de un electrón positivo, se transforma en el isótopo estable del carbono de masa 13:



Contra este núcleo de carbono, recién formado, choca otro protón y ello da origen a la formación del nitrógeno común con desprendimiento de energía en forma de rayos gamma:



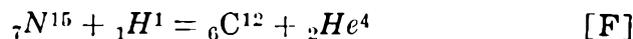
Cae ahora en la "olla" el tercer protón dando origen a la formación del isótopo del oxígeno de masa 15 lo que también se produce con desprendimiento de energía:



Pero este oxígeno es un elemento radiactivo emisor de positrones por lo cual se tendrá:



Al ser capturado por este núcleo de nitrógeno el cuarto protón tiene lugar la reacción:



De esta manera se ha completado el ciclo y el núcleo de carbono queda exactamente igual que al comienzo, dispuesto a officiar de "trampa" y capturar al primer protón que se le acerque.

La cantidad total de energía que se irradia en este proceso, depende, naturalmente, del número total de átomos de carbono y, admitiendo, en concordancia con las observaciones astrofísicas, que, en el centro del Sol, la concentración de aquel elemento es igual al 1 %, se obtiene por el cálculo y para una temperatura de 20 millones de grados, una irradiación de energía que concuerda en forma perfecta con la observada.

CONSTITUCION FISICOQUIMICA DEL SOL. LAS CAPAS SOLARES Y LAS ATMOSFERAS ENVOLVENTES

139. ESTRUCTURA DEL SOL. — Para el mejor estudio del Sol, lo consideraremos compuesto de un núcleo central, envuelto en capas opacas, rodeadas a su vez por atmósferas transparentes, entre las cuales no pueden definirse límites precisos.

Prescindiendo del núcleo por sernos poco menos que desconocido y marchando hacia la periferia del astro, consideraremos:

a) La fotosfera constituída por un conglomerado de gases incandescentes, que forman la parte visible del Sol en las condiciones

ordinarias, en la cual parecen flotar partículas o corpúsculos líquidos o sólidos, sin que ello signifique que tales partículas existan.

Su espesor se calcula sólo en unos 20 km. * (veinte).

b) *La capa reversible o de inversión*, integrada por gases y vapores a menor temperatura que los de la fotosfera, por lo cual absorben las radiaciones luminosas de ésta, dando lugar al espectro discontinuo que nos presenta el Sol en condiciones normales (rayas negras sobre fondo luminoso).

c) *La cromoesfera*, especie de atmósfera de coloración rosada o gris perla, constituida sobre todo por hidrógeno y vapores de calcio, invisible a simple vista, y poniéndose de manifiesto durante los eclipses totales de Sol, como un estrecho anillo envolvente.

d) *La corona*, o envoltura externa del Sol, visible en las mismas condiciones que la atmósfera anterior, y al parecer formada por un conjunto de gases con partículas sólidas en suspensión.

En los párrafos que siguen, damos las características esenciales de cada una de esas envolturas.

a) FOTOESFERA

140. FOTOESFERA: MANCHAS SOLARES, PERIODICIDAD.

— 1. La superficie brillante del Sol que apreciamos a simple vista, es la de la fotosfera, que forma una capa de unos 200 km de espesor.

Si se la observa con un antejo, tomando las debidas precauciones, se notará en seguida que el brillo de la fotosfera disminuye sensiblemente desde el centro al borde del Sol, donde puede considerarse reducido a la mitad, apreciándose además grupos de manchas oscuras bordeadas de masas brillantes llamadas *fáculas*. En su aspecto general, la superficie de esta capa solar es granulosa, dando la imagen aproximada de ella, una masa de agua con arroz en suspensión.

Los *gránulos* se aprecian con más nitidez en la región central, variando sus diámetros aparentes, según JANSSEN, desde varios décimos de segundo hasta 3" ó 4", con lo cual sus tamaños alcanzan a 200 km. para los menores, y hasta cerca de 3.000 km. para los mayores (a la distancia del Sol 1" de diámetro aparente equivale a unos 725 km.). Dichos gránulos se desplazan a veces sobre la fotosfera con velocidades que pueden llegar a los 40 km. por segundo, variando constantemente sus formas, que en ocasiones es casi circular y más comúnmente elíptica o poligonal. En algunas regiones del Sol suelen ser perfectamente visibles, y en otras forman abigarradas aglomeraciones donde es difícil notar las separaciones entre unos y otros.

Sobre esta granulación, se destacan las *fáculas* o formaciones brillantes, revistiendo el aspecto de llamas encorvadas situadas a un nivel superior al de los gránulos. Dichas fáculas, entrelazándose

* Esto significa que el 80 % de la luz que recibimos del Sol proviene de una capa de ese espesor, un 10 % de capas internas a ella, y el otro 10 % de las capas exteriores.

en formas caprichosas, son cambiantes en figura y en intensidad, viéndoselas muy nítidas en las cercanías del borde solar, y desdibujándose a medida que se avanza hacia el centro del astro donde prácticamente son invisibles. Este hecho revela que las fáculas están elevadas sobre el nivel general de la fotosfera. Una misma fácula no puede identificarse al cabo de algunos días por las variaciones experimentadas en ese lapso, tanto en forma como en posición.

2. MANCHAS SOLARES. — Muy a menudo suelen aparecer sobre la superficie brillante de la fotosfera, algunas formaciones oscuras llamadas manchas del Sol.

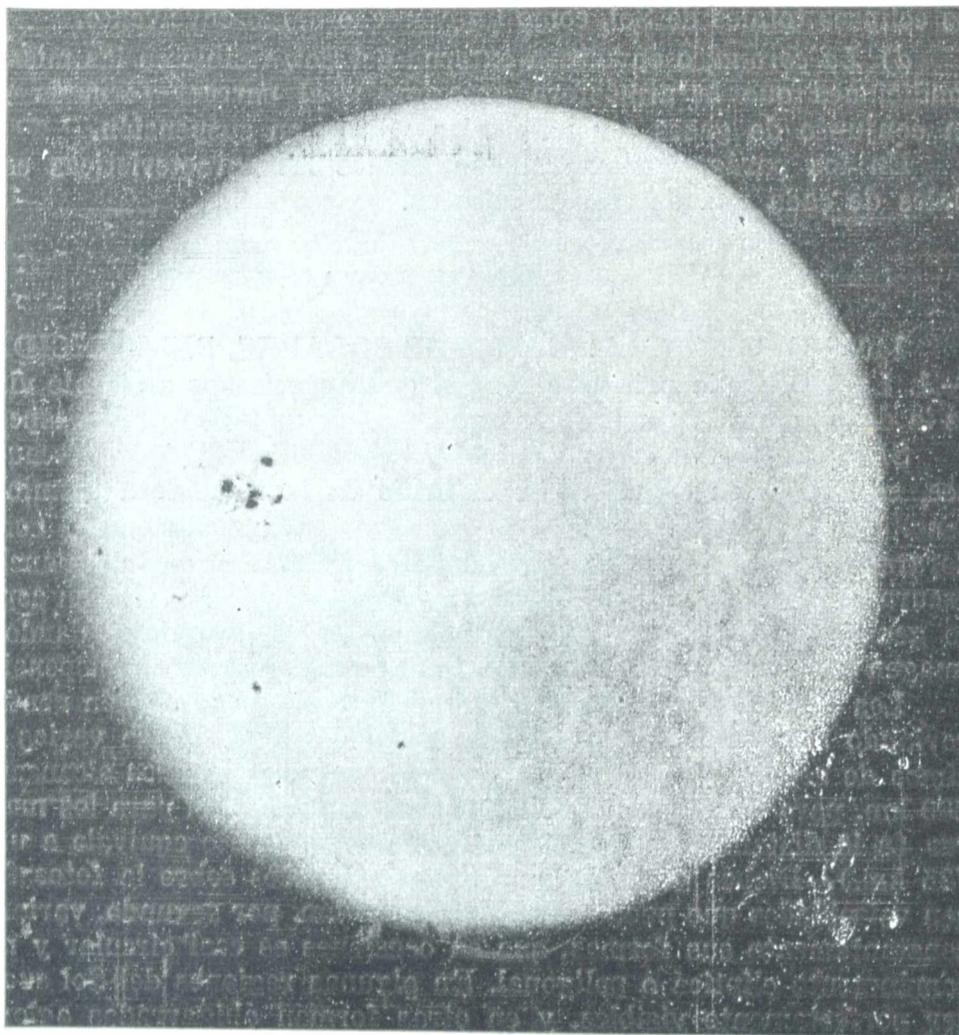


Fig. 97. — Fotografía del disco solar tomada el 7 de agosto de 1917 desde el Observatorio de Yerkes, donde pueden notarse grandes y numerosas manchas.

Cada mancha presenta a la observación una parte central o *núcleo*, más oscura que la porción circundante denominada *penumbra*, que aparece constituida por materia granulosa, como la vista en la fotosfera, formando estrías dispuestas casi radialmente, como

si una fuerza central orientara a los gránulos. Los núcleos de las manchas parecen ser negros por contraste con el brillo fotosférico, pero se ha observado durante algún paso de Mercurio o Venus frente al disco del Sol, que su coloración es más bien gris oscura.

Las manchas tienen un movimiento sobre el disco solar de Este a Oeste, y si suponemos a una de ellas apareciendo en el borde oriental del Sol, al cabo de 13 ó 14 días desaparecerá en el occidental, para reaparecer otra vez al Este, después de un espacio igual

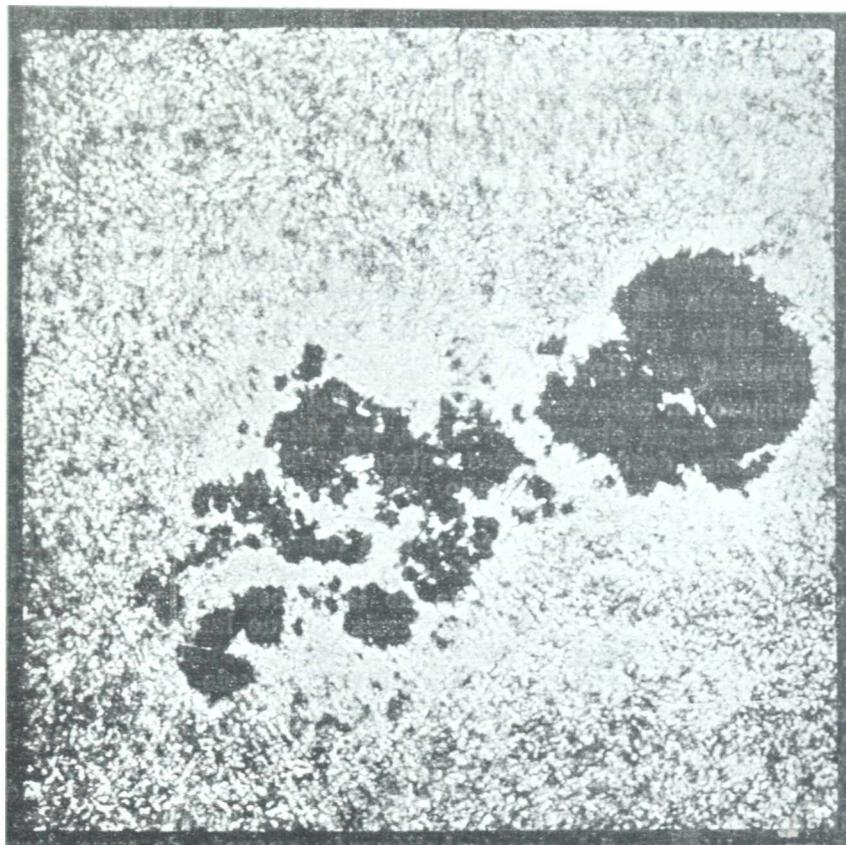


Fig. 98. — Mancha solar fotografada por Janssen, desde el Observatorio de Meudón.

de tiempo. Por sus movimientos dedujo SCHEINER, que el Sol rota alrededor de un eje inclinado en unos 83° con respecto al plano de la eclíptica, y que el período de rotación es, aproximadamente, de 25 días. El movimiento observado de las manchas de Este a Oeste revela que la rotación del Sol se efectúa en sentido directo.

Algunas manchas solares se forman y desaparecen en pocos días, mientras otras permanecen sobre el disco solar varias semanas, y en ocasiones meses, acompañando al Sol en varias rotaciones.

Generalmente, las manchas se forman en grupos sobre la fotosfera, a veces rápidamente, a veces con lentitud, siendo precedidas casi siempre por la aparición de numerosos puntos negros

llamamos *poros*, los que destacan su oscuridad ante las fáculas brillantes que los rodean. De cada aglomeración de poros se forman por lo común dos manchas, de las cuales la de adelante, dotada de un movimiento más rápido se alarga en un principio, al tiempo que la que la sigue se disuelve poco a poco hasta desaparecer. En este intervalo la mancha principal se redondea hasta hacerse casi circular. La desaparición de las manchas parece obedecer a invasiones de materia fotosférica que las va cubriendo paulatinamente y que desbordando al fin, da lugar a ciertas formaciones luminosas que los astrónomos llaman *puentes*. Estos persisten sobre la fotosfera hasta algún tiempo después de la desaparición de la mancha. En cuanto a dimensiones, la mayor mancha observada alcanzó los 2' de diámetro aparente, equivalentes a unos 87.000 kilómetros, abarcando, por consiguiente, una superficie siete veces mayor que la de nuestro planeta*.

Ciertas manchas presentan la particularidad de dividirse, formándose entonces un "puente" entre las manchas parciales.

La mayoría de las manchas solares aparecen en la zona ecuatorial del astro entre los $\pm 30^\circ$ de latitud, siendo muy raras las que sobrepasan ese límite.

El primero en observar manchas del Sol con un anteojo fué GALILEO en 1610, pero según algunas crónicas, los chinos tenían conocimiento de esas formaciones desde 16 siglos antes. SCHEINER publicó un libro relativo a manchas solares en el año 1630, considerándolas como pequeños planetas que pasaban frente al Sol; Galileo rebatió esa hipótesis, afirmando que las manchas pertenecían a la misma superficie del astro.

Hasta hace menos de 2 siglos, se las consideró como escorias flotantes sobre la superficie fundida de la fotosfera, y recién en 1771 fué SCHÜLEN quien aventuró la hipótesis de que las manchas eran cavidades o pozos que tenían su núcleo a mucha profundidad con relación al nivel general de la fotosfera. Según la hipótesis esbozada, la forma real de cada una de esas cavidades es la de un embudo cuya parte más ancha está en la superficie del Sol: en tal supuesto, la penumbra no es más que el talud de la oquedad.

Más tarde, FAYE las considera como vacíos cónicos provocados por torbellinos solares, confirmando este modo de ver, las observaciones hechas por HALE, valiéndose del *espectroheliógrafo*, aparato de cuya descripción nos ocupamos más adelante. Por otra parte, se ha comprobado posteriormente que los remolinos son muy frecuentes en el Sol, y que el sentido de su rotación no parece obedecer a reglas fijas. Según el mismo Hale, la velocidad de algunos torbellinos solares alcanza a 140 kilómetros por segundo en ciertas ocasiones.

A raíz de verificaciones hechas también por Hale, hoy se considera a las manchas solares como torbellinos con cargas eléctricas capaces de provocar el desdoblamiento de algunas rayas del espectro (efecto Zeeman) como lo hace notar con respecto a las del *hierro* y el *titanio* que se desdoblán en 2 y 3 componentes, respectivamente.

Numerosas observaciones hechas en el *Observatorio de Mount Wilson*, proporcionan interesantes detalles sobre los efectos magnéticos producidos por las manchas, y el Sol en general, que muestran al astro comportándose, al igual que la Tierra, como una esfera magnética con el

* El mayor grupo de manchas solares pudo observarse de enero a mayo de 1946, cubriendo un 5,4 por mil de la superficie del astro.

eje poco inclinado respecto al de rotación. En la actualidad se ha determinado esa inclinación en unos 6° , girando el eje magnético alrededor del eje de rotación del astro en unos 32 días. La intensidad del campo magnético solar se considera 10 veces superior a la del campo magnético de la Tierra.

Agreguemos aún el hecho comprobado de que por la oscuridad que constituye la mancha, desciende una corriente de *hidrógeno* y *vapores de calcio* a razón de 2 kilómetros por segundo, velocidad que disminuye a más bajo nivel.

3. PERIODICIDAD DE LAS MANCHAS. — Numerosas observaciones hechas del disco solar, demuestran que en un período de unos once años (undecenal), las actividades del Sol en cuanto a manchas pasan por un máximo y por un mínimo, habiéndose comprobado también que el ascenso del mínimo al máximo se verifica con más rapidez que el descenso. La duración del período dada por WOLF, quien le asignó el valor de 11 1/9 años, no puede considerarse más que como una media aritmética, pues en la larga serie de períodos registrados desde 1915 a 1940 relativos a los máximos, se han registrado duraciones comprendidas entre 17,1 años y 7,3 años, ocurriendo algo análogo con los mínimos. De ello deducimos, que el período de variación de las manchas solares es un valor oscilante entre los 7 y 17 años, pudiéndose tomar como valor medio aproximado el de *11 años 9 meses*.

Las fáculas, vistas en la fotosfera, lo mismo que las protuberancias que se estudiarán en la cromoesfera, están sujetas al período undecenal según lo comprueban numerosas observaciones.

En la actualidad se ha llegado a la conclusión que las causas de las manchas hay que buscarlas en el Sol mismo, no existiendo aún una teoría satisfactoria que explique su origen.

Se han encontrado analogías entre los períodos de manchas del Sol y otros relacionados con el magnetismo terrestre, pues la variación de los elementos magnéticos de nuestro planeta están en concordancia con el período de actividad solar y con el número e intensidad de las auroras polares.

Por otra parte, al aumentar el número de manchas, suelen observarse bruscas oscilaciones en la inclinación y declinación magnética, perturbándose a veces los servicios telegráficos.

Tales efectos pueden explicarse considerando al Sol como una gran estación electromagnética que actúa por inducción sobre el magnetismo terrestre. De todas maneras, puede afirmarse, que fenómenos electromagnéticos desempeñan un papel muy importante en todos los efectos solares, según las observaciones efectuadas últimamente en el Observatorio de Mount Wilson.

141. ROTACION DEL GLOBO SOLAR. — Por el desplazamiento de las manchas sobre el disco solar, siempre en el sentido Este - Oeste, nos damos cuenta de que el Sol está animado de un movimiento rotatorio alrededor de un cierto eje, y que el ecuador

solar no coincide con el plano de la eclíptica, dado que aquellos desplazamientos no son rectilíneos vistos desde la Tierra.

Según el camino recorrido por diversas manchas sobre el disco del Sol, dedujo SCHEINER que el eje de rotación del Sol está inclinado en unos $7^{\circ}30'$ con respecto al eje eclíptico, y que además el período es de $25 \frac{1}{2}$ días. Determinaciones posteriores demostraron diferencias de cierta importancia con estos cálculos.

Se llaman *polos solares*, los puntos donde el eje de rotación del Sol intercepta a la fotosfera. Uno de dichos polos es boreal, y el otro austral.

El *ecuador solar* está determinado por el plano normal al eje de rotación que pasa por el centro del Sol, y los *paralelos solares* son secciones producidas sobre el astro, por planos paralelos al del Ecuador. Lo mismo que sobre la Tierra, y la esfera celeste, podrán considerarse *meridianos solares* que son círculos máximos que contienen a su eje de rotación.

La distancia angular de un punto de la superficie del Sol al ecuador del astro, tomada sobre un meridiano solar, se llama *latitud heliográfica*. Esta es al Sol, lo que la latitud geográfica es a la Tierra. La otra coordenada solar sería la *longitud heliográfica* análoga a nuestra longitud, con la diferencia que no es posible encontrar un punto fijo de referencia.

La intersección del plano de la eclíptica con el ecuador solar, se llama *línea de los nodos*. El *nodo ascendente* es aquel donde los

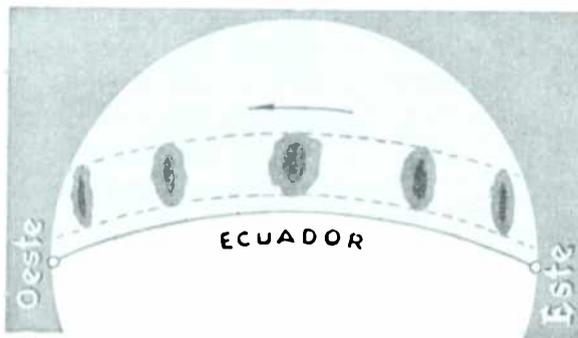


Fig. 99. Desplazamiento de una mancha sobre el disco del Sol.

puntos del ecuador solar durante la rotación del astro, atraviesan la eclíptica de Sur a Norte, y el *descendente* donde la cruzan marchando de Norte a Sur.

En la figura 99 se muestra el desplazamiento de una mancha sobre el disco del Sol. Durante el mismo, el diámetro de la mancha, normal al ecuador del astro, permanece invariable,

mientras que el diámetro paralelo se ensancha interin la mancha se dirige al centro del disco, y se acorta a medida que se aleja de él, lo que demuestra la redondez del Sol.

Para que una mancha ocupe dos veces consecutivas la misma posición sobre el disco del Sol, vista desde la Tierra, transcurren por lo general de 27 a 28 días, pero el valor real de la rotación es inferior a ese lapso. Para comprenderlo, consideraremos dos rotaciones en el Sol:

- a) *Rotación sideral* (verdadera).
- b) *Rotación sinódica* (aparente).

Supongamos al centro del Sol en la posición S_1 sobre la eclíptica AB (fig. 100), en el instante en que una mancha M_1 se divise desde la Tierra T en el centro del disco.

Entre los 27 y 28 días, la misma mancha volverá a ser central en M_2 , cuando el centro del Sol se ha ubicado en S_2 sobre su recorrido anual. En ese lapso el astro ha cumplido una rotación sinódica, pero la rotación sideral la ha cerrado casi dos días antes al ocupar la mancha la posición M_3 , o sea cuando el radio S_2M_3 se dispuso paralelamente a su posición inicial S_1M_1 . La diferencia de casi dos días entre ambas rotaciones, se explica atendiendo a que durante los 27 ó 28 días empleados por la mancha en pasar de la posición M_1 a la M_2 , el Sol ha recorrido sobre la eclíptica el arco S_1S_2 de unos 27° de amplitud de modo que la mancha ha debido rotar en $360^\circ + 27^\circ$, es decir, en 387° aproximadamente. Con estos datos, una simple proporción permitirá calcular el tiempo empleado por el astro en su rotación sideral (360°). Designándolo por t , medido en días, se tendrá:

$$\frac{t}{27} = \frac{360}{387} \text{ días,}$$

de la cual:

$$t = 25 \text{ días (aprox.).}$$

En realidad no se puede asignar un período fijo para la rotación del Sol, porque según lo había observado SCHEINER el globo solar no se mueve exactamente como un todo rígido, sino que la velocidad de rotación en sus distintas regiones varía con las latitudes heliográficas de las mismas. En la actualidad, atendiendo a los resultados obtenidos por diversos investigadores, pueden admitirse los periodos de rotación sideral que se consignan en el cuadro que sigue:

ROTACION DEL GLOBO SOLAR

Latitud heliográfica	Período
0°	25d
10°	25d 5h
20°	25d 14h
30°	26d 7h
40°	27d 5h

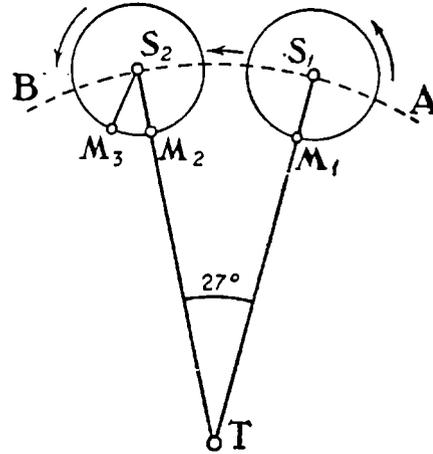


Fig. 100. — Rotación sideral y rotación sinódica del Sol. (N. D.).

Ag.eguemos que se han hecho otras determinaciones considerando los desplazamientos de las fáculas y los flóculos (ver cromoesfera), que han llevado a resultados muy cercanos (algo inferiores), a los obtenidos a base de los movimientos de las manchas, que son los que registra el cuadro.

A raíz de que la velocidad de rotación del Sol es 25 veces menor que la de la Tierra, el achatamiento polar de aquel astro resulta muy pequeño, pudiéndosele considerar entonces como un cuerpo esférico.

VELOCIDAD RADIAL DEL SOL EN DIVERSAS LATITUDES. — Por el *principio de Doppler* (ver libro VI) según el cual los acercamientos o alejamientos de una fuente luminosa provocan en el espectro de la misma un corrimiento de las rayas hacia el violeta o el rojo, respectivamente, pueden calcularse con cierta aproximación las velocidades rotatorias de los puntos del Sol situados sobre diversos paralelos, determinando la velocidad radial de los mismos. Se llama así, a la proyección de la velocidad real de un movimiento sobre el rayo que une el ojo del observador con el punto móvil.

Se comparan para ello los espectros solares de puntos opuestos del disco situados sobre un mismo paralelo, vale decir de igual latitud heliográfica, y por los corrimientos experimentados por las rayas espectrales, hacia el rojo en uno de los espectros obtenidos y hacia el violeta en el otro (desde que por la rotación solar mientras uno de los puntos tomados en aquellas condiciones se acerca al observador, el otro se aleja), se calculan valiéndose de un espectro de comparación las velocidades de rotación deseadas.

Los resultados obtenidos están en concordancia con los que hemos consignado en el cuadro último, encontrándose 25d como período de la rotación en el ecuador solar, y algo más de 30d a los 75° de latitud.

b) CAPA DE INVERSION

142. CAPA DE INVERSION: ESPECTRO DEL SOL. — La segunda de las envolturas solares consideradas en el par. 139, es la que lleva el nombre del epígrafe, invisible en las condiciones ordinarias, pero observable directamente durante algunos segundos en los eclipses totales de Sol. El espesor de esta capa está calculado en unos 600 km.

Ubicada entre la fotosfera, ya vista, y la cromoesfera que se estudia en el párrafo siguiente, se la puede considerar como parte a bajo nivel de la última, estribando su importancia en el hecho de absorber parte de las radiaciones luminosas de la fotosfera.

Se han tomado espectros de la capa de inversión durante los contados segundos en que se la observa en los eclipses totales de Sol. Tales espectros a rayas brillantes (espectros de emisión), presentan la particularidad de que dichas rayas coinciden en posición con las de Fraunhofer del espectro del Sol tomado en las condiciones ordinarias, lo que comprueba la condición antes asignada a esta capa y de la cual proviene su nombre.

ESPECTRO DEL SOL. — El físico KIRCHHOFF (1824 - 1887), hizo resaltar la relación existente entre los poderes emisivos y de absorción de los gases incandescentes, por la cual las rayas de absorción obtenidas en los espectros astrales revelaban la presencia de ele-

mentos químicos en sus atmósferas. Comparando las rayas que aparecen en experiencias de laboratorio, actuando con sustancias diversas, con las que se obtienen en el espectro del Sol, dedujo Kirchhoff que en las atmósferas solares existen gran número de los elementos químicos conocidos por el hombre en el planeta que habita.

Agreguemos además, que otras de las rayas del espectro del Sol, no pertenecen en realidad a sustancias solares, siendo de origen *telúrico*, es decir, ocasionadas por la absorción que ejerce nuestra atmósfera sobre los rayos luminosos del astro. Estas rayas telúricas tienen tanta mayor intensidad en el espectro solar, cuanto mayor es el espesor de la capa de aire atravesada por los rayos de luz, por lo cual el efecto telúrico es máximo cuando el Sol nos envía su luz desde el horizonte.

El espectro de la fotosfera solar presenta diferencias con el espectro que se obtiene de las manchas, las cuales, pese a su aparente oscuridad, son más luminosas que las fuentes de luz artificial, más potentes. Se nota en el espectro de las manchas, que algunas de las rayas de Fraunhofer aparecen considerablemente ensanchadas,

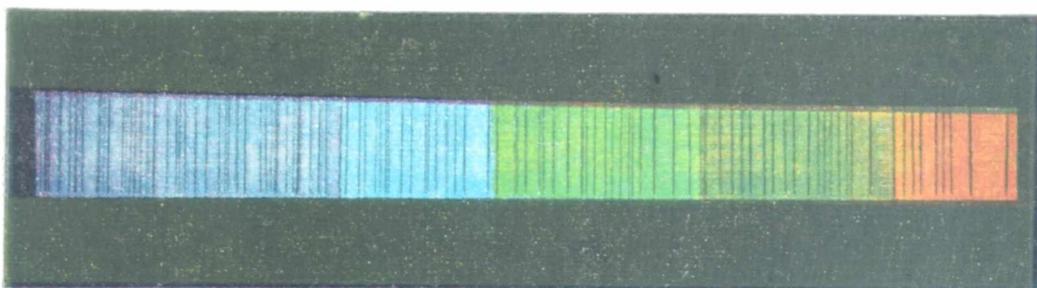


Fig. 101. — Espectro solar.

a la par que otras, casi inadvertidas en el espectro normal del Sol, como ser las del vanadio, se hacen muy visibles. En cambio, se nota el efecto inverso en ciertas rayas espectrales. Según HALE, las diferencias apuntadas entre el espectro normal del Sol y el de las manchas, se deben, como lo trató de demostrar en el horno eléctrico, a la baja temperatura relativa de las manchas con respecto a la del resto de la superficie solar.

Del estudio de las rayas del espectro, se han encontrado en el Sol, o con más propiedad en su capa de inversión, los siguientes elementos químicos, para no citar sino los más importantes:

Hidrógeno, helio, calcio, hierro, vanadio, cromo, titanio, manganeso, carbono, magnesio, cobalto, níquel, cinc, sodio, bario, estroncio, silicio, cobre, aluminio, cadmio, potasio, estaño, galio, germanio, plomo, nitrógeno, oxígeno, tungsteno, plata, platino, etc. En particular puede decirse que los metales conocidos en la Tierra con peso atómico inferior a 120, están casi en su totalidad contenidos al estado de vapor en la capa de inversión, aparte de algunos otros de peso más elevado, así como también diversos meta'oides. La hipó-

tesis cosmogónica de LAPLACE, relativa al origen común del Sol y de la Tierra, parece tener en ello un principio de confirmación.

c) CROMOESFERA

143. CROMOESFERA; PROTUBERANCIAS: ESPECTROHELIOGRAMAS. — La capa de inversión está rodeada directamente por una atmósfera de gases incandescentes que constituyen la cro-

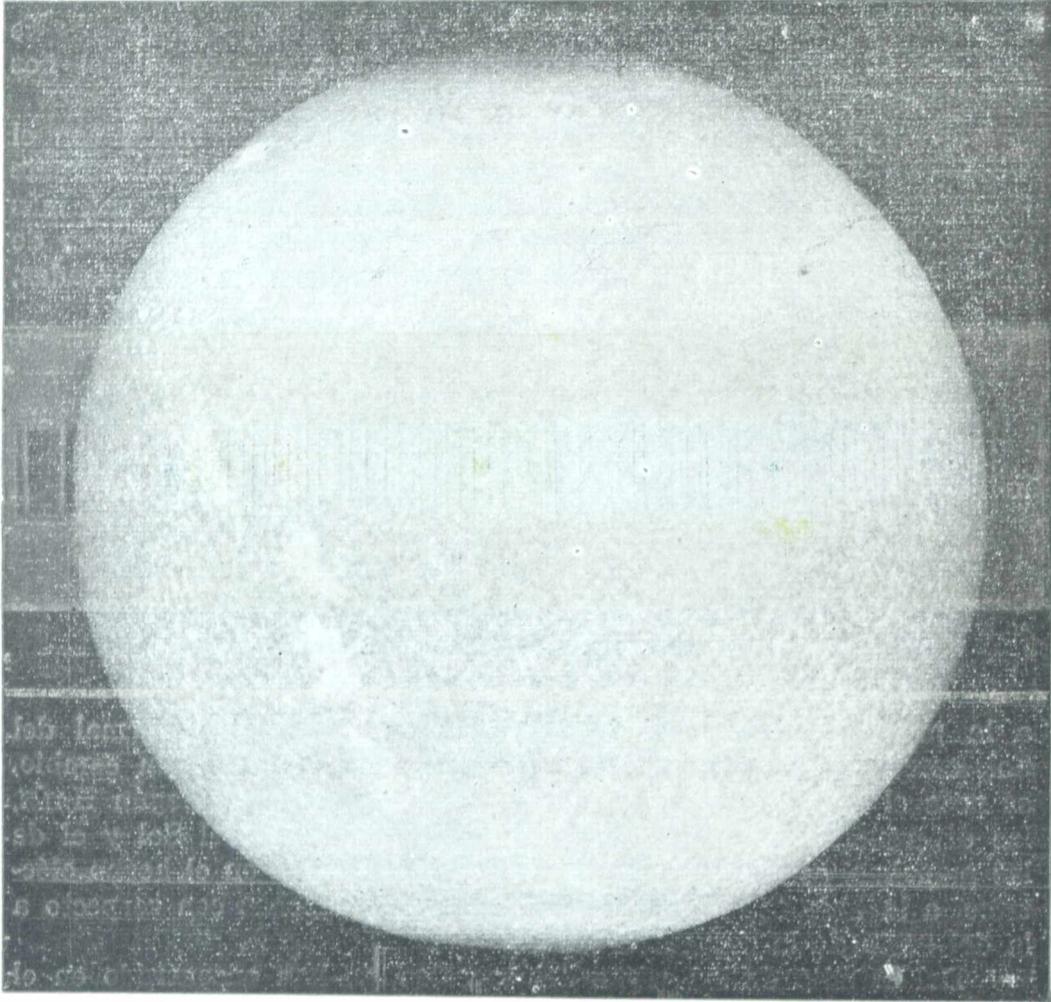


fig. 102. — Espectroheliograma del disco solar mostrando núcleos de calcio. (Fotografía tomada por el Observatorio de Yerkes).

moesfera, llamada así por la coloración rosada o gris perla que pone de manifiesto en los instantes en que puede ser observada durante la fase total de un eclipse de Sol.

Desde hace alrededor de medio siglo, la aplicación del espectroscopio permite observar a la cromoesfera fuera de los eclipses totales, mostrándola como un estrecho anillo luminoso. Su espesor se

calcula en unos 4.000 km. y de su seno emergen llamas inmensas llamadas *protuberancias*, que se elevan a 50.000, 100.000 y hasta 800.000 km. sobre el borde del Sol, adoptando las más caprichosas formas.

En el año 1892, HALE y DESLANDRES conciben el *espectroheliógrafo* (ver libro VI) maravilloso acoplamiento de la cámara fotográfica al espectroscopio, que desde una veintena de años antes, veníase aplicando con éxito creciente en el estudio físicoquímico de los astros. Por medio del espectroheliógrafo se consiguen fotografías de toda la capa cromoesférica, utilizando luz monocromática proveniente de una de las rayas espectrales. En particular, las rayas *K* y *H* del calcio, lo mismo que algunas de las de la serie de Balmer del hidrógeno, han dado lugar a revelaciones trascendentales relativas a la constitución físicoquímica del Sol.

Las fotografías espectrales obtenidas por este medio, llamadas *espectroheliogramas*, muestran a las fáculas brillantes de las cuales nos hemos ocupado en la fotosfera, con una nitidez asombrosa, tan claras en el centro como en los bordes del Sol, mientras que en las fotografías ordinarias sólo aparecen las de los bordes.

A las fáculas brillantes vistas en los espectroheliogramas (que en general no son las mismas vistas en la fotosfera, por más que éstas también aparezcan), las ha llamado HALE, *flóculos* (de *floculi*, copos) siendo provocados éstos en gran parte, por vapores de calcio abundantes en la cromoesfera, y en parte menor, por hidrógeno incandescente de la misma.

En los espectroheliogramas obtenidos usando luz de calcio, aparecen brillantes y en gran número los flóculos de calcio contenidos en la cromoesfera, mientras que en las fotografías espectrales proporcionadas por el empleo de rayas del hidrógeno, desaparecen los flóculos de calcio y aparecen brillantes los del hidrógeno, aglomerados sobre todo en los bordes de las manchas solares.

Agreguemos que los grandes flóculos de la cromoesfera revelados por los espectroheliogramas, parecidos en aspecto y grandor a las fáculas estudiadas en la fotosfera, son como éstas, formaciones inestables que desaparecen después de algún tiempo, formándose otras en las mismas o en distintas regiones del Sol, mientras que las pequeñas granulaciones brillantes, diseminadas en todo el disco del astro, permanecen poco menos que inalterables, constituyendo en realidad la parte estable de la cromoesfera.

Resumiendo, se puede afirmar que el espectroheliógrafo ha puesto de manifiesto que la cromoesfera está constituida casi en su totalidad por vapores de calcio y de hidrógeno, los primeros dispuestos en tres capas concéntricas en orden de densidad decreciente, de las cuales la más interna o a bajo nivel es la capa de inversión antes estudiada. Dichas capas aparecen envueltas en otra donde predomina el hidrógeno y que constituye la parte a alto nivel de la cromoesfera. Completamos la descripción de esta atmós-

fera solar, mencionando la apariencia reticulada que ofrece todo el disco solar visto en espectroheliogramas. En efecto: el globo solar parece envuelto en una red de grandes mallas, formada por líneas

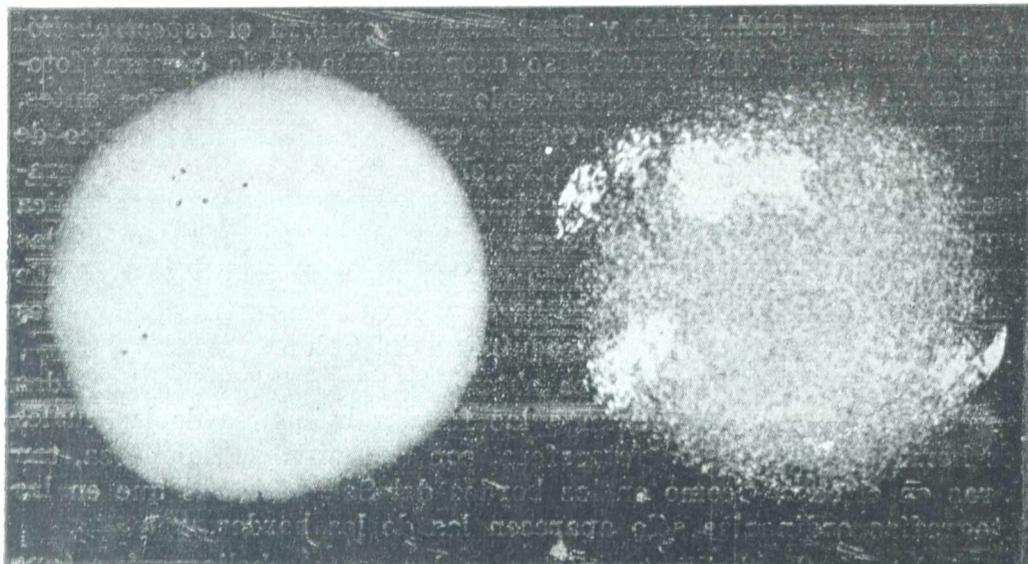


Fig. 103. — Fotografía directa del Sol y espectroheliograma a calcio mostrando los flóculos. (Observatorio de Mount Wilson).

negras que los astrónomos llaman *filamentos*, entrecruzadas con otras más claras denominadas *alineaciones*, que sólo aparecen en los espectroheliogramas de calcio, mientras que los filamentos resaltan cuando se emplea luz de hidrógeno. Se cree que estos últimos pro-

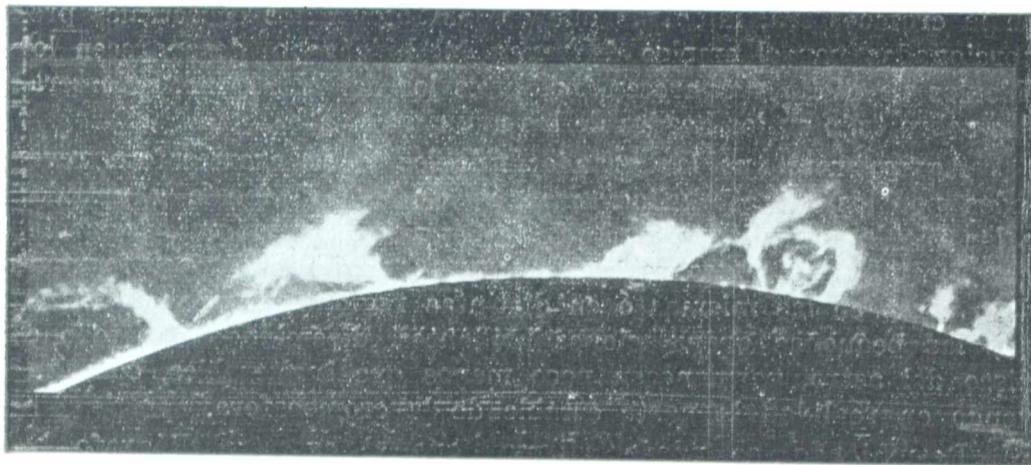


Fig. 104. — Grupo de protuberancias solares fotografiadas desde el Observatorio de Yerkes. El círculo de la izquierda representa en escala a la Tierra.

vienen de la proyección de las protuberancias sobre el fondo más brillante de la superficie solar.

PROTUBERANCIAS. — Ya las hemos mencionado al comienzo del párrafo llamando la atención sobre sus extraordinarias dimen-

siones. Se las aprecia durante los eclipses solares dando lugar a un espectáculo sorprendente al desaparecer el último rayo de Sol al ser éste cubierto totalmente por el disco opaco de la Luna. Aparecen entonces bordeando el círculo negro del satélite como inmensas lenguas de fuego de coloración rosada, adaptándose a las más caprichosas formas, que varían de momento a momento. Por más que ya habían sido observadas en muchos eclipses totales de Sol.



Fig. 105. — Combinación de un espectroheliograma y un grupo de protuberancias eruptivas. (Observatorio de Yerkes).

recién en el siglo XIX se entra de lleno a su estudio, siendo JANSSEN quien desde la India durante el eclipse total de 1868, las observa espectroscópicamente, llegando a la conclusión confirmada posteriormente, de que tales formaciones son debidas a hidrógeno incandescente, y desechándose en consecuencia la idea de que pudieran ser nubes flotantes en las atmósferas del Sol.

A la mañana siguiente del eclipse, el mismo Janssen logra ver las rayas de las protuberancias en el espectro con el Sol descubierto, y, desde entonces han podido someterse a observaciones sistemáticas, pudiéndose las observar día tras día. Dedujo Janssen la existencia de una atmósfera solar formada en su mayor parte por hidrógeno incandescente, y de la cual emergen a modo de llamas las protuberancias, proponiendo designarla, por su coloración bajo la denominación de cromoesfera. En 1892 al aplicar por primera vez el espectroheliógrafo en la observación del Sol, HALE y DESLANDRES, consiguen observar las protuberancias en conjunto contorneando el disco solar, y en la actualidad se las individualiza aún sobre el mismo disco del astro.

Por la forma de presentarse, se han clasificado las protuberancias en *tranquilas*, adoptando la forma de nubes que caen lenta-

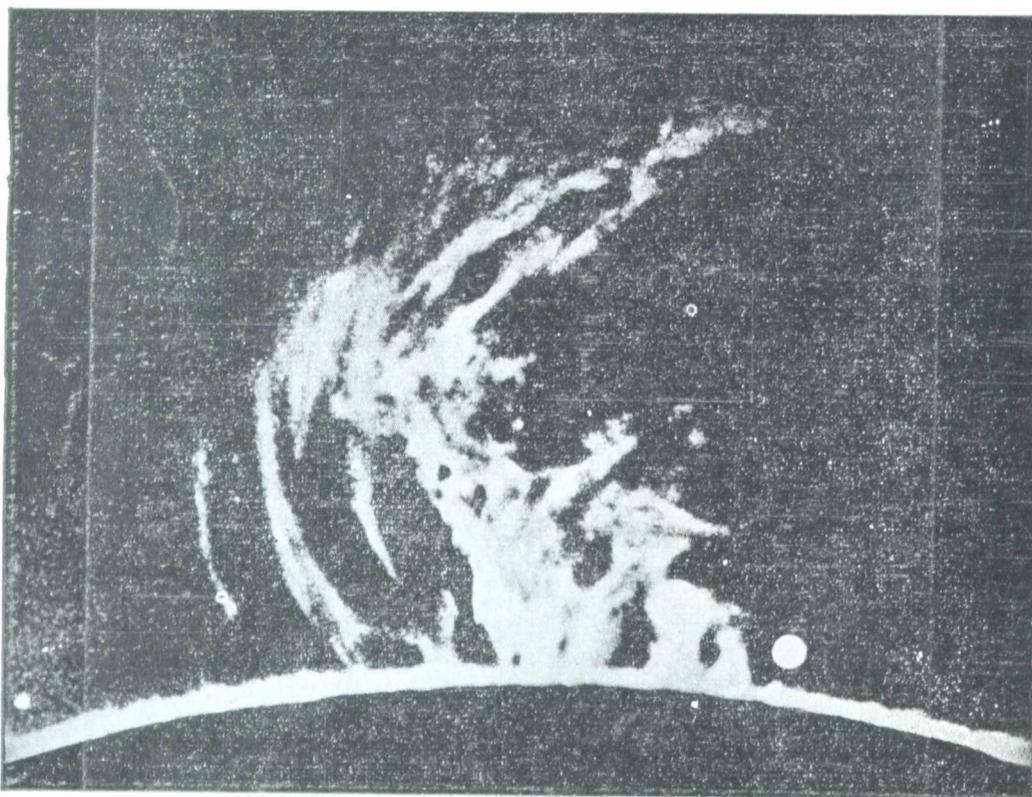


Fig. 106. Enorme protuberancia eruptiva de 220.000 km. de altura, fotografada desde el Observatorio de Mount Wilson. El círculo muestra en escala a la Tierra.

mente sobre la superficie del Sol, y *eruptivas* que emergen violentamente de la superficie del astro como si fueran efectos de verdaderas explosiones. A estas últimas se las llama también *metálicas* porque en sus espectros aparecen rayas de *vapores metálicos* no contenidos en los de las tranquilas, donde sólo se manifiestan las del *hidrógeno*, el *calcio* y el *helio*. Parece comprobado el hecho de que las protuberancias eruptivas están estrechamente ligadas a las manchas solares, pues aparecen en las latitudes de éstas, y están sujetas al mismo período undecenal. De este período participan

también las protuberancias tranquilas, con la salvedad que éstas se forman en todas las latitudes y aun en los mismos polos del Sol.

Mientras la mayor parte de las protuberancias adquieren por lo general alturas inferiores a 1', algunas alcanzan hasta 10', o más, registrándose el caso de una vista desde el Observatorio de Yerkes, cuya altura abarcaba 19' equivalentes a unos 830.000 km., algo más del diámetro de la órbita lunar (cada minuto de ángulo a la distancia del Sol, equivale a unos 43.000 km.).

Las protuberancias eruptivas pueden considerarse como remolinos ascendentes con velocidades a veces de varios cientos de kilómetros por segundo. Es digno de mención el caso de una de estas protuberancias observada en 1910, cuya altura en la primera medición era de unos 120.000 km.; al cabo de unos 40m llegó a ser, de 250.000 km. y una hora después alcanzó a los 450.000 km. A las tres horas de esta última observación, no quedaban rastros de la misma en el limbo del Sol.

CONSTITUCIÓN QUÍMICA DE LA CROMOESFERA. — Los espectros obtenidos en momentos propicios, de las atmósferas envolventes del Sol, son casi en su totalidad espectros de emisión, a rayas brillantes correspondientes a gases en incandescencia, diferenciándose notablemente del espectro normal del Sol, constituido por rayas oscuras de absorción.

En las protuberancias predominan el *hidrógeno* y el *calcio* acompañados a veces del *helio*. En el caso de las protuberancias eruptivas, el análisis espectral suele revelar con frecuencia la existencia de vapores de *hierro*, *titanio*, *magnesio*, *escandio*, *estroncio* y *aluminio*.

Las capas superiores o externas de la cromoesfera, dan lugar a espectros casi análogos a los de las protuberancias tranquilas, revelando que el origen de éstas está en dichas capas. En cambio, en las capas inferiores o internas, predominan los metales, apareciendo también algunos metaloides: de estas capas emergen las protuberancias eruptivas.

Los espectros de la cromoesfera pueden tomarse durante más de media hora, no sólo durante los eclipses totales de Sol, sino también en los grandes eclipses parciales. Se han individualizado, estudiando sus rayas brillantes, casi todos los elementos químicos y en especial *hidrógeno*, *calcio*, *helio*, *hierro*, *titanio*, *magnesio*, *escandio*, *estroncio*, *aluminio*, *cobalto*, *cromo*, *níquel*, *bario*, *sodio*, *vanadio*, *silicio*, *iterbio*, *zirconio*, *manganeso* y *carbono*.

Los tres elementos nombrados al principio de la nómina aparecen en toda la cromoesfera, mientras que el *manganeso* y el *carbono* sólo están contenidos en la *capa de inversión*.

d) CORONA

144. CORONA. LUZ ZODIACAL. — La cuarta envoltura del Sol, o sea, la atmósfera más externa del astro, está constituida por la *corona*.

Durante los eclipses totales de Sol, la Luna se deja ver como un disco de un negro intenso orlado por una aureola sumamente luminosa, que es la corona. La forma de ésta varía de uno a otro eclipse, presentándose a veces casi cuadrada, y en ocasiones estrellada debido a la presencia de penachos que a modo de banderolas se extienden a largas distancias del borde del Sol. Estas banderolas suelen alcanzar hasta el millón y medio de kilómetros, en longitud.

Hay que distinguir dos especies de coronas, diferenciadas por características que les son propias: 1º, la *corona interior* formando casi un anillo luminoso de algunos minutos de amplitud; 2º, la *corona exterior* de menor brillo que aquélla, de forma y dimensiones variables de eclipse a eclipse. La luminosidad de esta corona se va atenuando a medida que se aleja del astro y de ella emergen las banderolas que en ocasiones le dan un aspecto aureolado.

El astrónomo HALLEY describe a la corona en general, como "un anillo luminoso de color blanco pálido, o mejor, perla con reflejos de

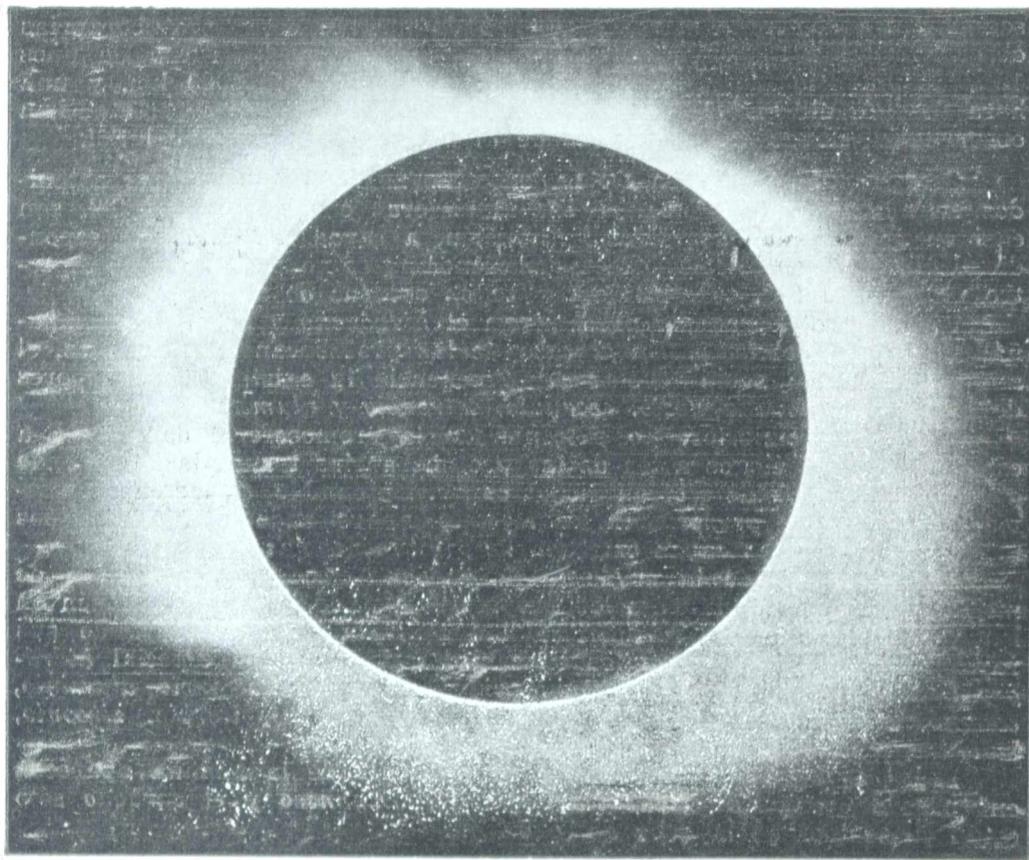


Fig. 107. — Aspecto de la corona durante la fase total del eclipse de Sol del 28 de mayo de 1900. (Fotografía tomada por el Observatorio de Yerkes).

arcos iris", pero debe tenerse en cuenta el cambio de aspecto que experimenta de un eclipse a otro. Por otra parte los distintos observadores de la corona durante un mismo eclipse, difieren en sus apreciaciones, sobre todo en cuanto a forma y a extensión, y aun las mismas fotografías obtenidas en un eclipse total, la muestran distinta en forma e intensidad por diversas circunstancias, como ser duración de la exposición, sensibilidad de las películas, etc.

En general, las dos especies de coronas no pueden obtenerse nítidas en una sola fotografía, por cuanto los tiempos de exposición deben ser muy distintos según se pretendan obtener imágenes fieles de la corona interior o exterior.

La forma y dimensiones de la corona están ligadas al período undecenal del Sol relativo a manchas; en los mínimos de éstas, la corona parece condensarse hacia el ecuador solar, apareciendo en los polos algunos penachos cortos y tomando en conjunto una forma alargada. En cambio, en las épocas de los máximos de manchas, los penachos se muestran casi igualmente en los polos que en el Ecuador, y toda la corona va regularizando su forma hasta hacerse casi anular.

Se ha querido medir la luminosidad de la corona durante diversos eclipses, llegándose a resultados muy dispares. En el de 1893 encontró TURNER que su luminosidad total era de 0,6 Luna llena, mientras que cinco años después obtenía el número 1,1, es decir, una luminosidad algo superior a la de la Luna llena. Otras determinaciones efectuadas durante el eclipse de 1905, demostraron que la luz de la corona en esa ocasión era alrededor de la sexta parte de la que nos envía nuestro satélite en el plenilunio. Actualmente, se admite que la luminosidad de la "corona" es de 0,5 Luna llena. Con el coronógrafo de Lyot, mediante eclipses artificiales, puede observarse en pleno día la parte interna de la corona.

La luz emitida por la corona, es en parte *polarizada*, según las comprobaciones de YOUNG. Este astrónomo encontró que el tanto por ciento de luz polarizada crece con la distancia al borde del Sol, llegando a un máximo de 37 % a los 5' de tal distancia, para decrecer después lentamente. Eclipses posteriores confirman la hipótesis de Young, de la cual puede deducirse *que buena parte de la luz de la corona es reflejada*.

En cuanto a la constitución de la corona, parece ser una mezcla de gases y partículas sólidas muy finas y aisladas entre sí, provenientes de las explosiones solares que originan las protuberancias, al enfriarse los gases incandescentes que las integran. Estas partículas o residuos se mantienen en equilibrio por el efecto de dos fuerzas: la atracción newtoniana que las impele hacia el centro del Sol, y la repulsión ejercida por las radiaciones luminosas (presión de la luz) que tiende a alejarlas.

CONSTITUCIÓN DE LA CORONA. — El espectro tomado sobre la corona exterior, muestra todas las rayas de Fraunhofer del espectro normal del Sol, por cuanto la luz que la ilumina es la que proviene de este astro.

En el espectro de la corona interior, desaparecen las rayas de Fraunhofer, para dar lugar, a medida que nos aproximamos al borde solar, a un espectro continuo con caracteres análogos a los que producen los sólidos incandescentes. El máximo de luminosidad en este espectro aparece corrido hacia el rojo, lo que denota una temperatura relativamente baja, comparada a la de las capas anteriores ya estudiadas. Aparece también otro espectro característico con rayas de emisión, en particular una verde, cuyo origen se atribuyó en un principio a un elemento desconocido en la Tierra al cual se dió el nombre de "coronium". En la actualidad se desecha tal hipótesis*.

Lo original de estos espectros de la corona es que en cada eclipse suelen presentarse con rayas no vistas antes, por lo que hay que suponer que los materiales de esta atmósfera solar no están siempre distribuidos con uniformidad, y que su verdadera constitución química nos es aún desconocida.

El astrónomo CAMPBELL ha creído controlar en la corona un movimiento de rotación en el mismo sentido que el del Sol a razón de 3 ó 4 kilómetros por segundo, vale decir, que dicha atmósfera además de participar de la rotación solar, tendría un movimiento propio con la velocidad apuntada.

* Varias líneas atribuidas antes al "coronium" han sido identificadas últimamente (Hopfield, Bruin, Lyot, etc.) como pertenecientes al átomo neutro (no ionizado) de oxígeno. En 1923 Adam y Joy observaron cinco líneas corona'les en la estrella Nova R. S. Ofiuco. En nuestros días las llamadas líneas del "coronium" se atribuyen al calcio 11 y 12 veces ionizado y al hierro 12 y 14 veces ionizado.

LUZ ZODIACAL. — Las radiaciones luminosas del Sol, a manera de una “brisa continua”, repelen hacia el exterior a las partículas sólidas más ligeras contenidas en la atmósfera externa o corona. Dichas partículas o polvo cósmico electrizado, parecen disponerse en el espacio formando un inmenso lente biconvexo cuyo diámetro

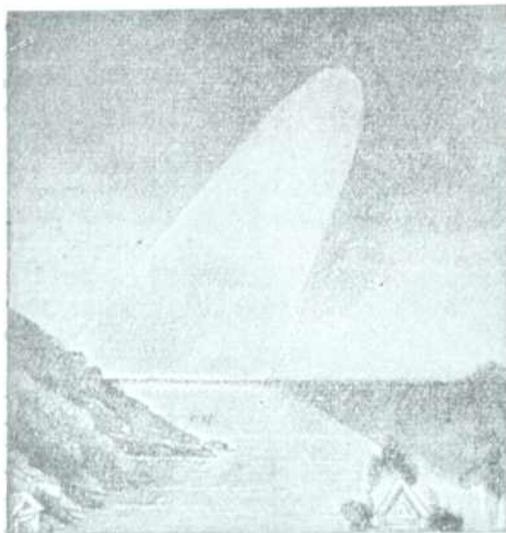


Fig. 108. Luz zodiacal en el Japon. según Jones.

está orientado en el plano de la eclíptica. El centro de dicho lente es ocupado por el Sol, y la longitud del semieje mayor abarca unos 50° , mientras que el menor sólo alcanza a unos 20° .

Cuando el Sol está bajo el horizonte antes de la salida y después de la puesta, y sobre todo en las épocas de los equinoccios, suele observarse desde ciertos lugares intertropicales, una iluminación pálida cercana a los puntos de salida o puesta del astro, adoptando la forma de una semielipse. Este fenómeno, que se conoce bajo la denominación de luz zodiacal (fi-

gura 108), se atribuye a la iluminación del polvo cósmico del lente antes mencionado, por los rayos del Sol.

EJERCICIOS Y PROBLEMAS

146. ¿Qué latitud heliográfica tienen los polos solares?
R.: 90° .
147. ¿A qué distancia del ecuador solar está una mancha situada a los $25^\circ 23'$ de latitud heliográfica?, (tomar 700.000 km. como valor del radio).
R.: 310.000 km. (aprox.).
148. ¿Qué superficie abarca una mancha solar de forma circular cuyo diámetro aparente es de $18''$? (tomar $1' = 43.000$ km.).
R.: 131.250.000 km.² (aprox.).
149. ¿Que altura tiene una protuberancia solar vista bajo un ángulo de $11' 28''$? ($1' = 43.000$ km.).
R.: 493.000 km. (aprox.).
150. ¿Qué arco de paralelo solar ha recorrido una mancha del Sol al cabo de 4d11h?
R.: $64^\circ 12'$.

151. ¿En qué tiempo una mancha ecuatorial del Sol recorre $74^{\circ}18'$ del ecuador del astro?
R.: 5d3h50m.
152. ¿Cuál es la velocidad angular de rotación del Sol en 1 minuto de tiempo?
R.: $36'',12$.
153. ¿Qué superficie abarca un huso solar de 15° , expresado en km^2 ?
R.: 256.000.000.000 km^2 (aprox.).
154. ¿Cuál es el perímetro, expresado en km., del disco solar?
R.: 4.400.000 km. (aprox.).
155. ¿A cuántas vueltas de ecuador terrestre equivale la longitud de una protuberancia solar observada bajo un ángulo visual de $19'$?
R.: 20,4 vueltas.
156. ¿A cuántas veces la superficie terrestre equivale una mancha circular del Sol, cuyo diámetro se ve desde la Tierra bajo un ángulo $1'$?
R.: 2,9 veces

LIBRO TERCERO

LA TIERRA (5)



ESTRUCTURA, FORMA Y DIMENSIONES

145. LA TIERRA CONSIDERADA COMO ASTRO. — La Tierra presenta en el espacio el mismo aislamiento que muestran el Sol, la Luna, los planetas y las estrellas en general. Su forma, más o menos esférica, la apreciamos en los eclipses de Luna, donde siempre la sombra proyectada por el cuerpo que habitamos, aparece circular.

Las dimensiones del globo terrestre comparadas a las del Sol, ya vistas en parágrafo 136, son muy reducidas. Situada a 150.000.000 km. de distancia al Sol, la Tierra rota en un día sideral (29) alrededor de un eje inclinado en $66^{\circ}33'$ respecto al plano de la eclíptica (78) en el sentido directo. Consecuencia inmediata de esta rotación, es el movimiento aparente diurno de la esfera celeste (7; 30) del cual participan todos los astros, y cuyas leyes se han estudiado en el libro I.

Como cuerpo opaco, y por su traslación anual alrededor del Sol, la Tierra debe ser considerada como uno de los *planetas primarios*, ocupando en orden de distancia al astro central, el tercer lugar, después de *Mercurio* y *Venus*.

146. ESTRUCTURA INTERIOR DEL GLOBO TERRAQUEO. — Poco es lo que conocemos sobre la configuración y constitución interior del astro que habitamos, pues apenas si ha sido escrutado hasta unos dos kilómetros de profundidad a partir de su superficie. Las hipótesis corrientes a ese respecto, presentan al planeta como integrado por un núcleo central constituido por un conglomerado de materias en fusión, debido a elevadas temperaturas, envuelto en una corteza sólida de poco espesor formada en su mayor parte por materiales pétreos, y de la cual sólo conocemos la parte externa hasta la profundidad antes apuntada.

En pro y en contra de tales hipótesis, diferenciables en detalles, pueden aducirse una serie larga de argumentos, entre los cuales entresacamos los de mayor consistencia, enumerando primero los que parecen confirmarlas, y a continuación los que tienden a desvirtuarlas.

a) ARGUMENTOS QUE ABONAN EN APOYO DEL NÚCLEO CENTRAL EN FUSIÓN. — Consideramos como fundamentales los que siguen:

1º *La temperatura de la corteza externa aumenta con la profundidad.* Este aumento de temperatura es efectivo, aun cuando variable de

lugar a lugar. Se llama *grado geotérmico*, a la profundidad, supuesta constante, a que hay que bajar para obtener un aumento de 1º centígrado de temperatura. El grado geotérmico parece tener un valor medio comprendido entre 30 y 40 metros, por más que en algunos puntos del planeta apenas si alcanza a unos pocos metros, mientras en otros sobrepasa a los 100.

Si suponemos constante e igual a 35 metros al grado geotérmico, encontramos que a los 210 km. de profundidad, la temperatura alcanzaría a 6.000º, con lo cual los materiales constitutivos del planeta, conocidos por el hombre, hasta los más refractarios, estarían en fusión.

2º Es evidente que durante el proceso geológico de formación del planeta, las materias más livianas deben haberse remontado a la superficie, constituyendo la corteza exterior, por la misma razón que un trozo de hierro flota en una cuba de mercurio. El hecho se ve confirmado teniendo en cuenta que la densidad media de los terrenos del fondo del mar es superior a la que se obtiene en las capas superficiales de los continentes.

3º Las fuentes termales comprueban en forma irrefutable, la existencia de temperaturas elevadísimas en el seno de la Tierra, temperaturas que no pueden circunscribirse a determinadas regiones del núcleo, porque en tal caso el calor se repartiría fácilmente por radiación y convección, sin explicarse entonces la existencia de aquellos manantiales.

4º Los volcanes arrojando lavas candentes durante siglos, comprueban temperaturas tan elevadas en el seno de la Tierra, que parece aventurado concebir sustancias sólidas que no entren en fusión a tales temperaturas.

b) ARGUMENTOS EN CONTRA DEL NÚCLEO CENTRAL EN FUSIÓN. — Entre las razones que se invocan para desvirtuar las anteriores, creemos de mayor valor las que se expresan a continuación:

1º Las elevadas temperaturas internas de la Tierra pueden ser originadas por la presencia de *radio* o sustancias radioactivas en el seno de la misma.

Investigaciones efectuadas por LIEBENOW, parecen comprobar que todos los efectos atribuidos al calor central del planeta, se explicarían admitiendo que en la masa de la Tierra existieran 0,000.000.2 gr. de radio por cada metro cúbico, proporción que en apariencia no tiene exageración alguna.

2º Si el núcleo central del planeta estuviera en fusión, sería poco menos que absurdo admitir que la corteza envolvente pueda resistir a las enormes presiones provenientes del flujo y reflujo originados sobre la masa flúida por las acciones de la Luna y el Sol, a no ser que las dimensiones de aquel núcleo fueran insignificantes ante el espesor de la costra externa.

En realidad, la Tierra ante tales mareas se comporta como un todo sólido. No debemos olvidar que las mareas se manifiestan también sobre los sólidos elásticos (mareas rígidas), aun cuando con efectos notablemente atenuados, y a este respecto parece comprobado que el planeta las resiste cual si fuera un cuerpo tres veces más rígido que el acero.

3º La física nos enseña que la presión actúa sobre la temperatura de fusión de las diversas sustancias, en forma de favorecer al estado en que los cuerpos adquieren menor volumen. Por esta ley, se justificaría la persistencia del estado sólido en el centro del planeta, pese a las elevadas temperaturas, teniendo en cuenta que el caso de sustancias que se contraen con la fusión, puede considerarse excepcional (hielo, bismuto y algunas otras). En los laboratorios, las más fuertes presiones obtenidas alcanzan a algunas toneladas por centímetro cuadrado, siendo difícil, por consiguiente, prever los efectos de presiones centenares

de veces más elevadas, como parecen ser las que imperan en el centro del planeta.

De estas objeciones a las hipótesis del núcleo central en fusión, deduce WIECKERT que la estructura de la Tierra debe ser la siguiente: en primer lugar, un núcleo metálico al estado sólido cuya densidad valora en 8,2; en segundo, una capa plástica de poco espesor integrada por masas minerales al estado pastoso (magmas); y en tercero, una corteza pétreo envolvente de 1.500 kilómetros de espesor y una densidad media de 3,2.

La hipótesis de Wieckert ha sido a su vez objeto de numerosas réplicas que no caben dentro del carácter elemental de esta obra. Es de interés consignar que LORD KELVIN (Benjamín Thomson, 1824-1907), la admite, con la salvedad de reconocer, según lo muestran los volcanes, la presencia de masas fundidas en el seno de la Tierra, aun cuando en mucha menor proporción que las sólidas.

En la actualidad se considera a nuestro planeta como constituido por un núcleo central que los geólogos llaman "Nife", por considerarlo formado por níquel y hierro. Envuelven al mismo varios estratos silico-magnésicos y sílico-aluminosos, a los cuales se les designa bajo las denominaciones de "Sima" y "Sial", contorneados por los estratos sedimentarios en que aparecen las primeras manifestaciones de vida orgánica. Estos últimos son divididos por los geólogos en conformidad con la mayor o menor antigüedad de formación, en cuatro épocas:

a) Epoca paleozoica (primaria). Al estrato correspondiente se le atribuye un espesor de 15 km. En este período de la Tierra, la flora se manifiesta por las criptógamas, entre ellas las coníferas que dieron lugar a las formaciones de hulla. Se presumen para este período elevadas temperaturas, gran humedad atmosférica y abundancia de anhídrido carbónico en el aire. La fauna de esta época se reduce a moluscos, reptiles, peces y gusanos.

b) Epoca mesozoica (secundaria). Las actividades volcánicas del planeta se encalman en este período; el clima adquiere variantes de región a región y al par que van apareciendo las fanerógamas, comienzan a desarrollarse los primeros mamíferos, como ser los marsupiales. También son de esta época los primeros pájaros, abundando asimismo los moluscos cefalópodos y los reptiles gigantescos: dinosaurios, plesiosaurios e ictiosaurios.

c) Epoca cenozoica (terciaria). Vuelven a recrudecer las actividades volcánicas formándose las grandes cordilleras. Los mamíferos superiores adquieren un gran desarrollo y aparece toda una variedad de volátiles con caracteres distintos a los de la época anterior.

d) Epoca antropozoica (cuaternaria). En esta época aparece el hombre, el más evolucionado de los seres organizados. Los geólogos, teniendo en cuenta el espesor de los estratos sedimentarios, calculan que desde la iniciación de la época paleozoica a nuestros días han transcurrido varios centenares de millones de años.

Por las transformaciones que experimentan los elementos radio-activos, pasando sucesivamente el uranio al estado de helio, radio y plomo.

y designando por r a la relación $\frac{Pb}{U}$ entre el peso del uranio U y el del

plomo Pb , producido al cabo de T millones de años, se ha calculado con aproximación:

$$T = 7400r.$$

Por los resultados que se obtienen por aplicación de esta fórmula, puede calcularse, con cierta aproximación, la edad de la Tierra.

FORMA Y DIMENSIONES DE LA TIERRA

147. **PRUEBAS RELATIVAS A LA REDONDEZ DE LA TIERRA.**—La antigüedad griega, según lo expone TOLOMEO en “*El Almagesto*”, desechó la hipótesis de una Tierra plana, admitiendo en cambio la de su redondez, después de haber meditado obre las siguientes observaciones, aducidas aun en el día como pruebas de la última hipótesis mencionada:

1º *Los instantes de salida y puesta de un mismo astro aparecen adelantados en las localidades situadas más al Este. Esta comprobación permite a Tolomeo afirmar que “la Tierra es redonda de Este a Oeste”.*

2º *Viajando hacia el Sur, los astros que culminan al norte del cenit bajan hacia el horizonte boreal, y los que lo hacen al sur de aquel punto se elevan sobre el horizonte austral. Este hecho complementa la observación anterior, permitiendo prever que “la Tierra también es redonda de Norte a Sur”, y que el plano del horizonte es cambiante en posición de lugar a lugar.*

3º *Las embarcaciones al alejarse de la costa parecen irse hundiendo pensadamente en las aguas hasta desaparecer, observándose desde ellas un efecto análogo respecto a las elevaciones de la tierra firme, como ser edificios, arboledas, montes, etc. Luego la superficie de los mares es convexa.*

4º *Los eclipses de Luna se inician con antelación en las localidades más occidentales, siendo siempre circular la sombra proyectada por la Tierra sobre el disco del satélite.*

Estas comprobaciones de Tolomeo pueden completarse con las que se siguen enunciando:

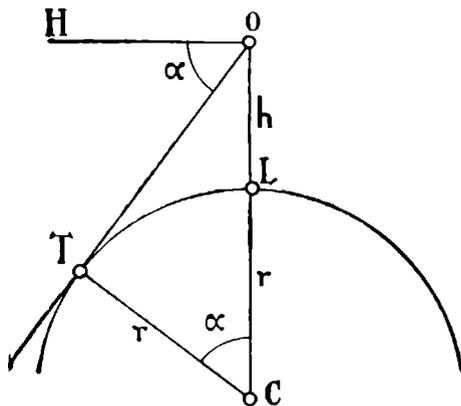


Fig. 109. — El radio de la Tierra y la depresión del horizonte.

5º *La depresión de horizonte (ver parágrafo siguiente), es poco menos que constante en todos los lugares de la Tierra, para una misma altura sobre el nivel del mar (altitud).*

6º *Los viajes de circunnavegación, tan frecuentes en nuestros días, pueden efectuarse en toda dirección y sentido.*

Las seis pruebas citadas alejan toda duda sobre la forma aproximada del planeta que habitamos. En los parágrafos que siguen, trataremos de dar idea de la forma verdadera de la Tierra, valiéndonos

de sucesivas aproximaciones.

148. DETERMINACION APROXIMADA DEL RADIO DE LA TIERRA, POR LA DEPRESION DE HORIZONTE. — Sean C el

centro de la Tierra, L un punto de la superficie del mar, y O la posición del ojo de un observador situado a la altitud h sobre el nivel de las aguas (fig. 109).

La depresión de horizonte (14) permite calcular, aun cuando con grosera aproximación, el valor de la longitud r del radio de la Tierra.

Del triángulo OTC rectángulo en T , obtenemos:

$$r = OC \cos TCO;$$

pero:

$$\begin{aligned} \text{áng. } TCO &= \text{áng. } HOT = \alpha \\ (\text{lados perpendiculares}), \end{aligned}$$

valor que llevado en la expresión de r nos da de acuerdo a la figura:

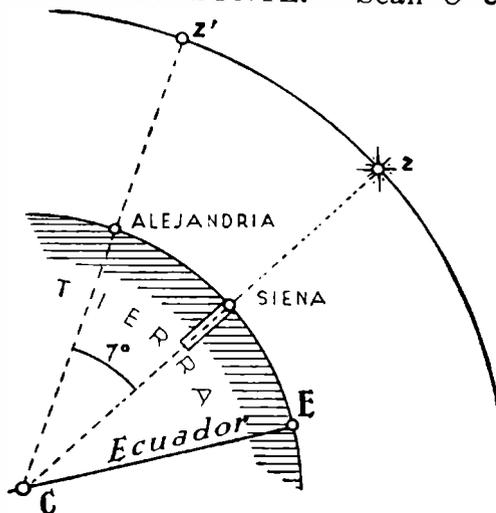
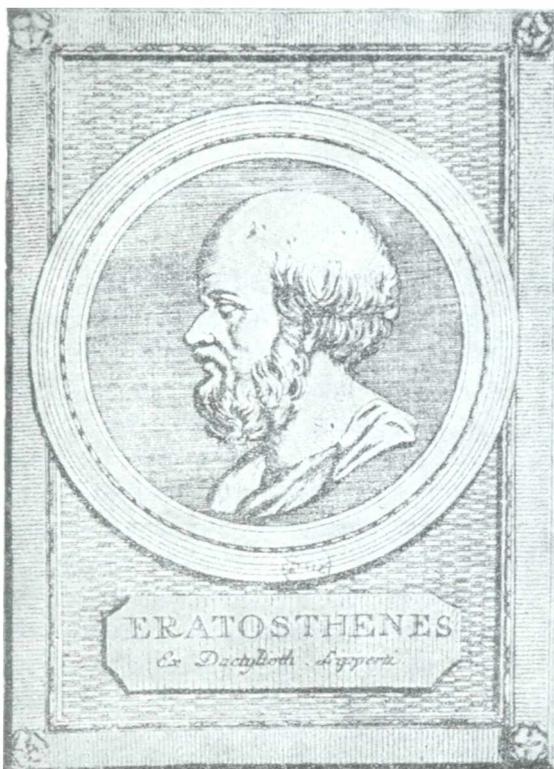


Fig. 110 a. — Eratóstenes calculó las dimensiones de la Tierra teniendo en cuenta que cuando el Sol estaba en el cenit en Siena, distaba aun 7° del cenit de Alejandria. Obtuvo como longitud del radio terrestre 40.107 estadios que equivalen a unos 6.300 kilómetros (1 estadio = 157 mts.).



$$\begin{aligned} r &= (r + h) \cos \alpha = \\ &= r \cos \alpha + h \cos \alpha, \end{aligned}$$

de la cual:

$$r = \frac{h \cdot \cos \alpha}{1 - \cos \alpha}.$$

Se obtienen por este método, midiendo cuidadosamente las magnitudes h y α , valores comprendidos entre 6.500 *km.* y 7.000 *km.* Como se verá más adelante, dichos valores son exagerados por exceso. Debe tenerse en cuenta que los valores obtenidos en las medidas de α son algo oscilantes, y además hay que someterlos a correcciones de refracción (27).

Agregamos una tabla con el alcance visual para alturas del ojo del observador comprendidas entre 1 m

y 900 m. El alcance visual (hasta el horizonte aparente) viene expresado en kilómetros.

TABLA DE ALCANCE VISUAL

ALTURA en metros	ALCANCE VISUAL en kilómetros	ALTURA en metros	ALCANCE VISUAL en kilómetros
1	3,9	60	29,9
2	5,4	70	32,2
3	6,7	80	34,5
4	7,7	90	36,6
5	8,6	100	38,5
6	9,4	200	54,5
7	10,2	300	66,7
8	19,9	400	77,1
9	11,6	500	86,2
10	12,2	600	94,4
20	17,2	700	102,0
30	21,1	800	109,0
40	24,4	900	115,6
50	27,2		

Estos valores varían ligeramente con la posición del observador sobre la Tierra.

149. DETERMINACION DE LA FORMA DE LA TIERRA. —

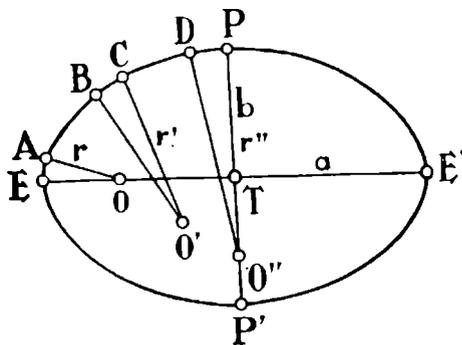


Fig. 111. — Forma aproximada del meridiano terrestre.

Las mediciones de arcos de meridianos terrestres efectuadas en distintas latitudes, y en función de las cuales se deduce la forma más o menos exacta del planeta, demuestran que cada meridiano es aproximadamente una elipse, cuyo eje menor PP' , coincide con el de rotación de la Tierra, y en consecuencia, el mayor EE' , no es más que la traza del meridiano sobre el Ecuador (fig. 111). Además, las mismas mediciones confirman que las distintas elipses meridianas, son sensiblemente iguales, de modo que la Tierra puede considerarse como el elipsoide engendrado

por la rotación de una de ellas alrededor del eje común PP' . Se sigue de tales consideraciones, que los radios de curvatura en distintas regiones del mismo meridiano, crecen desde el Ecuador a los polos, es decir:

$$r < r' < r''.$$

Luego: supuestos de igual amplitud los arcos EA , BC y DP (p. ejm., de 1°), sus longitudes son desiguales, porque se les puede considerar como arcos de 1° correspondientes a circunferencias de radios distintos con centros en O , O' , $O'' \dots$ etc.

La mayor longitud del arco meridiano de 1° , se obtiene en los polos de la Tierra y la menor en el Ecuador, es decir, que:

$$\text{arc. } DP > \text{arc. } BC > \text{arc. } EA.$$

Supongamos haberse ya medido los arcos EA y DP , correspondientes a 1° de meridiano en el Ecuador y un polo de la Tierra y sean:

$$\text{arc. } EA = 1^\circ = 110,6 \text{ km.}$$

$$\text{arc. } DP = 1^\circ = 111,7 \text{ km.}$$

En tal caso, el radio de curvatura correspondiente al Ecuador (en fig., r), será:

$$r = \frac{110,6 \times 360}{2 \pi} \text{ km.} = 6.337 \text{ km. (aprox.),}$$

y el correspondiente al polo (r'' en fig.), tendrá por valor:

$$r'' = \frac{111,7 \times 360}{2 \pi} \text{ km.} = 6.410 \text{ km. (aprox.).}$$

Conocidos los radios de curvatura mínimo y máximo de la elipse cuyos semiejes son a y b , los valores de éstos (geometría analítica) podrán calcularse por las ecuaciones siguientes:

$$r \text{ (mín.)} = \frac{b^2}{a} = 6.337 \text{ km.}$$

$$r'' \text{ (máx.)} = \frac{a^2}{b} = 6.410 \text{ km.}$$

las cuales resueltas conducen a:

$$a = \sqrt[3]{r''^2 \cdot r} \text{ km.} = 6.383 \text{ km.}$$

$$b = \sqrt[3]{r^2 \cdot r''} \text{ km.} = 6.361 \text{ km.}$$

Este cálculo, como se comprenderá, es sólo aproximado.

El aplanamiento del elipsoide terrestre en conformidad con los números obtenidos estaría expresado por:

$$\frac{a - b}{a} = \frac{6383 - 6361}{6383} = \frac{1}{290}.$$

Los relieves continentales no afectan mayormente la forma de la Tierra, ya que siendo el radio terrestre superior a 6.300 kilómetros, las mayores alturas del Himalaya (9.000 m.), sólo representan los 0,0007 del diámetro de la Tierra, apareciendo entonces el pico más elevado como un relieve de 1 mm. sobre una esfera de 1,40 m. de diámetro.

NOCIONES DE GEODESIA

150. MEDICION DE ARCOS DE MERIDIANOS. TRIANGULACION. — La forma y dimensiones de la Tierra, vistas en parágrafo anterior, se han determinado con mucha aproximación, midiendo previamente arcos de meridianos tomados en distintas latitudes del planeta*.

La *geodesia* (del gr. *geodaisia*; de *gê*, tierra, y *daiō*, dividir), es la rama de la astronomía que trata de la forma y dimensiones de la Tierra. Ambas finalidades se llenan midiendo las longitudes de arcos de meridianos de 1° de amplitud. Para ello deben efectuarse dos operaciones extremadamente delicadas:

a) Medir la distancia que separa *a* dos lugares determinados de la superficie terrestre.

b) Medir la distancia angular (2) entre los cenits de dichos lugares.

Sea (fig. 112), *AB* el arco de meridiano a medirse. El procedimiento geodésico para determinar su longitud es el que se conoce con el nombre de *triangulación*.

Ante todo, se eligen estratégicamente ubicados los puntos extremos del arco *AB*, cuyas longitudes geográficas deben ser

iguales, puesto que deben pertenecer a un mismo meridiano. A continuación se mide con la mayor exactitud posible la longitud de una

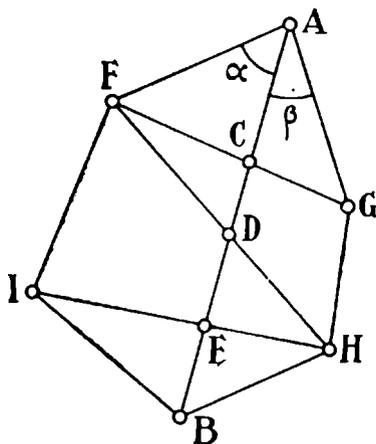


Fig. 112. — Triangulación.

* Es muy digno de mención el hecho de que el médico FERNEL, en el año 1650, efectuó la primera medición de un arco de 1° de meridiano comprendido entre *París* y *Amiens*, aprovechando de que ambas ciudades están casi sobre el mismo meridiano. Utilizó para ello un carruaje cuyas ruedas estaban munidas de contadores de vueltas. Obtuvo como longitud del grado medido, 57.070 toesas (1 toesa = 1,95 m.), es decir, 111,286 km. En 1669, PICARD halló 57.060 toesas, o sea, 10 menos.

base AF de triangulación, reduciendo el resultado, como así todos los que se obtengan posteriormente, al nivel del mar. De la mayor o menor exactitud de esta medida, dependerán las sucesivas, por lo cual en esta medición básica suelen invertirse largos períodos de tiempo, si se considera que la longitud obtenida debe someterse después a rigurosos controles.

A continuación se establece un vértice o estación G , al cual puedan dirigirse con comodidad, desde A y F , las visuales AG y FG , cuyos ángulos con la base AF se miden con la mayor precisión posible. Llegados a este punto, del triángulo AFG se conocen un lado AF y los ángulos adyacentes al mismo, es decir, A y F , por lo cual trigonómicamente pueden calcularse sus demás elementos, o sean, los lados AG y FG , y el ángulo G comprendido entre ambos.

Por otra parte, como es conocida la dirección del meridiano objeto de la medición, los ángulos α y β también son conocidos, y permiten resolver los triángulos parciales ACF y ACG , de cada uno de los cuales se conocen un lado y los ángulos adyacentes. Al resolverlos, obtendremos dos valores para el arco de meridiano AC , provenientes uno de cada triángulo, valores que debieran ser coincidentes, cosa que no ocurre en la práctica donde los resultados sólo pueden ser aproximados debido a la acumulación de los pequeños errores inherentes a toda medición.

Calculado el valor AC , se establece una nueva estación H , después otra I , y así sucesivamente, que permiten por procesos análogos al que se acaba de ver, obtener las longitudes de los arcos de meridiano CD , DE y EB que sumadas a la de AC , integrarán la longitud del arco AB objeto de la determinación. Conocida finalmente ésta, se calcula fácilmente la de todo el meridiano, suponiéndolo circular.

Esta operación, repetida en distintas latitudes, proporciona diversos valores relativos a la longitud del meridiano, en función de los cuales se trata de buscar la verdadera, con la aproximación posible. Al mismo tiempo, la desigual longitud de arcos de 1° en las diversas latitudes, permite obtener la forma del meridiano con mucha aproximación, y en consecuencia la de la Tierra considerada como elipsoide engendrado por la rotación de aquél alrededor de uno de sus ejes.

El aplanamiento polar, comprobado por estas mediciones, se atribuye a la rotación de la Tierra, cuando ésta, durante el proceso de formación, se encontraba al estado pastoso en razón de su elevada temperatura.

MEDICIÓN DE UN ARCO DE MERIDIANO EN LA ARGENTINA. — Por iniciativa del actual director del Observatorio de La Plata, Ing. FÉLIX AGUILAR, y bajo su inmediata dirección, se comenzó, en abril de 1938 a medir un gran arco de meridiano que se extiende desde el extremo norte al sur de nuestro territorio (fig. 113a). La figura 113b muestra una parte del trabajo ya efectuado, consistente en

el reconocimiento trigonométrico del terreno. Se ven en ella las bases de La Carlota y Hucal, que se medirán directamente con un alambre *Invar* (aleación de coeficiente de dilatación pequeño y de propiedades rigurosamente controladas). Estas bases están esca-

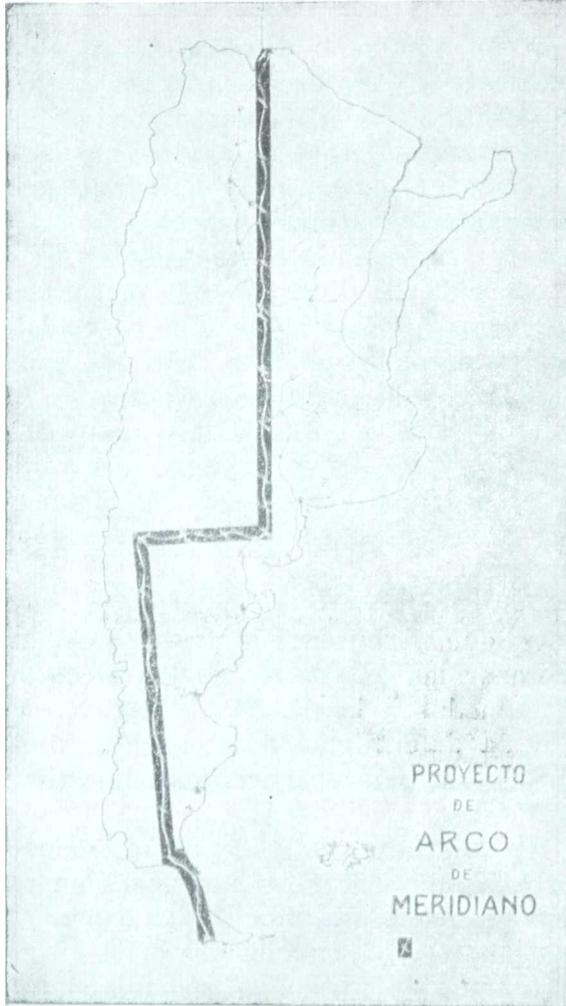


Fig. 113a. — Medida de un arco de meridiano en la Argentina.

lonadas de dos en dos grados de meridiano aproximadamente, oscilando sus longitudes entre 12.000 y 18.000 metros. El terreno de cada base se nivela en forma precisa pudiéndose garantizar hasta el centímetro en una longitud de 10.000 metros. Para lograr semejante exactitud, las marcas del alambre, distantes en 24 metros, se observan al microscopio, estando aquél tendido por pesos apropiados.

Cada vértice de la red de triángulos está constituido por un pequeño faro colocado en la parte más alta de una torre, que puede ser observado desde los vértices vecinos distantes de 20 a 30 kilómetros. Las mediciones de ángulos son siempre nocturnas, alcanzándose a determinar los mismos con una aproximación de tres décimos de segundo.

En la figura se ve que la base realmente medida no es uno de los lados de

la red de triángulos sino la diagonal menor de un cuadrilátero (casi un rombo), cuya diagonal mayor, calculable, será el primer lado de la red propiamente dicha. Con esta determinación que se piensa terminar en el año 1950, se podrá conocer la forma del *Geoide* en nuestro país y servirá de base para la confección de cartas exactas de nuestro territorio, cuya importancia de todo orden es incuestionable.

151. DIMENSIONES DE LA TIERRA: ELIPSOIDE DE HAYFORD. — Las primeras mediciones serias de arcos me-

ridianos, fueron las que llevaron a cabo las expediciones francesas destacadas en el Perú (zona ecuatorial) y en Laponia (zona polar), entre los años 1735 y 1744. La primera obtuvo para el arco de 1° , una longitud de 56.734 toesas, que equivalen a 110.631 metros, mientras la segunda encontró 57.438 toesas, o sean, 112.004 metros. Dichos resultados correspondían a un achatamiento

polar de $\frac{1}{180}$ (muy grande).

Posteriormente, en 1880, después de haberse efectuado numerosas mediciones de arcos meridianos, sobre todo en Rusia e Indias, obtuvo CLARKE, basado en ellas, resultados más precisos que los encontrados por BESSEL en 1841, después de medir la longitud del arco meridiano de 1° en Prusia Oriental.

Más recientes aun, y de mayor aproximación, son los resultados obtenidos a base de las mediciones efectuadas por una organización en que intervenían casi todas las naciones de Europa, y a la cual se adhirieron tiempo después otras de América.

De tales mediciones, HAYFORD en 1909, y HELMERT en 1912, deducen los números que se admiten en el día como la más fiel expresión de las dimensiones del elipsoide terrestre.

El congreso de Astrónomos reunido en 1928, decidió adoptar para lo sucesivo los resultados encontrados por Hayford.

Desde esa fecha, y para todas las determinaciones, se toma como elipsoide terrestre de referencia el de Hayford. Anteriormente se tomaba el de Bessel.

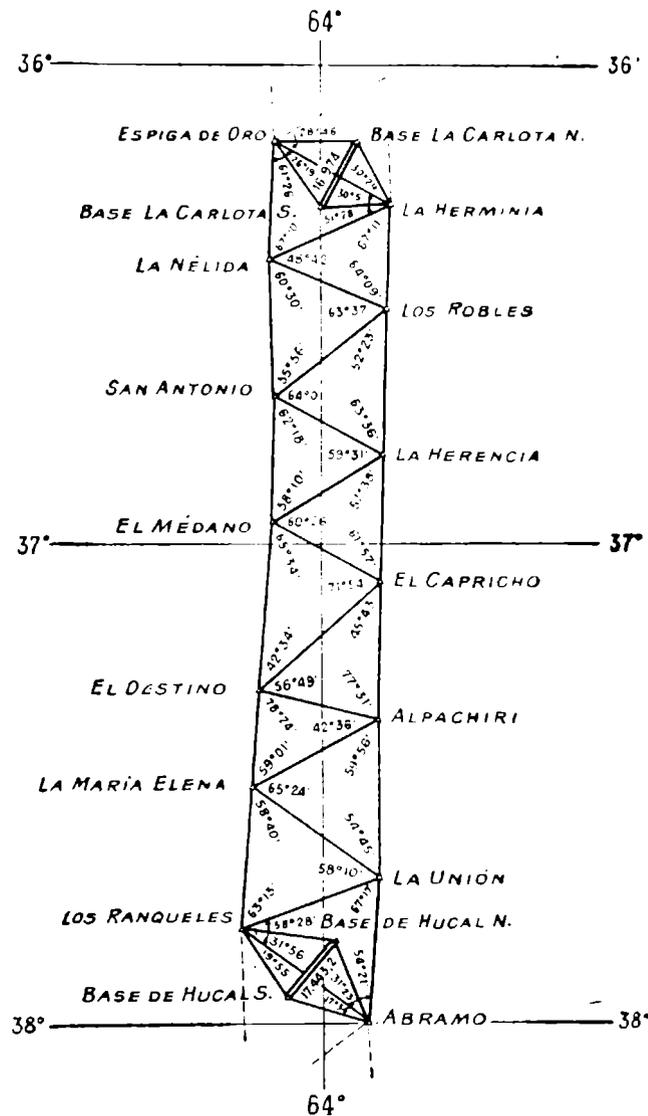


Fig. 113 b. — Red de triangulación de La Pampa entre las bases La Carlota y Hucal.

En el cuadro siguiente se consignan aquellos resultados, junto a los de Bessel, Clarke y Helmert: los achatamientos son calculados por la expresión $\frac{a-b}{a}$, donde a es el semieje mayor del elipsoide, y b el menor.

DIMENSIONES TERRESTRES

AUTOR	Año	Semieje mayor en metros	Semieje menor en metros	Achatamiento
Bessel	1841	6.377.397	6.356.079	1 : 299,2
Clarke	1880	6.378.249	6.356.515	1 : 293,5
Hayford	1909	6.378.388	6.356.912	1 : 297
Helmert	1912	6.378.192	—	—

En conformidad con las medidas de Hayford, la longitud del meridiano terrestre está dada por:

$$L = 40.007.472 \text{ metros.}$$

Luego el "metro patrón", confeccionado con los resultados obtenidos por MECHAIN y DELAMBRE después de la medición del arco de meridiano comprendido entre Dunkerque y Barcelona, es algo menor que la cuarenta millonésima ava parte de la longitud del meridiano, revelando, en consecuencia, un pequeño error en la medición apuntada.

A continuación se dan otras medidas relativas a la Tierra, deducidas del elipsoide de Hayford:

Longitud del Ecuador	40.075 km. 721 m.
" " trópico	36.778 "
" " círculo polar	15.996 "
" de 1° de meridiano en el Ecuador	110 " 564 "
" " 1° " " " la latitud de 45°.	111 " 121 "
" " 1° " " " el polo	111 " 680 "
" " 1° " Ecuador	111 " 307 "
" " 1° " trópico	102 " 129 "
" " 1° " círculo polar	44 " 508 "

152. EL PENDULO Y LA FORMA DE LA TIERRA. — El período de oscilación de un mismo péndulo varía con la latitud del lugar, alcanzando su valor máximo en el Ecuador. Dichas variaciones obedecen a dos causas:

a) La fuerza centrífuga, originada por la rotación del planeta cuya magnitud en el Ecuador equivale a $\frac{1}{289}$ de la gravedad, siendo nula en los polos.

b) El achatamiento polar de la Tierra.

Si la Tierra fuera un planeta esférico y homogéneo, carente de rotación, el período t de oscilación del péndulo de longitud constante sería invariable. Designando por l a la longitud de un péndulo y por g a la aceleración de la gravedad en la latitud φ , el período t de la oscilación simple para pequeñas amplitudes es dado por:

$$t = \pi \sqrt{\frac{l}{g}}, \text{ de la cual: } g = \frac{\pi^2 l}{t^2}.$$

Obtenidos con el péndulo una serie de valores $g, g', g'' \dots$, los radios terrestres en los lugares correspondientes podrán determinarse en una escala arbitraria r , y los números que los miden darán la imagen de la forma de la Tierra.

Por este método, y en base a numerosas determinaciones, obtuvo HELMERT en 1901, el número 1 : 298,3 como expresión del achatamiento polar.

153. FORMA VERDADERA DE LA TIERRA: EL GEOIDE. —

Cuando NEWTON enunció su célebre ley de la gravitación universal, previó que los meridianos terrestres serían curvas muy parecidas a la elipse, pero sin alcanzar a concebir la forma exacta que debía tomar la Tierra bajo las acciones conjuntas de la gravedad y la fuerza centrífuga.

Supongamos a la Tierra durante el proceso de su formación tomando en cierta época la forma elipsoidal bajo el efecto de su rotación. Esta forma no sería aún la definitiva, porque al deformarse el planeta se originarían cambios en la dirección e intensidad del campo gravitatorio, que darían lugar a un nuevo cambio de forma. Se desprende de ello, que la Tierra no puede ser una esfera aplanada en los polos como se la suele considerar en una primera aproximación, ni siquiera un elipsoide, al cual parecen conducir las determinaciones vistas en párrafos anteriores. La forma verdadera, a la cual LISTING llamó geoide (del gr. geoidés; de gê, tierra, y eoidés, forma), no tiene expresión geométrica posible, pero se caracteriza la superficie del geoide, por ser normal a todas las verticales (13).

Basándose en resultados obtenidos por medio del péndulo en la determinación de la forma de la Tierra, encontró HECKER, que el geoide es un cuerpo que sólo difiere del elipsoide achatado de revolución cuyas dimensiones se dieron en párrafo 151, en elevaciones y depresiones onduladas, que no alcanzan a 100 metros de altura, y que en algunas partes del planeta, sólo llegan a algunos decámetros.

En el supuesto de que los mares cubrieran a los continentes, la superficie de las aguas se dispondría según la del geoide.

La determinación de la forma del geoide en la Argentina (150), se lleva a cabo también bajo la dirección del Ing. FÉLIX AGUILAR, en base a medidas gravimétricas en conformidad con la figura 114.

154. DESVIACION DE LA VERTICAL.— La dirección de la gravedad en cualquier punto de la Tierra, o sea, la dirección del hilo a plomo, se llama *vertical verdadera* o *vertical astronómica* y es, según lo que

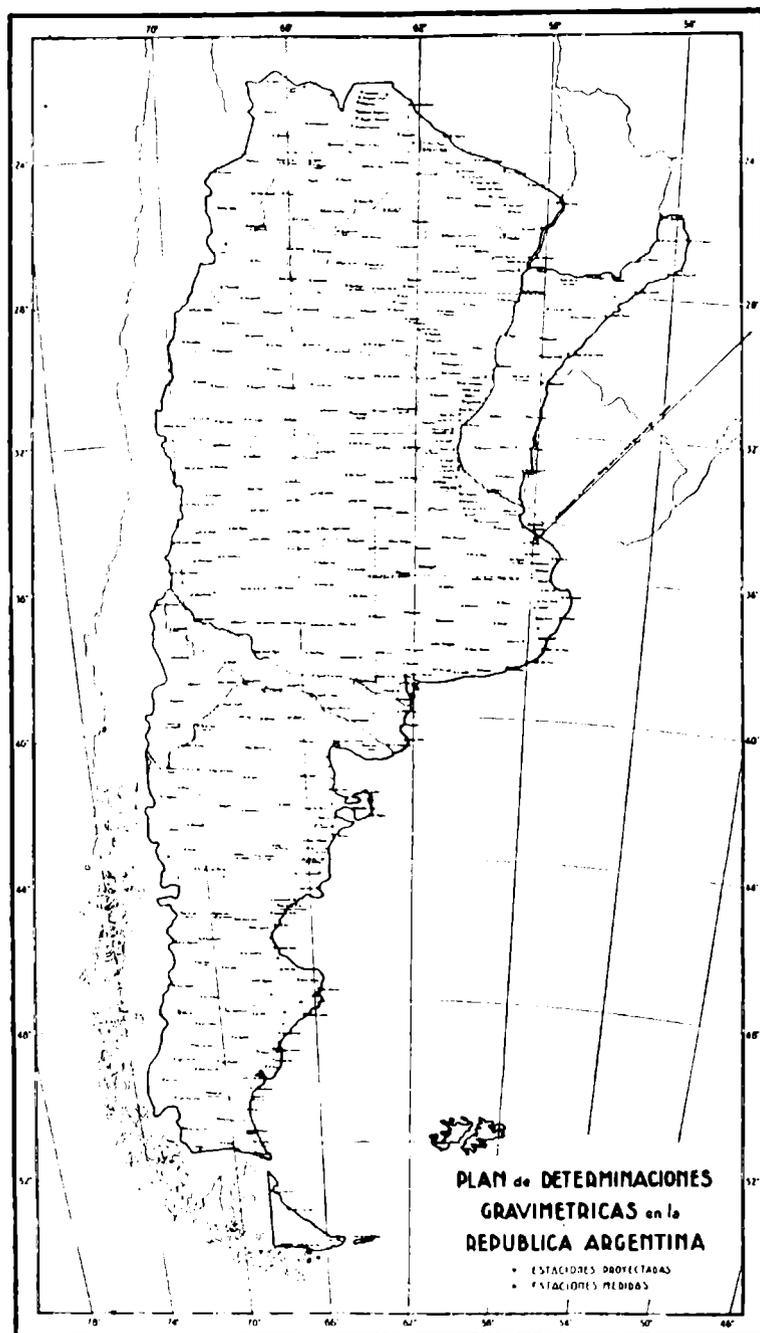


Fig. 114. — Estas determinaciones iniciadas en abril de 1936 bajo la dirección del Director del Observatorio de La Plata, ingeniero Félix Aguilar, proporcionarán la forma del geode en el territorio argentino.

acabamos de ver, constantemente normal a la superficie del *geode*. Para cálculos geodésicos, se utiliza frecuentemente la *vertical geodésica*, perpendicular siempre a la superficie del *elipsoide terrestre de referencia*

(HAYFORD), la cual no se identifica en general con la del geoido. Se deduce que ambas verticales no coinciden en todos los lugares de la Tierra, y al ángulo que comprenden se le llama *desviación de la vertical*. Se derivan de ello, para un mismo lugar, dos latitudes en general distintas: la *latitud astronómica* y la *latitud geodésica*, según que se trate del ángulo formado con el Ecuador, por una u otra de las verticales definidas.

En la figura 115, si suponemos que zB es la vertical astronómica, o verdadera, y $z'A$ la vertical geodésica del lugar L de la Tierra, los ángulos $zBE = \varphi$, y $z'AE = \varphi'$, son, respectivamente, las latitudes astronómicas y geodésicas del lugar L .

También se ha trazado en la figura, a la llamada *vertical geocéntrica* $z'T$, considerada en algunos cálculos. Pasa por el centro T de la Tierra y forma con el Ecuador EE' un ángulo que es la latitud geocéntrica de L .

La vertical astronómica es obtenida directamente por la observación, mientras que la geodésica es determinada por el cálculo. El ángulo de desviación permite seguir de punto a punto de la Tierra, la mayor o menor separación de las superficies del geoido y del elipsoide terrestre, y su valor máximo apenas si pasa de los 30".

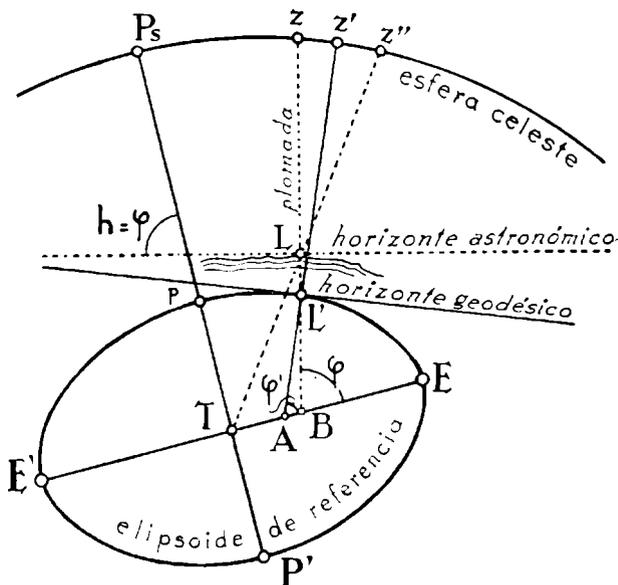


Fig. 115. — Vertical astronómica, vertical geodésica y vertical geocéntrica.

155. SUPERFICIE Y VOLUMEN DE LA TIERRA. — Si consideramos a la Tierra como una esfera de 6.366 km. de radio (radio medio) su superficie será:

$$S = 4\pi r^2 = 4\pi (6.366 \text{ km.})^2 = 500.000.000 \text{ km.}^2,$$

y su volumen quedará expresado por:

$$V = S \frac{r}{3} = 1.080.000 \text{ millones de km.}^3,$$

y con menos aproximación, pero en números redondos:

$$V = 10^{12} \text{ km.}^3 = 1 \text{ billón de km.}^3.$$

156. MASA Y DENSIDAD DE LA TIERRA. — Siendo:

$$g = k \frac{m}{r^2},$$

la expresión de la aceleración de la gravedad, donde k es la constante de gravitación, que se determina en otro lugar de esta obra (252), resulta:

$$m = \frac{g \cdot r^2}{k},$$

de la cual, introducidos los valores numéricos de g , r y k , se obtiene:

$$m = 5,96 \cdot 10^{27} \text{ gr.}$$

Designando por D a la densidad media de la Tierra, la calculamos por la expresión:

$$D = \frac{m}{V},$$

donde m es la masa y V el volumen del planeta.

Se admite como valor aproximado:

$$D = 5,5.$$

ENRIQUE CAVENDISH (1731 - 1810), la calculó por primera vez en 1798 utilizando su célebre balanza de torsión, y obteniendo un valor muy cercano al consignado (5,48).

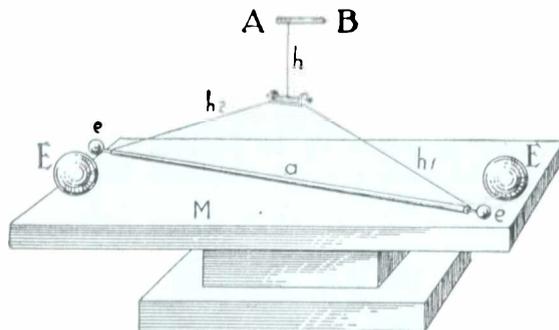


Fig. 116. — Balanza de Cavendish. La densidad terrestre se calcula atendiendo a la magnitud de las atracciones ejercidas por dos grandes esferas de plomo, sobre dos esferillas pendientes de un balancín. La torsión del hilo h permite el cálculo, teniendo en cuenta la magnitud de las masas actuantes.

Posteriormente, y por el mismo método, obtuvieron, REICH, en 1852, el valor 5,58; CORNÚ, en 1873, el número 5,56, y BRAUN, veinte años después, 5,53. JAMES y CLARKE, basados en la desviación de la vertical bajo la atracción ejercida por las montañas, encontraron en 1858, $D=5,32$. En 1856, AIRY, por un procedimiento poco exacto, utilizando el péndulo encontró $D = 6,57$, tomando primero el número de oscilaciones en el suelo, y luego desde el fondo de una mina profunda (donde la aceleración es mayor), para un mismo lapso t .

Otro método fué el aplicado por JOLLY en esta determinación, pesando un cuerpo en una balanza muy sensible, primero bajo la acción atractiva de una gran masa (una esfera de plomo de radio considerable) y después sin dicha acción. El resultado obtenido, fué: $D = 5,69$.

EJERCICIOS Y PROBLEMAS

157. ¿Qué radio corresponde a la Tierra supuesta esférica, sabiendo que para una altitud $h = 300$ m. corresponde un ángulo de $33'$ como depresión de horizonte?

R.: 7.000 km. (aprox.).

158. Siendo R el radio terrestre, h la altura del observador sobre el nivel del mar y d el alcance visual, demostrar qué vale aproximadamente $d = \sqrt{2Rh}$.
159. Sabiendo que Helmert calculó el semieje mayor de la Tierra en 6.378.192 metros, y Clarke el semieje menor en 6.356.515 metros, ¿qué achatamiento polar corresponde al planeta en el supuesto de ser exactas esas medidas?
R.: 1 : 294,2.
160. Si el semieje mayor de la Tierra mide, según Helmert, 6.378.192 metros, y el achatamiento es de 1 : 297 (Hayford), ¿cuál será la longitud del semieje menor?
R.: 6.356.717 metros.
161. Para Hayford, el semieje menor de la Tierra mide 6.356.912 metros, y para Clarke, el achatamiento polar es de 1 : 293,5, ¿cuál sería la dimensión del semieje mayor de la Tierra, según esas medidas?
R.: 6.378.645 metros.
162. Dos localidades situadas sobre el trópico de Capricornio, difieren en sus longitudes geográficas en $9^{\circ}24'$, ¿qué distancia las separa?
R.: 960 km. 12 mt.
163. ¿Qué diferencia de longitud geográfica existe entre dos puntos del círculo polar antártico separados por una distancia de 236 km.?
R.: $5^{\circ}18'8''$.
164. Un lugar del Ecuador situado a los $48^{\circ}14'$ de longitud occidental, está a 346 kilómetros al oeste de otro lugar del Ecuador, ¿cuál es la longitud geográfica de éste?
R.: $45^{\circ}7'30''$ occidental.
165. ¿Cuánto dista del meridiano de Greenwich un punto del Ecuador cuya longitud geográfica es de $11^{\circ}25'$?
R.: 1.270 km. 681 mt.
166. ¿En qué tiempo un andarín que camina a razón de 80 metros por minuto, puede recorrer 1° sobre el trópico?
R.: 21h16m36s.
167. Considerando que la Tierra es esférica, y sabiendo que la longitud de 1° de meridiano es de 111 km., hallar la expresión de la longitud de 1° de paralelo en la latitud φ .
R.: $111 \cdot \cos \varphi$ (km.).

MOVIMIENTOS DE LA TIERRA. ROTACION

157. INTERPRETACION DEL MOVIMIENTO DIURNO: LAS DOS HIPOTESIS.—El movimiento diurno de las estrellas sólo puede explicarse por dos hipótesis A y B, que se excluyen mutuamente.

La hipótesis A, abonada por la visión directa del Cielo, supone una Tierra inmóvil y a los astros rotando en conjunto alrededor del eje del mundo en el *sentido retrógrado de Este a Oeste*, en un día sideral. Cada estrella describe, pues, diariamente con movimiento propio, una circunferencia o paralelo celeste cuyo centro es un punto del eje del mundo.

La hipótesis B, admite para la Tierra un *movimiento real de rotación* alrededor del eje mencionado, en el mismo espacio de tiempo, y en el *sentido directo de Oeste a Este*, a consecuencia del cual todo el Cielo estrellado se desplaza aparentemente en el sentido opuesto.

En resumen: para la hipótesis A, es *real* el movimiento diurno de los astros, mientras que en la hipótesis B sólo es *aparente*.

La primera de esas hipótesis imperó como verdadera durante decenas de siglos; la segunda, admitida universalmente en el día, cimentó su validez en una larga serie de pruebas del todo irrefutables.

158. EQUIVALENCIA CINEMATICA DE AMBAS HIPOTESIS.—Antes de ocuparnos de las pruebas e indicios que abonan en pro de la rotación del planeta que habitamos, debemos demostrar que tal movimiento es posible, o en otros términos, que el movimiento diurno de los astros en el sentido Este a Oeste, conservará todas sus características, al admitir que la Tierra rota alrededor de un eje de Oeste a Este.

Por lo pronto, cuando viajamos, p. ejm., en tren en un sentido dado, nos parece que los objetos fijos situados a ambos costados de las vías, *se mueven en sentido contrario al de la marcha*, siendo más completa la ilusión, si la marcha se verifica sin oscilaciones ni trepidaciones sensibles. Este efecto se aprecia con más apariencias de realidad en los viajes por agua, cuando se concentra la vista desde la cubierta de la embarcación sobre la superficie de aquélla.

Sean p y p' los polos terrestres Sur y Norte, respectivamente, y $P_s P_n$ el eje del mundo. Si admitimos que $P_s A_1 P_n$ es el semimeridiano de longitud geográfica λ , el astro A_1 estará culminando

superiormente en el instante que lo muestra la figura 117, para todos los observadores de la Tierra cuya longitud sea la ya consignada, mientras el astro A_2 lo hará algún tiempo después, por ejm. una hora si la diferencia $T_1 - T_2$ entre sus ángulos horarios fuera de 15° . Dicho efecto, que es el que acontece en la realidad, se lleva a cabo bien asignando a la esfera celeste $P_s E P_n E'$ una rotación en el sentido retrógrado de flecha 1 en un día sideral, bien admitiendo una rotación de la Tierra, $p e p' e'$ en el sentido directo de flecha 2 con igual velocidad angular que la ya consignada. En este supuesto, el semimeridiano cualquiera $P_s A_1 P_n$ barrerá en veinticuatro horas siderales toda la esfera celeste, poniéndose en coincidencia uno tras otro con la totalidad de los semicírculos horarios de los diversos astros del Cielo, los cuales irán culminando sucesivamente en dicho semimeridiano.

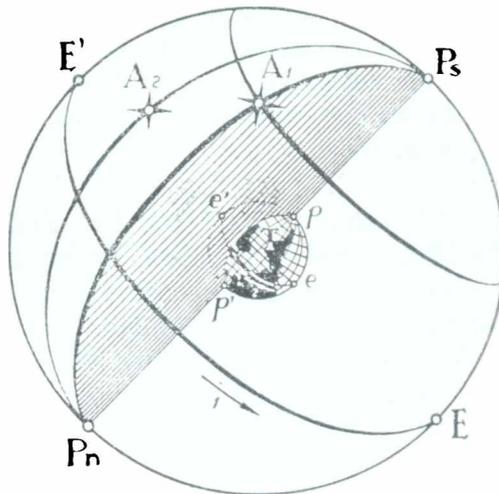


Fig. 117. — Equivalencia cinemática de las hipótesis A y B.

Estas consideraciones ponen de manifiesto la equivalencia cinemática de las hipótesis A y B, y por consiguiente la falsedad de una de ellas al ser verdadera la otra.

159. EL MOVIMIENTO DIURNO DE LAS ESTRELLAS ES APARENTE. — La posibilidad del movimiento de rotación de la Tierra, es indicio más que suficiente para concebir la inverosimilitud de un movimiento real de las estrellas alrededor del eje del mundo con *velocidad angular constante*. Este punto de vista se fortalece por diversas consideraciones, las cuales, por contraste, robustecen la hipótesis relativa a la rotación del planeta.

Enumeramos a continuación dichas consideraciones, que si bien no constituyen pruebas absolutas excluyentes de tales movimientos estelares, son, sin embargo, indicios casi convincentes de la inexistencia de los mismos.

1º Es aventurado admitir que las estrellas situadas a distancias tan desiguales de la Tierra, puedan girar alrededor de un eje que pasa por el centro del planeta con *velocidades lineales rígidamente proporcionales a tales distancias*. Además, esa posibilidad se hace más remota, si tenemos en cuenta que también participan en el movimiento diurno los astros errantes, *Sol, Luna, planetas, cometas*, etc.

2º La física moderna considera a la velocidad de la luz (300.000 kilómetros por segundo), como un límite insuperable para la mate-

ria en movimiento. De ser real el movimiento diurno de las estrellas, resultaría que una de ellas, la más cercana, situada a la distancia de cuatro años luz y supuesta sobre el Ecuador, se desplazaría en el espacio a razón de 2.600.000.000 de kilómetros por segundo, es decir, con una velocidad de casi 9.000 veces superior a la de la luz. Otras lo harían con velocidades de decenas y centenas de veces mayores a la ya apuntada.

160. ROTACION DE LA TIERRA: PRUEBAS EXPERIMENTALES. — Estas pruebas, basadas algunas en experiencias físicas, y otras en fenómenos controlados por el hombre sobre la superficie del planeta, son en realidad las que llevan a la convicción de que la Tierra rota diariamente en el sentido directo de Oeste a Este, alrededor de un eje coincidente con el que hemos llamado eje del mundo.

Consideramos como principales *pruebas directas*, las que a continuación se expresan:

1.º DESVIACIÓN DE LOS CUERPOS EN LA CAÍDA. — Si se supone real la rotación terrestre de Oeste a Este, la teoría prevé que los cuerpos que caen deben desviarse hacia el este de la vertical. En efecto: sean T (fig. 118), el centro de gravedad del planeta, P un punto del ecuador terrestre, y A un cuerpo situado en la parte superior de una torre a la altura h sobre el nivel de P . Al efectuar

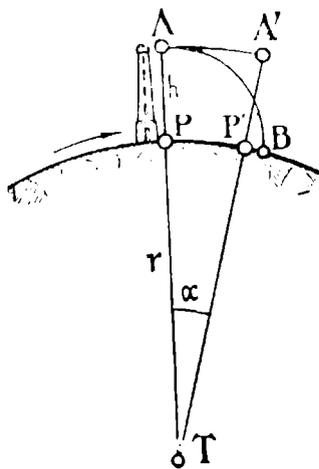


Fig. 118. — Los cuerpos al caer se desvían hacia el Este. (S. D.).

la Tierra la rotación α , los puntos A y P participando en el movimiento toman las posiciones A' y P' , y la vertical AT se dispone según $A'T$. En este movimiento, las velocidades lineales de A y P , son proporcionales a los radios de rotación $r + h$, y r , respectivamente, de modo que si las designamos por V y V' , se tendrá:

$$\frac{V}{V'} = \frac{r + h}{r} = 1 + \frac{h}{r},$$

de la cual deducimos:

$$V - V' = V' \cdot \frac{h}{r}.$$

Si imaginamos que se deja caer desde lo alto de la torre al cuerpo A , el movimiento de éste en el espacio será la resultante de dos movimientos: uno uniformemente acelerado en el sentido AP , y otro uniforme en el sentido AA' . Su trayectoria en el espacio (vista desde fuera de la Tierra), será, por lo tanto, una parábola. Durante el tiempo t que dura la caída, el desplazamiento del cuerpo hacia el Este será Vt , pues conserva su velocidad inicial V que es la de la cúspide A de la torre. La base de ésta,

durante ese tiempo, se habrá desplazado hacia el Este en $V' t$, de modo que el cuerpo se le habrá adelantado (hacia el Este) en:

$$e = V t - V' t = (V - V') \cdot t. \quad [1]$$

Por otra parte:

$$h = \frac{1}{2} g t^2 \quad \therefore \quad t = \sqrt{\frac{2h}{g}}, \quad [2]$$

y también, siendo T el tiempo empleado por la Tierra en su rotación:

$$V - V' = V' \cdot \frac{h}{r} = \frac{2\pi r}{T} \cdot \frac{h}{r} = \frac{2\pi h}{T}. \quad [3]$$

Llevando en la [1] los valores [2] y [3], resulta:

$$e = \frac{2\pi h}{T} \cdot \sqrt{\frac{2h}{g}}.$$

Haciendo los cálculos se obtiene una desviación de 33 milímetros por cada 100 metros de altura. En 1832, FREIBERG obtuvo una desviación de 28 mm. en una experiencia realizada en un pozo de mina de Sajonia, explicándose la diferencia por las acciones que actúan sobre el cuerpo durante la caída. Experiencias posteriores confirmaron el resultado previsto por la teoría.

2ª VARIACIÓN APARENTE DEL PLANO DE OSCILACIÓN DEL PÉNDULO: EXPERIMENTO DE FOUCAULT. — En Mecánica se demuestra que el plano de oscilación del péndulo es invariable, es decir (fig. 119), que si suponemos un péndulo suspendido en un marco que pueda girar alrededor de la vertical que pasa por el punto S de suspensión, y lo hacemos oscilar en el plano de los jalones fijos AB y $A'B'$, el péndulo seguirá oscilando en este plano aun cuando se imprima cualquier rotación al soporte MM_1 alrededor de la vertical de S . La inalterabilidad del plano oscilatorio del péndulo, no es más que uno de los tantos efectos de la ley de inercia. A consecuencia

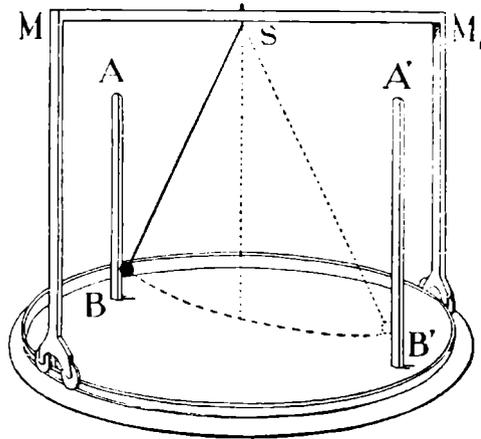


Fig. 119. — Invariabilidad del plano de oscilación del péndulo.

de ello, si admitimos que la Tierra rota alrededor de un eje en el sentido directo (de O. a E.) en veinticuatro horas siderales, deberán apreciarse los siguientes efectos sobre la superficie del planeta:

a) El plano de oscilación pendular, en uno de los polos de la Tierra, debe coincidir sucesivamente con todos los meridianos terres-

tres en un día sideral, describiendo para el observador una rotación de Este a Oeste (derecha a izquierda en el Polo Sur), con velocidad angular constante de 15° por cada hora sideral.

b) Si la oscilación pendular se lleva a cabo en un punto del ecuador de la Tierra, el plano de oscilación no acusará giro alguno.

c) En una latitud intermedia φ de la Tierra, el plano de oscilación pendular aparecerá rotando alrededor de la vertical que pasa por el punto de suspensión con velocidad angular comprendida entre 0° y 15° por hora sideral.

Se puede calcular fácilmente dicha velocidad angular ω_1 para un lugar L de latitud φ (fig. 120). Sea ω el valor angular de la rotación de la Tierra, es decir, 15° por hora sideral. Dicho valor ω puede representarse por el vector $T B$ tomado sobre el eje $P P'$ de rotación, y descomponerse según dos vectores componentes $T A = \omega_1$, y $T C = \omega_2$, el primero actuando según la vertical del lugar L , y el segundo, normal al anterior, según una dirección $H H_1$ paralela a su horizonte. El vector ω_1 nos dará la velocidad angular de rotación aparente del plano oscilatorio del péndulo en la latitud φ de la Tierra.

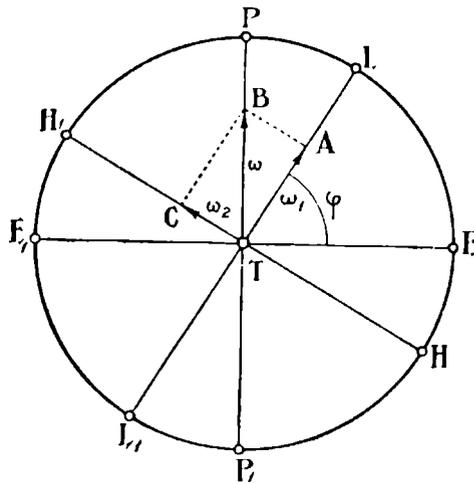


Fig. 120. — Rotación aparente del plano de oscilación pendular en la latitud φ .

Del triángulo rectángulo $T A B$ deducimos:

$$\omega_1 = \omega \operatorname{sen} A B T,$$

y como ángulo $A B T = \varphi$ (lados perpendiculares) obtenemos:

$$\omega_1 = \omega \cdot \operatorname{sen} \varphi. \quad [1]$$

Por otra parte, si llamamos T al tiempo de la rotación terrestre, y T_1 al de la rotación aparente del plano oscilatorio del péndulo para la latitud cualquiera φ , podrán escribirse:

$$\omega = \frac{2 \pi}{T} \quad ; \quad \omega_1 = \frac{2 \pi}{T_1},$$

de las cuales:

$$\frac{\omega_1}{\omega} = \frac{T}{T_1}$$

o sea, en conformidad con la [1]:

$$\frac{\omega \cdot \operatorname{sen} \varphi}{\omega} = \frac{T}{T_1},$$

de la que se obtiene:

$$T_1 = \frac{T}{\operatorname{sen} \varphi}, \quad [2]$$

fórmula que permite calcular el tiempo de rotación aparente del plano de oscilación del péndulo, para cualquier latitud de la Tierra.

Aplicadas las relaciones [1] y [2] para la latitud de Buenos Aires ($\varphi = 34^{\circ}37'$), obtenemos los siguientes valores:

$$\omega_1 = 15^{\circ} \cdot \text{sen } 34^{\circ}37' = 8^{\circ}31'24'' \text{ (por hora sideral),}$$

$$T_1 = \frac{24\text{h}}{\text{sen } 34^{\circ}27'} = 42\text{h}14\text{m}12\text{s (siderales).}$$

PÉNDULO DE FOUCAULT. — Las previsiones teóricas *a)*, *b)* y *c)* que venimos de estudiar, se ven ampliamente verificadas por la célebre experiencia realizada por el físico FOUCAULT en El Panteón de París en 1851, y repetida posteriormente en diversas latitudes de la Tierra.

Dicha experiencia, que constituye una de las pruebas más irrefutables de la rotación terrestre, se llevó a cabo utilizando un péndulo de 62 metros de longitud que a la latitud de París oscila en 8 segundos. La masa pendular la constituía una esfera de cobre de 28 kilogramos, y una baranda circular de dos metros de diámetro cubierta de arenilla, hacia las veces de limbo graduado para medir las desviaciones aparentes del plano oscilatorio del péndulo. El centro de dicha baranda estaba situado rígidamente sobre la vertical del punto de suspensión (fig. 121). Puesto en movimiento el enorme péndulo con toda clase de precauciones, pudo observar Foucault, que a la latitud del Panteón de París la desviación aparente del plano de oscilación hacia el Oeste (de izquierda a derecha en el hemisferio norte), alcanzaba a $11^{\circ}17'$ por hora, o lo que es lo mismo, que aquel plano describía con movimiento aparente en el sentido retrógrado, una rotación completa alrededor de la vertical en 31h52m. resultado éste, en un todo de acuerdo con las previsiones teóricas antes expuestas.

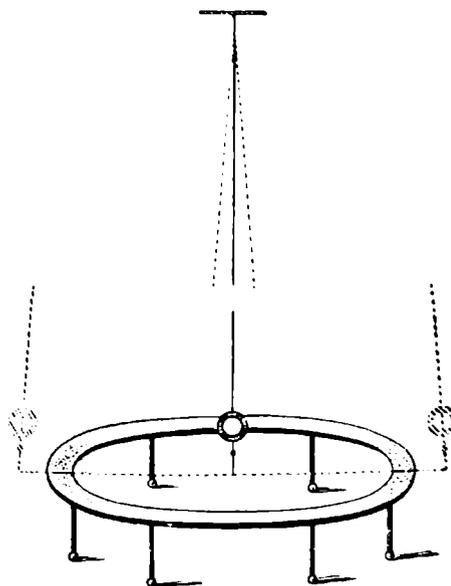


Fig. 121. — Experiencia de Foucault.

C. FLAMMARIÓN, repitió en el mismo lugar la experiencia de Foucault en 1902, obteniendo análogos resultados.

Hoy día puede repetirse el experimento de Foucault en cualquier laboratorio de física, revelándose la rotación terrestre en contados minutos.

3º VARIACIÓN APARENTE EN LA DIRECCIÓN DEL EJE ROTATORIO DEL GIRÓSCOPO. — La dirección del eje de rotación del giróscopo es invariable.

según se demuestra en física. Luego, si la Tierra rota alrededor de un eje, el eje del giróscopo, salvo el caso de ser paralelo al de la Tierra, aparecerá describiendo alrededor de la dirección de este último, una superficie cónica de revolución de izquierda a derecha. Este efecto confirmado por numerosas experiencias, prueba igualmente la rotación terrestre de Occidente a Oriente.

4º AUMENTO DE LA ACELERACIÓN DE LA GRAVEDAD CON LA LATITUD. — La expresión numérica de la aceleración de la gravedad en el Ecuador es de 978 centímetros por segundo por segundo, alcanzando a 983 de tales unidades en los polos de la Tierra.

Esta diferencia obedece a las siguientes causas:

a) *Aplanamiento elipsoidal del planeta.*

b) *Fuerza centrífuga resultante de la rotación terrestre.*

La diferencia provocada por el aplanamiento entre los valores de la intensidad de la gravedad en el Ecuador y en cualquiera de los polos, no alcanza a valer dos centímetros por segundo y por segundo.

Como esta diferencia es inferior en algo más de tres de esas unidades, a la diferencia real apuntada, se sigue la existencia de la fuerza centrífuga como explicación de aquel efecto, y por consiguiente, la rotación de la Tierra.

Un cuerpo que pesa 1.000 *gramos en el polo*, sólo pesa 995 *gramos en el Ecuador*. De los cinco gramos de diferencia, más de tres se deben a la *fuerza centrífuga*, que en el Ecuador es de igual dirección y sentido contrario a la gravedad, y menos de dos al *achatamiento polar* del planeta.

5º DESVIACIÓN EN EL RECORRIDO DE LOS PROYECTILES. — Al efectuar disparos hacia el ecuador terrestre, los proyectiles desvían su trayectoria hacia la izquierda, o la derecha, según que la experiencia se verifique en el hemisferio sur o en el hemisferio norte de la Tierra. Se explica este efecto, teniendo en cuenta la menor velocidad lineal de la Tierra en el punto de partida del proyectil, por lo cual su trayectoria aparece desplazada en el *sentido contrario* al de la rotación del planeta.

6º DESVIACIÓN EN LA DIRECCIÓN DE LOS VIENTOS ALISIOS Y CONTRAALISIOS. — Los vientos alisios son originados por corrientes de aire frío que se desplazan desde las zonas polares a la zona ecuatorial de la Tierra, y los contraalisios por corrientes cálidas, más altas en razón de su menor densidad, que se dirigen en sentido contrario a los anteriores.

De no rotar la Tierra, estas corrientes aéreas seguirían direcciones meridianas, pero debido a la efectividad de aquel movimiento, la corriente de aire experimenta efectos análogos a los que acabamos de ver para los proyectiles, desviándose hacia la *izquierda* en el *hemisferio sur* y hacia la *derecha* en el *norte*, por lo cual los alisios en el hemisferio austral son vientos del S.E. y en el boreal del N.E., y los contraalisios, por análoga razón, llevan las direcciones N.O. y S.O., respectivamente.

7º EXPERIENCIA DE PLATEAU. — Las numerosas mediciones de arcos meridianos (150), comprueban la deformación elipsoidal de la Tierra. Cabe admitir que su aplastamiento no es más que consecuencia de su rotación en la época remota en que fué una masa flúida en ignición, según parecen atestiguarlo el calor central del planeta (146) y los estudios geológicos de las distintas capas de su corteza.

Esta posibilidad tendría un principio de confirmación en la conocida experiencia de PLATEAU, la que demuestra que una masa

flúida y homogénea, que en su estado de reposo adopta la forma esférica, se convierte en un elipsoide de revolución cuando se la anima de un movimiento rotatorio alrededor de uno de sus diámetros.

Además, el elipsoide resultante, tanto más achatado cuanto mayor es la velocidad angular de rotación, presenta siempre su eje menor coincidente con el de rotación, dando lugar con ello a un abultamiento o protuberancia en la zona ecuatorial, que es precisamente lo que acontece en la Tierra.

La experiencia de Plateau, repetida constantemente en los gabinetes de física, consiste en obtener una mezcla de agua y alcohol con densidad igual a la del aceite. Echando en dicha mezcla un poco de este líquido, no tardará en tomar la forma de una esfera en suspensión a cualquier profundidad de la mezcla citada (figura 122). La esferilla se pone en rotación alrededor de su diámetro vertical, utilizando al efecto un pequeño disco atravesado en su centro por una fina varilla de vidrio que hace girar el operador con todo cuidado.

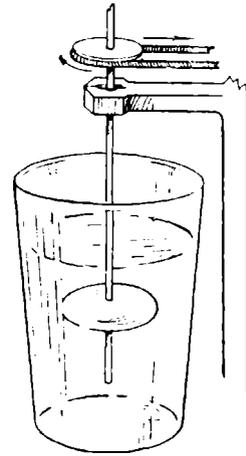


Fig. 122. — Experimento de Plateau.

Iniciada la operación, se observará en seguida un aplanamiento en la masa rotatoria, tanto mayor cuanto más velocidad se imprima al movimiento, comprobándose además que el eje menor del elipsoide es el de rotación.

Se explica la pequeña magnitud del achatamiento polar de la Tierra, que como antes se dijo sólo alcanza a $\frac{1}{297}$, por la pequeña velocidad rotatoria del planeta.

TRASLACION DE LA TIERRA

161. INTERPRETACION DEL MOVIMIENTO ANUAL DEL SOL: LAS DOS HIPOTESIS. — En el libro II de esta obra nos hemos ocupado del movimiento del Sol sobre el plano de la eclíptica (78).

Este movimiento será real o aparente, según que valga una u otra de las dos hipótesis siguientes:

HIPÓTESIS A. — *El centro de la Tierra permanece inmóvil en el espacio, y el Sol describe a su alrededor, año tras año, en el sentido directo de Oeste a Este, una órbita en el plano de la eclíptica.*

HIPÓTESIS B. — *El Sol permanece inmóvil en el espacio, y la Tierra describe a su alrededor, año tras año, en el sentido directo de Oeste a Este, una órbita en el plano de la eclíptica.*

El desplazamiento del Sol entre las constelaciones zodiacales (80), parecería confirmar la primera de dichas hipótesis (*teoría geocéntrica*) que predominó hasta fines del siglo XVI.

La hipótesis B (*teoría heliocéntrica*), explica el movimiento que el Sol ofrece a la observación directa, admitiendo la traslación anual de la Tierra alrededor del Sol.

Más adelante pasaremos revista a las pruebas por las cuales se admite hoy universalmente la teoría heliocéntrica correspondiente a la hipótesis B.

162. EQUIVALENCIA CINEMÁTICA DE AMBAS HIPÓTESIS. — Sea $SS'A$ la órbita elíptica que parece describir el Sol en

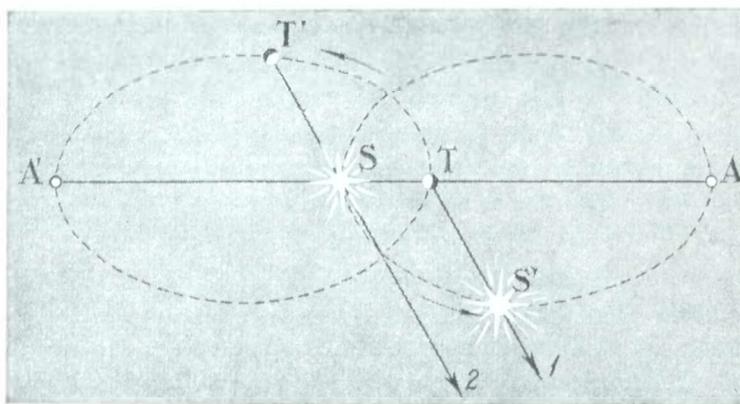


Fig. 123. — Equivalencia cinemática de las teorías geocéntrica y heliocéntrica. (N. D.).

un año sobre el plano de la eclíptica y en la cual la Tierra T ocupa un foco (98) y supongamos que el Sol, partiendo del perigeo S , recorra en un tiempo t el arco SS' (fig. 123).

Al llegar el astro a S' , se le ve desde la Tierra proyectado sobre la esfera celeste en la dirección y sentido indicados por la flecha 1.

Supongamos a continuación al Sol fijo en S , y a la Tierra desplazándose a su alrededor en un año según la elipse $T'T'A'$ análoga a la supuesta órbita solar. Admitiendo que la Tierra en el tiempo t recorre el arco $T'T'$ igual al arco SS' , al ubicarse el planeta en T' se verá desde él al Sol proyectarse sobre la esfera celeste en la dirección y sentido indicados por la flecha 2. Siendo iguales los arcos SS' y $T'T'$ supuestos recorridos del Sol y de la Tierra en el tiempo t , deducimos:

$$\text{áng. } T S T' = \text{áng. } S T S',$$

de modo que los rayos visuales $T S'$ y $T' S$ dirigidos desde la Tierra al Sol en ambas hipótesis, son paralelos, y siendo además de igual sentido incidirán en un mismo punto de la esfera celeste, situada teóricamente a distancia infinita, en el cual punto se habrá proyectado el Sol en una u otra de las hipótesis consideradas.

En consecuencia ambas hipótesis desde un punto de vista puramente cinemático, son rigurosamente equivalentes. Se explica el desplazamiento del Sol en la zona del zodiaco, observando la figura 124, en la cual se considera a la Tierra T , describiendo alrededor del Sol la órbita (circular en la figura), $T_1 T_2 T_3 \dots T_n$, en el plano de la eclíptica, cuya intersección con la esfera celeste es la circunferencia mayor $S_1 S_2 S_3 \dots S_1$.

Suponiendo que la Tierra, en los meses de *abril, mayo, junio, julio* ..., se vaya moviendo en las inmediaciones de los puntos $T_1, T_2, T_3, T_4 \dots$, el Sol en dichos meses se irá proyectando sucesivamente sobre la esfera celeste en las proximidades de los puntos $S_1, S_2, S_3, S_4 \dots$, ubicados en la zona del Cielo ocupada por las constelaciones zodiacales (80) de *Aries, Tauro, Géminis, Cáncer*..., que son, como ya se ha visto, las que efectivamente jalonan mes tras mes, el camino del Sol en el plano de la eclíptica.

Las flechas de la figura indican que de ser real el movimiento de traslación de la Tierra, el sentido de ese movimiento debe ser el directo, de Oeste a Este, en conformidad con el sentido del movimiento aparente anual del Sol.

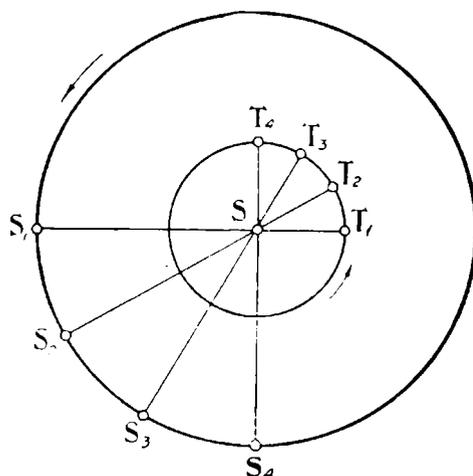


Fig. 124. — Desplazamientos del Sol en el zodiaco en la teoría heliocéntrica. (N. D.).

PRUEBAS DE LA TRASLACION DE LA TIERRA

163. **PARALAJE ANUAL DE LAS ESTRELLAS.** — En el párrafo 130, hemos definido a la paralaje, como el radio aparente de la Tierra, visto desde el centro de un astro. Pero, la paralaje bajo ese aspecto, tiene siempre un valor nulo cuando el astro de referencia es una estrella. En efecto: en tales condiciones la longitud del radio terrestre, cuyo valor medio es de 6.367 kilómetros, es tan insignificante ante la magnitud de la distancia que nos separa de cualquier estrella, que el ángulo bajo el cual se apreciaría desde uno de estos astros, escapa a toda medición.

De ahí, que para poder determinar distancias de estrellas al planeta que habitamos, los astrónomos se han visto en la necesidad de adoptar un nuevo tipo de paralaje que es la llamada *paralaje anual*.

Para definirla, debemos considerar a la Tierra en traslación alrededor del Sol del cual dista en números redondos 150.000.000 de kilómetros.

Se llama *paralaje anual de una estrella*, al radio aparente de una esfera con centro en el Sol, y radio igual a la distancia Sol-Tierra, visto desde aquella.

Teóricamente, dicho ángulo puede determinarse así:

Sean e una estrella cualquiera y T y T_1 dos posiciones de la Tierra sobre su órbita anual alrededor del Sol, tomadas con seis meses de diferencia (fig. 125). Las visuales Te y T_1e forman un ángulo T_eT_1 , cuya mitad, ω es la paralaje anual de la estrella e .

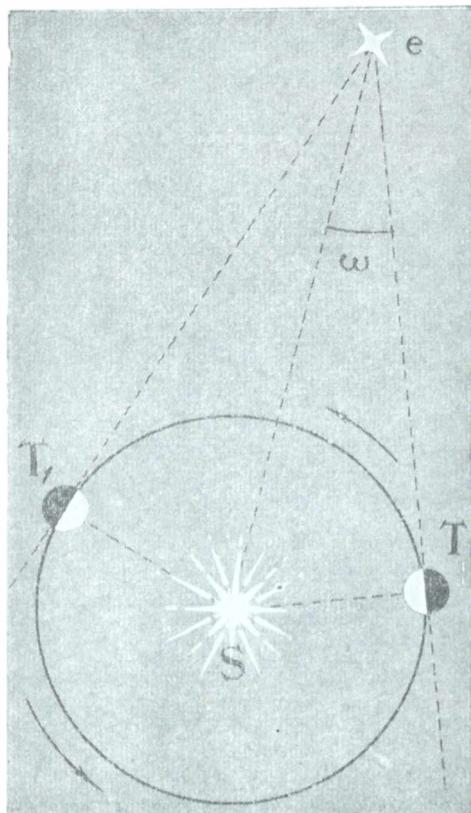


Fig. 125. — Paralaje anual. (N. D.)

Es evidente, que si la Tierra fuera un cuerpo inmóvil en el espacio, no habría paralaje anual puesto que en tal caso coincidirían las visuales Te y T_1e , o en otros términos, todas las paralajes estelares serían nulas.

Las minuciosas mediciones verificadas con muchas estrellas del Cielo a partir del segundo tercio del siglo XIX, han permitido determinar paralajes anuales de muchas estrellas, obteniéndose siempre valores inferiores a $1''$ de ángulo. El primer valor efectivo fué obtenido por *Bessel* en 1838, quien encontró como expresión de la paralaje de la estrella 61 del Cisne $0'',31$ valor éste que sometido a rectificaciones condujo a $0'',32$.

Esta determinación permitió obtener por primera vez la distancia de una estrella a la Tierra.

Debido a la paralaje anual, las estrellas parecen describir en un año pequeñas elipses en el Cielo, en sentido contrario al del movimiento de traslación de la Tierra.

Para una estrella ubicada en las cercanías de un polo de la eclíptica (α del Dragón), dicha elipse es casi circular; en cambio, para una estrella ubicada sobre el plano de la eclíptica, la elipse paraláctica degenera en un segmento de recta. El semieje mayor de tales elipses da en su amplitud la paralaje de las correspondientes estrellas.

La determinación de las primeras paralajes estelares, proporcionaron la más sólida de las pruebas relativas a la revolución anual de la Tierra alrededor del Sol. Es instructivo hacer notar, que **TYCHO-BRAHE** aducía como argumento contrario a tal hipótesis, el hecho de que las estrellas no presentaban paralaje anual, pues en su tiempo los medios empleados para tales determinaciones eran insuficientes.

164. ABERRACION ANUAL. — Otra prueba importante de la traslación de la Tierra, la proporciona la aberración anual de la luz

que nos llega de las estrellas, fenómeno éste descubierto e interpretado por BRADLEY en 1728, mientras trataba de determinar la paralaje de la estrella γ del Dragón.

La aberración consiste en un desvío aparente experimentado por los astros alrededor de sus posiciones verdaderas.

Sea (fig. 126), AB un anteojo dirigido a la estrella e . Si consideramos inmóvil al mismo, el rayo luminoso eA proveniente de la estrella, después de atravesar el objetivo seguirá en el interior del tubo la dirección AC . Pero si consideramos a la Tierra en movimiento en la dirección y sentido de la flecha 1, el anteojo participando en el mismo, se habrá desplazado algo a la derecha mientras el rayo de luz recorre la longitud del tubo del instrumento, de modo que el recorrido del rayo luminoso respecto del tubo será el AD .

Luego, en el tiempo que emplea la luz en el recorrido AC , la Tierra, juntamente con el anteojo, se habrá desplazado en el espacio en un segmento DC de su trayectoria.

En cuanto al valor del *ángulo de aberración* eAe' , depende, en primer lugar de la relación existente entre las velocidades de la Tierra y de la luz, y en segundo, de la dirección del rayo luminoso con respecto a la del movimiento de la Tierra, siendo máximo cuando éstas son normales entre sí.

Este ángulo de máxima desviación, igual para cualquier estrella del Cielo, se llama *constante de aberración*, y podemos calcularlo teóricamente. Sean c y v las velocidades de la luz y de la Tierra en su traslación respectivamente. Designando por α al valor de la constante de aberración, el valor de su tangente es dado por la relación existente entre los valores de c y v , es decir:

$$\operatorname{tg} \alpha = \frac{DC}{AC} \quad \therefore \quad \operatorname{tg} \alpha = \frac{v}{c}. \quad [1]$$

Determinaciones astronómicas de gran precisión, dan como valor medio más aproximado de la constante de aberración anual:

$$\alpha = 20'',47.$$

Reemplazando este valor en [1] y siendo $c = 300.000 \frac{\text{km.}}{\text{seg.}}$, resulta para la velocidad v de traslación de la Tierra:

$$v = c \operatorname{tg} \alpha = 29,78 \frac{\text{km.}}{\text{seg.}} \approx 30 \frac{\text{km.}}{\text{seg.}}$$

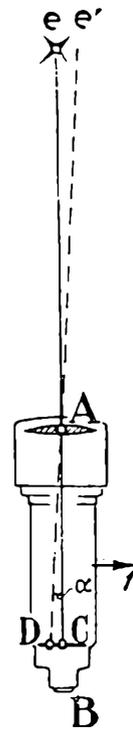


Fig. 126. —
Aberración
anual.

Considerando la órbita de la Tierra circular, puede calcularse su radio, o sea la distancia al Sol, sabiendo que a esa velocidad dicha órbita es recorrida en 365,25 días. Se obtiene así:

$$R = \frac{29,78 \cdot 365,25 \cdot 24 \cdot 60 \cdot 60}{2\pi} = 149.300.000 \text{ km.}$$

Cada estrella, en razón de la aberración anual aparece describiendo en el cielo alrededor de su posición verdadera, una elipse cuyo eje mayor paralelo al plano de la eclíptica es el doble de la constante de aberración, es decir unos 41". En cuanto al eje menor de tales elipses depende de la posición de la estrella sobre la esfera celeste con respecto al plano de la eclíptica: si la estrella está ubicada en la proximidad de uno de los polos eclípticos, su elipse de aberración es casi circular, y si el astro está sobre el plano de la eclíptica, su elipse de aberración degenera en un segmento de recta de 41" de amplitud. Para posiciones intermedias, las elipses de aberración son tanto más alargadas, cuanto menor sea la distancia angular del astro a la eclíptica*.

La explicación elemental que hemos dado de la aberración de la luz, no es del todo correcta: según ella, si se llena el tubo del antejo, p. ejm., de agua, medio en el cual la velocidad de la luz es sólo de 225.000 kilómetros por segundo, debería obtenerse un valor algo mayor para la constante de aberración. Este experimento se ha efectuado repetidas veces (la primera por AIRY) y se ha obtenido siempre, cualquiera sea la substancia con que se llena el antejo, el mismo valor para la constante de aberración. Este resultado se explica, porque el teorema de la adición de velocidades de la mecánica clásica, no es rigurosamente válido.

La teoría de la relatividad de EINSTEIN, da cuenta perfecta de este resultado a primera vista paradójal. En cuanto a la constante de aberración, en lugar de la fórmula del texto, se obtiene:

$$\operatorname{tg} \alpha = \frac{v}{c} \cdot \frac{1}{\sqrt{1 - v^2/c^2}},$$

que prácticamente, dada la pequeñez de v con respecto a c , coincide con aquélla.

165. MOVIMIENTO RELATIVO ANUAL DE LAS ESTRELLAS ACUSADO POR EL ESPECTROSCOPIO.—Según el *efecto Doppler*, pueden calcularse las velocidades de las estrellas con respecto a la Tierra en la dirección del rayo visual (velocidad radial) por el corrimiento que experimentan las rayas de sus respectivos espectros, *hacia el violeta* o *hacia el rojo*, según se trate de un *acercamiento* o de un *alejamiento*.

En cuanto a la magnitud de los corrimientos de las rayas espectrales, se obtiene por comparación con la posición que guardan tales rayas

* La aberración proveniente de la rotación de la Tierra, dada la pequeña velocidad de este movimiento comparada con la de la luz, sólo alcanza a un valor máximo de 0",3 en el desvío provocado sobre la posición de la estrella, cuando el observador se encuentra en el ecuador terrestre y la estrella culmina en su semimeridiano. A dicha aberración se la llama *díurna*, dado que su período coincide con el de rotación de la Tierra.

en otro espectro tipo correspondiente a una fuente luminosa inmóvil con respecto a la Tierra. Analizando los espectros estelares por este método, se comprueba en la velocidad radial de las estrellas, una variación que alcanza hasta 30 km./seg., con un período de un año, que sólo puede derivarse del movimiento de traslación de la Tierra alrededor del Sol. De esta manera, una vez determinada la velocidad de traslación de la Tierra, como se conoce su período de revolución (un año) puede hallarse la distancia Sol - Tierra y, en consecuencia, la paralaje solar. (Método de la "velocidad radial".)

CONSECUENCIAS DE LA TRASLACION DE LA TIERRA

166. LA ORBITA TERRESTRE: CARACTERISTICAS. PERIHELIO Y AFELIO. — La órbita o trayectoria anual de la Tierra sobre el plano de la eclíptica tiene todas las características estudiadas en el libro II de esta obra para la órbita aparente del Sol en su movimiento entre las constelaciones del Zodíaco. Como se dijo entonces, dicha órbita es una elipse cuya excentricidad, que hemos

calculado (99), llega apenas a $\frac{1}{60}$. El Sol ocupa en ella uno de los

focos, y la Tierra la recorre en el sentido directo siguiendo la ley de las áreas (102) y por consiguiente, con velocidad angular variable a lo largo del año. El eje mayor o *línea de los ápsides*, presenta sobre la órbita dos puntos, el *perihelio* y el *afelio*, a los cuales llega la Tierra a principios de enero y julio, respectivamente, colocándose a la mínima y máxima distancia del Sol.

Si la Tierra fuera una esfera homogénea sometida únicamente a la acción gravitatoria del Sol, su órbita anual sería rigurosamente una elipse, pero la acción ejercida por la Luna sobre el abultamiento ecuatorial, así como la atracción de los demás planetas del sistema, que si bien es débil, no deja de manifestarse, son causas de perturbaciones en el movimiento, que dan lugar a una serie de irregularidades en la forma de la órbita, la cual, en consecuencia, apartándose de la elipse teórica, se convierte en una línea que ni siquiera es plana, con sinuosidades, de trecho en trecho, a uno y otro lado de la elipse media.

167. POSICIONES DE LA TIERRA EN LAS CUATRO ESTACIONES DEL AÑO. — En el movimiento anual de la Tierra alrededor del Sol, su eje de rotación, permanece constantemente paralelo a sí mismo.

Este carácter de la traslación terrestre, unido al hecho de que el eje rotatorio del planeta forma con el plano de la eclíptica un ángulo de 66°33', da lugar a importantes y variadas consecuencias relativas a las estaciones, al tiempo, etc.

Las 4 estaciones del año, ya estudiadas en parágrafo 103, se derivan en realidad de las posiciones de la Tierra sobre su órbita

anual, en la cual, como ya sabemos, el Sol ocupa uno de los focos. Según se vió, son opuestas en ambos hemisferios de la Tierra, y los instantes de su iniciación son aquellos en que el centro del Sol, en su movimiento aparente sobre la eclíptica, se ubica en los equinoccios y solsticios.

En la figura 127 pueden verse las posiciones ocupadas por la Tierra sobre su órbita en las fechas de los equinoccios y solsticios.

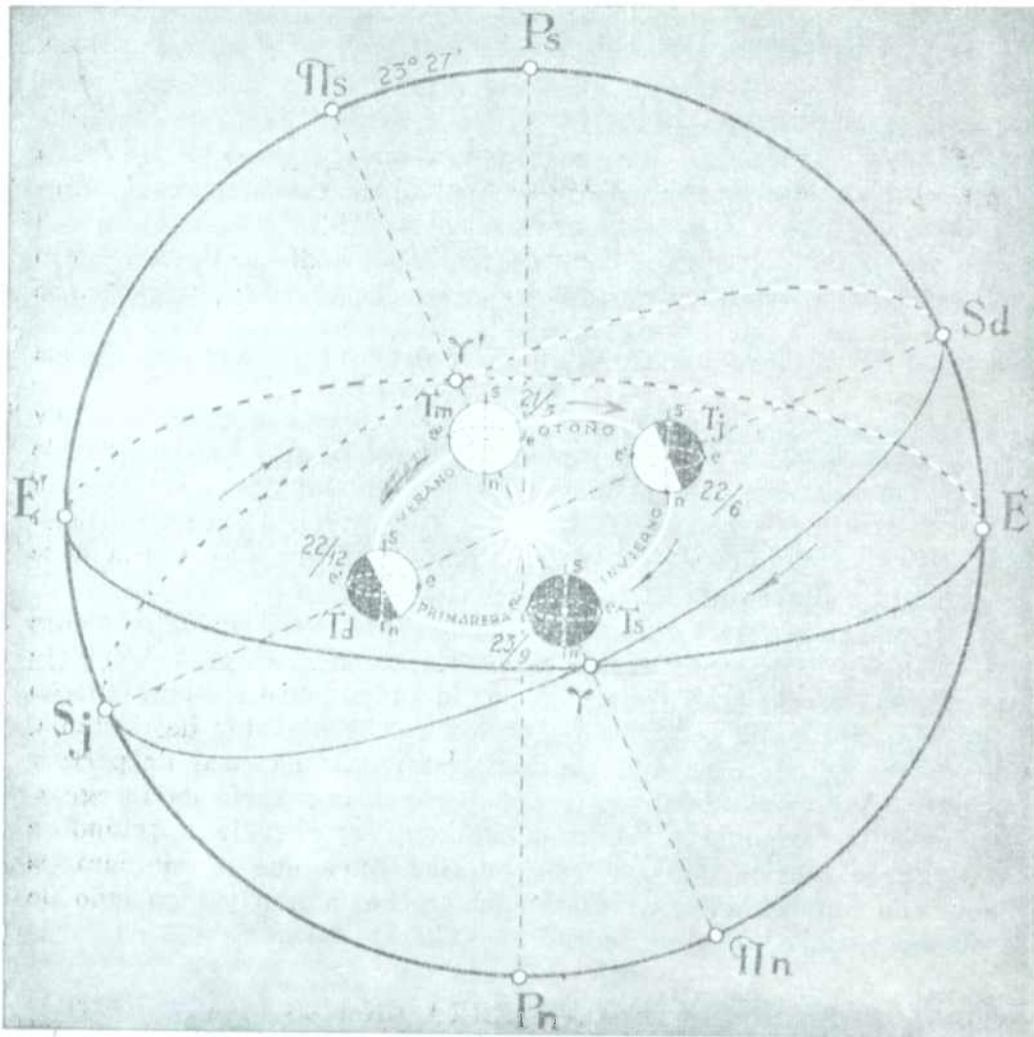


Fig. 127. Posiciones de la Tierra sobre su órbita en las fechas de los equinoccios y solsticios.

La figura, fielmente interpretada, muestra, como en los instantes en que la Tierra ocupa las posiciones T_s , T_o , T_n y T_j , el Sol será visto sobre la esfera celeste, recorriendo la eclíptica, en γ' (punto libra); S_d (solsticio de diciembre); γ (punto vernal); y S_j (solsticio de junio), respectivamente, iniciándose en tales instantes para el hemisferio austral, y en el orden que las citamos, la *primavera*, el *verano*, el *otoño* y el *invierno* (en el hemisferio

boreal, las opuestas). Además, puede observarse la posición del eje de la Tierra *sn* constantemente paralelo a sí mismo durante la traslación, y dirigido por consiguiente, en uno y otro sentido, siempre a los mismos puntos P_s y P_n de la esfera celeste que son los polos celestes. También demuestra la figura las variantes ya estudiadas respecto a la duración del día y la noche en las diversas latitudes del planeta. Obsérvese al respecto, por el sombreado, como el polo Sur *s* de la Tierra, debe permanecer en las sombras en los seis meses comprendidos desde el 21 de marzo al 23 de setiembre, entre cuyas fechas estará constantemente iluminado por el Sol el polo Norte *n*, y como en los 6 meses restantes del año debe acontecer lo contrario. Un detalle interesante, y que no debe pasar inadvertido, es que cuando la Tierra durante 6 meses parece estar internada en el hemisferio celeste boreal P_nEE' , el Sol aparecerá declinando en el austral P_sEE' , y viceversa.

168. CARACTER ASTRONÓMICO DE LAS ZONAS. — Los paralelos terrestres situados a uno y otro lado del Ecuador a $23^{\circ}27'$ y $66^{\circ}33'$, dividen a la superficie de la Tierra en cinco zonas astronómicas cuyas características

principales pasamos a detallar. En la figura 128 el círculo menor es un meridiano de la Tierra y la circunferencia mayor es la traza del mismo sobre la esfera celeste. Las trazas del ecuador celeste y terrestre están designadas por EE' , y ee' , respectivamente; los trópicos celestes de Capricornio y Cáncer tienen por trazas AB y GF y los mismos en la Tierra, o sean los paralelos de $23^{\circ}27'$ Sur o Norte, están designados por ab y gf ; los círculos polares antártico y ártico están representados en el cielo por CD e IJ , y en la Tierra por las mismas letras minúsculas y en cuanto al eje del mundo viene designado por P_sP_n siendo $p_s p_n$ el eje de rotación de la Tierra.

1º ZONA TÓRRIDA. — Es la comprendida entre los trópicos terrestres de Capricornio, ab , y Cáncer gf .

2º ZONAS TEMPLADAS. — Son dos: una austral que se extiende entre el trópico terrestre de Capricornio ab y el círculo polar antártico cd , y otra boreal comprendida entre el trópico de Cáncer fg y el círculo polar ártico ij .

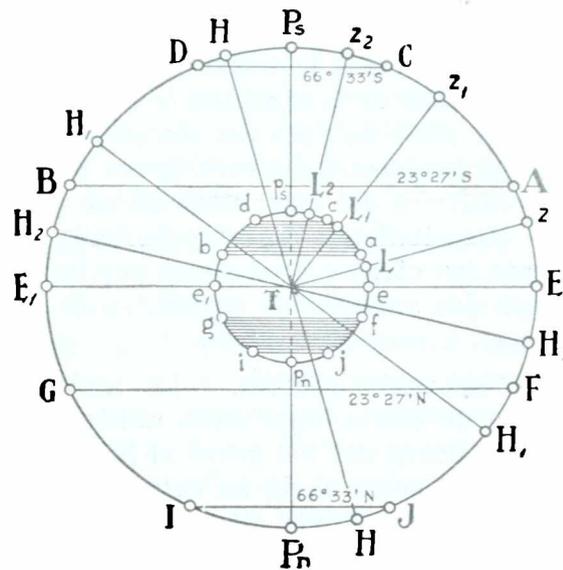


Fig. 128. — Zonas terrestres.

3º ZONAS GLACIALES. — Forman sobre la Tierra dos casquetes esféricos comprendidos entre cada círculo polar y el respectivo polo terrestre.

169. VARIACION DE TEMPERATURA EN UN LUGAR DE LA TIERRA. — La cantidad de calor que recibe en la unidad de tiempo la unidad de superficie sometida a las radiaciones que emanan de una fuente calorífica, está regulada por las leyes siguientes:

1º *Es proporcional al coseno del ángulo formado por la dirección de los rayos con la normal a la superficie.*

2º *Es inversamente proporcional al cuadrado de la distancia, entre dicha superficie y la fuente.*

Considerando al Sol como fuente única de irradiación colorífica sobre la superficie terrestre, y tomando como constante a la distancia Sol-Tierra en virtud de su poca variación, deducimos que el calor que envía aquel astro sobre un elemento de superficie terrestre en la unidad de tiempo, depende de la primera de las leyes enunciadas, y del espesor de las capas atmosféricas atravesadas por las radiaciones solares, las cuales ejercen una absorción que debe tomarse muy en cuenta.

En cuanto a la temperatura de un cierto lugar de la Tierra, no sólo depende de la cantidad de calor recibida del Sol, sino que también de una serie de factores complejos, como ser la *altitud del lugar* y ciertos fenómenos meteorológicos tales como *vientos, nublados, estado higrométrico del aire, electricidad atmosférica, etc.*

Prescindiendo de estos factores variables, y considerando únicamente los efectos producidos por la *radiación solar*, podremos considerar dos variaciones periódicas de temperatura a saber: *variación diurna* y *variación anual*.

VARIACIÓN DIURNA. — La cantidad de calor que recibimos del Sol en un cierto lugar en la unidad de tiempo, varía en igual sentido que la altura del Sol sobre el horizonte, creciendo entonces, desde la salida del astro hasta su culminación en el semimeridiano del lugar, y decreciendo desde este instante hasta el de la puesta. Al mismo tiempo, como la Tierra va perdiendo paulatinamente parte del calor recibido, resulta que la temperatura se eleva mientras la ganancia en calor supera a la pérdida y desciende en el caso contrario. Por estas causas, *la temperatura máxima suele registrarse hacia las 14 horas, y la mínima poco después de la salida del Sol.*

Estas conclusiones no pueden considerarse como absolutas, desde que en ocasiones son modificadas por los fenómenos meteorológicos antes mencionados.

VARIACIÓN ANUAL. — Estudiaremos esta variación para las distintas zonas terrestres, refiriéndonos en particular a las australes, bien entendido, que todo cuanto acontece en éstas, acontece también en las zonas boreales desplazando en 6 meses las fechas que mencionamos.

1º ZONA TEMPLADA AUSTRAL. — La cantidad de calor recibida en un lugar durante el día, depende de la altura de culminación del Sol en esa fecha y de la magnitud del arco diurno recorrido por el astro entre su salida y su puesta. Estos factores, en la zona templada austral, toman su valor máximo hacia el 22 de diciembre, o sea en el *solsticio de Capricornio* fecha en que el Sol, a mediodía, llega a su *mínima distancia cenital* y se registra además la *máxima diferencia entre las duraciones del día y de la noche*.

En general podemos decir, que para cualquier localidad de esta zona, el calor recibido del Sol *aumenta desde el solsticio del 22 de junio hasta el solsticio del 22 de diciembre*. En los 6 meses restantes, el calor proveniente del Sol, para cualquier lugar de esta zona, va en descenso.

El día de mayor temperatura parecería ser el 22 de diciembre, pero en realidad, las máximas temperaturas medias se registran *un mes después*, hacia fines de enero, por una especie de *inercia* análoga a la ya vista en la variación diurna.

Las temperaturas más elevadas en la zona templada, salvo factores de perturbación, deben corresponder a los lugares inmediatos al trópico donde los rayos solares el día del solsticio correspondiente, inciden casi normalmente a la superficie del suelo por ubicarse el Sol a mediodía próximo al *cenit* del lugar. En cambio las más bajas temperaturas de la zona deben registrarse sobre el círculo polar donde la dirección de los rayos solares aparece inclinada respecto a la normal a la superficie, en un ángulo mayor que en todo otro lugar de la zona.

2º ZONA TÓRRIDA. — Los rayos solares, en toda época del año, se alejan poco de la normal a la superficie del suelo, incidiendo casi verticalmente a mediodía por lo cual su poder calorífico es mayor que en toda otra zona de la Tierra. Se deriva de ello, una temperatura media superior a la de las demás zonas terrestres, temperatura que por otra parte, sólo experimenta variaciones poco apreciables en el transcurso del año. Si se tiene en cuenta, que además del factor apuntado, es muy reducida la diferencia entre las duraciones del día y de la noche (en el Ecuador son iguales), podrá afirmarse que en la zona tropical se vive un *verano perpetuo*. Algunos cambios sensibles en la temperatura corriente, pero de corta duración, hay que atribuirlos a factores locales.

3º ZONA GLACIAL AUSTRAL. — Desde el 23 de setiembre, comienzo de la primavera austral, el calor recibido del Sol va en aumento hasta el 22 de diciembre, en que se inicia el verano astronómico y a partir de esta fecha comienza un descenso que dura 9 meses. La máxima temperatura se registra días después del solsticio de Capricornio, a *principios de enero*, y la mínima algún tiempo después del equinoccio de setiembre, en los *comienzos de octubre*, por cuya razón, en esta zona, pueden considerarse solo dos estaciones efectivas: un *verano corto de 3 meses*, y un *invierno dilatado de 9 meses* y muy

riguroso. El verano, pese a su corta duración con respecto al invierno, es más cálido de lo que pudiera suponerse, en razón de los *largos días* que se suceden en las latitudes elevadas, y de cuya duración se tendrá idea consultando el cuadro del parágrafo 94.

Los rayos solares llegan a esta zona muy debilitados en cuanto a poder calorífico, no sólo por su *gran inclinación con respecto a la normal a la superficie*, sino también por la considerable *absorción* ejercida por la gran capa de aire que atraviesan oblicuamente.

La temperatura media en el hemisferio austral es inferior a la del hemisferio boreal por las razones siguientes:

a) En el hemisferio austral predominan las *grandes extensiones oceánicas*, mientras que en el boreal *prevalecen los continentes*.

b) Las *corrientes marítimas calientes* son escasas en el hemisferio austral y abundan, en cambio, en el boreal.

c) La primavera y el verano en el hemisferio austral tienen en conjunto una *duración inferior en casi 5 días* al conjunto de las mismas estaciones en el hemisferio norte (103).

Todas estas causas contribuyen también a que en el hemisferio sur de la Tierra los mares congelan desde los 72° de latitud, y en el norte recién a los 81°.

170. PRINCIPALES MOVIMIENTOS DE LA TIERRA. —

Enumeramos a continuación los distintos movimientos del planeta, de los cuales ya han sido estudiados los más importantes, dando algunas características relativas a los que no han sido considerados en capítulos anteriores.

1º ROTACIÓN DIURNA ALREDEDOR DE UN EJE.

2º TRASLACIÓN ANUAL ALREDEDOR DEL SOL.

3º PRECESIÓN. — (109).

4º NUTACIÓN. — (110).

5º MOVIMIENTO DE LA LÍNEA DE LOS ÁPSIDES. — Consiste en un desplazamiento del perihelio y del afelio a razón de poco más de 11'' por año, en el sentido directo de Oeste a Este. Por este movimiento, la órbita terrestre parece rotar alrededor de un eje que pasa por el Sol, en un período de tiempo que alcanza a unos 108.000 años. Este movimiento de la órbita terrestre se considera como una perturbación producida sobre la Tierra por la acción conjunta de los demás planetas del sistema solar.

6º VARIACIÓN DE LA OBLICUIDAD. — El ángulo comprendido entre los planos del ecuador terrestre y la eclíptica, que en tiempos de HIPARCO (hace 23 siglos), tenía el valor de 23°49', se ha reducido lentamente hasta valer en la actualidad 23°27'. Esta reducción se debe a un movimiento de balanceo entre aquellos planos, originado por la atracción planetaria sobre la Tierra.

7º PERTURBACIONES QUE SEPARAN A LA TIERRA DE SU ÓRBITA ELÍPTICA. — La variación de la distancia que separa a la Tierra de cada planeta, origina variaciones en las acciones atractivas de los mismos que se

manifiestan por una tendencia de la Tierra a separarse de su órbita anual, la cual en consecuencia, presentará de tiempo en tiempo algunas sinuosidades poco acentuadas sobre su forma elíptica.

8º VARIACIÓN DE LA EXCENTRICIDAD DE LA ÓRBITA TERRESTRE. — Dicha excentricidad experimenta en nuestros tiempos un ligero descenso, con lo cual la órbita se va acercando cada vez más a la circunferencia. Dentro de 240 siglos casi habrá tomado dicha forma, pero a partir de entonces la excentricidad irá en ascenso, con lo cual volverá a su forma de elipse poco alargada. Se atribuye este efecto, lo mismo que los anteriores, a la acción planetaria sobre la masa terrestre.

9º DESPLAZAMIENTO DE LA TIERRA HACIA EL ÁPEX ACOMPAÑANDO AL SOL EN SU MOVIMIENTO. — El Sol, lo mismo que las demás estrellas del Universo, tiene su propia traslación con respecto a las estrellas cercanas dirigiéndose hacia un punto del Cielo llamado ápex, ínterin se aleja de otro diametralmente opuesto denominado antiápex. En este movimiento lo acompañan la Tierra y demás astros del sistema solar.

Debido a esta traslación de todo el sistema, que se lleva a cabo con una velocidad de 20 kilómetros por segundo, la Tierra en su recorrido anual no pasa jamás por un mismo punto del espacio, lo que equivale decir, que su órbita alrededor del Sol no es una curva plana, sino que se asemeja a las espiras de un inmenso solenoide que va recorriendo una después de otra, año tras año (fig. 129).

10º MOVIMIENTO ALREDEDOR DEL CENTRO DE GRAVEDAD DEL PAR LUNA-TIERRA. — Las fuerzas atractivas correspondientes a los dos astros, forman un sistema cuyo centro de gravedad está 80 veces más cerca de la Tierra que del satélite, en razón de su mayor masa, y alrededor de dicho punto se desplazan mensualmente ambos astros, cumpliendo la Luna su revolución alrededor de la Tierra, y describiendo ésta una pequeña elipse.

11º MOVIMIENTO DE LOS POLOS SOBRE LA SUPERFICIE DE LA TIERRA. — Los polos terrestres no permanecen fijos, sino que se mueven lentamente alrededor de su posición media describiendo una trayectoria casi en espiral. Este movimiento, cuya amplitud no pasa de quince metros, se debe a la plasticidad del globo terráqueo y da lugar a ligeras variaciones en la latitud de todos los lugares del planeta, variaciones por otra parte, que pasan casi desapercibidas. En este movimiento parecen superponerse dos períodos, de los cuales uno es de un año y el otro de catorce meses.

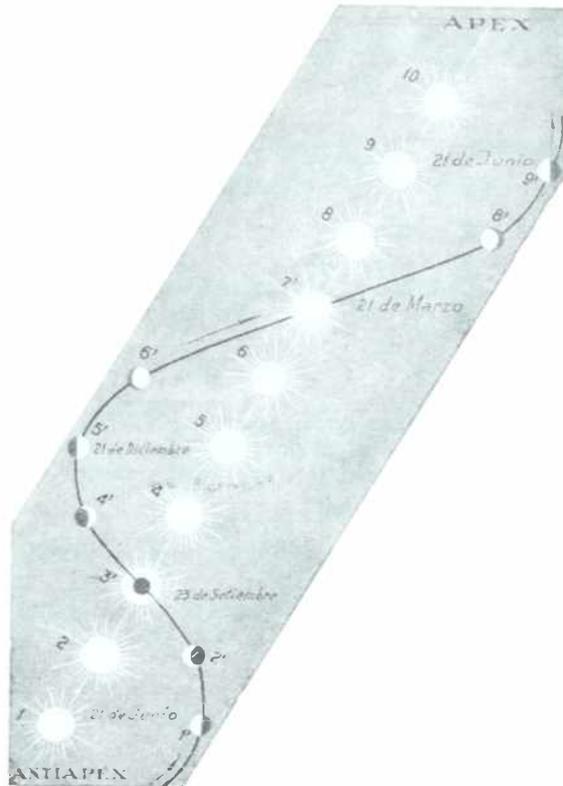


Fig. 129. — Forma aproximada de la trayectoria terrestre con respecto a las estrellas cercanas.

EJERCICIOS Y PROBLEMAS

168. ¿Con qué velocidad angular rota el plano de oscilación del péndulo en Valparaíso, siendo la latitud de esta ciudad $\varphi = 33^{\circ}2'$ austral?
R.: $8^{\circ}10'35''$ (por hora sideral).
169. ¿En qué tiempo el plano de oscilación del péndulo cumplirá una rotación de vuelta entera en Río de Janeiro, siendo su latitud $\varphi = 22^{\circ}54'$ austral?
R.: 61h40m51s (siderales).
170. ¿En qué latitud el plano de oscilación del péndulo describe una rotación completa en 48 horas siderales?
R.: 30° .
171. ¿Cuánto pesa en el Ecuador un cuerpo cuyo peso en un polo de la Tierra es de 7,720 kg.?
R.: 7,681 kg.
172. Un cuerpo en el Ecuador pesa 17,145 kg., ¿cuánto pesará en un polo de la Tierra?
R.: 17,231 kg.
173. Sabiendo que a $1''$ de paralaje anual corresponde una distancia de 3,26 años luz, ¿a cuántos años luz de la Tierra se encuentra la estrella 61 del Cisne cuya paralaje anual es de $0'',32$?
R.: 10,18 años luz.
174. ¿Cuál será la paralaje anual de la estrella polar del hemisferio boreal, alfa de Osa Menor, sabiendo que su distancia a la Tierra es de 46,57 años luz?
R.: $0'',07$.
175. ¿Qué diámetro aparente ofrecería el Sol, supuesto a la distancia de α del Centauro, o sean, 4,2 años luz, tomando como ecuación de la luz 8m20s (136) y teniendo en cuenta que su diámetro aparente real es de $32''$?
R.: $0'',00072$ (inapreciable).
176. ¿A cuántos millones de kilómetros equivale el año luz?
R.: 946.710 millones de kilómetros.
177. ¿En qué zona de la Tierra está ubicado un lugar cuya latitud es: $\varphi = +14^{\circ}27'32''$?
R.: En la zona tropical (parte boreal).
178. ¿En qué zona terrestre está ubicada Lima, cuya latitud es: $\varphi = -12^{\circ}3'4''$?
R.: Zona tropical (parte austral).
179. ¿En qué zona terrestre está ubicado un lugar cuya latitud es: $\varphi = +69^{\circ}37'19''$?
R.: Zona glacial (boreal).
180. ¿En qué zona terrestre está ubicado Santiago de Chile cuya latitud es: $\varphi = -33^{\circ}26'42''$?
R.: Zona templada (austral).

181. ¿Cuál es la longitud del arco recorrido por un punto del ecuador terrestre en 3h56m siderales a consecuencia de la rotación de la Tierra?
R.: 6.556 km. 80 m.
182. ¿Qué longitud tiene el arco que recorre en 2h56m siderales un punto del trópico del Capricornio a consecuencia de la rotación terrestre?
R.: 4.485 km. 425 m.
183. Si la latitud de Buenos Aires es de $34^{\circ}37'$, ¿cuál es la longitud del arco que recorre cualquiera de sus puntos en 2h36m siderales debido a la rotación terrestre?
R.: 3.566 km. 618 m.
184. ¿En qué latitud de la Tierra debe estar ubicado un punto para que a consecuencias de la rotación del planeta, recorra un arco de 976 kilómetros en 43m de tiempo sideral?
R.: $35^{\circ}16'$.
185. Suponiendo constante a la velocidad de traslación de la Tierra alrededor del Sol, ¿qué tiempo emplearía el centro del planeta en recorrer 277.000 kilómetros?
R.: 2h35m41s.
186. Suponiendo constante la velocidad de traslación de la Tierra alrededor del Sol, ¿qué distancia recorre su centro en 7h14m?
R.: 772.158 kilómetros.
187. Tomando para la constante de aberración $\alpha = 20''$ y para la distancia Sol-Tierra 150.000.000 km., hallar la velocidad de la luz tomando para el año una duración de 365 días.
R.: 300.000 $\frac{\text{km.}}{\text{seg.}}$ (aprox.).

CAPITULO TERCERO

DETERMINACION DE LAS COORDENADAS GEOGRAFICAS

171. **DETERMINACION DE LA LATITUD.** — En el parágrafo 20, nos hemos ocupado de las dos coordenadas geográficas. El valor numérico de la latitud se obtiene con gran precisión aplicando el teorema demostrado en parágrafo 28, en conformidad con el cual, *la latitud de un lugar es igual a la altura del polo celeste sobre su horizonte.*

Como el polo celeste P es un punto invisible del Cielo, se determina su *altura* (o la distancia cenital), siguiendo un procedimiento ya visto (40) y obtenemos:

$$\varphi = h = \frac{h_1 + h_2}{2},$$

donde h_1 y h_2 son las *alturas tomadas en las dos culminaciones de una estrella circumpolar*, y h la *altura del polo celeste.*

Para determinaciones rápidas, sobre todo en el mar, puede obtenerse fácilmente la latitud utilizando la fórmula determinada en el parágrafo 52, es decir:

$$\delta = \varphi \pm Z \quad \therefore \quad \varphi = \delta \mp Z,$$

valiéndose del *sextante* para obtener la *distancia cenital Z del Sol*, en su *culminación superior*, cuya *declinación δ* en toda fecha del año, es conocida por tablas especiales.

172. **SEXTANTE.** — Este instrumento (fig. 130) consiste en un arco graduado equivalente a la sexta parte de la circunferencia, un pequeño anteojo L y dos espejitos A y O , de los cuales el primero, colocado frente al objetivo del anteojo, sólo está amalgamado en su mitad inferior. El espejo A y el anteojo L , están acoplados a dos brazos fijos dispuestos según radios del arco graduado, mientras que el espejito O puede girar alrededor del centro M de aquel arco acompañando en su movimiento a la alidada B , cuyo extremo inferior provisto de un nonius se desliza a lo largo de la graduación para permitir lecturas aproximadas. El espejo A está inclinado en tal forma sobre el brazo radial que lo sostiene, que todo rayo luminoso que incide sobre él según la dirección de tal radio, p. ejm., el MI , se refleja en forma de ser recogido por el anteojo L . Además, el aparato está construido de manera que al coincidir los ceros del arco graduado y del nonius de la alidada móvil, los espejos A y O se disponen en planos paralelos. Agreguemos que el instrumento viene provisto de cristales ahumados que se colocan sobre los espejos para el caso de tener que efectuarse observaciones solares, y también de un

pequeño micrómetro para facilitar las lecturas y aproximaciones proporcionadas por el nonius.

Si se quiere tomar la altura del Sol S , se mira con el anteojo, a través de la parte no amalgamada del espejo A , un punto de la línea del horizonte y se mueve en seguida convenientemente la alidada B de modo que el espejo O rote en un ángulo tal, que el rayo luminoso SM proveniente del Sol, después de reflejarse en dicho espejo según MI , vuelva a experimentar una nueva reflexión en el espejo A que le permita penetrar al anteojo según la dirección del eje óptico. Conseguido ello, el centro del Sol será visto por el observador sobre la línea del horizonte, y el nonius de la alidada, con auxilio del micrómetro permitirá leer sobre el arco graduado la altura $h = X$ del Sol, cuyo complemento es la *distancia cenital*.

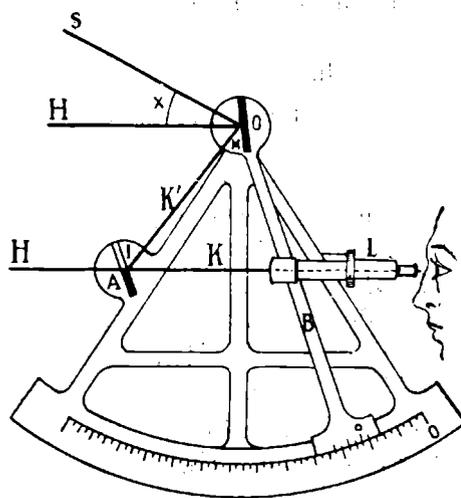


Fig. 130. — Esquema del sextante.

Para llevar al Sol, o a un astro cualquiera a coincidir con el horizonte mediante las reflexiones especulares en O y en A , sólo hay que hacer rotar a la alidada B , y por consiguiente al espejo O , en un ángulo igual a la mitad de la altura del astro, por lo cual la graduación del arco del sextante está hecha en conformidad con esta comprobación.

Debemos advertir que los rayos SM , MI e IK deben estar contenidos en un mismo plano vertical, cosa que se obtiene poniendo cuidado en que el plano general del sextante permanezca vertical durante la observación.

Del mismo modo pueden determinarse durante la noche, alturas de astros cualesquiera, pero en este caso el punto de referencia debe ser no ya el horizonte que es invisible, sino otro astro cuya altura se conoce. La lectura obtenida expresa entonces la *diferencia entre las alturas de ambos astros*, de las que una es conocida. La declinación de la estrella se conoce de antemano.

Debido a la depresión de horizonte es necesario corregir la altura obtenida según sea la elevación del observador sobre el nivel del mar.

TABLA DE CORRECCION DE ALTURA

Altura del observador	Corrección						
1 metro	1' 46"	6 metros	4' 21"	11 metros	5' 53"	16 metros	7' 5"
2 ..	2' 30"	7 ..	4' 41"	12 ..	6' 8"	17 ..	7' 19"
3 ..	3' 4"	8 ..	5' 1"	13 ..	6' 23"	18 ..	7' 31"
4 ..	3' 33'	9 ..	5' 19"	14 ..	6' 38"	19 ..	7' 44"
5 ..	3' 58"	10 ..	5' 36"	15 ..	6' 52"	20 ..	7' 56"

La corrección debe ser restada de los resultados obtenidos en cada determinación.

173. DETERMINACION DE LA LONGITUD. — En la actualidad para evitar las indeterminaciones en las longitudes geográficas derivadas de la adopción de diversos meridianos tomados como origen, se ha convenido en considerar siempre como primer meridiano al de Greenwich, a partir del cual se contarán las longitudes de 0° a 180° hacia el Oriente o hacia el Occidente.

Supongamos, que en un determinado instante, el círculo horario de un astro cualquiera A coincide con el semimeridiano de un lugar L de la Tierra (el astro culmina para ese lugar). Si imaginamos otros lugares terrestres L' , L'' , L''' , ..., etc., cuyos semimeridianos formen con el de L ángulos de 15° , 30° , 45° , ..., etc., resultará que el círculo horario del astro A empleará 1h, 2h, 3h, ..., etc., en tiempo del astro (si se trata del Sol, solares), para ponerse sucesivamente en coincidencia con los semimeridianos de los lugares L' , L'' , L''' , ..., etc., cuando estos lugares están a occidente de L .

De las anteriores consideraciones, se derivan las importantes proposiciones que pasamos a enunciar:

I. La diferencia entre las longitudes geográficas de dos lugares de la Tierra, es igual a la diferencia de los ángulos horarios de un mismo astro tomados en igual instante desde ambos lugares.

II. La diferencia entre las longitudes geográficas de dos lugares de la Tierra, es igual a la diferencia entre sus tiempos locales en un mismo instante, tomada a razón de 15° por hora.

En la actualidad, la longitud de un lugar se determina empleando casi exclusivamente las señales telegráficas inalámbricas, poniéndose el mayor cuidado en el registro de la hora local exacta, la cual se compara con la hora del primer meridiano (hora universal), transmitida varias veces durante el día y la noche por estaciones radiotelegráficas de numerosos países de la Tierra. La estación transmisora de la torre de Eiffel emite señales que dan la hora universal, dos veces por día, una durante la mañana y otra por la tarde. La diferencia entre la hora universal y la local da fácilmente, en virtud de la II proposición enunciada, la longitud geográfica del lugar.

En tierra firme, puede obtenerse por tales señales, la longitud con un error horario inferior a $\frac{1}{100}$ de segundo, al cual tiempo

corresponden en el Ecuador 4,5 metros, y en latitudes medias unos 3 metros. En cambio con los medios precarios de que dispone el marino para obtener su hora local, el error, en el mejor de los casos, es de 100 a 150 veces superior al antes apuntado, o lo que es lo mismo, la posición de un barco sobre la zona ecuatorial, sólo puede ser dada con una diferencia de 0,5 a 0,7 kilómetros sobre la verdadera, y en el paralelo de 50° esa diferencia se reduciría a 0,3 ó 0,4 kilómetros.

En 1913, durante el Congreso Internacional reunido en París, se convino en que varias estaciones radiotelegráficas de gran potencia y ubicadas estratégicamente sobre la Tierra, dieran periódicamente la hora universal con un error inferior a $\frac{1}{4}$ de segundo, manifestándose además el propósito de aumentar sucesivamente el número de dichas estaciones de modo que en todo lugar del planeta se recogiesen por lo menos durante cada 24 horas dos señales horarias, una durante el día, y otra por la noche. Comenzaron a cumplir ese propósito para las rutas marítimas más frecuentadas las estaciones de París y Nauen, con un error que en término medio, no alcanzaba al décimo de segundo en el tiempo.

En el día, ese error se ha reducido mucho, habiéndose multiplicado las estaciones destinadas a llenar tal finalidad.

En la Argentina, la estación L. S. D. ubicada en la localidad de Monte Grande, emite señales horarias radiotelegráficas, dos veces por día. Dichas señales son refrendadas por el Servicio Geográfico del Ejército. Otras estaciones que llenan el mismo fin, y muy conocidas, son las de Pontoise, Arlington, Rugby, etc.

Antes de emplearse estas señales horarias radiotelegráficas, la determinación de la longitud terrestre era un problema de difícil solución cuando se trataba de obtener resultados aproximados, y sobre todo en el mar donde la determinación de la hora local no puede hacerse con los aparatos apropiados utilizados en tierra firme. En cuanto a la hora del primer meridiano, se obtenía con el transporte de cronómetros ya regulados con ella.

Aun en tierra firme, los procedimientos utilizados en la determinación de la longitud eran precarios, basándose a veces en fenómenos astronómicos a producirse en determinado instante, como ser el eclipse de un satélite de Júpiter. Al producirse éste, la diferencia entre las horas locales registradas en dos lugares *A* y *B*, permitía conocer la diferencia de longitudes de los mismos, de modo que si la longitud de *A* era conocida, quedaba determinada también la de *B*, o viceversa.

A veces, en circunstancias especiales, la hora local se determinaba por el movimiento de la Luna (casi 13° por día), pero un error de $10''$ en la posición del satélite, se traduce en otro de 18 segundos sobre el tiempo local a calcularse. También solían utilizarse las efemérides de diversos astros, que consignan en hora de Greenwich (universal), el instante en que se producen fenómenos que les son relativos, pero todos estos procedimientos para la determinación de la hora local, así como el empleo de cohetes y otras señales luminosas para obtener la longitud geográfica por diferencia con la de lugares más o menos cercanos, pueden considerarse como prácticamente abandonados, dadas las innegables ventajas ofrecidas por las señales inalámbricas.

MAPAS GEOGRAFICOS

174. GLOBOS TERRESTRES. — El elipsoide terrestre, lo mismo que la esfera celeste, puede representarse por globos construídos en cartón o madera, de forma más o menos esférica, dadas las reducidas dimensiones del achatamiento polar y de los relieves continentales comparadas con el radio medio del planeta. Sobre dichos globos se representan los continentes por figuras que les son seme-

jantes tomadas en una escala $\frac{r'}{r}$, donde r' , es el radio del globo y r el radio medio de la Tierra. Las dimensiones que pueden asignarse a estos globos son de por sí completamente insuficientes como para representar a las distintas regiones del planeta con los detalles

necesarios para su estudio, por lo cual trata de evitarse el inconveniente, mediante la confección de mapas y cartas donde aparecen los

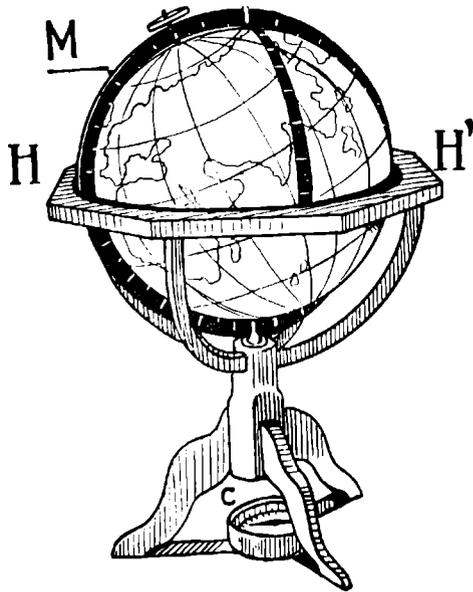


Fig. 131. — Globo terrestre.

detalles de toda naturaleza relativos a las regiones comprendidas, ya sean éstas de vasta extensión, ya de extensiones más reducidas.

En la figura 131 puede apreciarse el dispositivo asignado a tales globos a los cuales, por otra parte, pueden dárseles todas las inclinaciones que se deseen para hacerlos adaptables a las diversas latitudes de la Tierra.

El aro *M* representa el meridiano del lugar y el *HH'* el horizonte del mismo. Sobre el primero van grabadas las numeraciones correspondientes a los diversos paralelos terrestres, con lo cual se obtiene con aproximación la latitud de los diversos puntos del globo.

175. MAPAS GEOGRAFICOS. — Son diseños ejecutados sobre una superficie plana, donde se representa en su totalidad, o en parte, la superficie del planeta. En el mapa general o mapamundi, la Tierra está representada en sus dos hemisferios. La escala utilizada en este caso es muy restringida dada la gran extensión superficial del planeta.

Los mapas particulares pueden representar un continente, una nación, una provincia, un departamento, etc., siendo tanto mayor la escala empleada cuanto menor sea la extensión de la región representada.

Los mapas terrestres, en general, deforman las figuras de las regiones que representan, ya que la superficie esférica, como también la del elipsoide, no pueden extenderse sobre el plano, como pasa con las superficies llamadas regladas, entre ellas, las del cilindro y el cono.

Resulta de ello, que las figuras obtenidas sobre el mapa aparecen deformadas con relación a las figuras reales de las regiones representadas, o en otros términos, el diseño y la figura real no son figuras semejantes. Estas deformaciones, considerables en las cartas o mapas generales y en todos aquellos que abarcan grandes extensiones (continentes, países extensos), se atenúan considerablemente en los mapas particulares que abarcan extensiones pequeñas.

176. CONFECCION DE UN MAPA GEOGRAFICO: CANEVA.

-- Los mapas geográficos pueden confeccionarse utilizando uno de

los dos procedimientos fundamentales que siguen, en conformidad con las finalidades deseadas:

a) Aplicando a la zona a representar alguno de los sistemas de proyección estudiados en geometría, sobre todo el ortogonal y el estereográfico.

b) Utilizando los desarrollos planos de las superficies regladas, como son las del cilindro y el cono.

En este caso, las superficies esféricas se suponen llevadas primero sobre un cilindro o un cono envolvente de la esfera terrestre y luego desarrolladas sobre el plano.

Cada uno de los métodos utilizados tiene sus ventajas y sus inconvenientes, por lo cual en la confección de mapas y cartas se toma muy en cuenta la aplicación a que se las destina.

El *canevá* de un mapa está constituido por la red de líneas que se trazan con anterioridad, representando los *meridianos* y *paralelos*. Los distintos lugares pueden ubicarse sobre el mapa teniendo en cuenta que cada *semimeridiano terrestre* contiene a todos los lugares de *igual longitud* y cada *paralelo* a los de *igual latitud*. Resulta de ello, que conociéndose las *coordenadas geográficas* de un lugar, dicho lugar queda perfectamente determinado sobre la superficie del planeta, y el *canevá* permite fijarlo en el mapa en el punto de intersección de su paralelo y su semimeridiano.

177. PROYECCION ORTOGRAFICA. — Este sistema se utiliza para proyectar ortogonalmente sobre un plano todo un hemisferio de la Tierra supuesta rigurosamente esférica. El plano de proyección es la base del hemisferio representado, de modo que será siempre un *círculo máximo del planeta*, ya sea el *Ecuador*, ya un *meridiano*.

1º PROYECCIÓN ORTOGRÁFICA SOBRE EL ECUADOR. — Se utiliza para representar los hemisferios norte y sur de la Tierra en los mapas generales.

El *canevá* o red de paralelos y meridianos, se confecciona en la forma siguiente (fig. 132): el ecuador terrestre es el círculo *ea'e'a'*, y los paralelos, círculos concéntricos al anterior, tal como el *mbn*. Para determinar el radio *On* con el cual debe trazarse el paralelo de latitud φ , aplicamos la fórmula de fácil deducción:

$$On = r \cdot \cos. \varphi,$$

en la cual r es la longitud *Oe* del segmento representativo del radio de la Tierra, y φ la graduación del paralelo a diseñarse.

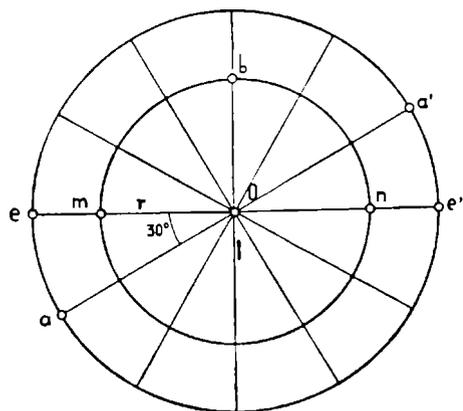


Fig. 132. — Proyección ortográfica sobre el Ecuador.

Se completa el caneavá teniendo en cuenta que las trazas de los semimeridianos sobre el Ecuador $ae'a'$, son radios de este círculo. Si suponemos que Oe es el primer semimeridiano, trazariamos los demás formando con aquél ángulos iguales a los de sus respectivas graduaciones: así el semimeridiano de 30° , que en la figura es el Oa , se ha trazado formando con Oe el ángulo $eOa = 30^\circ$, y así con los demás.

En la figura se ha trazado los semimeridianos de 30° en 30° , interceptándose en el punto O que es el polo terrestre del hemisferio que se diseña.

En las proyecciones ortográficas sobre el Ecuador, los *paralelos terrestres* se proyectan en su *verdadero grandor escalar*.

2º PROYECCIÓN ORTOGRÁFICA SOBRE UN MERIDIANO. — En este caso, el meridiano sobre el cual se proyecta, aparece como un círculo $PEP'E'$ (fig. 133), cuyo radio es en escala el radio de la Tierra.

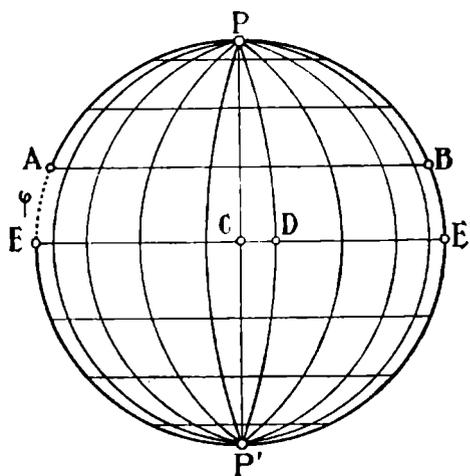


Fig. 133. — Proyección ortográfica sobre un meridiano.

El caneavá se diseña trazando semielipses correspondientes a los distintos semimeridianos. En la figura aparecen tomados de 20° en 20° , pasando todos por P y P' que son los polos de la Tierra.

El semieje menor CD de la elipse representativa del semimeridiano correspondiente a la longitud λ con respecto al meridiano central PCP' , es dado por la relación:

$$CD = r \operatorname{sen.} \lambda,$$

donde r es el segmento adoptado en escala como radio de la Tierra. En cuanto al Ecuador, está representado por el diámetro EE' normal a PP' , mientras que las trazas de los paralelos terrestres, paralelas a la anterior, aparecerán como cuerdas que no son más que los diámetros verdaderos de los respectivos paralelos. Uno de ellos, correspondiente a la latitud cualquiera φ , se trazará en el caneavá, tomando el arco $EA = \varphi$.

178. PROPIEDADES DE LA PROYECCION ORTOGRAFICA.

— En este sistema de proyección, las figuras aparecen deformadas tanto más, cuanto más nos alejamos del centro donde las deformaciones son nulas.

Si consideramos la proyección sobre el Ecuador, los paralelos se proyectan según sus verdaderas dimensiones, no pasando lo mismo con los meridianos, pues arcos iguales de uno de éstos son representados por segmentos de recta que disminuyen a medida que nos alejamos del centro O .

En consecuencia, las zonas polares de la Tierra son las que resultan de más perfecta interpretación, mientras que las ecuatoriales aparecen enormemente desfiguradas en el sentido de la latitud.

En la proyección ortográfica sobre un meridiano, aparecen muy deformadas las regiones situadas en las cercanías del meridiano de proyección, mientras que en aquellas cuya longitud difiere de tal meridiano en magnitudes cercanas a los 90° , la deformación es pequeña. Como en este caso los arcos iguales de un meridiano son segmentos elípticos tanto menores cuanto mayor sea la latitud, puede deducirse que las zonas polares aparecen fuertemente deformadas, en tanto que las ecuatoriales están bien representadas en el centro del mapa, y deformadas en el sentido de la longitud en la periferia del mismo.

En conclusión: *en cualquiera de las proyecciones ortográficas, sólo son fielmente interpretadas las regiones ubicadas en las cercanías del centro del mapa.*

179. PROYECCION ESTEREOGRAFICA. — En este sistema se representa un hemisferio terrestre por su perspectiva sobre el plano del círculo máximo MN que le sirve de base, tomando como punto de vista al punto O diametralmente opuesto al polo P del hemisferio (fig. 134).

Se trata, pues, de una proyección, donde toda porción A del hemisferio a representarse, es vista desde O sobre el plano MN según a .

La proyección estereográfica puede hacerse con respecto a cualquier círculo máximo de la Tierra y tiene la ventaja que *el caneavá está formado por rectas y arcos de circunferencia.*

1º PROYECCION ESTEREOGRAFICA SOBRE EL ECUADOR. — En este caso siendo EE' el plano del ecuador terrestre, el punto de vista es V , de modo que el polo P del hemisferio a representarse se proyecta en el centro O del círculo EE' (fig. 135).

El caneavá puede apreciarse en la figura 136. El meridiano $PEVE'$ de la figura 135, que podemos tomar como meridiano de origen, se proyecta en el caneavá según su traza ee' que no es más que un diámetro del círculo ecuatorial eRe' .

Si se quiere llevar al caneavá cualquier semimeridiano, como ser el PSV de la figura 135, se tomará la magnitud del arco ES , o sea, la graduación del semimeridiano a representar, llevándola en la otra figura en eS , y uniendo S con O' se tendrá en el radio $O'S$ la

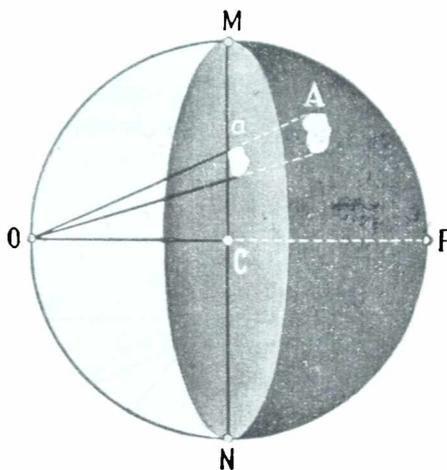


Fig. 134. — Proyección estereográfica.

proyección estereográfica pedida, procediéndose en igual forma para los demás semimeridianos.

Los paralelos dan lugar a proyecciones circulares con centro común en O' . Puede observarse en la figura 135, que el punto H

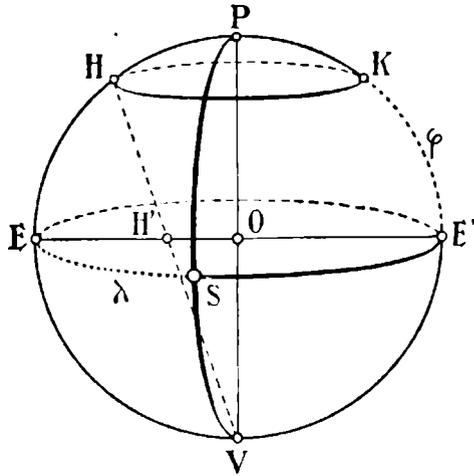


Fig. 135. — Proyección estereográfica sobre el Ecuador.

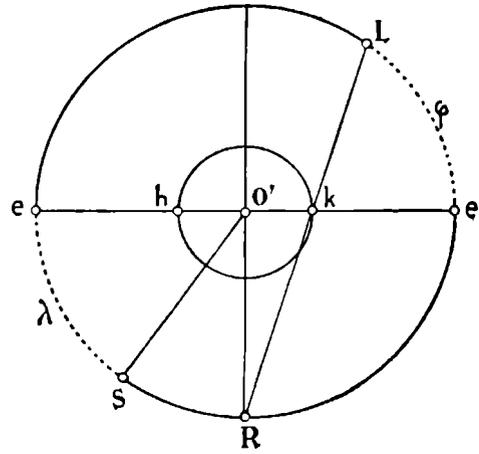


Fig. 136. — Canevá de la proyección estereográfica sobre el Ecuador.

del paralelo HK se proyecta sobre el Ecuador, visto desde V , en H' , de modo que tomando en el canevá un radio $O'h = OH'$, podrá trazarse en hk la proyección estereográfica del paralelo HK .

Pero también cualquier paralelo puede obtenerse sobre el canevá de figura 136 sin el auxilio de la figura 135, en la forma siguiente:

Sea φ la latitud del paralelo a trazarse. Llevemos desde O' el radio $O'R$ perpendicular al diámetro ee' , y desde e' el arco $e'L = \varphi$. Uniendo L con R , este alineamiento cortará a ee' en el punto k y el segmento $O'k$ será el radio con el cual trazaremos el paralelo hk correspondiente a la latitud φ pedida.

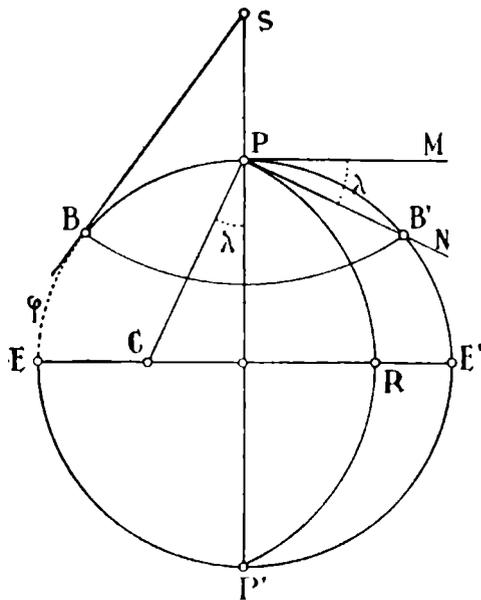


Fig. 137. — Proyección estereográfica sobre un meridiano.

2º PROYECCIÓN ESTEREOGRÁFICA SOBRE UN MERIDIANO. — Supongamos siempre que el meridiano sobre el cual se proyecta sea el meridiano de origen.

Para obtener el canevá, se comienza por trazar dicho meridiano en $PEP'E'$ donde la recta EE' será la traza del ecuador celeste, y su perpendicular PP' dará la posición de los polos de la Tierra en P y P' .

Para trazar el semimeridiano correspondiente a la longitud λ de la Tierra, tracemos por P las semirectas PM y PN formando entre sí el ángulo λ , y tal que la primera sea normal a PP' (fig. 137). A continuación, llevamos desde P la perpendicular a la PN , la cual intercepta a la traza EE' del Ecuador en un punto C . Con centro en este punto, y radio CP se traza el arco de circunferencia PRP' que será la proyección estereográfica del semimeridiano de longitud λ . Repitiendo este proceso se trazan todos los que se desean en el canevá. Para abreviar el trazado del semimeridiano, puede fomarse directamente en P el ángulo $P'PC = \lambda$, con lo cual se obtiene el punto C .

Para el trazado del paralelo de latitud φ , llevamos esta magnitud angular a partir del Ecuador en EB . Trazamos en seguida por B la tangente al círculo $PEP'E'$, la cual corta a la prolongación de PP' en el punto S , desde el cual con radio SB se traza el arco de circunferencia BB' que será la proyección estereográfica sobre el meridiano, del paralelo correspondiente a la latitud φ .

180. PROPIEDADES DE LA PROYECCION ESTEREOGRAFICA. — A este sistema de proyección corresponden todas las propiedades que se estudian en la inversión (ver geom.), destacándose en particular las tres siguientes:

1º *Los ángulos permanecen inalterables.* Esta propiedad es consecuencia de la conocida proposición relativa al ángulo formado en un punto por dos curvas, el cual es igual al que comprenden las tangentes a las mismas trazadas por el punto común.

2º *La proyección estereográfica de un elemento de superficie, es semejante a la figura de dicho elemento, pero su escala es variable con la distancia al centro de la carta.* Por lo tanto, una figura esférica muy pequeña puede ser considerada como plana.

Supongamos que se está proyectando el hemisferio sur de la Tierra EPE' sobre el plano del Ecuador EE' con punto de vista en el Polo Norte P' , y se quiere calcular la escala del mapa en una cualquiera de sus regiones (fig. 138).

Tomemos en la latitud φ del hemisferio a proyectarse, una figura muy pequeña MN cuya proyección sobre el Ecuador es mn , semejante a aquélla. Podremos escribir con mucha aproximación:

$$\frac{mn}{MN} = \frac{P'n}{P'N} = \frac{P'O}{P'R} = \frac{P'O}{P'O + OR}, \quad [1]$$

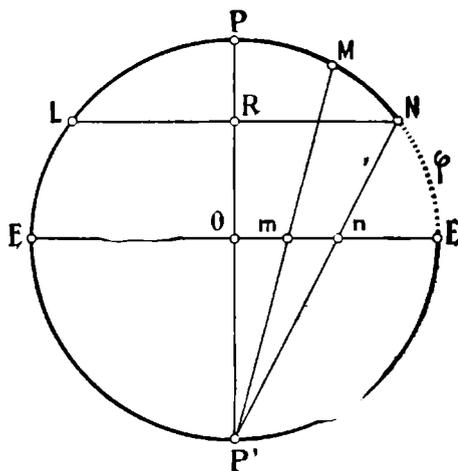


Fig. 138. — Escala en la proyección estereográfica.

y tomando como unidad de medida al radio $P'O$ de la Tierra (en la escala del diseño), y teniendo en cuenta además que en tal supuesto el segmento OR es el seno de la latitud φ , la fórmula [1] dará:

$$\frac{mn}{MN} = \frac{1}{1 + \text{sen. } \varphi}, \quad [2]$$

fórmula que nos dice que la escala en una pequeña región del mapa sólo depende de la latitud φ de la misma, o lo que es igual, que para una misma latitud la escala es invariable.

Por la fórmula [2] se obtiene $\frac{1}{2}$ como valor de la escala en el centro de la carta, pero este valor crece desde el centro a la periferia donde alcanza el valor 1.

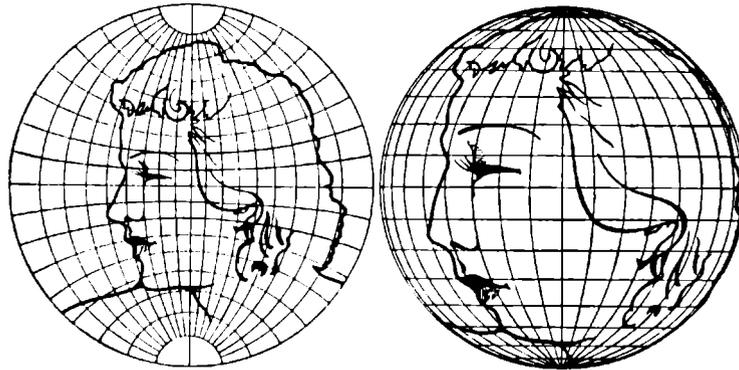


Fig. 139. — Deformación de las figuras en distintos sistemas de proyección.

De lo que se acaba de exponer, deducimos que las deformaciones producidas por la proyección estereográfica son considerablemente menores que las provocadas por el sistema de proyección ortográfica visto anteriormente, presentando además notables ventajas en cuanto a la conservación de los ángulos e imágenes de las figuras obtenidas, las cuales son de notable parecido a las reales.

En la figura 139 se ha dibujado una cara sobre un canevá correspondiente a la proyección estereográfica y luego se ha llevado punto por punto al canevá de una proyección ortográfica. A simple vista se ve la deformación que experimenta la figura. Estas deformaciones tienen lugar en cualquier sistema de proyección.

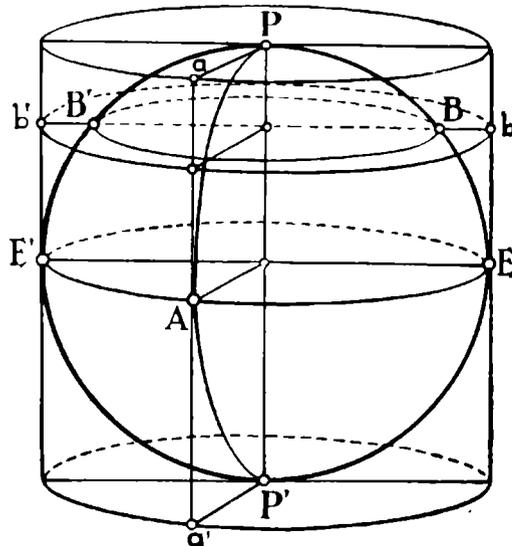


Fig. 140. — Desarrollo cilíndrico.

181. DESARROLLO CILINDRICO. — Supongamos a la Tierra circunscripta por un cilindro circular recto según la línea del Ecuador EE' (fig. 140). El eje de la Tierra, en tal supuesto, será el mismo eje del cilindro, con lo cual los polos terrestres P y P' serán centros de las bases del mismo. Los planos de los semimeridianos cortarán a la superficie del cilindro envolvente según generatrices como la aa' que corresponde al semimeridiano PAP' . En cuanto a los paralelos terrestres, determinarán sobre la superficie cilíndrica circunferencias de radios iguales, como ser la bb' que corresponde al paralelo BB' y la EE' que coincide con el mismo Ecuador.

El canevá se obtiene, suponiendo al cilindro desarrollado sobre el plano, en cuyo caso los meridianos aparecerán como rectas equidistantes, siempre que la diferencia de graduación de uno a otro sea constante. Los paralelos, aun reuniendo la condición anotada, serán en el canevá rectas perpendiculares a los meridianos, pero más espaciadas en las zonas ecuatoriales que en las polares (fig. 141).

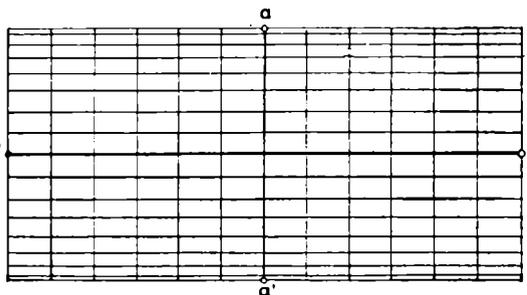


Fig. 141. — Canevá del desarrollo cilíndrico.

Sobre este canevá la región ecuatorial es interpretada con mucha aproximación, aumentando las deformaciones a medida que nos acercamos a los polos.

El desarrollo cilíndrico puede hacerse también sobre el cilindro circunscripto a la Tierra según uno de sus meridianos, eligiéndose en tal caso el que pasa por la parte central de la zona a interpretarse en la carta (desarrollo de Flamsteed).

182. CARTAS MARINAS: SISTEMA DE MERCATOR. — Para navegar desde un punto A , a otro B , los marinos acostumbran seguir una determinada curva llamada *loxodromia* caracterizada por cortar a todos los meridianos bajo un ángulo constante llamado *ángulo de ruta*. La brújula, en este caso, es la indicadora de la ruta, formando su aguja un ángulo invariable en la rosa de los vientos.

Si el ángulo de ruta es nulo, la loxodromia coincide con un meridiano, y si es de 90° con un paralelo, mientras que en los demás casos la loxodromia es en realidad una línea a doble curvatura, parecida a una hélice.

Las cartas de Mercator, utilizadas en este género de navegación, pueden considerarse con mucha aproximación como desarrollos cilíndricos algo alterados, para conseguir en ellas que las loxodromias aparezcan dentro del canevá como rectas, con lo cual se facilita

la determinación de las ángulos de ruta. Los meridianos (fig. 142), aparecen como rectas equidistantes siempre que se diferencien entre sí en igual número de grados,

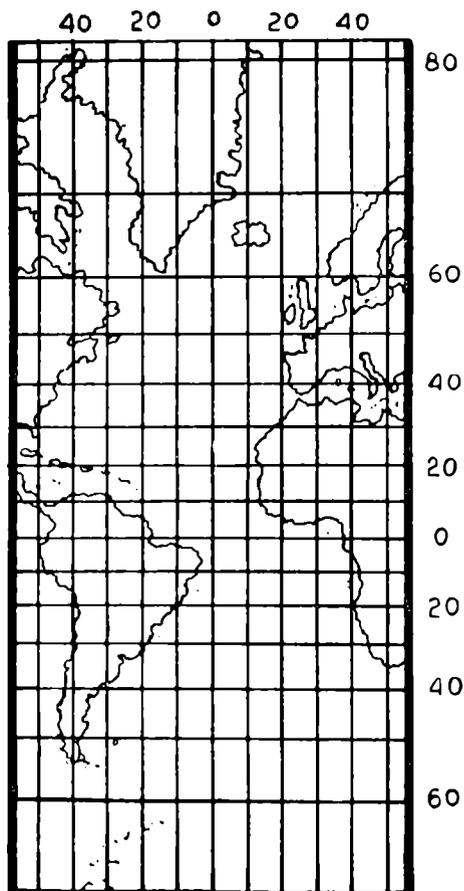


Fig. 142. -- Desarrollo de Mercator.

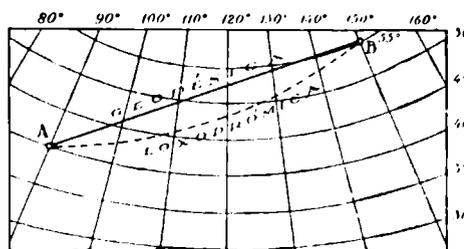
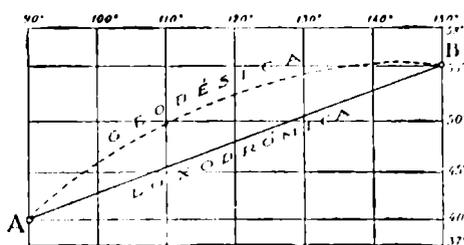
pero los paralelos en idénticas condiciones, para conseguir loxodromias rectilíneas, se separan más y más a medida que se alejan del Ecuador*.

Sobre una carta de Mercator, aparecen bien representadas las regiones ecuatoriales, pero se agrandan y deforman enormemente las cercanas a los polos.

La figura 143 representa en la proyección de Mercator la loxodrómica (recta), y un arco de círculo máximo (geodésica) que en esa proyección aparece como una línea curva.

En cambio, la figura 144 es una proyección con punto de vista en el centro de la Tierra sobre un plano tangente: en ella los arcos de círculos máximos se proyectan según rectas y la loxodrómica según una curva. Con el auxilio de ambas cartas, los marinos pueden navegar siguiendo la ruta más corta (geodésica), para lo cual, como es natural,

deben cambiar de tanto en tanto el rumbo del navio.



Figs. 143 y 144. -- Cartas marinas.

183. DESARROLLO CONICO. — Los mapas de una porción relativamente reducida de la Tierra, como ser el de una nación o una provincia, se confeccionan a base de desarrollos cónicos, supo-

* Si r es el radio con que se representará al radio ecuatorial, la longitud del Ecuador será $2\pi r$ y su distancia al paralelo de latitud φ debe ser igual a aquel radio.

multiplicado por el logaritmo natural de la tangente de $(45^\circ + \frac{\varphi}{2})$.

niendo a la Tierra circunscripta por un cono, donde la circunferencia de contacto es un paralelo central MM' (fig. 145), de la región a representarse. En tal supuesto, cada semimeridiano PFP' corta al cono envolvente según una generatriz SF , mientras que todo paralelo, como el AB , determinará sobre dicho cono una circunferencia $A'B'$ tanto menor cuanto menos diste el paralelo considerado del vértice S del cono.

Si desarrollamos sobre el plano al cono envolvente, se obtendrá un caneá donde los semimeridianos son rectas convergentes, y los paralelos arcos de circunferencias cuyo centro común es el punto de concurso de los semimeridianos (vértice del cono desarrollado).

Se construye el caneá tomando en primer lugar, en la escala que se desea una semirrecta sa (fig. 146), que representará al semimeridiano medio de la región cuyo mapa hay que confeccionar, que supondremos ser el PMP' de la figura 145. Luego, con radios sm y sa , respectivamente, iguales a SM y SA' , se trazan con centro en s los arcos que representan a los paralelos MM' y AB y los demás que se consideren necesarios. Cualquier semimeridiano, p. ejm., el PFP' de la figura 145, puede trazarse fácilmente tomando sobre el paralelo central del caneá el arco mf de graduación igual al producto de la graduación del arco MF por el seno de φ (siendo φ la latitud del paralelo central).

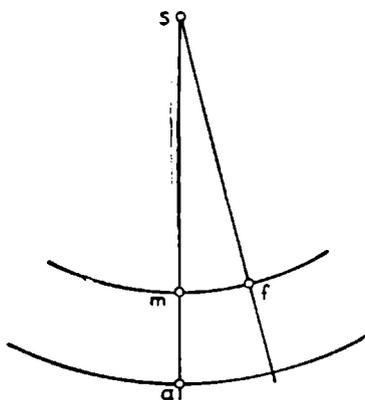


Fig. 146. — Caneá del desarrollo cónico.

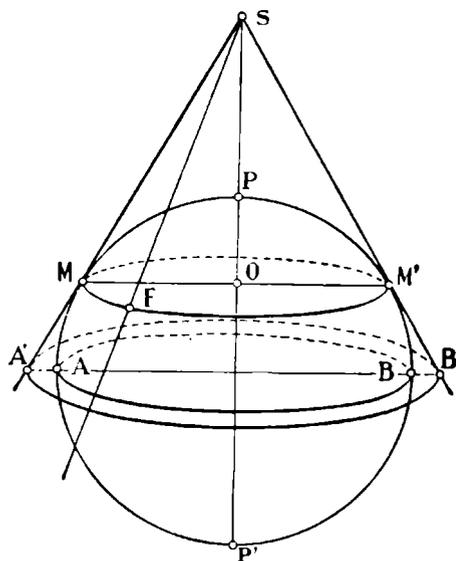


Fig. 145. — Desarrollo cónico.

Los desarrollos cónicos presentan la ventaja de que la red de meridianos y paralelos es de fácil trazado, pues se trata de rectas y arcos de circunferencias concéntricas. Las regiones inmediatas al paralelo central, son las que aparecen interpretadas con más exactitud, deformándose en cambio las más alejadas del mismo. En cuanto a las áreas de las diversas regiones del mapa, experimentan notables variaciones. Existen otros sistemas de proyección en los cuales las áreas se conservan, pero en este caso no podrán conservarse los ángulos.

EJERCICIOS Y PROBLEMAS

188. La distancia cenital del polo celeste en Mendoza es de $57^{\circ}7'$, ¿cuál es la latitud de esta ciudad?
R.: $32^{\circ}53'$ (austral).
189. Se han tomado desde Montevideo las alturas de una estrella circumpolar en sus pasos superior e inferior por el meridiano, obteniéndose $42^{\circ}10'$ y $27^{\circ}40'$ respectivamente, ¿cuál es la latitud de dicha ciudad?
R.: $34^{\circ}55'$ (austral).
190. Desde Río de Janeiro se han medido las distancias cenitales de una estrella circumpolar en sus pasos superior e inferior por el meridiano, obteniéndose, respectivamente, $64^{\circ}52'$ y $69^{\circ}20'$, ¿cuál es la latitud de Río de Janeiro?
R.: $22^{\circ}54'$ (austral).
191. En cierto día del año, las efemérides del Sol dan como declinación austral de este astro el valor $18^{\circ}14'$. Tomada la distancia cenital del Sol a mediodía en esa fecha (instante de culminación) desde Santiago de Chile, se obtuvo el valor $15^{\circ}13'$ al Norte, ¿cuál será la latitud de dicha ciudad?
R.: $33^{\circ}27'$ (austral).
192. Se toma desde Buenos Aires la distancia cenital del Sol a mediodía solar verdadero y se obtiene $48^{\circ}58'$ al norte del cenit. Las efemérides del Sol en esa fecha asignan al astro una declinación boreal de $14^{\circ}21'$, ¿cuál será la latitud de Buenos Aires??
R.: $34^{\circ}37'$ (austral).
193. ¿Cuál es la diferencia de longitud entre dos lugares, para los cuales un mismo acontecimiento astronómico fué registrado con 56^m42s de diferencia entre los respectivos tiempos locales?
R.: $14^{\circ}10'30''$.
194. Una señal radiotelegráfica dando las 18 horas de tiempo universal, se recibe en la localidad A a las 16 horas 52 minutos tiempo local, ¿cuál es la longitud de A?
R.: 17° occidental.
195. Una indicación telegráfica sobre la hora universal es recibida a las 10 horas 14 minutos (local) en el lugar A, y a las 9 horas 2 minutos (local) en el lugar B, ¿cuál será la longitud geográfica de A sabiendo que la de B es $57^{\circ}18'24''$ occidental?
R.: $39^{\circ}18'24''$ occidental.
196. ¿Qué diferencia de longitud existe entre Montevideo y Santiago de Chile, teniendo en cuenta que un fenómeno astronómico se registró en la primera ciudad mencionada a las 22^h14^m23s (tiempo local) y en la última a las 21^h16^m26s (tiempo local)?
R.: $14^{\circ}29'15''$.

197. Confeccionar el canevá relativo al hemisferio austral de la Tierra en proyección ortográfica sobre el Ecuador, tomando los semimeridianos de 15° en 15° , y los paralelos de 10° en 10° .
198. Confeccionar el canevá relativo al hemisferio terrestre oriental en proyección ortográfica sobre el meridiano de Greenwich, trazando los paralelos de 10° en 10° y los semimeridianos de 18° en 18° .
199. Confeccionar el canevá correspondiente al hemisferio sur de la Tierra en proyección estereográfica sobre el Ecuador, tomando los semimeridianos de 20° en 20° y los paralelos de 15° en 15° .
200. Confeccionar el canevá relativo al hemisferio oriental de la Tierra en proyección estereográfica sobre el meridiano de Greenwich, tomando los paralelos de 10° en 10° y los semimeridianos de 15° en 15° .
201. ¿Cuál es la escala que corresponde en la proyección estereográfica de un hemisferio, para la latitud de 45° , siendo representado por 1 el radio terrestre?
- R.*: $2 - \sqrt{2}$.
202. Confeccionar el canevá correspondiente al desarrollo cilíndrico de la zona terrestre comprendida entre los 50° de latitud norte y 50° de latitud sur, tomando los semimeridianos de 20° en 20° , y los paralelos de 10° en 10° .
203. Confeccionar el canevá correspondiente a un desarrollo cónico que abarque la República Argentina, entre las latitudes de 20° y 55° australes, y las longitudes de 50° y 75° occidentales. Los meridianos y paralelos, tomarlos de 5° en 5° . Tómese como paralelo medio el de 35° .
204. Demuéstrese que en la proyección cónica sobre el paralelo central de latitud φ el meridiano de longitud λ forma con el de origen sobre la carta el ángulo $\lambda' = \lambda \operatorname{sen.} \varphi$.

LIBRO CUARTO

LA LUNA (C)



MOVIMIENTOS DE LA LUNA

184. **GENERALIDADES.** — El cuerpo celeste más próximo a la Tierra es la Luna, cuyo movimiento permitió a Newton verificar su ley de Gravitación Universal. Su aspecto cambiante en el Cielo ha llamado la atención del hombre de todas las épocas habiendo sido utilizados esos cambios, por diversas civilizaciones, para el cómputo del tiempo.

Se han atribuido a nuestro satélite las más diversas influencias sobre la Tierra, y aun en nuestros días el vulgo cree, sin que ningún hecho científico lo corrobore, en extraños efectos sobre la vida orgánica de nuestro planeta. Su atracción sobre las masas oceánicas produce el fenómeno de las mareas que se estudia en su lugar.

185. **MOVIMIENTO DE LA LUNA CON RESPECTO AL SOL: MES LUNAR.** — Observando durante un cierto número de días las posiciones relativas de la Luna y el Sol sobre la esfera celeste, nos percatamos de un rápido desplazamiento del satélite con relación al astro del día. Si para esas observaciones, desde una *localidad cercana al Ecuador*, tomamos como punto de partida un día en que Sol y Luna se ponen juntos a Occidente (novilunio) notaremos que siete días después, en el momento de ponerse el Sol, la Luna culmina en el semimeridiano del lugar, y que hacia los quince días de la primera observación, la Luna sale cuando el Sol se pone. Después de $29 \frac{1}{2}$ días de la observación inicial, los dos astros vuelven a ponerse juntos en el horizonte del Oeste*.

Estas observaciones, indican que la Luna se desplaza con respecto al Sol sobre la esfera celeste en sentido directo a razón de algo más de 12° diarios, es decir, que si en cierta fecha Luna y Sol pasan juntos por un mismo semimeridiano, al día siguiente la Luna volverá a culminar en dicho semimeridiano unos 50 minutos después del Sol.

Se llama *mes lunar* o *lunación*, al lapso que transcurre entre dos coincidencias consecutivas de los semicírculos horarios de los centros del Sol y de la Luna.

Su duración *media* es de 29d12h44m3s, o bien 29d,530589 (solares medios).

* En general, para cualquier latitud, se puede controlar el desplazamiento observando que cada siete días, aproximadamente, el paso del satélite por el semimeridiano del lugar se retarda en unas seis horas con respecto al paso del Sol por el mismo.

186. MOVIMIENTO DE LA LUNA ENTRE LAS ESTRELLAS. — El satélite se desplaza entre las estrellas con una velocidad angular algo mayor que la que acaba de verse con respecto al Sol, debido a que este astro, en su movimiento aparente anual (82), recorre las constelaciones del zodiaco también en el sentido directo, con una velocidad angular de casi 1° por día.

El movimiento de la Luna entre las estrellas, puede apreciarse al cabo de algunas horas de observación. Si cierta noche, la Luna y una estrella culminan juntas en un semimeridiano, a la noche siguiente, al pasar la estrella por el mismo, la Luna aparecerá desplazada hacia el Oriente en unos 13° , por lo cual culminará casi 55 minutos después de haberlo hecho la estrella. En las noches sucesivas la Luna se irá corriendo con respecto a la estrella cada vez más hacia el Oriente, dando una vuelta completa a la esfera celeste en $27d7h43m11s,5$, después de cuyo tiempo volverá a culminar junto con la estrella en otro semimeridiano.

Considerando a las estrellas como puntos fijos de la esfera celeste, resultará que en el espacio de tiempo apuntado, la Luna habrá cerrado con movimiento propio una órbita en el espacio.

187. ELONGACION: SICIGIAS Y CUADRATURAS. — Se llama *elongación* de un astro con respecto a otro, a la diferencia λ entre las longitudes australes (89) λ_1 y λ_2 de dichos astros.

La elongación de la Luna con respecto al Sol, toma todos los valores comprendidos entre 0° y 360° (fig. 147), dadas las posi-

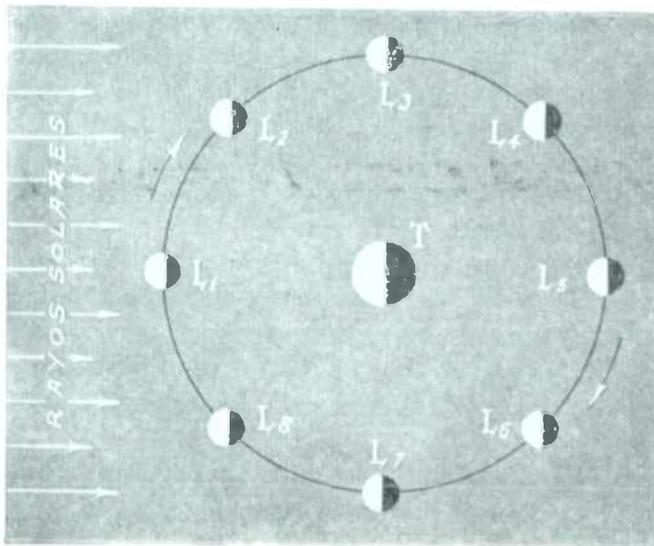


Fig. 147. — Posiciones relativas de la Luna con respecto al Sol y a la Tierra. (S. D.).

En la posición L_1 de la Luna, las longitudes australes λ_1 y λ_2 del Sol y del satélite son iguales, de modo que la elongación λ será:

$$\lambda = \lambda_1 - \lambda_2 = 0^\circ.$$

ciones relativas que ambos astros pueden ocupar con relación a la Tierra. En la figura se han considerado ocho posiciones de la Luna sobre su órbita y se han representado a los rayos solares, incidiendo paralelamente sobre el satélite en razón de la gran distancia que lo separa del Sol. Las flechas situadas sobre la órbita indican el sentido directo del movimiento.

En este caso se dice que Luna y Sol están en *conjunción*, y si damos frente a uno de los astros enfrentaremos también al otro. En el instante de la conjunción los centros de ambos astros se ubican sobre el mismo semicírculo de longitud (87) de la esfera celeste.

En la posición L_5 de la Luna, diametralmente opuesta a la anterior, la diferencia entre las longitudes del Sol y del satélite es de 180° , y se dice que están en *oposición*. En este caso, si uno de los astros está a nuestro frente, el otro estará a nuestra espalda.

Generalizando, dos astros están en oposición, cuando se verifica:

$$\lambda = \lambda_1 - \lambda_2 = \pm 180^\circ.$$

A las posiciones ya vistas de la Luna y del Sol, es decir, a la conjunción y a la oposición, se las conoce bajo la designación común de *sicigias*.

Dos astros están en *cuadratura* cuando la elongación es de 90° ó 270° , o sea, cuando sus longitudes australes difieren en dichas magnitudes. En la figura, la Luna está en cuadratura en las posiciones L_3 y L_7 , en las que se verifica:

$$\lambda = \lambda_1 - \lambda_2 = \pm 90^\circ, \text{ o bien: } \lambda = \lambda_1 - \lambda_2 = \pm 270^\circ.$$

Por fin, las posiciones L_2 , L_4 , L_6 y L_8 de la Luna sobre su órbita, llevan el nombre de *octantes*. Las elongaciones correspondientes a los octantes pueden ser:

$$\pm 45^\circ \quad ; \quad \pm 135^\circ \quad ; \quad \pm 225^\circ \quad \text{y} \quad \pm 315^\circ.$$

188. FORMA DEL DISCO LUNAR. DIAMETRO APARENTE. — En las fechas en que puede observarse iluminado todo el disco del satélite, se comprueba que el mismo es perfectamente circular, dado que la magnitud angular de cualquiera de sus diámetros es invariable, según lo comprueban las mediciones.

El valor del diámetro aparente medio del satélite es de $31'4''$, casi igual al del Sol, experimentando variaciones periódicas que lo hacen oscilar entre un máximo de $33'$ (en el perigeo de la órbita) y un mínimo de $29'$ (en el apogeo) lo que comprueba que la distancia Luna - Tierra no permanece constante.

T R A S L A C I O N

189. PLANO DE LA ORBITA LUNAR; INCLINACION; NODOS. — El desplazamiento de la Luna con respecto a las estrellas, en el sentido directo de Occidente a Oriente, pone de manifiesto un movimiento traslatorio de la Luna alrededor de la Tierra, en igual sentido, que se cumple en $27d7h43m4s.7$. o sea, en el tiempo que emplea el satélite entre dos conjunciones consecutivas con una misma estrella.

El camino recorrido por la Luna sobre la esfera celeste en dicho lapso, puede determinarse en función de las coordenadas ecuatoriales absolutas del centro del satélite, ascensión recta y declinación. Se miden dichas coordenadas lunares una serie de días consecutivos en los instantes en que el centro del satélite culmina en el semimeridiano del lugar, y de los valores obtenidos se deducen los de sus coordenadas eclípticas (89), o sean, los de la longitud y latitud astral. Si se llevan estos valores sobre una esfera material que represente a la esfera celeste, y se unen con un trazo continuo los puntos resultantes como sucesivas posiciones de la Luna con respecto a un círculo

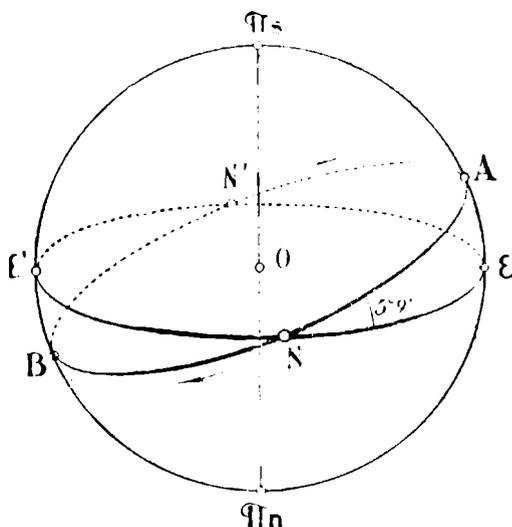


Fig. 148. -- Inclinación de la órbita lunar. Nodos.

máximo que representa a la eclíptica, se tendrá sobre dicha esfera material una imagen de la trayectoria de la Luna sobre la esfera celeste. En la figura 148, el círculo máximo $\epsilon\epsilon'$ representa la eclíptica y $\pi_s\pi_n$ al eje de la misma cuyos extremos son los polos eclípticos.

Se obtiene por el proceso descrito, como trayectoria de la Luna sobre la esfera celeste, un círculo máximo $ANBN'$ que es recorrido por el satélite en el sentido directo de las flechas en unos $27d\frac{1}{4}$ (el valor real se dió más arriba) y que está inclinado con respecto al plano

de la eclíptica en un ángulo de $5^{\circ}9'$ en valor medio (más exacto $5^{\circ}8'43''$).

Dado el pequeño valor de esta inclinación, se explica porque noche tras noche vemos a la Luna desplazarse entre las estrellas zodiacales.

La traza del plano de la órbita lunar sobre el de la eclíptica, se llama línea de los *nodos*. Uno de los nodos, en la figura el N , se designa con el nombre de *nodo ascendente* (Ω), y el otro N' es el *nodo descendente* (\mathcal{S}). En el primero la Luna atraviesa a la eclíptica marchando de Sur a Norte, y en el segundo en sentido inverso. Los nodos son a la Luna, lo que los equinoccios son a la Tierra, y se determinan sobre la trayectoria lunar en forma análoga a la ya vista para la determinación del equinoccio vernal (83) buscando la ubicación del centro lunar en el instante en que su latitud astral es nula.

190. FORMA REAL DE LA ÓRBITA LUNAR: PERIGEO Y APOGEO; EXCENTRICIDAD.— La forma verdadera de la órbita que describe la Luna alrededor de la Tierra, puede determinarse por

el procedimiento visto en la obtención de la órbita aparente del Sol en el párrafo 97. En la figura 149, T es la posición de la Tierra y L_1, L_2, L_3, \dots posiciones de la Luna sobre su órbita; las direcciones TL_1, TL_2, TL_3, \dots han sido determinadas tomando las coordenadas del centro del satélite en sus culminaciones en el semimeridiano del lugar; y las magnitudes de los vectores TL_1, TL_2, TL_3, \dots se han tomado en cierta escala, inversamente proporcionales a los diámetros aparentes de la Luna en las fechas de determinación. Obtenida la serie de puntos L_1, L_2, L_3, \dots de la órbita ésta puede trazarse con toda aproximación, comprobándose que: *

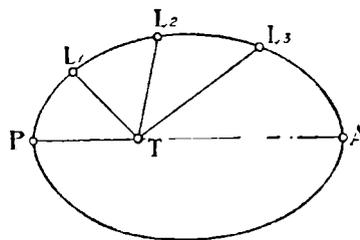


Fig. 149. — Forma real de la órbita de la Luna. (S. D.).

1º La órbita lunar es una elipse donde la Tierra ocupa un foco.

2º La Luna recorre dicha elipse, en el sentido directo, siguiendo (aproximadamente) la ley de las áreas, verificándose en todo punto del recorrido (101):

$$d^2\omega = \text{constante},$$

donde d es la distancia Luna - Tierra y ω la velocidad angular del satélite.

El eje mayor de la órbita PA , es la línea de los ápsides, correspondiendo el *perigeo* P a la mínima distancia Luna - Tierra, y el *apogeo* A , a la máxima. En cuanto a la *excentricidad* de la órbita, se calcula de manera en un todo igual a la ya vista para la excentricidad de la órbita del Sol (en realidad de la Tierra) en el párrafo 99. El valor que se obtiene, $\frac{1}{18}$ en término medio, está sujeto

a sensibles variaciones producidas por la atracción solar sobre el satélite, y es en mucho superior al de la excentricidad de la órbita

terrestre, que sólo alcanza a $\frac{1}{60}$. En consecuencia, la órbita lunar

resulta una elipse algo alargada comparada con la órbita de la Tierra.

191. PRECESION Y NUTACION DE LA LUNA — La atracción solar sobre la Luna origina toda una serie de perturbaciones y variantes en sus movimientos reales, mereciendo ser considerados en primer lugar, los cambios de posición del plano de la órbita lunar con respecto al plano de la eclíptica. Estos cambios se traducen en dos movimientos del eje normal al plano de la órbita: 1º, un movimiento de precesión lunar; 2º, un movimiento de nutación lunar.

1º PRECESIÓN. — En un período de 18 años y 8 meses, es decir, *el mismo de la nutación terrestre* (110) el eje RR' normal a la órbita

* En realidad, no hace falta hacer el gráfico, pues la órbita se determina con toda precisión por el cálculo.

AB de la Luna (fig. 150), describe alrededor del eje eclíptico $\pi_s \pi_n$ una superficie cónica de revolución a dos hojas ORR_1 y $OR'R'_1$, cuyo ángulo al vértice es de $10^\circ 18'$, o sea, el duplo de la oblicuidad del plano orbital AB de la Luna sobre la eclíptica $\epsilon\epsilon'$. Este movimiento que se verifica en el sentido retrógrado, da lugar a una rotación de la línea en los nodos NN' (189) en el plano de la eclíptica alrededor del punto O , de modo tal que en el lapso apuntado, cada nodo recorre toda la eclíptica en aquel sentido.

En consecuencia, cualquiera de los nodos retrograda sobre la eclíptica a razón de $3'10''$ por día, o lo que es lo mismo en $1^\circ 26'$ por cada mes lunar. La longitud astral de dichos nodos, experimenta las mismas variantes en iguales períodos de tiempo.

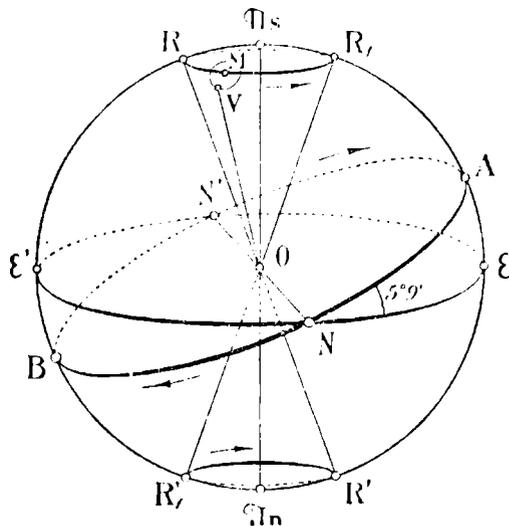


Fig. 150. — Precesión y nutación de la órbita de la Luna.

2º NUTACIÓN. — La posición M que toma cada polo de la órbita de la Luna en virtud de la precesión lunar, se llama *posición media*. La nutación lunar, da lugar a un desplazamiento de la posición verdadera V del polo orbital alrededor de su posición media, describiendo cada 173 días una circunferencia cuyo radio tiene una amplitud de $9'$.

La nutación de la Luna, hace oscilar la oblicuidad de dicha

órbita con respecto a la eclíptica, que como ya se dijo tiene un valor medio de $5^\circ 9'$, en $9'$ a uno y otro lado de dicho valor, de modo que esa oblicuidad, por cada período de 173 días pasa por un máximo de $5^\circ 18'$ y un mínimo de 5° , lo que pone de manifiesto entre los planos orbitales de la Luna y de la Tierra un leve balanceo que aumenta y disminuye alternativamente el ángulo que comprenden.

192. MOVIMIENTO DEL PERIGEO DE LA LUNA. — La línea de los ápsides de la órbita del satélite, describe en el sentido directo (de Occidente a Oriente) una rotación de vuelta entera en un período algo menor de 9 años (3232 días) cambiando con ello continuamente la orientación de la órbita sobre su plano. En tal período, tanto el perigeo, como el apogeo, aparecen describiendo circunferencias sobre el plano orbital con una velocidad angular de $6'41''$ por día.

Se debe este movimiento perturbador, a las distintas posiciones que va tomando el Sol con respecto a la línea de los ápsides lunares a medida que el satélite cumple su revolución alrededor de la Tierra. Estas perturbaciones hacen que la máxima distancia Luna - Tierra se registre en la conjunción del apogeo, y la mínima en la oposición del perigeo.

OTRAS PERTURBACIONES DE LA TRASLACIÓN DE LA LUNA. — Se dijo que la Luna recorre su órbita siguiendo, aproximadamente, la ley de las áreas (102). Dicha ley, en la Luna, no se cumple con exactitud en

virtud de una serie compleja de perturbaciones que además de las que venimos de apuntar, originan irregularidades en los desplazamientos del satélite en longitud, y por consiguiente, fallas de cierta importancia en el cumplimiento de la citada ley. Entre estas irregularidades pueden citarse las que siguen:

a) La EVECCIÓN, que es una desigualdad periódica originada por la atracción del Sol que altera la forma y posición de la órbita lunar. Fué notada por TOLOMEU.

b) La VARIACION, que provoca desigualdades en el movimiento de la Luna cuando ésta llega a los octantes. Fué observada por TYCHO - BRAHE.

c) La ECUACIÓN DEL CENTRO, registrada por HIPARCO, consistente en diferencias entre la longitud real del astro y la que debiera tener en caso de una traslación regular.

d) La ECUACIÓN ANUAL, descubierta por FLAMSTEED, debida también a las acciones del Sol sobre el satélite y a la excentricidad de la órbita terrestre.

Aparte de éstas, la gravitación universal explica otra multitud de desigualdades observadas en el movimiento de la Luna sobre su órbita, afectando las unas a la longitud astral del satélite y las otras a la latitud del mismo.

193. REVOLUCION SIDERAL Y REVOLUCION SINODICA.

— La revolución de la Luna alrededor de la Tierra puede medirse tomando como astro de referencia a una estrella cualquiera de la esfera celeste, o bien al Sol considerándolo como astro fijo. En el primer caso obtenemos la *revolución sideral* del satélite, y en el último, la llamada *revolución sinódica*, o período de las fases.

La revolución sinódica es, en término medio, 2d 5h superior en duración a la revolución sideral. La figura 151 permite explicar esta diferencia.

Sean AB un arco de la órbita anual de la Tierra y T , L y e , las posiciones de la Tierra, la Luna y una estrella, respectivamente, en un instante dado. En tal instante, la Luna está en conjunción con el Sol y con la estrella, iniciando su revolución sinódica con respecto al primero y la sideral con relación a la estrella. Cuando al cabo de 27d7h43m, la Luna moviéndose sobre su órbita en el sentido directo, llega a ocupar la posición L_1 , tal que su radio vector L_1T_1 se disponga paralelamente a su posición inicial LT , el satélite habrá cumplido su revolución sideral por encontrarse de nuevo en conjunción con la estrella e . Pero, durante ese tiempo, la Tierra sobre su órbita anual ha recorrido un arco de unos 27° (aproximadamente 1° por

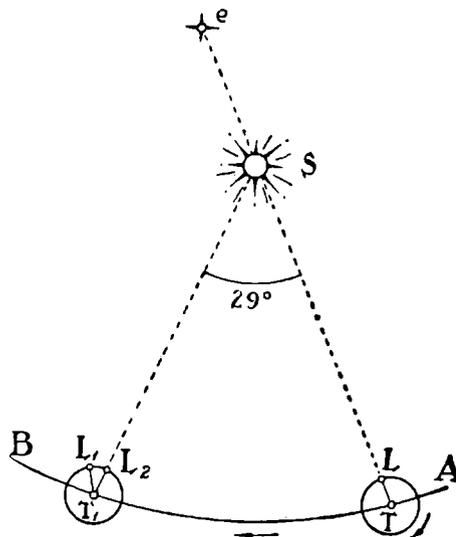


Fig. 151. — Revolución sideral y revolución sinódica de la Luna. (S. D.).

día) y el satélite para volver a estar en conjunción con el Sol, tendrá que recorrer aún sobre su órbita, un arco de unos 29° , integrado por los 27° mencionados, más unos 2° que se adelanta la Tierra interin la Luna hace ese recorrido. Para recorrer esos 29° (a razón de 13° por día) y cumplir la revolución sinódica ubicándose en L_2 , emplea el satélite, como es fácil calcularlo, unos 2d5h, que es precisamente la diferencia de tiempo entre ambas revoluciones.

La diferencia entre las duraciones de la revolución sinódica y sideral, sólo debe considerarse como un término medio, desde que la primera experimenta considerables variaciones de lunación a lunación, que dependen, como es fácil comprenderlo, de las variaciones del arco TT_1 y del tiempo en recorrer el arco de *elipse* L_1L_2 en virtud de la ley de las áreas. El tiempo t asignado a la duración de la revolución sinódica de la Luna, no es más que la media aritmética de un número grande de meses lunares.

El cuadro siguiente, muestra las distintas duraciones de los meses lunares correspondientes al año 1940.

DURACION DE LOS MESES LUNARES EN 1940

ENTRE NOVIILUNIOS				ENTRE PLENILUNIOS			
FECHAS			Duración	FECHAS			Duración
Mes	Día	Hora		Mes	Día	Hora	
Enero ...	9	13h 53m	29d 18h 52m	Enero ...	24	23h 22m	29d 10h 33m
Febrero ...	8	7 45		Febrero ...	23	9 55	
Marzo	9	2 23	29 18 58	Marzo	23	19 33	29 9 38
Abril	7	20 18	29 17 55	Abril	22	4 37	29 9 4
Mayo	7	12 7	29 15 49	Mayo	21	13 33	29 8 56
Junio	6	1 5	29 12 58	Junio	19	23 2	29 9 29
Julio	5	11 28	29 9 33	Julio	19	9 55	29 10 53
Agosto ...	3	20 9	29 8 41	Agosto ...	17	23 2	29 13 7
Setiembre .	2	4 15	29 8 6	Setiembre .	16	14 41	29 15 39
Octubre ..	1	12 41	29 8 26	Octubre ..	16	8 15	29 17 34
Octubre ..	30	22 3	29 9 22	Noviembre	15	2 23	29 18 8
Noviembre	29	8 42	29 10 39	Diciembre	14	19 38	29 17 15
Diciembre	28	20 56	29 12 14				

REVOLUCIÓN TRÓPICA. — Es el tiempo que emplea el centro de la Luna entre dos conjunciones consecutivas con el punto vernal. Su duración en tiempo solar medio es:

$$27d7h43m4s,7.$$

Resulta algo más corta que la revolución sideral, debido a la retrogradación del punto vernal.

REVOLUCIÓN DRACÓNICA. — Es el tiempo que transcurre entre dos encuentros consecutivos del centro de la Luna con el nodo ascendente. Su duración:

$$27d5h5m36s.$$

Es más corta que la revolución trópica a causa de la retrogradación del nodo a razón de 3'10" por día.

REVOLUCIÓN ANOMALÍSTICA. — Es el tiempo que transcurre entre dos encuentros consecutivos del centro de la Luna con el perigeo de su órbita. Su duración:

$$27d13h18m35s.$$

Es más larga que la revolución sideral porque el perigeo se desliza en sentido directo a razón de 6'41" por día.

194. DETERMINACION DE LA REVOLUCION SINODICA MEDIA. — Los eclipses de Sol, como se verá más adelante, sólo pueden producirse durante las conjunciones, mas no en toda conjunción se verifica un eclipse.

Luego, si se divide el espacio de tiempo transcurrido entre dos eclipses de Sol, por el número de conjunciones (o lunaciones) verificadas durante el mismo, se tendrá la duración media del mes lunar o revolución sinódica del satélite, con tanta mayor aproximación, cuanto más espaciados sean los eclipses solares que se hayan considerado.

Por este procedimiento, la duración apuntada puede obtenerse con toda la exactitud que se desee.

195. DETERMINACION DE LA REVOLUCION SIDERAL. — Se calcula este período, en función de la revolución sinódica t , y del año sideral T_s (85).

Supongamos a la Tierra inmóvil, y designemos por x al período de revolución sideral de la Luna. Si suponemos, además, que los tiempos x , t , y T_s son *medidos en días*, se tendrá que durante un día la Luna recorrerá sobre su órbita el arco $\frac{2\pi}{x}$, y la Tierra alrededor del Sol, el arco $\frac{2\pi}{T_s}$.

La diferencia entre ambos arcos (o longitudes astrales) llamándola α , tendrá por expresión:

$$\alpha = \frac{2\pi}{x} - \frac{2\pi}{T_s}.$$

Pero la diferencia entre las variaciones diarias de la Luna y el Sol en longitud, vale decir, el segundo miembro de la última expresión, equivale al desplazamiento diario de la Luna en su revolución sinódica t , de modo que:

$$\alpha = \frac{2\pi}{t}.$$

Comparando esta igualdad con la anterior, se tendrá:

$$\frac{2\pi}{x} - \frac{2\pi}{T_s} = \frac{2\pi}{t},$$

de la cual resulta:

$$\frac{1}{x} = \frac{1}{t} + \frac{1}{T_s} = \frac{t + T_s}{t \cdot T_s},$$

y finalmente:

$$x = \frac{t \cdot T_s}{t + T_s}.$$

Tomando en dicha fórmula $t = 29\text{d},5306$; y, $T_s = 365\text{d},2563$, obtenemos como período de revolución sideral de la Luna:

$$x = 27\text{d},3215 \text{ (aprox.)} = 27\text{d}7\text{h}43\text{m}10\text{s}.$$

196. FORMA APROXIMADA DE LA TRAYECTORIA LUNAR CON RELACION AL SOL. — Para formar la imagen de la curva real que describe la Luna año tras año con relación al Sol,



Fig. 152. — Forma de la trayectoria lunar con respecto al Sol.

debemos combinar su movimiento traslatorio con respecto a la Tierra, con el de traslación de ésta alrededor del Sol, obteniéndose con ello una trayectoria sinuosa, no cerrada, de la cual sólo da una idea la que se ve en la figura, supuesta proyectada sobre el plano de la eclíptica.

Dicha trayectoria no puede ser plana, por estar el plano de la órbita lunar inclinado sobre el de la eclíptica en un ángulo de $5^{\circ}9'$ siendo en consecuencia una curva gausa cuya característica esencial es la de ser siempre cóncava con respecto

al Sol, por más que en la proyección de la figura 152 pareciera presentar alternativamente trechos cóncavos y trechos convexos. La característica apuntada la alcanzamos a interpretar, cuando imaginamos a la Luna describiendo una amplia órbita anual alrededor del Sol, órbita ésta que se verá afectada por la acción de la Tierra, comportándose en tal supuesto, como astro perturbador del movimiento.

La figura sólo es groseramente aproximada, apareciendo enormemente deformados los lazos de la curva por no poderse aplicar en ella una cierta escala, ya que la distancia Luna - Tierra es 400 veces menor (aproximadamente) que la que separa a ambos astros del Sol. Por otra

parte la trayectoria lunar no presenta inflexiones, pero el radio de curvatura cambia de momento a momento, tomando su valor máximo en cada conjunción donde alcanza a 1,73 radios medios de la órbita terrestre y el mínimo en cada oposición donde sólo llega a 0,73 de la unidad elegida.

Consideremos, además, que la atracción solar sobre el satélite es doble que la ejercida por la Tierra, y que la acción de ésta se reduce a acercarlo y alejarlo alternativamente del Sol, aumentando o disminuyendo con ello la curvatura del recorrido, pero de ningún modo influyendo en su sentido.

ROTACION DE LA LUNA

197. ROTACION. — Si se observa a ojo desnudo el disco de la Luna, podrán apreciarse sobre el mismo una serie de manchas grisáceas más o menos oscuras, invariables en forma y posición, lo que comprueba que el satélite es un cuerpo sólido de superficie notablemente accidentada, como se la puede apreciar al ser enfocada aun por un antejo de modesto alcance.

Por la posición invariable de las manchas con respecto al centro del disco, y por ser dichas manchas constantemente las mismas, nos damos cuenta que el satélite muestra a la Tierra siempre el mismo hemisferio, y que en consecuencia, está animado de una rotación que se cumple exactamente en el tiempo empleado en su revolución sideral, es decir, en 27d7h 43m11s,5. En efecto: sea M una mancha vista desde la Tierra en el centro del disco lunar, y LM el radio de la Luna que pasa por la mancha. Cuando el centro de la Luna, en virtud de su traslación alrededor de la Tierra, toma la posición L' (figura 153), es decir, cuando el satélite se ha desplazado sobre su órbita, que suponemos circular, en la magnitud angular α ,

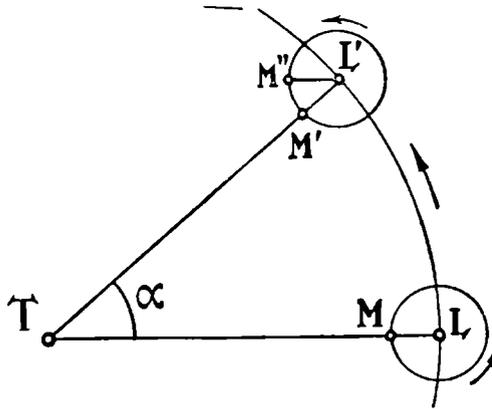


Fig. 153. — Rotación de la Luna. (N. D.).

el radio LM , en el caso de no existir un movimiento de rotación lunar, debería tomar la posición $L'M''$ paralela a la inicial, con lo cual la mancha central dejaría de serlo, puesto que se la vería en M'' . En realidad, la observación nos muestra que en la posición L' del satélite, la mancha sigue apareciendo en el centro del disco en M' , lo que equivale decir que la Luna en el tiempo que ha efectuado la traslación α , ha rotado en un ángulo $M'L'M''$ igual en magnitud al α , por ser ambos alternos internos entre las paralelas TL y $L'M''$.

Las consideraciones que anteceden nos llevan a admitir la existencia de un movimiento uniforme de rotación en la Luna, con una velocidad angular igual a la velocidad media de traslación alrededor de la Tierra.

El eje de rotación de la Luna está inclinado sobre el plano de su órbita en un ángulo de unos 83° , siendo casi perpendicular al plano de la eclíptica con el que forma un ángulo de 88° (aproximadamente).

198. FORMA VERDADERA DE LA LUNA. — Es de presumir que la forma del satélite no sea la de la esfera, sino más bien la del elipsoide.

Inducen a suponerlo así las consideraciones siguientes:

La rotación del satélite en el periodo en que fué una masa flúida, debe haber producido el necesario achatamiento. No es aventurado admitir, que la lenta rotación actual de la Luna se deba a las fuertes mareas que han debido actuar en aquel periodo provocadas por la atracción terrestre, las cuales, frenando paulatinamente a la Luna en su movimiento de rotación, acabaron por reducir el periodo al mismo valor que el de traslación. Dichas mareas habrán alcanzado intensidades extraordinarias, ya que la masa de nuestro planeta es 81 veces mayor que la del satélite, presumiéndose que una gran ola, contorneando a la Luna en forma de anillo y con su cresta dispuesta según el meridiano lunar que pasaba por la Tierra, debe haber barrido continuamente su superficie en el sentido contrario al de la rotación, con lo cual ésta se hizo cada vez más lenta. Ese mismo efecto, por otra parte, pero mucho más atenuado en razón de su mayor masa, debe hacerse sentir sobre la velocidad de rotación de nuestro planeta, alargando con ello la duración del día sidéreo. A consecuencia de estas probables mareas, el diámetro lunar cuya prolongación pasa por la Tierra, debe ser más largo que todos los que le son normales, siendo, por consiguiente, muy posible que el satélite tenga la forma de un elipsoide a tres ejes desiguales, donde la diferencia entre el mayor y el menor alcanzaría a tres kilómetros, según lo sostiene HAYN en conformidad con los resultados obtenidos en ciertas mediciones relativas a las libraciones de la Luna, que se pasan a estudiar.

199. LIBRACIONES. — Son movimientos aparentes de la Luna, consistentes en oscilaciones o balanceos que hacen variar en algo la región o faz del astro que mira hacia la Tierra. Como se verá a continuación, las libraciones no son más que efectos de perspectiva.

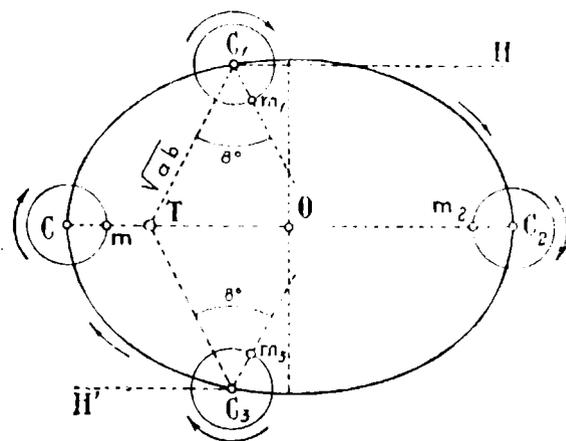


Fig. 154. — Libración en longitud. (S. D.).

1ª LIBRACIÓN EN LONGITUD. — Se dijo ya al tratar de la rotación del satélite, que la velocidad angular de este movimiento es invariable, mientras que la de traslación está regida por la ley de las áreas, siendo durante algún tiempo superior, y durante otro inferior a aquélla. De esta discrepancia entre ambas velocidades, en movimientos de igual periodo, se origina un balanceo en el sentido de la longitud que

permite al satélite mostrar alternativamente a Oriente y a Occidente dos husos esféricos de unos 8° de amplitud.

En la figura 154 se ha trazado la órbita lunar, y se ha tomado a la Luna en cuatro posiciones sobre la misma. Cuando el centro lunar está en el perigeo C , la mancha m se ve desde la Tierra T en el centro del disco. Al pasar el centro lunar por C_1 , si la Luna no rotara, la mancha se encontraría sobre la semirrecta C_1H paralela a CT . Admitamos que el eje de rotación sea normal al plano de la órbita (casi lo es), y que sus trazas en el dibujo sean C, C_1, C_2 , etc. El tiempo que invierte la Luna en el recorrido CC_1 es menor que el que emplea en el trayecto C_1C_2 por ser área CTC_1 menor que área C_1TC_2 . El ángulo HC_1m_1 que habrá rotado la Luna, ínterin se trasladó de la posición C a la C_1 será menor de 90° , pues el tiempo empleado en ese recorrido CC_1 es inferior a la cuarta parte del período de revolución sideral. La mancha m_1 se verá, en consecuencia, no ya proyectada sobre el centro del disco sino desplazada hacia la derecha (para nosotros el Oriente), en un ángulo TC_1m_1 de unos 8° . En el recorrido C_1C_2 vemos a la mancha retornar hacia el centro del disco, coincidiendo nuevamente con él en el apogeo C_2 . Al pasar por C_3 la mancha se proyecta a la izquierda (Occidente) del centro del disco. En consecuencia, todo pasa como si la Luna se balanceara en el sentido de la longitud lunar con amplitud de 8° en uno y otro sentido.

La elongación máxima de este balanceo, o sea, 8° , se alcanza en las posiciones C_1 y C_3 porque en ellas la velocidad angular de traslación adquiere su valor medio, igual a la velocidad angular de rotación, por haberse tomado $C_1T = \sqrt{ab}$, siendo a y b los semiejes de la órbita.

2º LIBRACIÓN EN LATITUD. — Consiste en un balanceo, o cabeceo, normal a la dirección de la libración en longitud. Por este cabeceo, originado por la inclinación del eje de rotación de la Luna con respecto al plano de su órbita, van apareciendo y desapareciendo sucesivamente regiones del satélite situadas en las inmediaciones de sus polos de rotación. La amplitud máxima de esta libración no alcanza a 7° .

La figura 155, muestra dos posiciones diametralmente opuestas de la Luna sobre su

órbita. Cuando el centro de la Luna está en L , el polo P es invisible desde la Tierra T , pues está fuera del hemisferio ADB , rayado en la figura, que cae bajo el campo visual. Al llegar a ubicarse en L' el centro lunar, será P' el polo invisible del satélite, pudiéndose además apreciar, que el huso $AL'P$, invisible en la posición anterior, se ha hecho visible en ésta, pasando la contrario con el huso $BL'P'$.

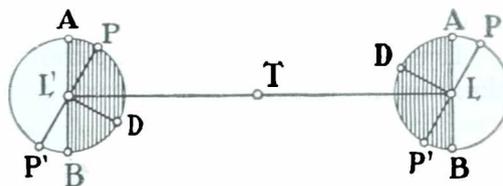


Fig. 155. — Libración en latitud.

3º LIBRACIÓN DIURNA. — Es causada por el cambio de posición que experimenta el observador terrestre, originado por la rotación diurna del planeta. Sea ACA' el paralelo que recorre el observador

en virtud de la rotación diaria de la Tierra. Para la posición *A* del observador (fig. 156) la mancha *M* aparece en el centro del disco lunar, pero al ser transportado a *A'* por el movimiento diurno, la mancha *M* deja de ser central, siéndolo en cambio la *M'*. Si el observador estuviera colocado en el centro *T* de la Tierra, no habría para él libración diurna.

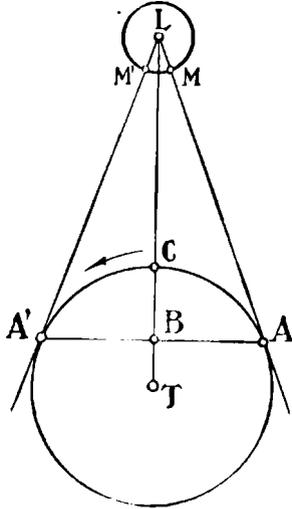


Fig. 156. — Libración diurna. (N. D.).

Esta libración, la menos importantes de las vistas, sólo tiene una amplitud de 1° , que es aproximadamente el valor de la paralaje lunar.

Debido a las tres libraciones que acaban de verse, se pueden observar los $\frac{3}{5}$ de la superficie de la Luna, permaneciendo eternamente ocultos los $\frac{2}{5}$ restantes.

200. VARIACION DIURNA DEL DIAMETRO APARENTE DE LA LUNA. — Por un efecto de óptica, la Luna, lo mismo que el Sol, parece más grande cuanto menor es su altura sobre el horizonte.

Sin embargo, la realidad es bien otra, según lo demuestra la figura 156. Cuando el observador está en *A*, la Luna sale; al ser transportado a *C* por la rotación terrestre, el astro culmina en su semimeridiano; y al llegar a *A'* se pone a Occidente. De la figura deducimos:

$$AL = A'L > BL > CL,$$

es decir, que la Luna se ubica a la mínima distancia del observador al culminar en el semimeridiano del mismo, y que en consecuencia, el diámetro aparente del satélite adquiere en ese momento su valor máximo.

Luego, dicho diámetro aparente crece desde la salida hasta la culminación de la Luna y decrece desde este instante hasta su puesta.

CONSECUENCIAS DE LA TRASLACION DE LA LUNA

201. LAS FASES: PRELIMINARES. — Se denominan fases lunares, a los distintos aspectos que nos ofrece el satélite según la porción iluminada más o menos grande que presenta frente a la Tierra. Las fases se deben al movimiento traslatorio de la Luna con respecto a la Tierra, dependiendo de las distintas posiciones que va tomando sobre su órbita. Entre esas posiciones, deben destacarse la *conjunción* y la *oposición* (sicigias), las *cuadraturas* y los *octantes* (187).

LÍNEA DE CONTORNO APARENTE. — Consideremos a la Luna como una esfera, e imaginemos el cono circunscrito a la misma con vér-

tice en el centro T de la Tierra (fig. 157). Dicho cono determina una línea de contacto, AA' , que se diferenciará muy poco de una circunferencia máxima de la superficie del satélite, en razón de la gran distancia Luna - Tierra. Esa circunferencia o línea de contorno aparente, establece la separación entre el hemisferio lunar visible desde la Tierra, y el que permanece invisible dadas las características de la rotación del satélite.

LÍNEA DE ILUMINACIÓN. — Puede considerarse con toda aproximación, dada la enorme distancia Luna - Sol, que los rayos luminosos del último inciden paralelamente sobre la superficie del satélite iluminando todo un hemisferio del mismo. La línea de separación entre el hemisferio iluminado y el que permanece en sombras, será pues en todo instante una circunferencia máxima de la superficie lunar que llamaremos línea de iluminación. Esta circunferencia AB (fig. 158), de posición variable sobre el satélite, está en un plano constantemente perpendicular al alineamiento de los centros de la Luna y del Sol.

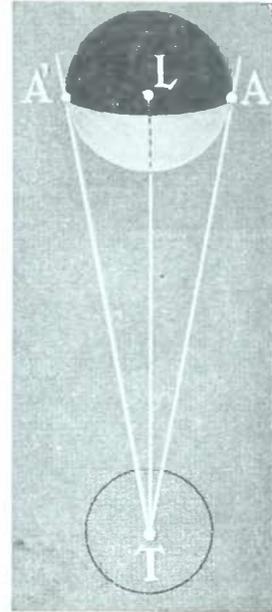


Fig. 157. — Línea de contorno aparente.

202. HUSO ILUMINADO VISIBLE DESDE LA TIERRA. —

-Supongamos a la Luna trasladándose alrededor de la Tierra, no ya en el plano de su órbita real, sino en el de la eclíptica. En tal supuesto, todas las fases lunares se explicarán satisfactoriamente atendiendo al siguiente enunciado:

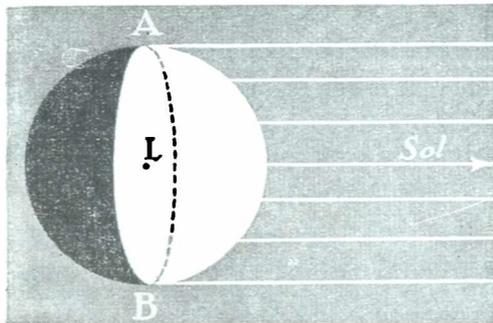


Fig. 158. — Línea de iluminación.

La porción iluminada que la Luna presenta en todo momento al observador terrestre, es el huso esférico común al hemisferio iluminado por el Sol y al hemisferio visible desde la Tierra. Sean (fig. 159), AA' la línea de contorno aparente y BB' la de iluminación. En tal supuesto, el hemisferio visible desde la Tierra es el $AB'A'$ y el

iluminado por el Sol el BAB' . Dichos hemisferios tienen común el huso lunar $CAB'C'$ (blanco en la figura), que constituye la parte iluminada del satélite visible desde nuestro planeta, la cual es vista en proyección sobre un plano normal al alineamiento Tierra - Luna.

En cuanto a la amplitud de este huso, medida por el arco AB' , es siempre igual a la distancia angular de la Luna al Sol tomada

desde la Tierra. Podrá observarse, atendiendo a la figura, que la porción iluminada visible, está limitada siempre por una semicircunferencia CAC' de la línea de contorno aparente, y una semielipse $CB'C'$, que es la proyección de la mitad de la línea de iluminación sobre el plano normal al alineamiento Tierra - Luna. Los puntos C y C' , o sean, las intersecciones entre las líneas de contorno aparente y de iluminación, son los llamados *cuernos de la Luna*, y su distancia angular en todo instante, proporciona el diámetro aparente del satélite. El centro del Sol está siempre en la esfera celeste sobre la mediatriz del diámetro lunar que une a los cuernos perpendicularmente al plano de la línea de iluminación.

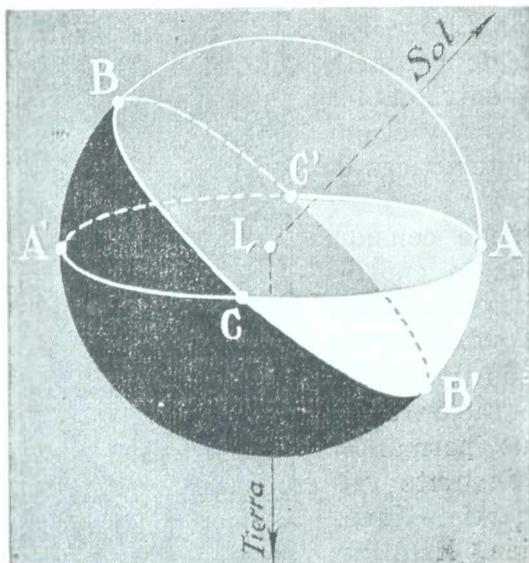


Fig. 159. — Huso iluminado, visible desde la Tierra.

El huso iluminado visible desde la Tierra, varía de 0° a 180° en conformidad con las posiciones del satélite sobre su recorrido alrededor de la Tierra. Su amplitud α toma los siguientes valores:

Para las elongaciones $\lambda = 0^\circ$,	o $\lambda = 360^\circ$ (conjunción) es:	$\alpha = 0^\circ$
„ „ „ $\lambda = 90^\circ$,	o $\lambda = 270^\circ$ (cuadraturas) es:	$\alpha = 90^\circ$
„ la elongación $\lambda = 180^\circ$	(oposición) es:	$\alpha = 180^\circ$

203. EXPLICACION DE LAS FASES. PERIODICIDAD. —

La duración media del mes lunar, o revolución sinódica de la Luna, es aproximadamente 29,5 días.

En este tiempo, el satélite partiendo de la conjunción L_1 (figura 160), vuelve a ella cumpliendo el ciclo de todas sus fases.

1º **NOVILUNIO O NEOMENIA.** — Se verifica esta fase, llamada también *luna nueva*, en el momento en que la elongación de la Luna con respecto al Sol es: $\lambda = 0^\circ$ (posición L_1 en la figura).

En esta posición, el satélite muestra a la Tierra su hemisferio no iluminado por el Sol, permaneciendo el astro invisible para el observador terrestre. La culminación del satélite en la fecha del novilunio, se lleva a cabo en el momento en que culmina el Sol.

Se llama *edad de la Luna* al tiempo transcurrido después del novilunio. En los días que siguen al de la luna nueva, el satélite muestra al observador terrestre una hoz iluminada de amplitud creciente con su edad, como puede verse en L_2 , al llegar la Luna al primer octante L_2 .

Hacia los siete días de su nacimiento, el satélite llega a su primer cuarto L_3 , culminando entonces hacia las 18h (locales).

2º PRIMER CUARTO O CUARTO CRECIENTE. — Se inicia cuando la elongación del satélite respecto al Sol es $\lambda = 90^\circ$ (posición L_3). En este momento, el huso iluminado del satélite visible desde la Tierra, tiene una amplitud de 90° , proyectándose según un semicírculo, como lo muestra el disco en L'_3 . Al iniciarse el cuarto creciente, la Luna culmina en el semimeridiano del lugar seis horas después de haberlo hecho el Sol.

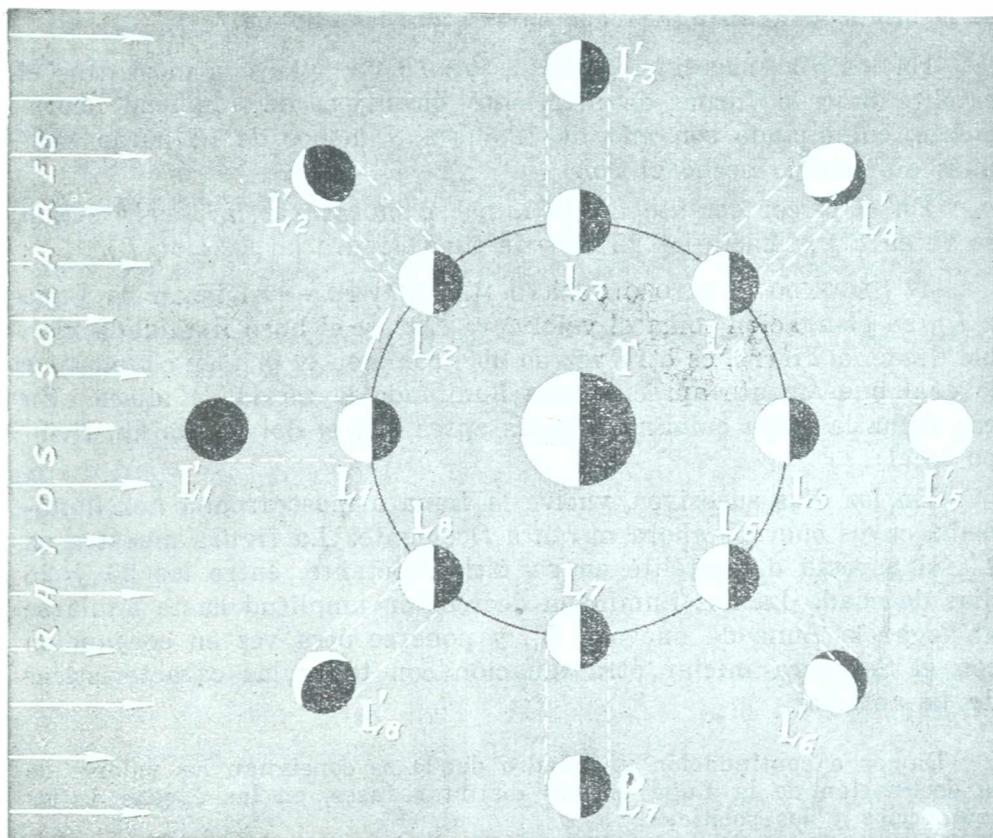


Fig. 160. -- Fases lunares. (S. D.).

En los días sucesivos sigue creciendo la amplitud del huso iluminado visible, por lo cual vemos a la Luna adoptando la forma de un lente biconvexo, como puede apreciarse en L'_4 , que es la figura que nos ofrece al llegar a su segundo octante L_4 hacia los once días de edad.

3º PLENILUNIO O LUNA LLENA. — Entre los catorce y quince días de edad, la Luna adquiere la elongación $\lambda = 180^\circ$ por haberse colocado en oposición con respecto al Sol en L_5 . En esa fecha, el huso iluminado visible desde la Tierra se ha convertido en todo un hemisferio al coincidir las líneas de contorno aparente y de ilumi-

nación. Se verá desde la Tierra todo el disco iluminado L'_5 , y la Luna culmina superiormente cuando el Sol pasa por el semimeridiano opuesto al del lugar (24 horas, tiempo local).

Las mayores alturas de la Luna llena sobre el horizonte de un lugar, las alcanza hacia la iniciación del invierno, es decir, para el hemisferio austral, en las proximidades del 22 de junio. En efecto: suponiendo a la Luna moviéndose sobre el plano de la eclíptica, al estar el Sol en la oposición, cerca del solsticio de junio, la Luna aparecerá próxima al solsticio de diciembre. Para la latitud de 35° S., la altura máxima que puede alcanzar el satélite es superior en 5° a la altura que adquiere el Sol el 22 de diciembre que es de $78^\circ 27'$, es decir, $83^\circ 27'$, ya que el plano de la órbita lunar está inclinado en 5° sobre la eclíptica.

En los días sucesivos al de la luna llena, vuelve a mostrarse el satélite bajo la forma de una lente biconvexa de amplitud decreciente, culminando con más de 12 horas y menos de 18 horas, después de haberlo hecho el Sol.

En el tercer octante L_6 , la Luna se muestra a la Tierra según se ve en L'_6 , y hacia los 22 días de edad llega a la posición L_7 .

4º SEGUNDO CUARTO O CUARTO MENGUANTE. — Al llegar la Luna a L_7 , su elongación toma el valor $\lambda = 270^\circ$, y el huso iluminado visible desde la Tierra, es otra vez de 90° , como en el primer cuarto, por lo cual nuevamente apreciaremos iluminado la mitad del disco. En esa fecha la Luna culmina 6 horas antes que el Sol (a las 6h, tiempo local).

En los días sucesivos, vuelve la Luna a mostrar una hoz iluminada, cuyos cuernos ahora miran a Occidente. La figura muestra en L'_8 el aspecto del satélite en su último octante, entre los 25 y 26 días de edad. La hoz iluminada decrece en amplitud hasta anularse al llegar la Luna de nuevo a L_1 , y ponerse otra vez en conjunción con el Sol para iniciar otra lunación con todas las características de la anterior.

Damos a continuación un cuadro donde se consignan los valores de la declinación de la Luna en sus distintas fases, en las épocas de los equinoccios y los solsticios.

DECLINACIONES DE LA LUNA

Fechas	Novilunio ☾ δ	Primer cuarto ☽ δ	Plenilunio ☽ δ	Segundo cuarto ☾ δ
21 de marzo .	$\pm 5^\circ$	$+(23^\circ \pm 5^\circ)$	$\mp 5^\circ$	$-(23^\circ \pm 5^\circ)$
22 de junio ..	$+(23^\circ \pm 5^\circ)$	$\pm 5^\circ$	$-(23^\circ \pm 5^\circ)$	$\mp 5^\circ$
23 de setiembre	$\pm 5^\circ$	$-(23^\circ \mp 5^\circ)$	$\mp 5^\circ$	$+(23^\circ \mp 5^\circ)$
22 de diciembre	$-(23^\circ \mp 5^\circ)$	$\pm 5^\circ$	$+(23^\circ \mp 5^\circ)$	$\mp 5^\circ$

204. FASES TERRESTRES VISTAS DESDE LA LUNA. LUZ CENICIENTA. — La misma figura 160 demuestra que durante los 29d,5 que dura el mes lunar o periodo completo de las fases, la Tierra ofrecerá a la Luna fases análogas, pero en sentido inverso, es decir, que habrá tierra nueva, cuarto creciente, cuarto menguante y tierra llena, en los momentos de la luna ilena, cuarto menguante, cuarto creciente y luna nueva, respectivamente, por lo cual podrá decirse que las fases terrestres y las lunares son suplementarias. o lo que es lo mismo, se verá desde la Tierra un huso lunar iluminado de amplitud α , cuando desde la Luna se domine un huso terrestre iluminado de amplitud $180^\circ - \alpha$.

Resulta de las anteriores consideraciones, que la Tierra en el momento del novilunio, enfrentará al satélite todo un hemisferio iluminado por los rayos solares, el cual por reflexión iluminará al hemisferio visible del satélite (en tal momento no iluminado por el Sol), proporcionándole una tenue claridad. Esta débil iluminación que nos permite ver a la Luna en todo su disco, en los días próximos al del novilunio y que se debe a la luz del Sol dos veces reflejada, primero por la Tierra y después por el satélite, se conoce bajo el nombre de *luz cenicienta*.

Puede observarse perfectamente la luz cenicienta, hasta tres días después del novilunio.

205. EL NUMERO DE ORO O CICLO DE METON. — En el siglo V antes de nuestra era, descubrió METÓN, astrónomo griego, una relación entre la duración del año trópico considerado de $365d \frac{1}{4}$, y la duración media del mes lunar o revolución sinódica de la Luna.

Encontró Metón que: *19 años trópicos equivalen, aproximadamente, a 235 lunaciones, y a este ciclo se le asignó posteriormente su nombre.*

De acuerdo a esto, las fases lunares se repiten en las mismas fechas cada 19 años, y en este período se cerraría la trayectoria descrita por la Luna con respecto al Sol (196).

En realidad, la relación establecida por el astrónomo griego no es exacta. En efecto:

19 años de $365 \frac{1}{4}$ dan una duración de 6939d18h.

235 lunaciones de 29d12h44m3s duran 6939d15h31m, y la diferencia entre ambos lapsos es de 1h29m.

APLICACIONES DEL CICLO DE METÓN. — Los calendarios eclesiásticos siguen utilizando todavía al *número de oro* para calcular anualmente la fecha del *domingo de Pascua*, la cual junto a las fiestas religiosas que con ella se relacionan, son las únicas que dependen del movimiento de la Luna.

Se comenzó por dividir al tiempo transcurrido desde el año 0 (cero) de nuestra era, en períodos de 19 años, asignándose un número de orden a los años de cada uno de esos períodos. En conformidad con este criterio, al año 0 (cero) de nuestra era correspondió el número 1; al año 1 el número 2, . . . etc. De este modo, *el número a. oro de un año cualquiera, es dado por el lugar que dicho año ocupa dentro del ciclo en que está incluido, y para obtenerlo para el año cualquiera X, no hay*

más que sumar a éste la unidad y dividir la suma obtenida por 19; el resto de tal división nos proporcionará el número buscado. Ejemplo: el número de oro que corresponde al año 1940, será igual al resto de la

división $\frac{1941}{19}$, es decir, 3.

La *épacta* de un año, es la edad de la Luna al 31 de diciembre del año anterior, o lo que es lo mismo al 28 de febrero del año considerado. Se la deduce directamente del número de oro correspondiente a dicho año, y permite calcular las fechas de todos los novilunios (y demás fases) del mismo, teniendo en cuenta que en todos aquellos años de igual número de oro (cada uno dentro de su ciclo) las fases lunares se verifican en iguales fechas. Ejemplo: el primer novilunio del año 1940 se llevó a cabo el día 20 de enero, y en igual fecha caerá para los años 1959, 1978, 1997,... etc. que difieren de aquél en 19 años, o en un múltiplo de tal espacio de tiempo, puesto que a todos ellos corresponderá el número de oro 3.

En conformidad con lo convenido en el año 325 de nuestra era en el *Concilio de Nicea*, la fiesta de *Pascua* debe caer en el domingo que sigue al primer plenilunio verificado después del 20 de marzo. La *Pascua* más adelantada, se llevará a cabo el 22 de marzo, en el caso de que la Luna llena pascual se haya verificado el día 21 del mes, siendo además domingo el día 22. En cambio, el domingo de *Pascua* caerá en su fecha más retardada, cuando el plenilunio cae en un domingo 20 de marzo, pues en tal supuesto la luna llena pascual recién se verificará el 18 de abril, también domingo, y la festividad religiosa será transportada al domingo siguiente 25 de abril.

En consecuencia: el domingo de *Pascua*, puede caer en cualquiera de las fechas comprendidas entre el 22 de marzo y el 25 de abril (inclusives). Ocurrió lo primero en el año 1818, y se repetirá en los años 1970, 2076,... etc. Lo último acaeció en el año 1846 y volverá a repetirse en los años 1943, 2038,... etc.

Las fiestas religiosas móviles, cuyas fechas dependen de la que corresponda al domingo de *Pascua*, son las cuatro siguientes:

La Septuagésima, que corresponde al 9º domingo antes de *Pascua*.

La Ascensión, que se verifica 40 días después de *Pascua*.

Pentecostés, que corresponde al 7º domingo después de *Pascua*.

La Trinidad „ „ „ 8º „ „ „ „

La segunda de las fiestas anotadas se verificará siempre en día jueves, pues los 40 días se cuentan incluyendo al de *Pascua*.

El célebre matemático y astrónomo GAUSS (CARLOS FEDERICO, 1777 - 1855), determinó una fórmula que permite obtener el domingo de *Pascua*, para un año cualquiera X. La determinación para el periodo comprendido entre los años 1900 y 2099, se obtiene así:

Llamemos *a*, *b*, *c*, *d* y *e* a los restos respectivos de las divisiones:

$$\frac{X}{19} ; \frac{X}{4} ; \frac{X}{7} ; \frac{19a + 24}{30} ; y \frac{2b + 4c + 6d + 5}{7}$$

La fecha de *Pascua* será:

el $(22 + d + e)$ de marzo,

o bien:

el $(d + e - 9)$ de abril,

aplicándose la primera de estas fórmulas en el caso de ser $d + e < 9$ y la segunda, cuando $d + e > 9$.

Ejemplo: Para el año 1943 resulta:

$$a = 5 \quad ; \quad b = 3 \quad ; \quad c = 4 \quad ; \quad d = 29 \quad \text{y} \quad e = 5.$$

La festividad de Pascua caerá en el día:

$$(d + e - 9) \text{ de abril, o sea: } (29 + 5 - 9) \text{ de abril.}$$

es decir, el 25 de abril.

206. LAS MAREAS. — El nivel de las aguas de los océanos está sujeto a variaciones cuyo semiperíodo es de 6h12m, durante el cual pasa de un máximo o *pleamar* a un mínimo o *bajamar*.

La antigüedad ya había concentrado su atención sobre este fenómeno del flujo y reflujo de las aguas atribuyéndolo a diversas causas; los árabes son los que por primera vez vislumbran la causa real de las mareas al relacionarlas con las acciones ejercidas por el Sol y la Luna, que al actuar sobre las aguas las lleva a ocupar mayor o menor altura con respecto a su nivel medio. Los griegos, en cambio, no se preocuparon mayormente de las mareas, ya que en sus costas mediterráneas no alcanzaban grandes intensidades, pese a lo cual, STRABÓN las atribuyó a las acciones de la Luna. La teoría completa de las mareas fué ignorada por KEPLER y GALILEO, y recién NEWTON en 1667 dió indirectamente la explicación satisfactoria de las mismas, al enunciar su célebre ley gravitatoria. Aplicando la ley de Newton, LAGRANGE (1736 - 1813) y LAPLACE (1749 - 1847), desarrollan en forma integral aquella teoría, que con ligeras variantes es la que se conoce en nuestros días.

Las mareas son originadas por las atracciones de la Luna y el Sol, sobre las masas líquidas del planeta. La primera en razón de su corta distancia a la Tierra, ejerce una acción 2,5 veces mayor que la del Sol, si se tiene en cuenta que la *intensidad de las mareas es inversamente proporcional al cubo de la distancia que separa a la Tierra del astro que las ocasiona*.

Supongamos para la fácil interpretación de las mareas, a la Tierra *T* (fig. 161), cubierta de una capa de agua de espesor uniforme, y admitamos además que la Luna situada en L_1 , sea la única causante del fenómeno.

Las aguas en conjunto, bajo la acción del satélite, se dispondrán según un elipsoide de revolución cuyo eje mayor pasa por el centro de la Luna. La capa exterior líquida de este elipsoide, rotando alrededor del eje normal al paralelo celeste del satélite, dará una vuelta entera en 24h48m, o sea, en el tiempo que invierte el satélite

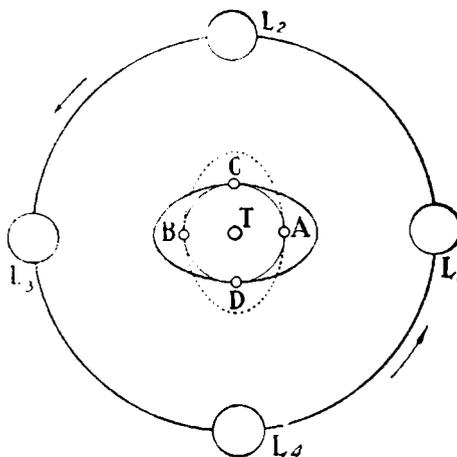


Fig. 161. — Las mareas. (S. D. La flecha indica el movimiento diurno de la Luna).

entre dos culminaciones consecutivas en un mismo semimeridiano (día lunar). El fenómeno sigue su proceso como si una inmensa ola (*ola tidal*), se fuera desplazando en el sentido retrógrado ubicando su cresta en los meridianos terrestres en que va culminando el satélite instante tras instante. Al llegar el satélite a L_2 , cosa que ocurrirá 6h12m después de haber ocupado la posición L_1 , el elipsoide habrá rotado 90° alrededor del eje antes mencionado tomando la posición que se ha punteado en la figura. Habrá entonces marea alta en los puntos C y D , y baja en A y B .

En consecuencia: en un día lunar, o sea, en 24h48m, se verifican en un mismo lugar del planeta, dos mareas altas o pleamares, y dos mareas bajas o bajamares, espaciándose las unas de las otras en 6h12m.

Lo mismo que la Luna, el Sol produce mareas cuya intensidad según se dijo es menor que la de las mareas lunares. En las fechas del novilunio (conjunciones) y plenilunios (oposiciones) al sumarse los efectos de ambos astros sobre las aguas, se producen flujos y reflujos más intensos que los comunes, dando lugar a las llamadas *mareas vivas* o *mareas de sicigias*, ocurriendo lo contrario en los cuartos crecientes y menguantes de la Luna, en que las acciones del Sol y de la Luna, por ser opuestas, producen mareas menos intensas conocidas como *mareas muertas* o *mareas de cuadraturas*.

Considerando ahora las acciones conjuntas de Sol y Luna sobre las aguas, llegamos a la conclusión de que dos ondas tidales se propagan en un día aproximadamente por la superficie oceánica en el sentido retrógrado, acompañando a los astros que las originan en sus movimientos diurnos, ondas que se superponen en las sicigias, para separarse y disponerse perpendicularmente entre sí en las cuadraturas.

Las llamadas *mareas extraordinarias*, son las mismas mareas de sicigias verificándose en las épocas en que Sol y Luna pasan por sus respectivos perigeos.

Estas mareas que suelen producirse en los primeros días de enero, alcanzan a elevar el nivel de las aguas en ciertos puntos del globo, como en la bahía de Fundy en la costa oriental de Estados Unidos, hasta más de 20 metros de altura sobre el nivel medio, dando lugar a fuertes y peligrosos oleajes.

Teóricamente, las mayores crecientes y bajantes de las aguas oceánicas debieran producirse en los puntos de la zona intertropical de la Tierra, donde el Sol y la Luna pueden culminar en los respectivos cenites a un mismo tiempo, en ciertas fechas del año.

Las acciones de Luna y Sol se verifican también sobre nuestra atmósfera, y aun sobre la parte sólida del planeta (en este caso se las denomina *mareas rígidas*). Estas últimas, por ser muy débiles pasan poco menos que desapercibidas, y en cuanto a las *mareas atmosféricas*, no pueden ser registradas por nuestros barómetros, porque el aumento

de espesor de la capa atmosférica envolvente, es compensado siempre por la menor densidad que adquiere el aire.

TEORÍA DE LAS MAREAS. ACCIÓN DEL SOL. — Sea la circunferencia de centro T el ecuador terrestre (fig. 162), cuyo plano supondremos que coincide con el del dibujo. Admitiremos, para mayor simplicidad, que el Sol S , se encuentra también en ese plano, indicando las flechas 1 y 2 los sentidos de rotación y traslación de la Tierra respectivamente. Sea P_1 un punto de la superficie terrestre que se encuentra a una distancia del Sol, en un momento dado, $P_1S = TS = D$. Este punto, acompañando a la Tierra en su movimiento de traslación, recorre parte del arco P_3TP_1 , y en consecuencia, además de la atracción A_1 que el Sol ejerce sobre él, se hallará sometido a la acción de la fuerza centrífuga F_1 . Si suponemos en P_1 la *unidad de masa*, por la ley de Newton A_1 valdrá:

$$A_1 = K \frac{M_s}{D^2}, \quad [1]$$

donde K es la constante de gravitación y M_s la masa del Sol.

La fuerza centrífuga F_1 , será:

$$F_1 = \omega^2 D, \quad [2]$$

siendo ω la velocidad angular de la Tierra en su movimiento de traslación. Ambas fuerzas se equilibran en el centro de la Tierra, siendo también iguales en P_1 de donde deducimos:

$$\omega^2 = K \frac{M_s}{D^3}, \quad [3]$$

que, dicho sea de paso, expresa la tercera ley de Kepler.

La acción del Sol en P_1 , es por lo tanto nula, y el valor g de la aceleración de la gravedad en ese punto, dependerá únicamente de la atracción terrestre y de la fuerza centrífuga debida a la rotación de la Tierra. Al cabo de 6 horas el punto P_1 pasa a ocupar la posición P_2 donde la atracción A_2 del Sol valdrá:

$$A_2 = K \frac{M_s}{(D - R)^2}, \quad [4]$$

siendo R el radio terrestre. Comparando [1] v [4] resulta: $A_2 > A_1$. En cuanto a la fuerza centrífuga en P_2 , su valor será:

$$F_2 = \omega^2 (D - R). \quad [5]$$

La *disminución* Δg de la aceleración de la gravedad en P_2 , será teniendo en cuenta [3]:

$$\Delta g = A_2 - F_2 = K \frac{M_s}{(D - R)^2} - K \frac{M_s}{D^2} + K \frac{M_s}{D^3} \cdot R.$$

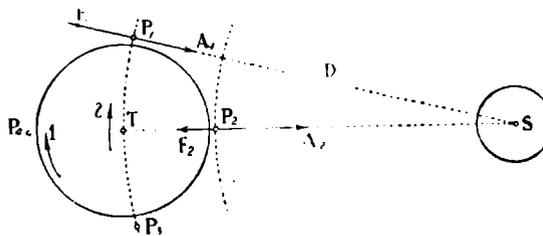


Fig. 162. — Teoría de las mareas. Acción del Sol. (S. D.).

Efectuando la división de $\frac{1}{(D-R)^2}$, y despreciando los términos en $\frac{1}{D}$ elevados a potencias superiores a 3, se obtiene finalmente:

$$\Delta g = 3K \frac{M_s}{D^3} \cdot R. \quad [6]$$

Claro está que al pasar el punto P_1 por P_3 , el valor de g volverá a ser igual que en P_1 , y al pasar por P_4 , se tendrá una disminución de g expresada también por la [6].

Para el punto P_4 , en efecto, la disminución de g estaría dada así:

$$\Delta g = F_4 - A_4 = \omega^2 (D + R) - K \frac{M_s}{(D + R)^2},$$

y efectuando los cálculos se verá que se obtiene la [6].

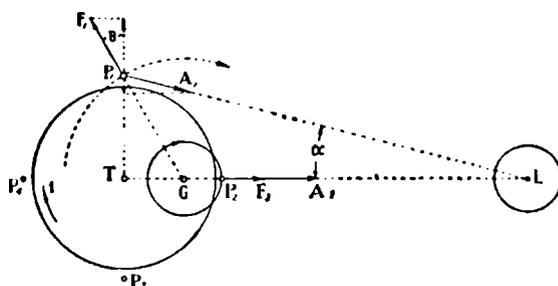


Fig. 163. — Teoría de las mareas. Acción de la Luna. (S. D.).

ACCIÓN DE LA LUNA. — Para la Luna se obtiene también la [6] apareciendo en ella en lugar de M_s la masa M_L de la Luna, y en lugar de D la distancia d , entre ella y la Tierra. La deducción en este caso, es algo más complicada, porque el sistema Tierra - Luna gira alrededor del centro de gravedad G en el tiempo de una revolución sideral lunar (fig. 163).

La disminución de g en P_1 será:

$$\Delta g_1 = F_1 \cos \theta - A_1 \sin \alpha,$$

proyectando F_1 y A_1 sobre la vertical de P_1 .

Haciendo $P_1G = \rho$, se tiene:

$$F_1 \cos \theta = \omega^2 \rho \cos \theta = \omega^2 R,$$

pues, es $\rho \cos \theta = R$, como se ve observando la figura, y

$$A_1 \sin \alpha = K \frac{M_L}{d^2} \cdot \frac{R}{d} = K \frac{M_L}{d^3} R,$$

considerando $P_1L = TL = d$, con la cual, $\frac{R}{d} = \sin \alpha$.

Luego, Δg_1 valdrá:

$$\Delta g_1 = \omega^2 R - K \frac{M_L}{d^3} \cdot R.$$

En P_2 la disminución Δg_2 de g será:

$$\Delta g_2 = F_2 + A_2 = \omega^2 (R - h) + K \frac{M_L}{(d - R)^2},$$

siendo h igual a la distancia GT . De aquí:

$$\Delta g_2 - \Delta g_1 = -\omega^2 h + K \frac{M}{(d-R)^2} + K \frac{M_L}{d^3} R.$$

Como $\omega^2 h$ es el valor de la fuerza centrífuga por unidad de masa originada por la rotación alrededor de G del centro T de la Tierra, dicha fuerza deberá ser igual a la atracción lunar en el centro, con lo cual:

$$\omega^2 h = K \frac{M_L}{d^2},$$

de donde:

$$\Delta'g = K \frac{M_L}{(d-R)^2} - K \frac{M_L}{d^2} + K \frac{M_L}{d^3} R = 3K \frac{M_L}{d^3} R.$$

$\Delta'g$ representa la variación total de g experimentada cuando el punto considerado pasa de P_1 a P_2 .

Llamando M_T a la masa de la Tierra, reemplazando en [6] el valor de K por su valor en función de g , se tiene por ser $g = K \frac{M_T}{R^2}$.

$$\Delta g = 3g \frac{M_L}{M_T} \frac{R^3}{d^3} \quad [7]$$

Haciendo el cálculo numérico se encuentra que para el caso de la Luna la variación de g es:

$$\Delta g_l = 0,00017 \frac{\text{cm.}}{\text{seg.}^2},$$

y la variación producida por el Sol:

$$\Delta g_s = 0,00008 \frac{\text{cm.}}{\text{seg.}^2}$$

En el caso más favorable, conjunción u oposición, en que ambos efectos se suman, se tendrá:

$$\Delta g = 0,00025 \frac{\text{cm.}}{\text{seg.}^2}$$

DIMENSIONES DEL ELIPSOIDE PRODUCIDO POR LAS MAREAS. —

Supongamos a la Tierra esférica rodeada de una capa de agua de profundidad constante, y admitamos que las fuerzas que provocan la disminución de g (fig. 164), siguieran actuando aún estando la Tierra inmóvil. La superficie del agua tendría que disponerse en

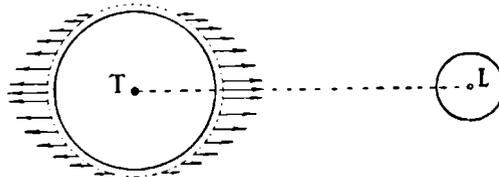


Fig. 164. — Dimensiones del elipsoide producido por las mareas.

cada lugar, perpendicularmente a la acción de la gravedad, lo cual daría lugar a que tomara la forma de un elipsoide alargado de revolución. La diferencia entre el eje mayor y el menor de este elipsoide, nos dará la diferencia H de la altura del agua entre la bajamar y la pleamar. El orden de magnitud de H puede establecerse por la siguiente relación:

$$\frac{H}{R} \simeq \frac{\Delta g}{g}.$$

De aquí resulta efectuando el cálculo numérico tomando $\Delta g = 0,00025$ y $R = 6370$ km.:

$$H = 1,6 \text{ m.}$$

Claro está que factores locales influirán en el valor de H .

207. ESTABLECIMIENTO DE PUERTO. — La acción de la Luna (y también del Sol) deformando la superficie de las aguas, no es instantánea en virtud de la inercia, de modo que las mareas no se producen en los momentos en que el satélite culmina superior o inferiormente en el semimeridiano del lugar, sino algún tiempo después. A este tiempo o retardo, se da el nombre de "*establecimiento de puerto*". Este tiempo, en realidad, no sólo depende de la inercia sino que también de otros factores como ser, la existencia de continentes e islas que perturban la libre marcha de la ola tidal, la configuración de las costas con sus accidentes más o menos pronunciados, la presencia de corrientes marinas considerables, etc.

En consecuencia, el establecimiento de puerto, o lo que es lo mismo, el tiempo que transcurre para un determinado lugar de la costa entre la culminación de la Luna y el momento de la pleamar, es variable de lugar a lugar, pero constante en uno cualquiera de ellos. Si el retardo se debiera única y exclusivamente a la inercia, el establecimiento de puerto podría considerarse el mismo para todos los lugares de la costa y sólo alcanzaría a algunas horas, pero las causas apuntadas como perturbadoras del libre desplazamiento de la ola tidal, hacen que ésta se deforme y se atrase en tal manera, que para algunos puntos de la Tierra, el valor de aquella magnitud llega a ser hasta de un día entero.

Los marinos utilizan tablas especiales donde se consigna el establecimiento de puerto, para conocer la hora propicia de entrada y salida en un puerto cualquiera, aprovechando los momentos en que las aguas adquieran por la pleamar la profundidad necesaria para tales operaciones.

Damos a continuación un fragmento de dichas tablas con los valores relativos a puertos importantes de la *Argentina, Uruguay, Chile y Brasil*.

ESTABLECIMIENTO DE PUERTO

PUERTO	Latitud Sur		Longitud occ.		Establecimiento de puerto
	o	'	o	'	
Buenos Aires	34	36	58	22	5h 50m
La Plata	34	50	57	53	4
Mar del Plata	38	3	57	33	5 54
Ingeniero White	38	47	62	13	5 20
Madryn	42	46	65	2	6 39
Comodoro Rivadavia	45	52	67	29	3 4
Puerto Deseado	47	45	65	55	12 16
San Julián	49	15	67	40	10 20
Santa Cruz	50	11	63	13	9
Puerto Gallegos	51	37	69	12	9 5
Ushuaia	54	49	68	13	4
Montevideo	34	55	56	13	2 9
La Colonia	34	23	57	51	5 36
Puerto Toro	55	6	67	5	3 53
Puerto Ballena	54	52	73	33	2 5
Caleta Norte	54	25	72	13	2 30
Magallanes	53	10	70	54	12
Puerto Montt	41	29	72	57	0 6
Río de Janeiro	19	22	54	41	2 30
Paranahú	25	31	48	32	3
Santos	23	51	46	19	3 5
Bahía	13	0	38	22	4 26
Pernambuco	3	3	31	52	4 40
Parahiba	6	56	31	39	2 18

EJERCICIOS Y PROBLEMAS

205. Expresar en kilómetros cuadrados la superficie lunar, admitiendo que el radio de la Luna equivale a $\frac{2}{7}$ del de la Tierra, y siendo el de ésta de 6376 km.

R.: 41.716.477 km.²

206. Expresar en kilómetros cúbicos el volumen de la Luna, suponiéndola esférica en las condiciones del problema anterior.

R.: 25.321.901.539 km.³.

207. ¿A cuántas distancias Luna - Tierra equivale la distancia Sol - Tierra, siendo la paralaje lunar de $57'3$, y la del Sol $8''80$?
R.: 388,05.
208. ¿Qué porción de su órbita ha recorrido la Luna en 7d5h?
R.: $94^{\circ}58'48''$.
209. Si un cierto día, y en determinado instante la Luna y una estrella están sobre un mismo semicírculo horario, ¿al cabo de cuánto tiempo estarán ubicados en semicírculos horarios opuestos?
R.: 13d15h51m35s.
210. Si un cierto día y en determinado instante los centros del Sol y la Luna están en un mismo semicírculo de longitud, ¿al cabo de cuánto tiempo se dispondrán en semicírculos opuestos?
R.: 14d18h22m1s.
211. ¿A qué distancia del ojo debemos colocar una moneda de 2 cm. de diámetro para tapar exactamente al disco lunar?
R.: a 210 cm.
212. ¿Qué diámetro real tiene una esfera, que a 12m,50 del ojo ofrece el mismo diámetro aparente que la Luna?
R.: 11,9 cm.
213. Se ha tomado la longitud del nodo ascendente en cierta fecha obteniéndose $37^{\circ}14'41''$, ¿cuál será la longitud de dicho nodo 23 días después?
R.: $36^{\circ}1'51''$.
214. ¿En qué ángulo habrá rotado la línea de los ápsides de la órbita lunar al cabo de 1 año, 7 meses, 14 días?
R.: $65^{\circ}30'29''$.
215. En cierta fecha la elongación o diferencia de longitud entre la Luna y una estrella es de $17^{\circ}14'22''$, ¿qué valor tendrá dicha elongación 11 días después?
R.: $162^{\circ}6'23''$.
216. ¿Cuál es la elongación, o diferencia de longitud entre la Luna y el Sol, 12 días después del novilunio?
R.: $144^{\circ}22'35''$ (término medio).
217. ¿En cuánto ha rotado la Luna alrededor de su eje en 11d14h?
R.: $152^{\circ}37'36''$.
218. ¿En cuánto ha rotado la Luna alrededor de su eje durante la revolución sinódica media?
R.: $389^{\circ}6'25''$.
219. ¿Qué tiempo invierte el centro de la Luna entre los instantes del novilunio y del plenilunio?
R.: 14d18h22m1s,5 (término medio).

220. ¿Qué edad tiene la Luna en el momento del cuarto creciente?
R.: 7d9h11m0s,7 (edad media).
221. ¿Qué edad corresponde a la Luna en el tercer octante?
R.: 18d10h57m32s (término medio).
222. ¿Qué número de oro le corresponde al año 1941?
R.: 4.
223. ¿En qué fecha caerá el domingo de Pascua en el año 1945?
R.: 1 de abril.
224. ¿Qué tiempo transcurre entre dos pleamares consecutivas en un mismo punto de la Tierra?
R.: 12h24m.
225. Si la Luna culmina en el semimeridiano de Montevideo a las 7h24m, ¿a qué hora se producirá la pleamar en su puerto?
R.: 9h33m.
226. La pleamar se ha producido en el puerto de Mar del Plata a las 18h42m en cierta fecha, ¿a qué hora habrá culminado la Luna?
R.: 12h48m.
227. Sabiendo que la Luna ha culminado en el puerto de Magallanes (Chile) a las 4h31m, ¿a qué hora habrá bajamar en dicho puerto?
R.: 22h43m.
228. La bajamar en Río de Janeiro en determinada fecha, se produjo a las 19h42m, ¿a qué hora habrá culminado la Luna?
R.: 11h.

MONOGRAFIA DE LA LUNA

208. PARALAJE LUNAR.— En los párrafos 130 a 134, hemos estudiado la paralaje en general, y vimos cómo se determina dicha magnitud para astros cercanos a la Tierra, como lo es la Luna. Se encuentra de ese modo que el valor de P oscila entre un máximo de $1^{\circ}1'$ que se obtiene al pasar el satélite por el perigeo de su órbita y un mínimo de $53'$ al ubicarse en el apogeo de la misma. Se admite como valor medio de la paralaje lunar:

$$P = 57'2'',7.$$

209. DISTANCIA DE LA LUNA A LA TIERRA.— Utilizando el valor de la paralaje media de la Luna, y procediendo en forma en un todo análoga a la ya vista en párrafo 135 para obtener la distancia Sol-Tierra, encontramos que la distancia media Luna-Tierra es de 60,265 radios terrestres ecuatoriales (de 6376 km.), o lo que es lo mismo:

$$d = 384.400 \text{ km.}$$

A esta distancia, utilizando un aumento telescópico de 1.200, vemos al satélite en la forma que lo apreciaríamos a ojo desnudo si sólo distara 320 kilómetros de la Tierra.

La distancia mínima se obtiene al utilizar la paralaje máxima. En tal supuesto la Luna se coloca a 54 radios terrestres equivalentes a 344.300 km., y en igual forma, utilizando la paralaje mínima, obtenemos la distancia máxima Luna-Tierra que es de 64 radios terrestres, o bien 408.000 kilómetros aproximadamente.

210. RADIO, SUPERFICIE Y VOLUMEN DE LA LUNA.— Si designamos por δ al diámetro aparente de la Luna (188) y por δ' al de la Tierra visto desde aquel astro (que es el doble de la paralaje horizontal del satélite) y llamamos además R y r a los radios lunar y terrestre, se tendrá aproximadamente:

$$\frac{R}{r} = \frac{\delta}{\delta'} = \frac{31'}{2 \times 57'2'',7} = 0,272 \approx \frac{3}{11},$$

de la cual obtenemos:

$$R = \frac{3}{11} r \approx 1.737 \text{ km.}$$

La relación entre las superficies S del satélite y s de la Tierra, considerados ambos astros de forma esférica, será:

$$\frac{S}{s} = \frac{R^2}{r^2},$$

de la que deducimos aproximadamente:

$$S = \frac{1}{13} s.$$

En cuanto a los volúmenes V de la Luna y v de la Tierra, están ligados por la relación:

$$\frac{V}{v} = \frac{R^3}{r^3},$$

que permite obtener con cierta aproximación:

$$V = \frac{1}{50} v.$$

En consecuencia: *la superficie lunar es 13 veces menor que la de nuestro planeta y el volumen 50 veces más reducido que el de la Tierra.*

211. MASA, DENSIDAD Y PESANTEZ. — Llamando M a la masa del satélite, y m a la de la Tierra, se ha encontrado:

$$M = \frac{1}{81} m.$$

En cuanto a la densidad de la Luna, se la puede calcular con respecto a la de la Tierra teniendo en cuenta sus masas y los respectivos volúmenes.

Resulta llamando D a la densidad lunar y d a la terrestre:

$$D = \frac{3}{5} d,$$

y como la densidad de la Tierra respecto al agua es (156) $d = 5,5$, la de la Luna con relación al agua será:

$$D = 5,5 \times \frac{3}{5} = 3,3.$$

Si designamos finalmente por G y g a las gravedades en las superficies de la Luna y de la Tierra, podremos establecer:

$$\frac{G}{g} = \frac{M}{R^2} : \frac{m}{r^2},$$

de la cual, reemplazando los valores ya conocidos de todo el 2º miembro se entresaca con aproximación:

$$G = \frac{1}{6} g,$$

o en otros términos: *la gravedad sobre la superficie de la Luna se manifiesta con una intensidad 6 veces menor que en la superficie de la Tierra.*

TOPOGRAFIA LUNAR

212. ASPECTO DEL DISCO LUNAR.— La observación cotidiana de la Luna, nos la muestra como un círculo más o menos perfecto en los momentos del plenilunio; como un semicírculo en sus cuadraturas; y otras veces adoptando la forma de una hoz, o de una lente biconvexa vista de canto, dependiendo dichas figuras de la edad del satélite en el período de la lunación.

Sea cualquiera la parte iluminada visible del satélite, podremos apreciar a simple vista, regiones oscuras, impropriamente llamadas “mares”, alternando con otras de mayor brillo, con gradaciones diferentes de lugar a lugar.

Las antiguos atribuyeron las manchas oscuras del satélite a imágenes reflejadas de los mares y continentes de nuestro planeta.

El conocimiento de la Luna recién se inicia en el siglo XVI con TYCHO - BRAHE, seguido poco después por GALILEO. Este, al enfocar por primera vez al satélite con su anteojo, pudo apreciar una serie de detalles imperceptibles a simple vista, que le permiten tiempo después, confeccionar el primer mapa y hasta medir, en 1610, la altura de algunas de sus montañas por el método trigonométrico usual, teniendo en cuenta las longitudes de las sombras proyectadas en conformidad con la dirección de los rayos solares al incidir sobre la superficie del satélite.

Las más grandes revelaciones sobre los accidentes del suelo lunar, son proporcionadas por la *fotografía*. La primera aplicación de la sensibilidad fotográfica al estudio de la configuración lunar fué hecha por DRAPER en 1840, existiendo en la actualidad atlas lunares que muestran las más pequeñas regiones del hemisferio que el satélite enfrenta constantemente a la Tierra.

Si enfocamos a la Luna con un anteojo de regular potencia, notaremos inmediatamente que las regiones oscuras, lejos de ser uniformes, están sembradas de gran número de formaciones circulares, y las brillantes las constituyen numerosas elevaciones o montañas escalonadas en forma de cordilleras, al par que gran cantidad de cráteres notables por la regularidad de sus formas. Dichas montañas, lo mismo que las paredes de los cráteres, proyectan sombras perfectamente visibles con anteojos de regular potencia, y cuyas longitudes dependen de la mayor o menor inclinación con que inciden los rayos solares sobre el suelo lunar en los momentos de observación. Por otra parte, el borde de la Luna aparece ante el anteojo,

presentando escotaduras debidas a las escabrosidades de la superficie. En particular, en las cercanías del polo austral dicho borde adquiere la figura de una línea dentellada.

El primer selenógrafo que describe la superficie lunar con profusión de detalles, publicando también una carta con los accidentes del suelo, es JUAN HOVEL (HEVELIO, astrónomo alemán 1611-1687). Posteriormente aparecen las grandes cartas de BEER, MÄDLER, NELSON, SCHMIDT, y otros muchos autores.

Los detalles más precisos sobre las características superficiales del satélite, son aportados por la placa fotográfica, donde el paisaje lunar aparece en toda su magnificencia engalanado por el juego variado de luces y sombras provocadas por las elevaciones y hondonadas. En la actualidad son dignos de especial mención los atlas fotográficos confeccionados por los observatorios de París, Lick y Harvard College, lo mismo que las fotografías obtenidas por F. H. PEASE con un reflector de 2,50 m. de diámetro desde Mount Wilson. Estas últimas se parecen mucho a las fotografías de regiones montañosas de la Tierra, tomadas desde aviones volando a grandes alturas.

HEVELIO y RICCIOLI clasifican a las formaciones lunares en cuatro grupos con características propias: *valles*, *cráteres*, *montañas* y *ranuras*.

213. VALLES DE LA LUNA.—Las manchas que divisamos noche tras noche sobre el disco lunar abarcando casi una mitad del mismo, corresponden a las regiones a bajo nivel del satélite, o valles, según la nomenclatura adoptada por HEVELIO y RICCIOLI. Dichos valles, en opinión de los nombrados selenógrafos, pueden dividirse en: *maria* o *mares*, que abarcan grandes extensiones oscuras del satélite; *paludes* o *pantanos*, que cubren pequeñas superficies más oscuras que las de los mares; *lacus* o *lagos* parecidas a los mares, pero de menores dimensiones; y finalmente *sinus* o *bahías* que aparecen ante el antejo como superficies estrechas algo más claras que las de los mares, y que suelen comunicar a éstos entre sí.

Los mares de la Luna predominan en su hemisferio boreal (fig. 165). Los principales citados de Occidente a Oriente son: *Crisis* (Crisis); *Foecunditatis* (Fecundidad); *Nectaris* (Néctar); *Tranquillitatis* (Tranquilidad); *Serenitatis* (Serenidad); *Vaporum* (Vapores); *Frigoris* (Frío); *Imbrium* (Lluvioso); *Nubium* (Nublado); *Humorum* (Humores) y Océano *Procellarum* (Océano Tempestuoso). De ellos, sólo los tres últimos y el Nectaris están ubicados en el hemisferio austral de la Luna. Los valles o llanuras más oscuras de la Luna, son los de *Riccioli* y *Grimaldi* cercanos al borde oriental, y el fondo de *Platón* situado al Norte.

Según los astrónomos LOEWY y PUISEUX, los mares y demás valles de la Luna, estarían formados por lavas que desbordando de las bocas volcánicas en el período eruptivo del satélite, inundaron las superficies a bajo nivel endureciéndose después por enfriamiento.

ZEHNDER y EBERT, atribuyen los desbordes de lava a fuertes mareas provocadas por la atracción terrestre sobre la masa fluida

interior del satélite, cuando la rotación de éste era mucho más rápida que en la actualidad. Dichas mareas hacían que el magma fluido, atraído casi verticalmente, afluyera a la superficie, desbordando por los boquetes originados en la corteza sólida aun débil del satélite. A cada flujo, las lavas rebalzando el nivel de las bocas de los volcanes, así formados, irrumpían en los valles adyacentes, cu-

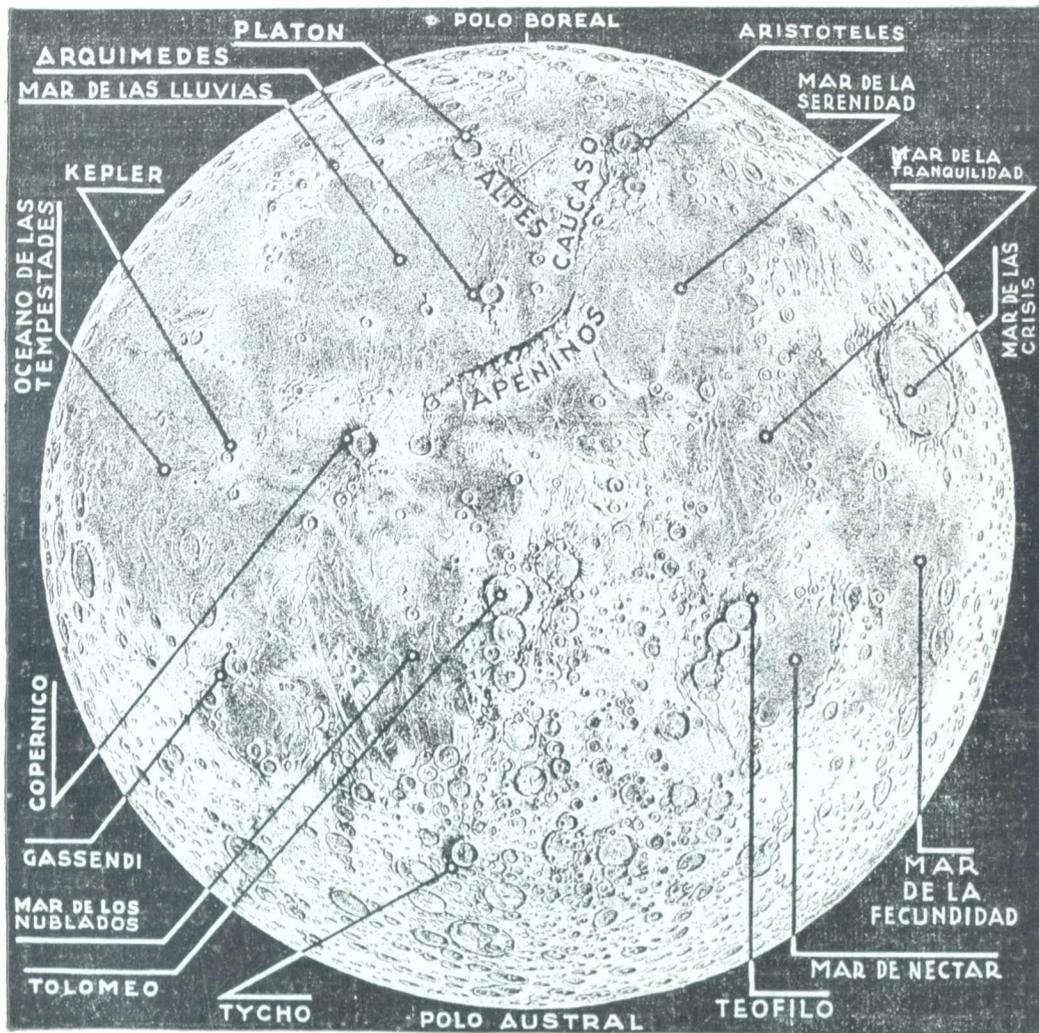


Fig. 165. -- Mapa de la Luna. Observando la figura desde unos 30 cm. ofrece el aspecto con que se vería a la Luna con un anteojo de unos 40 diámetros de aumento.

briéndolos de capas más o menos espesas. Este modo de ver, explicaría la regularidad de las suaves pendientes externas de los volcanes de la Luna.

214. CRATERES LUNARES. — Las formaciones más típicas de la Luna, son los cráteres, de los cuales han sido individualizados hasta la fecha alrededor de 35.000. Aparecen siempre como círculos cerrados por un reborde prominente de suave declive hacia el exte-

rior, mientras en el interior suelen sucederse una serie de escalonamientos. La particularidad esencial de los cráteres lunares, consiste en la masa, o masas montañosas de forma cónica que se elevan desde su fondo (conos centrales) sin alcanzar nunca la altura de las paredes circundantes.

Los grandes cráteres, llamados *circos*, tienen diámetros enormes comparados a los de sus similares de la Tierra. En los *circos* de *Clavius* y *Maginus*, dichos diámetros sobrepasan los 200 kilómetros, pero en la mayoría oscilan entre los 40 y los 100 kilómetros.

Otra particularidad de los *circos*, es la forma regular de sus murallas de pendientes poco pronunciadas, siendo curioso el hecho, de que estos grandes cráteres del satélite se presentan, en la mayoría de los casos, formando parejas, tal cual puede apreciarse sobre una carta de la Luna, con *Atlas* y *Hércules*, *Aristilo* y *Autolico*, etc.

Aparte de los nombrados, pueden citarse entre los *circos* más notables, los de *Copérnico* y *Posidonio* en el hemisferio boreal, y los de *Tycho* y *Teófilo* en el opuesto (figuras 166 y 167).

Los cráteres pequeños, cuyo diámetro en muchos casos no alcanza al kilómetro, están diseminados sobre toda la superficie de la Luna, y aun sobre las mismas paredes de los *circos*, revelando con ello que se han formado en épocas más recientes que estos últimos. En algunas regiones forman verdaderos enjambres proporcionándoles gran luminosidad, sobre todo en las cercanías del circo de *Aristarco*, la zona de mayor brillo de todo el satélite.

En la hipótesis sustentada por LOEWY y PUISEUX, ya nombrados, sobre las formaciones lunares, se explican los cráteres admitiendo que en tiempos remotos el satélite fué una esfera fluída incandescente. Por un enfriamiento secular se fueron solidificando las escorias que flotaban en la superficie dando lugar a una corteza envolvente de poco espesor. Esta corteza, sometida a las fuertes presiones originadas por los gases interiores, fué abollándose en algunos puntos y rasgándose en otros donde las presiones eran más intensas; entonces, las masas frías externas, cayendo en la lava interior, se fusionaron con ella dando lugar a la formación de masas montañosas de forma cónica, mientras un labio o reborde anular coronaba la abertura del circo.

Otra teoría, sostenida por diversos astrónomos, atribuye la formación de los cráteres al “bombardeo” de meteoritos soportado por el satélite, en tiempos remotos, cuando aun se hallaba en estado semifluído.

215. MONTAÑAS LUNARES. — Las montañas de la Luna tienen en su configuración un notable parecido con las de nuestro planeta, siendo en proporción, atendiendo a los radios de ambos astros, mucho más altas, puesto que el monte *Leibnitz* que se eleva a 8.200 metros sobre el suelo circundante, representa 1/200 de la

longitud del radio de la Luna, mientras que el *Everest* (8.890 m.) no alcanza a representar $\frac{1}{700}$ de la longitud del radio de la Tierra.

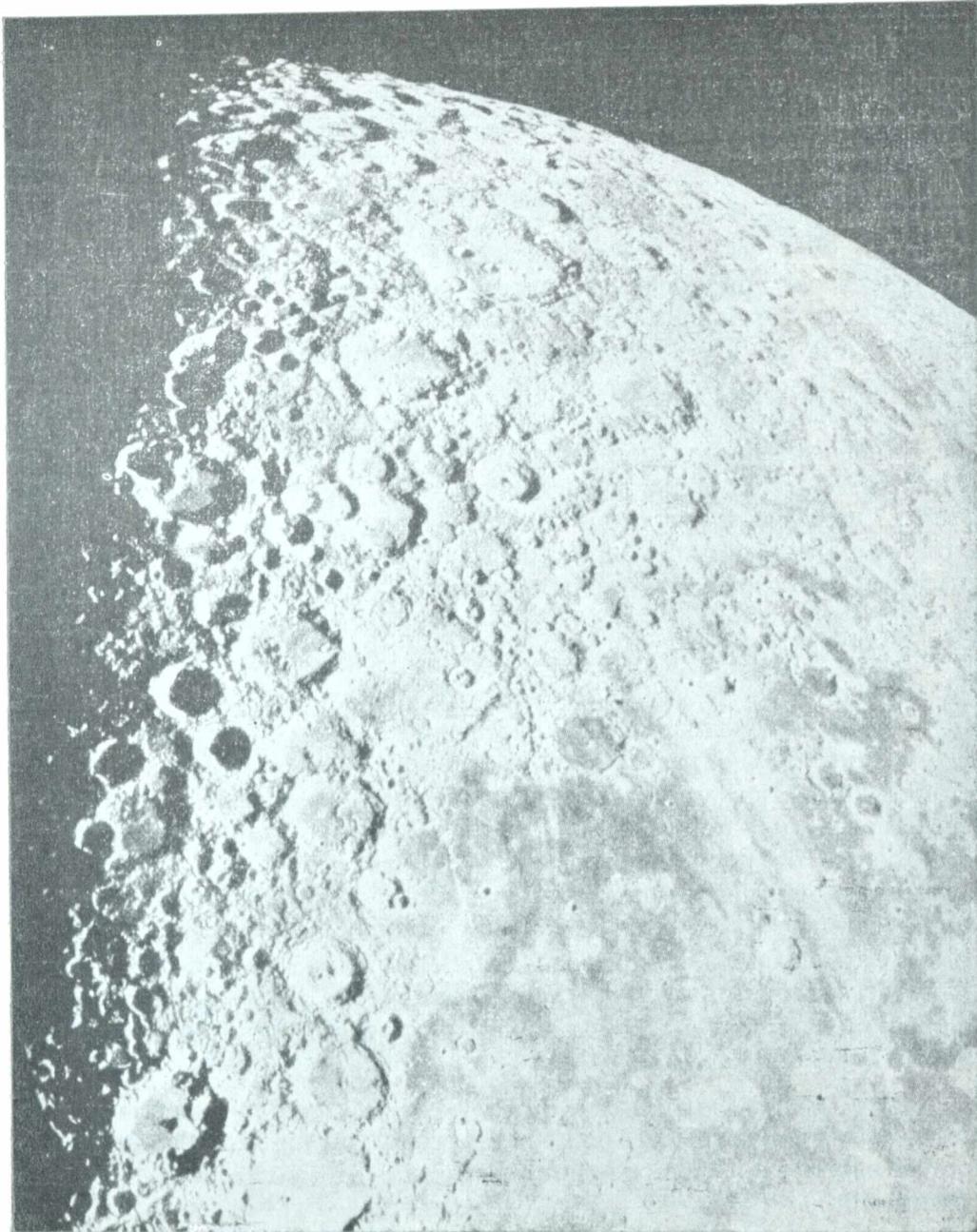


Fig. 166. -- Fotografía de la Luna tomada en Mount Wilson con el reflector de 250 cm. en la región del gran circo de Tycho.

Las montañas lunares al igual que las de nuestro planeta, se escalonan formando cordilleras a las cuales se les han asignado denominaciones análogas a las de la Tierra, encontrándose en el

hemisferio boreal los *Alpes lunares*, los *Apeninos* y el *Cáucaso* (figura 165), entre otras de menor importancia. En las dos cordilleras últimamente nombradas existen numerosos picachos que se elevan a más de 6.000 metros, pero las mayores alturas se registran en el hemisferio austral de la Luna en las proximidades del gran circo de *Curtius*, donde se destacan el monte *Leibnitz*, ya nombrado, y el *Doerfel*. En cuanto a las paredes de los grandes circos suelen alcanzar alturas de 3.000 y 4.000 metros con respecto al nivel de las llanuras próximas.

Por un método análogo al aplicado para medir las alturas de las montañas lunares, se miden las profundidades de los circos, encontrándose para el *Newton*, 7.250 metros; para el *Casatus*, 6.800 metros; para el *Curtius* 6.760 metros; para *Teófilo*, 5.560 metros, etc.

216. LAS RANURAS. — Son otras formaciones propias de la Luna, constituyendo grietas que suelen extenderse a veces en longitudes comprendidas entre los 300 y 500 kilómetros y atravesando en ocasiones cordilleras y cráteres, lo que demuestra que el período de formación de tales ranuras, es posterior al de la aparición de sus montañas. La mayor de las ranuras lunares está en el cuadrante N.O. cerca de *Hyginus*; las demás se extienden en uno y otro hemisferio alcanzando en la actualidad a conocerse muchos centenares (ver fig. 165).

LAS RADIACIONES. — Desde algunos grandes circos de la Luna, sobre todo desde los de *TYCHO* y *COPÉRNICO*, emergen radiaciones blancas que se extienden a distancias muy grandes del punto de emergencia que es la boca misma del cráter. Es interesante observar, que cada una de dichas radiaciones, es con aproximación un arco de círculo máximo del satélite (fig. 165).

Se supone con cierto fundamento, que las radiaciones están constituidas por cenizas lanzadas por el cráter durante su pasada actividad volcánica, las cuales después de un proceso secular de vitrificación han adquirido el brillo característico de los cristales, que es el que muestran al observador terrestre bajo la acción de los rayos solares.

Son numerosos los cráteres lunares que presentan radiaciones brillantes, aun cuando más atenuadas que las de *TYCHO*.

217. CONSTITUCION FISICA DE LA LUNA. ALBEDO. — Un fenómeno fácilmente controlable, demuestra que la Luna es un astro carente de atmósfera, ya que la ocultación de las estrellas se produce instantáneamente en cuanto un punto del borde de su disco se ubica sobre la visual dirigida a aquélla, pudiéndose decir otro tanto de la aparición cuando la estrella ha sido eclipsada por el satélite.

Por ello, no debe deducirse necesariamente que el satélite carezca en absoluto de una capa atmosférica, sino que de existir, su densidad debe ser tan débil que según cálculos no podrá alcanzar a 0,0005 de la densidad de la atmósfera terrestre.

De la teoría cinética de los gases, *STONE* llega a la conclusión de que si la Luna en épocas remotas estuvo cubierta de una capa

atmosférica, la misma debe haber experimentado un necesario proceso de enrarecimiento hasta reducirse en la actualidad a una densidad inferior al límite apuntado, pues la gravedad lunar no es

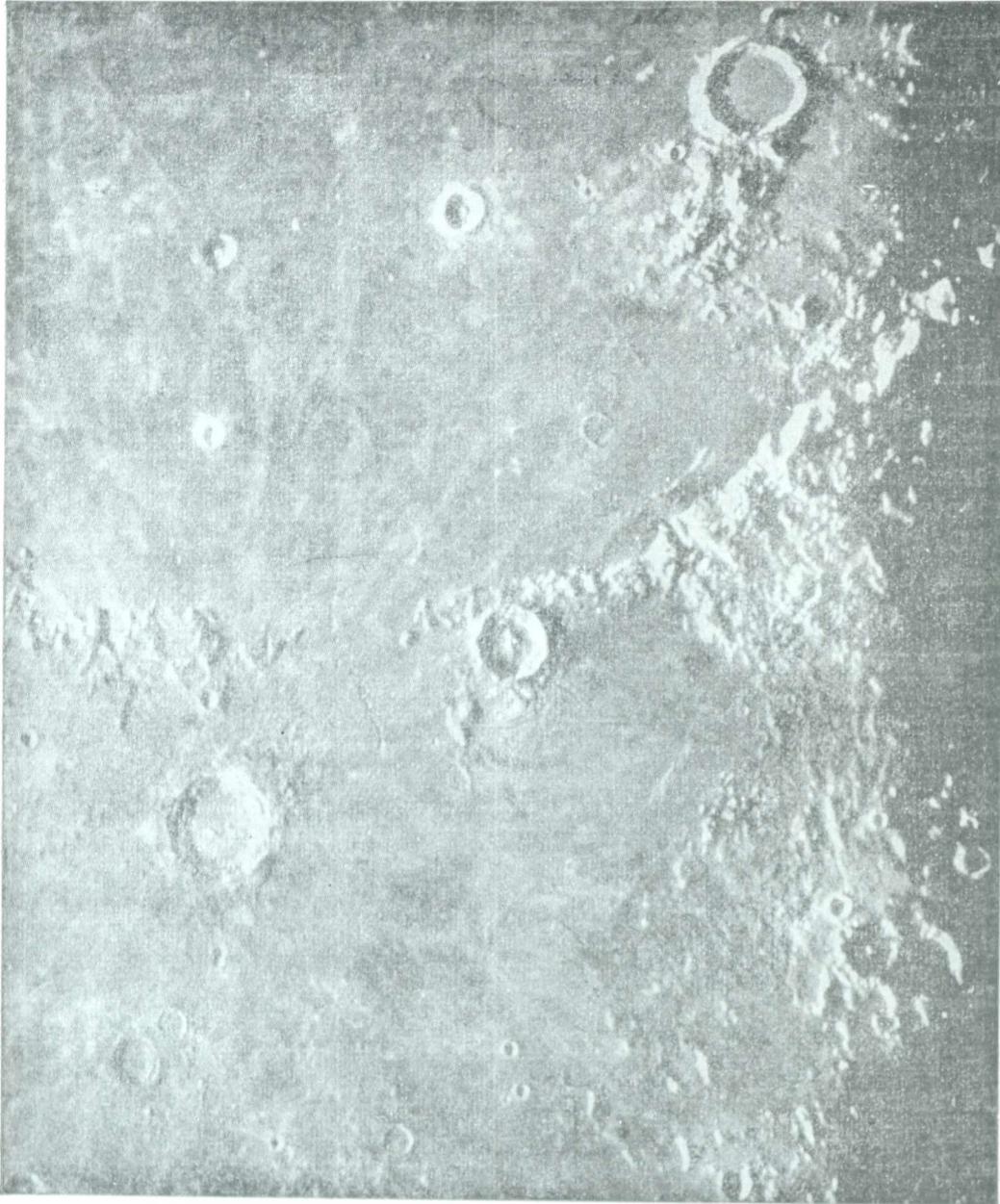


Fig. 167. — Fotografía lunar en la región de Copérnico. (Observatorio de Paris).

suficiente para retener a las moléculas de una masa gaseosa a la temperatura que debe imperar en la superficie del satélite.

El espectro de la luz que nos envía la Luna, sólo revela las rayas del espectro del Sol, por cuya razón se puede afirmar también que el satélite carece de atmósfera, lo que se corrobora además por la ausencia de crepúsculos lunares.

Se han hecho comparaciones entre la capacidad de reflexión de diversas partes de la superficie lunar y la de ciertas rocas terrestres, encontrándose que los valles lunares, mares, lagos, pantanos y bahías, estarían formados por materiales oscuros con poder de reflexión análogo al de las margas terrestres. En la primer década del siglo XX, WILSON y SCHEINER, verificaron mediciones fotométricas de la luz lunar deduciendo de ellas, que los valles presentan la luminosidad de las superficies cubiertas de lavas, mientras las paredes de los circos y demás formaciones crateriformes del satélite, se comportan cual si estuvieran cubiertas de cenizas.

EBERT observó que las superficies vítreas cubiertas de polvo, al ser iluminadas bajo ángulos distintos presentan aspectos muy parecidos a los que nos ofrecen los valles lunares bajo la acción de los rayos solares, lo que le hace suponer que tales valles están formados por magmas cristalizados por enfriamiento y cubiertos por partículas sólidas muy finas. En conjunto, el disco lunar sólo refleja 0,07 de la luz que recibe del Sol. Este pequeño valor del *albedo* (relación entre la luz que refleja y la que recibe una superficie), permite deducir que los materiales del suelo lunar son muy oscuros.

218. **LUZ Y CALOR DE LA LUNA.** — La cantidad de luz que recibimos de la Luna depende de la mayor o menor amplitud del huso iluminado que presenta frente a la Tierra en el periodo de sus fases. Se ha calculado que la iluminación producida por el Sol, es 465.000 veces mayor que la que produce la luna llena suponiendo a ambos astros en el cenit.

En cuanto al brillo, diversos observadores han llegado a la conclusión de que no guarda relación fija con la amplitud del huso iluminado durante las distintas fases. Según PICKERING, el brillo de la Luna en su cuarto menguante sólo representa 0,08 del que tiene en el plenilunio, mientras SCHELLER a raíz de mediciones fotométricas, sostiene que es el doble de ese número, es decir, 0,16, asignando al cuarto creciente un brillo equivalente a 0,1 de la Luna llena.

Por las teorías relativas a la iluminación, el brillo del satélite en sus dos cuartos debiera estar comprendido entre 0,5 y 0,33 lunas llenas, si su superficie fuera mate. Las discrepancias entre éstos y aquellos resultados, prueban la naturaleza accidentada del suelo lunar, donde la luz no es reflejada uniformemente en todas las direcciones.

En cuanto al calor que nos llega de la Luna por reflexión del que recibe del Sol, es casi insignificante, no pudiendo ser registrado por los termómetros comunes. LORD ROSSE trató de medirlo con el auxilio de pilas termoeléctricas, y llegó a la conclusión que dicho calor durante las fases, está sometido a las mismas fluctuaciones ya vistas para la luz reflejada por el satélite, pasando por un máximo

en el plenilunio para ser casi nulo en el novilunio. El mismo experimentador admite que la Luna sólo refleja el 14 % del calor recibido del Sol, absorbiendo el 86 % restante para irradiarlo después.

En conformidad con estos resultados, se ha deducido que el satélite, en el mejor de los casos, envía a la Tierra $\frac{1}{82.000}$ del calor que recibimos

del Sol. Otros observadores consideran exagerado este número, reduciéndolo HUTCHINS a menos de la mitad.

Este mismo observador trató de determinar los valores extremos de las temperaturas imperantes sobre la superficie del satélite sometida a la acción de los rayos solares durante más de 14 días y privada de los mismos durante otros tantos. Encontró que la diferencia entre tales temperaturas alcanza a 300° C, resultado éste que pareció poco verosímil en un principio, fortaleciéndose después en base a las minuciosas investigaciones de VERY, quien deduce que en el ecuador lunar la temperatura puede llegar a los 100° C, y que en el mismo lugar en un momento dado durante la larga noche de la Luna, la temperatura puede bajar hasta cerca del cero absoluto (— 273° C).

CÁMBIOS EN LA SUPERFICIE DE LA LUNA. — No puede desecharse en absoluto la hipótesis de que la superficie lunar pueda variar en algo su configuración en ciertos lugares, si se tiene en cuenta que el Sol la baña de continuo durante 14 días, después de los cuales el frío glacial de una noche de igual duración impera en la superficie antes calcinada por los rayos solares.

No es raro entonces que varios observadores, entre ellos SCHMIDT, PICKERING y KLEIN, hayan creído controlar cambios en algunos lugares de la superficie de la Luna. El primero en 1866, creyó observar variantes en el cráter de *Limeo* situado en el mar de la *Serenidad* dibujado ya varias veces por distintos selenistas, y por él mismo, algunos años antes. Posteriormente, Pickering comprobó que durante los eclipses de Luna, la mancha blanca de aquel cráter notada por Schmidt, experimentaba variaciones de diámetro para distintas posiciones del Sol respecto al satélite.

Otro posible cambio, objeto de muchas discusiones, es el que hizo notar Klein relativo a la aparición de un pequeño cráter cerca de *Hyginus*.

Sobre si esos cambios son reales o no, es difícil pronunciarse, si se tiene en cuenta que un arco de 1" a la distancia de la Luna, equivale a una longitud efectiva de unos 2 kilómetros, y que desde la Tierra para hacerse visible un cambio con cierta precisión, debe afectar por lo menos 150 m. de la superficie del satélite. Para justificar cambios semejantes, habría que admitir además de los efectos debidos a las fluctuaciones de temperaturas, la existencia de fuerzas aun activas en el seno de la Luna, lo que parece ser poco probable.

Sin embargo, ciertos cambios percibidos por el mismo Pickering en el circo de *Platón* en 1904 y en el cráter de *Eimmart* en 1913, parecen estar definitivamente comprobados.

EJERCICIOS Y PROBLEMAS

229. ¿A qué distancia de la Tierra se encontrará la Luna, cuando su paralaje horizontal toma el valor 58'17"?

R.: 375.100 km. (aprox.).

230. ¿A qué distancia de la Tierra vemos a la Luna, si la enfocamos con un telescopio cuyo aumento es de 2.500?
R.: 154 km. (aprox.).
231. ¿Cuántos radios lunares son indispensables para cubrir la distancia que la separa de la Tierra?
R.: 221.
232. ¿A cuántos diámetros de la Luna equivale la distancia Sol - Tierra?
R.: 86433.
233. ¿Cuántas veces mayor es el volumen del Sol, que el de la Luna?
R.: 65.000.000.
234. ¿A cuántas masas lunares equivale la masa del Sol?
R.: 27.000.000.
235. ¿Cuál sería el peso en la Luna de una persona que en la Tierra pesa 82 kilogramos?
R.: 13kg.,6.
236. Sabiendo que el monte *Leibnitz* de la Luna tiene una altura de 8.200 metros, ¿qué altura debiera tener una montaña terrestre para estar en proporción con aquella?
R.: 30.066 metros.
237. ¿Qué profundidad terrestre es equivalente (en proporción) a la profundidad del circo de *Newton* que es de 7.200 metros?
R.: 26.400 metros.
238. ¿Cuántas lunas llenas proporcionarían a la Tierra una iluminación equivalente a $\frac{1}{3}$ de la que proporciona el Sol, suponiendo a ambos astros en el cenit?
R.: 155.000.
239. ¿Cuántas lunas llenas podrían proporcionar a la Tierra la tercera parte del calor que le proporciona el Sol?
R.: 61.700 (HUTCHINS).
240. ¿A cuántas veces el brillo del cuarto creciente, equivale al brillo del Sol?
R.: 4.650.000 (SCHELLER).

CAPITULO TERCERO

ECLIPSES

219. **GENERALIDADES.** — Entre los fenómenos debidos a los movimientos relativos de la Luna y el Sol, además de las fases ya vistas, deben mencionarse otros no menos interesantes, que son los eclipses de Luna y de Sol.

Un eclipse (del lat. *eclipsis*; del gr. *éclipseis*, faltar, ocultar) es la desaparición momentánea, parcial o total, de un astro, ya sea por la interposición de otro sobre el rayo visual dirigido al primero, ya por la penetración del astro en el cono de sombra proyectado por otro cuerpo celeste.

A la primera causa obedecen los eclipses de Sol, estrellas y planetas, ocultándose tras el disco opaco de la Luna; y a la última, los de Luna y de los satélites de Júpiter, al penetrar en los conos de sombras proyectados por la Tierra y Júpiter, respectivamente.

Para que se verifique el eclipse de un astro, es indispensable que el centro de éste (si tiene diámetro aparente sensible) se ubique sobre la recta determinada por el lugar terrestre de observación y el centro del otro astro, o muy próximo a la misma, deduciéndose de ello, que el eclipse sólo podrá producirse en los momentos de conjunción u oposición (187) de dos astros con respecto a la Tierra, sin que necesariamente deba verificarse el fenómeno en cada conjunción o en cada oposición.

Como la Tierra y el Sol están constantemente en el plano de la eclíptica, se comprenderá que un eclipse, ya sea de Sol, ya sea de Luna, sólo se llevará a cabo cuando el centro de la última se ubique también en aquel plano o muy próximo al mismo, es decir, cuando la conjunción o la oposición se verifiquen en el momento en que el centro lunar pasa por uno de los nodos (189) o está muy próximo a él.

Si el plano de la órbita lunar coincidiera con el plano de la eclíptica, en cada conjunción se verificaría un eclipse de Sol al interponerse el satélite entre la Tierra y aquel astro, y en cada oposición habría eclipse de Luna al penetrar el satélite en el cono de sombra proyectado por la Tierra, es decir, que durante el mes lunar acaecerían dos eclipses, y al cabo del año 26, de los cuales la mitad serían de Sol y la otra mitad de Luna. Como en realidad los planos mencionados forman entre sí un ángulo de $5^{\circ}9'$, se sigue, que en las sicigias, no siempre el alineamiento Sol - Tierra pasa por la Luna, de modo que en muchas de ellas el fenómeno no se produce.

Los antiguos conocieron perfectamente las causas que originan los eclipses, y los chinos y caldeos los predecían con cierta exactitud. Para la masa del pueblo, sin embargo, los eclipses, y en especial los de Sol, eran fenómenos inquietantes que interpretaban como castigos a los hombres, provocados por la divinidad irritada, y aun en el día hay tribus en la Tierra que siguen creyéndolo así.

ECLIPSES DE SOL

220. LONGITUD DEL CONO DE SOMBRA PROYECTADO POR LA LUNA. — Sean S y L , los centros de Sol y de la Luna (fig. 168), y designemos por R y R_1 , a sus respectivos radios. Lla-

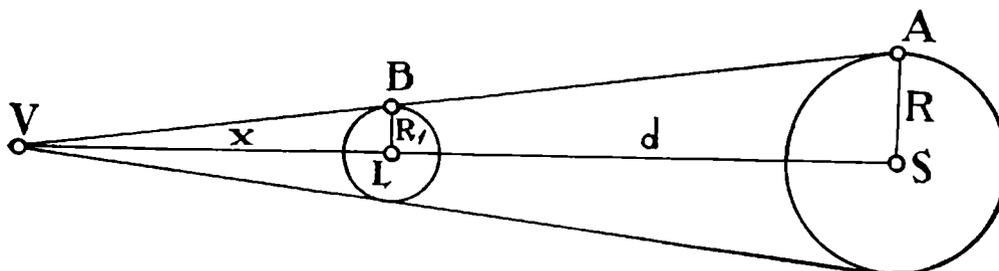


Fig. 168. — Longitud del cono de sombra de la Luna.

mando x a la longitud del cono de sombra proyectado por el satélite y d a la distancia Sol - Luna, los triángulos semejantes VAS y VBL permiten establecer *:

$$\frac{VL}{VS} = \frac{BL}{AS},$$

o lo que es lo mismo:

$$\frac{x}{x + d} = \frac{R_1}{R},$$

de la cual deducimos:

$$xR = xR_1 + dR_1,$$

y de ésta:

$$x = \frac{d \cdot R_1}{R - R_1}.$$

Si reemplazamos en esta expresión los valores obtenidos para los radios del Sol y la Luna (136; 210) en función del radio r de la Tierra, tendremos aproximadamente:

$$x = \frac{d}{400}.$$

* La distancia Sol - Luna puede tomarse igual a la distancia Sol - Tierra, sin cometer con ello error apreciable.

Esta fórmula permite calcular los valores máximo y mínimo de x , según que tomemos como distancia Sol - Luna, 23.800 r , correspondiente al afelio, o 23.000 r , que corresponde al perihelio.

Resultará en consecuencia:

$$x \text{ máx.} = \frac{23.800 r}{400} = 59,5 r,$$

$$x \text{ mín.} = \frac{23.000 r}{400} = 57,5 r.$$

Recordando ahora que la distancia Luna - Tierra oscila aproximadamente entre 56 r (en el perigeo) y 64 r (en el apogeo) podremos formular el importante enunciado que sigue:

La longitud del cono de sombra proyectado por la Luna, es en todo instante superior a la mínima distancia Luna - Tierra, e inferior a la máxima.

En consecuencia: *la sombra lunar puede llegar en ocasiones a la superficie de nuestro planeta y no alcanzarla en otras.*

221. PERIODOS ECLIPTICOS. REVOLUCION DRACONITICA DEL SOL. — Está comprobado que para verificarse un eclipse de Sol, este astro debe hallarse a una distancia angular medida desde el centro de la Tierra, de 17°, o menos, de uno de los nodos en el momento de la conjunción, pues al verificarse ello la Luna se encontrará muy próxima al plano de la eclíptica, y en consecuencia, alineada, o casi, con la Tierra y el Sol.

Pero el Sol en su desplazamiento aparente anual sobre la eclíptica, cumple aquella condición con respecto al nodo ascendente durante 34 días consecutivos aproximadamente, y otros tantos con relación al nodo descendente, estando espaciados ambos períodos, llamados eclípticos, en unos 173 días, que es lo que tarda el Sol en pasar de uno a otro nodo.

En efecto: por la precesión lunar (191) sabemos que cada nodo en algo menos de 19 años recorre la eclíptica en el sentido retrógrado, con una velocidad angular media de unos 19° por año. Si suponemos, pues, al Sol en determinada fecha pasando por uno de los nodos, volverá a pasar por el mismo después de recorrer, no ya los 360° grados de la eclíptica, sino 19° menos (recorridos por el nodo que marcha a su encuentro), es decir, (teniendo en cuenta que la velocidad angular del Sol es de casi 1° por día) que la nueva coincidencia se producirá al cabo de un espacio de tiempo inferior al año en 19 días, o lo que es lo mismo 346 días después de la anterior.

Este período de tiempo, o sea el empleado por el Sol entre dos encuentros consecutivos con un mismo nodo, se denomina *revolución draconítica del Sol*.

La semirrevolución draconítica, o sea, el tiempo que invierte el Sol en ir del nodo ascendente al descendente, o viceversa, es pues de 173 días aproximadamente, lo que justifica la separación entre los períodos eclípticos antes mencionados.

Como en uno y otro de estos períodos de 34 días debe verificarse por lo menos una conjunción, ya que entre dos de estas consecutivas transcurre un mes lunar (185), deducimos que en cada año *deben producirse, por lo menos, dos eclipses de Sol.*

222. ECLIPSE TOTAL DE SOL. -- Cuando el cono de sombra proyectado por la Luna (220) alcanza a la Tierra, se producirá un eclipse total de Sol en todo lugar terrestre barrido por la sombra en movimiento.

Para que ello acontezca deben haberse verificado tres condiciones:

- a) *Sol y Luna en conjunción con respecto a la Tierra.*
- b) *Centro lunar en un nodo o muy próximo al mismo.*
- c) *Luna en el perigeo de su órbita, o cercana a él.*

En la figura 169 el cono de sombra VBB' proyectado por el satélite es el determinado por las tangentes exteriores comunes al

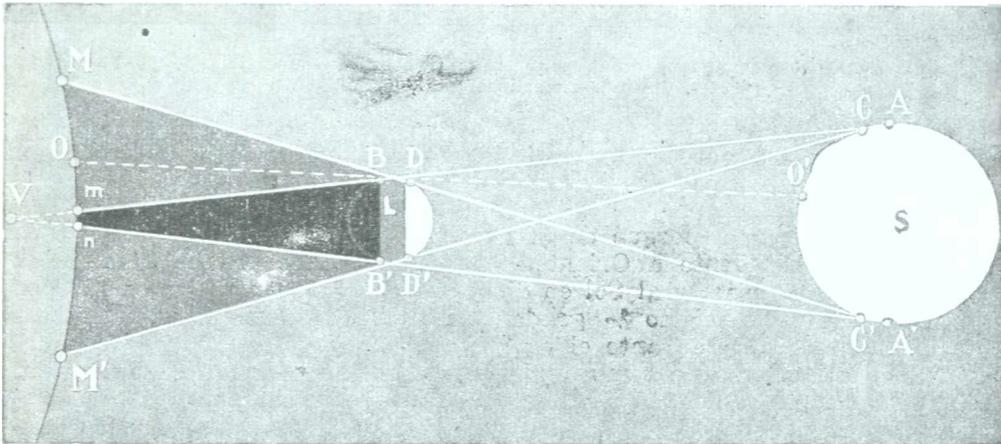


Fig. 169. — Eclipse total de Sol en mn , y parcial en la región de la penumbra.

Sol y a la Luna. Dicho cono intercepta a la superficie terrestre según un círculo mn , cuyo diámetro rara vez alcanza a los 200 kilómetros.

A medida que el disco lunar, cuyo diámetro aparente en las condiciones indicadas es superior al del Sol, va desfilando frente a este astro de Occidente a Oriente, la sombra circular mn se desplaza sobre la superficie de la Tierra en el mismo sentido barriendo una estrecha franja para la cual se oculta el Sol totalmente durante algunos momentos, y parcialmente antes y después de la fase total del fenómeno. Como es fácil deducirlo, los lugares barridos por la

sombra móvil del satélite se van sucediendo de Occidente a Oriente sin solución de continuidad, de modo tal que el fenómeno, al terminar en uno de ellos, se inicia en otro, y así de continuo, hasta que el

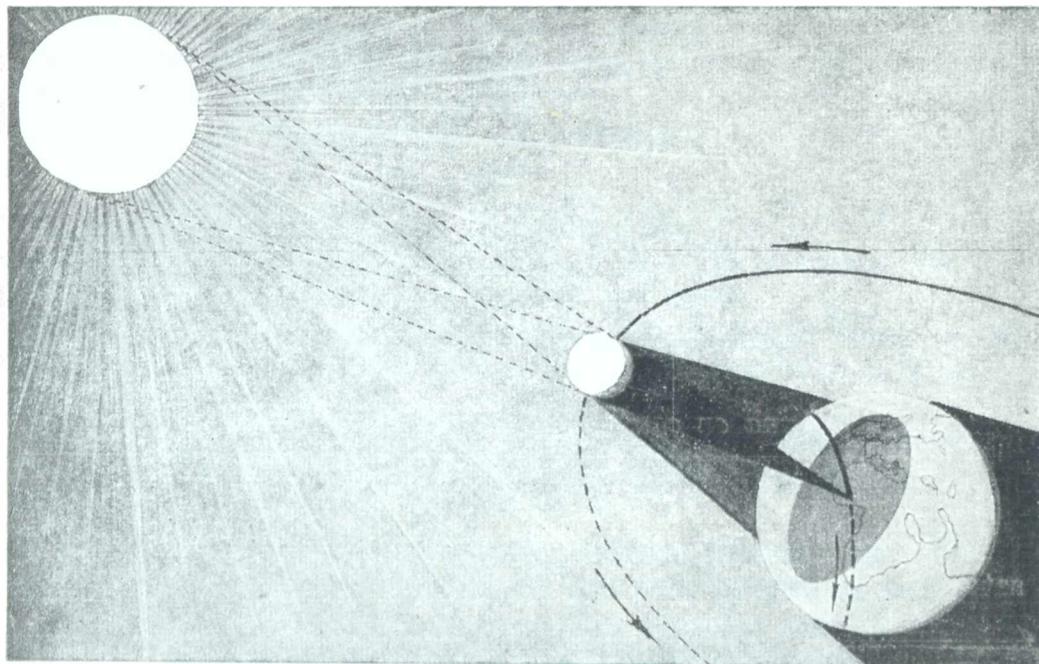


Fig. 170. — Desplazamiento de la sombra lunar sobre la superficie de la Tierra durante un eclipse total de Sol.

cono de sombra perdiendo contacto con el planeta desaparece en el Levante (fig. 170).

Para explicar el porqué de la marcha del círculo de sombra *mn* en el sentido de Occidente a Oriente, recordemos que la velocidad angular de la Luna con respecto al Sol en dicho sentido (185) es de unos 12° por día, o lo que es lo mismo $\frac{1}{2}$ grado por hora. Si suponemos que la distancia Luna-Tierra durante el eclipse es de 60 radios terrestres (209) el avance del círculo de sombra *mn* en el sentido indicado en una hora, estará dado en radios terrestres según lo demuestra un cálculo elemental, por:

$$\frac{\pi}{6} \text{ radios de la Tierra.}$$

Pero en el mismo lapso, y debido a la rotación de la Tierra en el sentido directo, los puntos de mayor velocidad lineal del planeta, o sean, los del Ecuador, se desplazan hacia el Este en:

$$\frac{\pi}{12} \text{ radios de la Tierra.}$$

que comparado con el valor antes obtenido, nos dice que la sombra del eclipse se traslada sobre la superficie de la Tierra, de Occidente a Oriente

con una velocidad horaria dada por la diferencia $\frac{\pi}{6} - \frac{\pi}{12} = \frac{\pi}{12}$ radios

terrestres. Esta velocidad de desplazamiento hacia el Este con respecto a puntos del planeta, resulta ser en general superior a los 1.660 kilómetros por hora, como podrá calcularse fácilmente.

En la figura 171 pueden verse diversos aspectos del fenómeno para un mismo observador. En *a*, primer contacto, el disco oscuro de la Luna se ha colocado tangencialmente al disco luminoso del



Fig. 171. — Aspectos diversos de un eclipse total de Sol. (La diferencia de diámetros aparentes se ha exagerado).

Sol dando lugar a la iniciación del eclipse; en *b*, el satélite ha producido una mordedura o muesca en el borde occidental del astro del día; en *c* fase culminante del eclipse, todo el disco solar aparece



Fig. 172. — Eclipse total de Sol del 31 de agosto de 1910. (Fotografías tomadas de 10 en 10 minutos sin mover la cámara, por W. L. Hallowell).

cubierto por el círculo oscuro de la Luna; en *d*, la mordedura o muesca producida por el satélite oculta el borde oriental del Sol, y finalmente en *e*, último contacto, finaliza el eclipse.

La duración máxima de la fase total de un eclipse de Sol, se lleva a cabo en los lugares ecuatoriales de la Tierra, alcanzando apenas a unos 8 minutos. Esta duración depende de la relación existente entre los diámetros aparentes de la Luna y el Sol en el momento en que se produce el fenómeno, y para que alcance al valor máximo apuntado, cosa muy rara, es necesario que el eclipse solar se produzca precisamente en los momentos en que la Luna pasa por el perigeo (diámetro aparente máximo, en razón de la mínima distancia Luna - Tierra) y el Sol por el apogeo (diámetro aparente mínimo por la máxima distancia Sol - Tierra).

Por lo general, la duración de la fase total de un eclipse de Sol raramente alcanza a ser de 6 minutos, y la duración completa del fenómeno con sus correspondientes parciales, suele llegar en ocasiones para un punto del Ecuador, a 4 horas, 30 minutos.

La figura 172 muestra de 10 en 10 minutos, distintos aspectos de un eclipse de Sol.

223. PENUMBRA: ECLIPSES PARCIALES DE SOL. — En todo eclipse total de Sol, se producen también eclipses solamente parciales del astro a ambos lados de la franja terrestre barrida por el cono de sombra.

El lugar geométrico de las tangentes interiores comunes al Sol y a la Luna (fig. 169) encierra, dirigido hacia la Tierra en los momentos de eclipse, un tronco de cono $DD'MM'$ cuya base es una porción de la superficie terrestre limitada en general por una curva no plana. A consecuencia de ello, y en un instante dado durante el eclipse, un anillo de la superficie terrestre estará en penumbra envolviendo al círculo de sombra mn . El anillo penumbral $MM'mn$, acompañando a la región sombreada en su movimiento de Occidente a Oriente, barre además de la franja mn , otras dos franjas laterales Mm y $M'n$ situadas al norte de la franja central la una, y al sur de la misma la otra.

Para un observador terrestre situado en O , es decir, en un punto sólo barrido por la penumbra, no habrá eclipse total de Sol puesto que en el momento culminante o central del fenómeno sus visuales podrán abarcar todavía la región AO' del Sol no cubierta por la Luna en ningún momento, y en este caso el eclipse es simplemente parcial.

Los eclipses parciales son de mucha amplitud en cuanto a la parte ocultada por la Luna, en las cercanías de m y n , desde las cuales sólo se alcanza a ver una estrecha hoz del disco solar; en cambio, pasan casi inadvertidos para observadores ubicados en las vecindades de M y M' .

La figura 173 permite observar la marcha del eclipse de Sol a verificarse el día 1 de octubre del año 1940, en conformidad con los datos suministrados por el "*Berliner Astronomisches Jahrbuch*, 1940".

Según puede apreciarse, la región abarcada por un eclipse total es tan limitada, que el fenómeno sólo raramente puede ser observado desde un determinado lugar de la Tierra. Se calcula que en término medio ello acontece una vez cada dos siglos.

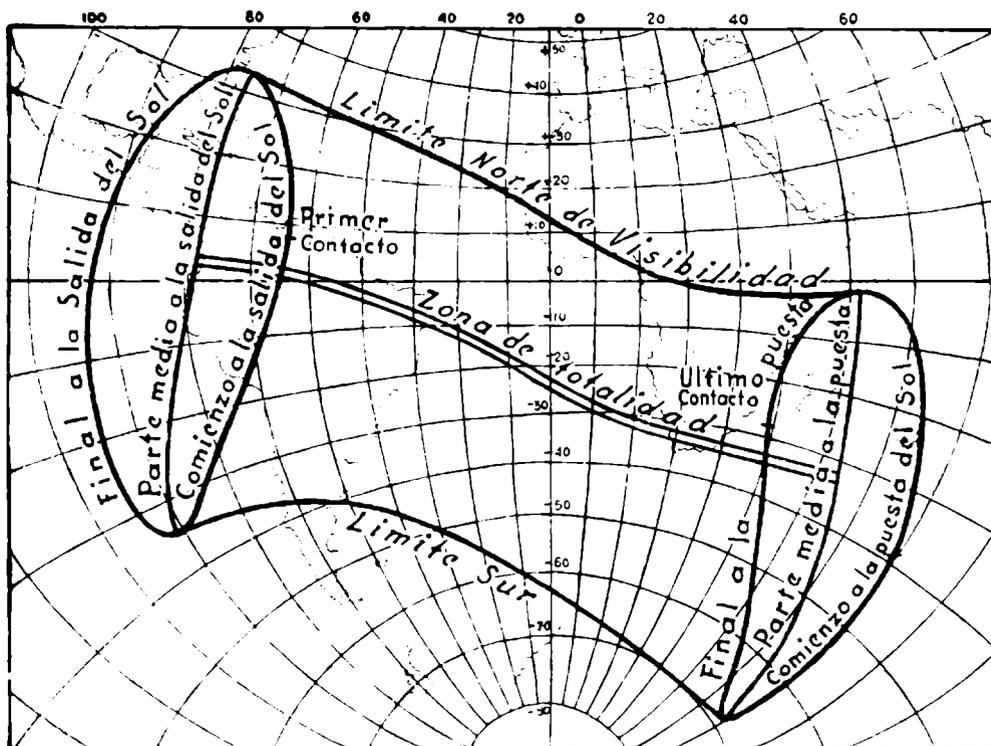


Fig. 173. — Marcha del eclipse total de Sol del día 21 de Mayo de 1945.

224. ECLIPSE ANULAR DE SOL. — En el párrafo 220, al calcular la longitud del cono de sombra de la Luna, vimos que en ocasiones, cuando el satélite estaba alejado del perigeo de su órbita, dicho cono no tenía la longitud necesaria para llegar directamente a la Tierra, formando entonces su vértice V (fig. 174) en un punto exterior al planeta. En tal caso, la napa opuesta de aquel cono, intercepta a la esfera terrestre aproximadamente según un círculo mn de hasta 300 kilómetros de diámetro, que se desplaza sobre el planeta en la forma ya vista para el círculo de sombra, barriendo como éste una prolongada y estrecha franja de la superficie de la Tierra.

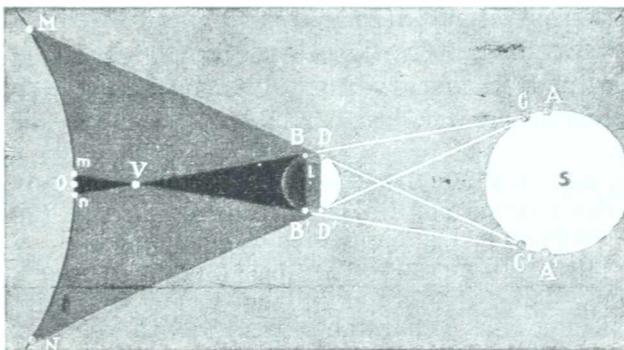


Fig. 174. — Eclipse anular de Sol en mn. y parcial, en la penumbra.

Desde todo punto del planeta interior a dicha franja, se verá al Sol durante los momentos que tarda en desfilarse el círculo móvil mn , bajo la forma de un anillo luminoso, puesto que el disco lunar en razón de su menor diámetro aparente, no alcanzará a cubrirlo por completo. Para un observador situado exactamente sobre la recta determinada por los centros de ambos astros, llegará un instante al culminar el eclipse, en que verá al anillo solar antes mencionado con un ancho uniforme en toda su extensión, a partir del cual el anillo comenzará a ensancharse hacia Occidente y estrecharse en el lado opuesto, hasta que los limbos del Sol y de la Luna se dispongan tangenciales interiormente, en cuyo momento la fase anular del eclipse ha terminado, siguiéndose los correspondientes parciales.

En la figura 175 se ven aspectos sucesivos ofrecidos al observador por ambos astros durante el proceso de un eclipse anular.

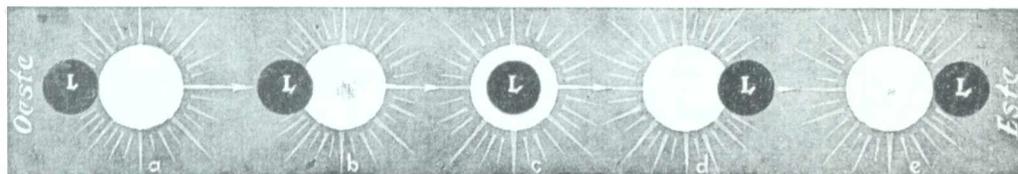


Fig. 175.-- Fases diversas de un eclipse anular.

En *a*, primer contacto, se inicia el fenómeno en su fase preanular; en *b*, la Luna ha producido una mordedura o muesca en el borde occidental del Sol; en *c* el eclipse está en plena fase anular; en *d*, la mordedura o muesca se ha corrido al borde oriental del Sol, y en *e*, último contacto, finaliza el fenómeno.

La duración máxima de la fase anular de uno de estos eclipses, que alcanza a ser hasta de 12 minutos, se lleva a cabo cuando la Luna está en el apogeo de su órbita y el Sol en su perigeo, pues en tal caso el primer astro ofrece su diámetro aparente mínimo y el último el máximo.

Desde las franjas terrestres laterales *Mm* y *Nn* de figura 174, sólo podrán observarse fases parciales del eclipse análogas a las ya vistas en parágrafo 223.

225. LATITUDES DE LA LUNA EN LOS ECLIPSES DE SOL. —

Si designamos por l a la latitud de la Luna (89) en conjunción, el cálculo conduce a las siguientes conclusiones:

- Si $l < 52'$, el eclipse central de Sol es seguro.
- „ $52' < l < 63'$, el eclipse de Sol es seguro, pudiendo ser central o parcial.
- „ $63' < l < 84'$, no hay eclipse central, pero el parcial es seguro.
- „ $84' < l < 94'$, es dudoso el eclipse, y si lo hay es parcial.
- „ $l > 94'$, el eclipse es imposible*.

* Téngase en cuenta que siendo las órbitas de la Tierra y la Luna elípticas, las distancias son variables; así, p. ejm.: si $l = 90'$, y la Luna se encuentra en el perigeo y la Tierra en el afelio se producirá eclipse parcial, y no habrá eclipse, en cambio, si la Luna se encontrara en el apogeo. Debe entenderse que bajo la denominación de eclipse central, incluimos a los eclipses totales y anulares.

ECLIPSES DE LUNA

226. POSIBILIDAD. — Para que un eclipse de Luna sea posible, es indispensable, en primer lugar, que el cono de sombra proyectado por la Tierra alcance al satélite, es decir, que su longitud sea superior a la distancia Tierra - Luna.

Para que la Luna además pueda penetrar totalmente en dicho cono es necesario que el diámetro aparente de la sección hecha a la distancia del satélite, sea superior al diámetro aparente del mismo.

1º LONGITUD DEL CONO DE SOMBRA DE LA TIERRA. — Sean R y r (fig. 176), los radios respectivos del Sol y de la Tierra; x la longitud VT del cono de sombra y d la distancia TS que separa a ambos astros.

De la semejanza de los triángulos VAS y VBT obtenemos:

$$\frac{x}{x+d} = \frac{r}{R},$$

y reemplazando en ésta el valor de R por $109 r$ (136), y despejando x se tiene:

$$x = \frac{d}{108}.$$

Si tomamos el valor medio de la distancia Sol - Tierra, es decir, $d = 23.440 r$ y lo reemplazamos en la última relación, encontramos finalmente:

$$x = \frac{23.440 r}{108} = 217 r.$$

Este resultado demuestra que: *la longitud del cono de sombra de la Tierra es 3,6 veces mayor que la distancia media del planeta a la Luna.*

2º ABERTURA DEL CONO DE SOMBRA TERRESTRE. — Si en la figura 176, trazamos la recta TA , dicha recta será sensiblemente tangente al disco del Sol atendiendo a la gran distancia que separa a este astro de la Tierra, y a la pequeña magnitud del radio del planeta ante la misma.

En tal supuesto, el ángulo VAT , designado por P en la figura, no es otra cosa que la paralaje horizontal del Sol (134), mientras el ángulo ATS representará el semidiámetro aparente del Sol visto desde el centro de la Tierra. Designando por Δ al diámetro aparente del Sol, será pues: áng. $ATS = \frac{\Delta}{2}$.

Por ser áng. ATS exterior al triángulo TAV , podrá escribirse:

$$\text{áng. } ATS = \text{áng. } VAT + \text{áng. } AVT,$$

o lo que es lo mismo:

$$\frac{\Delta}{2} = P + \frac{\alpha}{2},$$

donde α es la abertura del cono de sombra de la Tierra.

De la anterior se obtiene:

$$\alpha = \Delta - 2P. \quad [1]$$

39 DIÁMETRO APARENTE DE LA SECCIÓN DEL CONO DE SOMBRA DE LA TIERRA A LA DISTANCIA DE LA LUNA. — Sea MN la traza de la sección normal al eje del cono de sombra a la distancia de la Luna $TO = 60 r$ (distancia media)

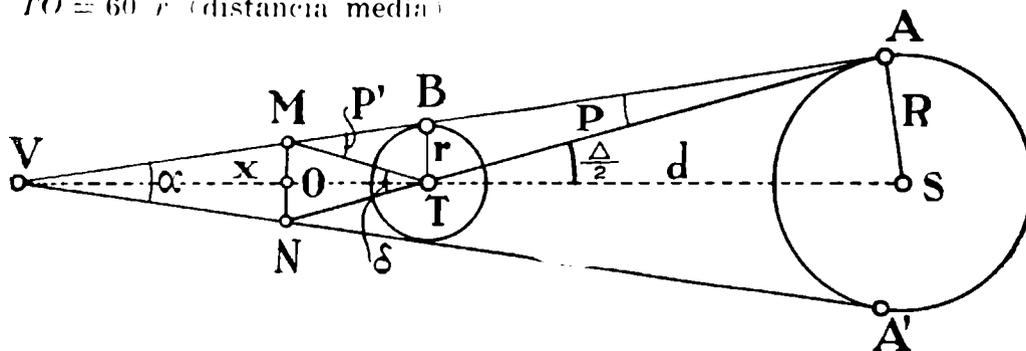


Fig. 176. — Longitud del cono de sombra de la Tierra; abertura del mismo y diámetro aparente de su sección a la distancia de la Luna.

Trazando en la figura 176, TM y TN , y designando por δ al diámetro aparente de la sección MN , se tendrá:

$$\delta = \text{áng. } MTN.$$

Por otra parte, el ángulo BMT , designado por P' en la figura, es con toda aproximación la paralaje horizontal de la Luna (208).

Del triángulo VTM , teniendo en cuenta que el áng. BMT es exterior al mismo, deducimos:

$$\text{áng. } MTV = \text{áng. } BMT - \text{áng. } MVT,$$

es decir que:

$$\frac{\delta}{2} = P' - \frac{\alpha}{2},$$

de la cual:

$$\delta = 2P' - \alpha.$$

Reemplazando en esta igualdad el valor de α dado por la [1], se obtiene:

$$\delta = 2P' - (\Delta - 2P),$$

o bien:

$$\delta = 2(P + P') - \Delta.$$

El valor numérico de δ lo obtenemos fácilmente, recordando que:

paralaje media horizontal del Sol, $P = 8''{,}80$,
 " " " de la Luna, $P' = 57'$,
 diámetro aparente medio del Sol, $\Delta = 32'$,

valores que introducidos en la expresión de δ , nos dan:

$$\delta = 1^{\circ}22'18'' \text{ (aprox.)}$$

Este valor es 2,6 veces mayor que el diámetro aparente medio de la Luna, calculado en $31'$, por lo cual el satélite en ocasiones propicias podrá penetrar por completo en el cono de sombra proyectado por la Tierra y eclipsarse totalmente.

227. PERIODOS ECLIPTICOS. — Un simple cálculo comprueba que el eclipse lunar se verifica cuando en el momento de la oposición, el Sol se encuentra a menos de 12° de uno de los nodos (189), es decir, cuando su longitud difiere de la de éste en una magnitud angular inferior a la apuntada.

Si recordamos que la velocidad angular del Sol en longitud es en valor medio de casi 1° por día (100) resulta que el Sol se encuentra en aquella condición durante unos 24 días consecutivos pasando otro tanto 173 días después (221) con respecto al nodo descendente. Estos períodos de 24 días, espaciados entre sí en casi 6 meses, son los llamados períodos eclípticos (los relativos a eclipses solares eran según vimos de 34 días), y en ellos acontecen los eclipses del satélite, cuando la oposición cae en uno de esos días.

Si se tiene en cuenta ahora que entre dos oposiciones consecutivas transcurren $29\frac{1}{2}$ días, aproximadamente, (mes lunar), podrá suceder:

a) *Que el año transcurra sin eclipses de Luna por no haberse verificado oposición alguna en sus períodos eclípticos.*

b) *Que en el año se verifique un solo eclipse lunar en razón de que sólo en un período eclíptico se verificó la oposición.*

c) *Que en el año se lleven a cabo dos eclipses del satélite porque la oposición se verificó en los dos períodos eclípticos de dicho año.*

d) *Que en el año se produzcan tres eclipses de Luna (CASO EXCEPCIONAL) cuando a principios de ese año finaliza un período eclíptico iniciado en el anterior. En este caso a fines de ese año se inicia otro período eclíptico que finaliza en el año siguiente. De esta manera el año considerado contiene un período eclíptico completo y parte de otros dos, y si hay oposiciones en todos ellos, se verá favorecido por tres eclipses de Luna que constituyen el máximo para un mismo año.*

A causa de la retrogradación de los nodos lunares, los períodos eclípticos se adelantan cada año término medio en 20 días, de modo que año tras año caen en fechas distintas.

228. **ECLIPSE TOTAL DE LUNA.** — En parágrafo 226, vimos que el diámetro aparente de la sección del cono de sombra a la distancia de la Luna, es 2,6 veces mayor que el diámetro aparente del astro, por lo cual éste, en las oposiciones favorables, puede penetrar por completo en dicha sombra eclipsándose totalmente. En la figura

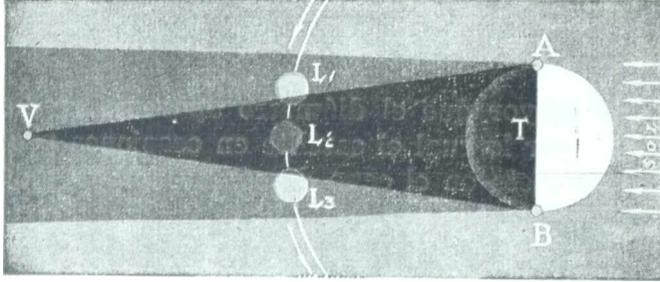


Fig. 177. — Eclipse total de Luna. (N. D.).

177 puede verse el cono geométrico de sombra de la Tierra, envuelto en la correspondiente penumbra. El eclipse del satélite comienza en el instante en que se coloca tangente exteriormente al cono de sombra. A partir de ese instante se va internando lentamente en dicho cono por su borde oriental hasta penetrar por completo, en cuyo momento se inicia la fase total del fenómeno en la cual se encuentra la Luna en la posición L_2 de la figura, correspondiente al momento culminante del eclipse.

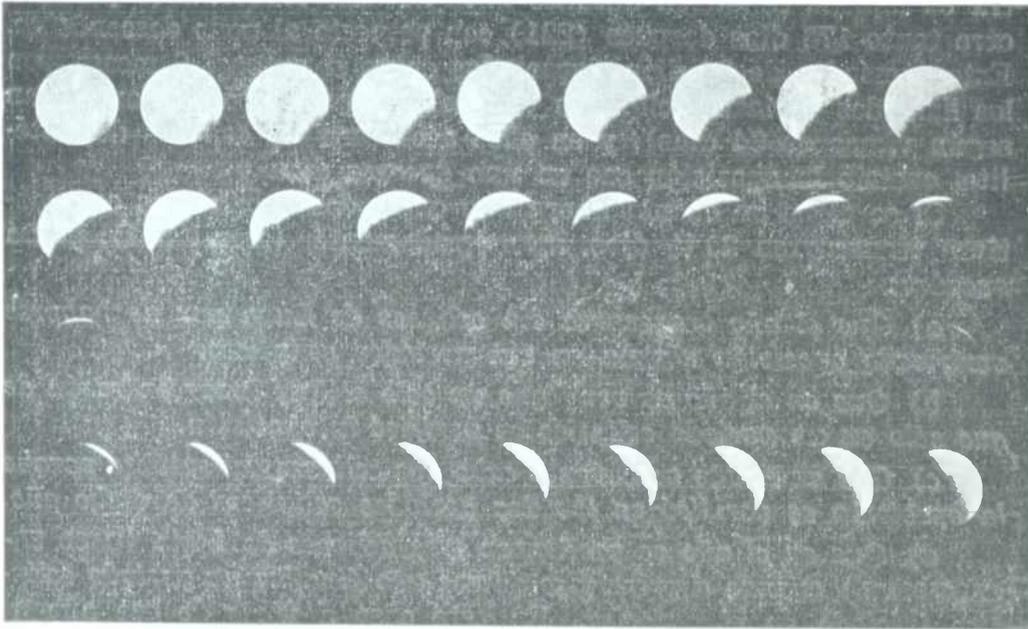


Fig. 178. — Distintas fases del eclipse de Luna del 27 al 28 de octubre de 1939. (Fotografías tomadas desde el Observatorio de La Plata por el astrónomo B. H. Dawson).

Algún tiempo después termina la fase total, y el satélite se deja ver emergiendo de la sombra cada vez más por su borde oriental hasta quedar por completo fuera de ella, terminando el fenómeno cuando el disco lunar y el cono de sombra son tangentes exteriormente.

En realidad, el eclipse así descrito es precedido y seguido por los llamados *eclipses penumbrales*, que se verifican al atravesar la Luna la penumbra envolvente del cono de sombra; pero estos eclipses son tan poco notables que apenas si se manifiestan por una débil disminución del brillo normal de la Luna llena.

La duración máxima del eclipse en su fase total, no alcanza a 2h30m en las condiciones más favorables, pero todo el fenómeno comprendido entre el primer y último contacto con la penumbra, suele alcanzar, en el mejor de los casos, una duración de 4h30m.

En la figura 178 pueden observarse diversos aspectos de un eclipse casi total de Luna.

229. ECLIPSOS PARCIALES DE LUNA. — De los eclipses de Luna, la mitad, aproximadamente, son parciales y la otra mitad totales. En los parciales, en el momento culminante, el satélite sólo habrá penetrado en parte en el cono de sombra de la Tierra, apareciendo dicha parte como un recorte hecho en el disco luminoso de la Luna llena.

En la figura 179 se muestra una sección normal al eje de los conos de sombra y penumbra a la distancia de la Luna. Las flechas 1, 2 y 3 son posibles trayectorias del centro del satélite. Si la Luna sigue la trayectoria 1, sólo atravesará la penumbra y el fenómeno pasará inadvertido por tratarse

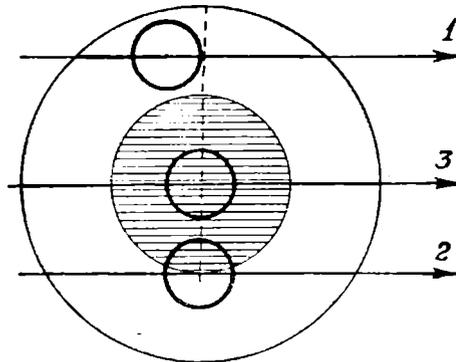


Fig. 179. — Sección del cono de sombra y penumbra.

de un simple eclipse penumbral; si lo hace siguiendo el recorrido 2, una parte del satélite en un momento dado habrá penetrado en el cono de sombra y el eclipse será parcial; y, si el camino recorrido por el satélite es el de flecha 3, la Luna efectuará cierta parte de su marcha internada por completo en el cono de sombra, rayado en la figura, produciéndose en consecuencia el eclipse total.

Se alcanzará a comprender, que el más largo de los eclipses totales se llevará a cabo en el caso de que la trayectoria 3 del centro lunar pase por el centro de la sección del cono de sombra, lo que se verifica cuando en el momento de la oposición, el centro del satélite coincide con uno u otro de los nodos, caso muy improbable, pero no imposible.

230. VISIBILIDAD DE LOS ECLIPSOS DE SOL Y LUNA. — Los eclipses de Sol antes estudiados, sólo son visibles, según se vió, desde una estrecha franja de Tierra y en forma distinta para los observadores según que estén ubicados en la parte central de dicha franja o en las partes laterales de la misma. Dichos eclipses son, pues, efectos de perspectiva que dependen de la posición del ojo del observador con respecto a la Luna y al Sol.

En cambio, y esta es una diferencia esencial, los eclipses de Luna no dependen en absoluto de la posición del observador sobre la superficie de la Tierra, sino de la parte más o menos considerable del satélite envuelta por el cono de sombra del planeta, y esa parte que puede abarcar a toda la Luna en el caso del eclipse total, aparecerá oscurecida para todo observador cuyas visuales alcancen al satélite, es decir, que el fenómeno será visible desde todo el hemisferio terrestre ubicado frente a la Luna, ofreciendo a todos los observadores las mismas fases

Si se tiene en cuenta la larga duración que suelen alcanzar los eclipses de Luna, y la velocidad de rotación diurna del planeta que es de 15° por hora, se llegará a la conclusión que el fenómeno es visible desde más de un hemisferio terrestre, pues durante su producción dejará de serlo para los lugares en que el satélite se pone, pero se hará visible desde otros donde el satélite sale.

231. INFLUENCIA DE LA REFRACCION ATMOSFERICA SOBRE LOS ECLIPSES DE LUNA.— En los eclipses totales de Luna, ésta no desaparece de nuestra vista ni aun en los instantes culminantes del fenómeno, durante los cuales se la puede observar bajo la forma de un disco color rojo ladrillo.

Se debe esta iluminación al desvío que experimentan los rayos solares al atravesar las capas atmosféricas que rodean a la Tierra. Dicho desvío hace que tales rayos en sus sucesivas refracciones, se dirijan hacia el eje del cono de sombra de la Tierra, iluminando débilmente gran parte del mismo en su región más alejada del planeta, de modo tal que, la lon-

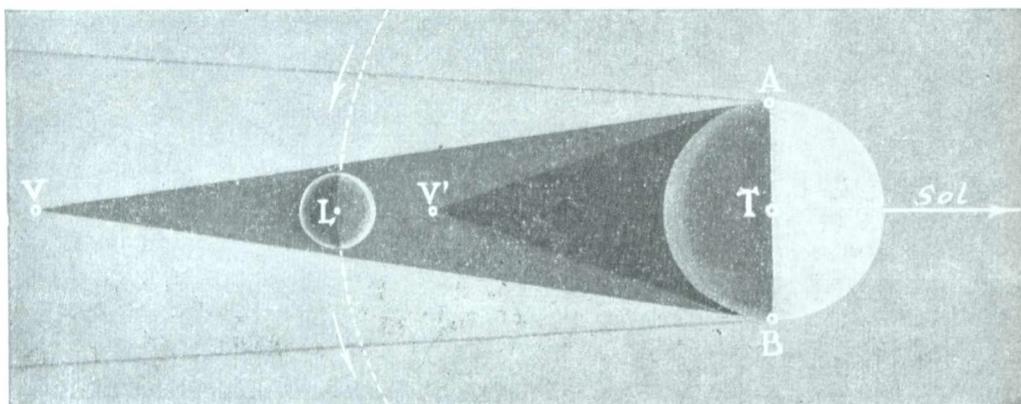


Fig. 180. Cono de sombra pura de la Tierra.

gitud teórica de dicho cono, calculada en 217 radios terrestres, se ve reducida en la realidad a sólo su cuarta parte, es decir, a unos 50 radios terrestres.

Suponiendo que el valor de la refracción en el horizonte es de $35'$, la desviación que experimenta un rayo tangente a la superficie de la Tierra sería de $1^\circ 10'$, y para ver el radio terrestre bajo ese ángulo la distancia correspondiente sería de unos 50 radios.

En estas condiciones, la Luna (fig. 180), alejada de nosotros en 60 radios terrestres (valor medio), nunca penetra en el cono puro de sombra

durante sus eclipses, haciéndolo solamente en el cono geométrico débilmente iluminado, razón por la cual el satélite en sus eclipses totales sigue siendo algo visible en la forma antes dicha.

En la figura hemos representado al cono de sombra pura con vértice en V' . La coloración rojo-ladrillo antes mencionada, debe atribuirse a la transparencia incompleta del aire humedecido en vapor de agua, el cual absorbe sobre todo, los colores complementarios del rojo.

232. CONDICIONES DE LATITUD DE LA LUNA DURANTE SUS ECLIPSES. — Si designamos por l a la latitud del centro de la Luna en cada oposición, el cálculo lleva a las siguientes conclusiones:

- Si $l < 20'$, el eclipse total es seguro.
 „ $20' < l < 31'$, el eclipse es seguro, pudiendo ser total o parcial
 „ $31' < l < 51'$, el eclipse es seguro, pero sólo puede ser parcial.
 „ $51' < l < 62'$, el eclipse es problemático y sólo podría ser parcial.
 „ $l > 62'$, no hay eclipse*.

En consecuencia, los eclipses de Luna sólo pueden producirse para latitudes del centro del satélite comprendidas entre $20'$ y $62'$.

233. FRECUENCIA COMPARADA ENTRE LOS ECLIPSES DE SOL Y DE LUNA. — En los párrafos 221 y 227, vimos que los períodos eclípticos durante los cuales pueden producirse eclipses de Sol o de Luna, por caer en ellos las conjunciones, en el primer caso, y las oposiciones en el segundo, tienen, respectivamente, una duración aproximada de 34 y 24 días.

Luego, si designamos por N y N' a los números de eclipses solares y lunares que se llevan a cabo en un lapso muy dilatado, la relación aproximada entre aquellos números será:

$$\frac{N}{N'} = \frac{34}{24} = \frac{17}{12},$$

o lo que es lo mismo, que por cada 17 eclipses de Sol, se verificarán en término medio 12 eclipses de Luna, siempre que estos números se tomen como promedios de varias décadas.

Para espacios cortos de tiempo, esa relación no tiene sentido, pues mientras en algunos años suelen producirse hasta 7 eclipses (4 ó 5 de Sol, y 3 ó 2 de Luna), en otros sólo se llevan a cabo dos eclipses, que en este caso son de Sol.

Para un mismo lugar de la Tierra, ocurren con mayor frecuencia los eclipses de Luna que los de Sol, en razón de que los primeros abarcan como zona de visibilidad más de un hemisferio terrestre, mientras los segundos sólo se hacen visibles desde una estrecha franja de la superficie del planeta.

234. PERIODICIDAD DE LOS ECLIPSES: SAROS O PERIODO CALDEO. — Los astrónomos de la antigüedad, comenzando por los caldeos, preveían los eclipses por la relación existente entre los movimientos del Sol y de la Luna. La Luna en su *revolución draconítica*, o sea, entre dos encuentros consecutivos con el mismo nodo, emplea 27,2122 días.

* Véase llamada del párrafo 225.

El Sol a su vez, partiendo de un nodo, tarda para volver al mismo (revolución draconítica del Sol) 346,6201 días.

Estas duraciones son inferiores a las que emplean ambos astros en sus respectivas revoluciones siderales, debido a la retrogradación de los nodos (191) los cuales en consecuencia marchan al encuentro de ambos astros alcanzándolos antes de que éstos logren cerrar sus órbitas correspondientes.

Observemos ahora, que el tiempo empleado por el satélite en 242 de sus revoluciones draconíticas, es casi el mismo que el empleado por el Sol en 19 de las suyas, puesto que se tiene:

$$242 \times 27,2122 \text{ días} = 6585,36 \text{ días,}$$

$$19 \times 346,6201 \text{ días} = 6585,78 \text{ días.}$$

En consecuencia: si suponemos al Sol y a la Luna partiendo en determinada fecha de un mismo nodo, al cabo de 6585 días volverán a encontrarse de nuevo en dicho nodo.

Luego: en ese período, equivalente a 18 años 11 días, debe verificarse un número entero de lunaciones, número que resulta ser igual a 223, es decir, que si el período comienza en una conjunción, el primer novilunio y el último, al llevarse a cabo sobre el mismo nodo darán lugar a eclipses totales de Sol, mientras que si se hubiera iniciado en una oposición, la primera luna llena y la última del período, darían lugar a eclipses totales de Luna.

Dentro de ese período, llamado *Saros* o período Caldeo, se verifican 70 eclipses de los cuales 41 son de Sol y 29 de Luna.

Si desde la iniciación de un período contamos 223 lunas nuevas consecutivas, resultará que en 41 de ellas se habrán producido eclipses solares, no verificándose el fenómeno en las 182 restantes. Si el cómputo se hiciera con las 223 lunas llenas del período, resultarían verificándose eclipses del satélite en 29 de ellas, no produciéndose el fenómeno en las otras 194.

Considerando ahora dos períodos *Saros* consecutivos, existirá una correspondencia biunívoca entre los 70 eclipses del primero, con los 70 del último, y dos eclipses correspondientes estarán espaciados entre sí en un período *Saros*, p. ejem.: el eclipse total de Luna verificado el 7 de enero de 1917, volvió a repetirse 18 años 11 días después, o sea, el 18 de enero de 1935, y su próxima verificación corresponderá al 29 de enero de 1953.

Si anotamos entonces las fechas de los 70 eclipses escalonados en un período *Saros*, podremos calcular fácilmente las fechas de los 70 eclipses que se verificarán en el período que le sigue, adicionando a cada una de ellas 18 años 11 días, aun cuando por lo general dos eclipses correspondientes espaciados en este espacio de tiempo, no son visibles precisamente en las mismas regiones de la Tierra, pues de uno a otro se producen variantes en la posición relativa de los astros que intervienen.

Actualmente, los astrónomos calculan los eclipses por métodos más perfeccionados, con indicaciones de tiempo que pueden llegar a fracciones de segundo, relativos a los instantes de comienzo y terminación, lo mismo que a los relacionados con las distintas fases del fenómeno. En cuanto a las zonas terrestres de visibilidad son calculadas con asombrosa exactitud, sobre todo tratándose de eclipses de Sol, que son los que más interesan por las importantes revelaciones que tales fenómenos suelen aportar sobre el conocimiento del astro central del sistema planetario.

EJERCICIOS Y PROBLEMAS

241. ¿Cuál es la longitud del cono de sombra proyectado por la Luna, cuando el satélite dista del Sol 23.300 radios terrestres?
R.: 58,25 *r.*
242. ¿Podrá verificarse un eclipse total de Sol, cuando en la conjunción la Luna dista de la Tierra 59 radios terrestres, y del Sol 23.200 de dichas unidades?
R.: No.
243. ¿Qué eclipses podrán producirse en las condiciones indicadas en el problema anterior?
R.: Anulares y parciales.
244. ¿Qué eclipses se producen cuando durante la conjunción la latitud de la Luna es de 17'?
R.: Eclipses centrales de Sol.
245. ¿Qué eclipses de Sol pueden producirse, cuando la latitud de la Luna en su conjunción es de 58'?
R.: Centrales o parciales.
246. ¿Puede ser central un eclipse de Sol que se produce cuando la Luna en conjunción tiene una latitud de 1°12'?
R.: No. El eclipse es parcial.
247. ¿Se produce eclipse de Sol en una conjunción en la cual la latitud de la Luna es de 1°30'?
R.: Puede producirse o no producirse.
248. ¿Habrá eclipse de Sol en una conjunción donde la Luna tiene una latitud de 1°38'?
R.: No hay eclipse.
249. ¿Habrá eclipse de Sol durante una conjunción en que este astro difiere del nodo en 20° de longitud?
R.: No hay eclipse.
250. ¿Cuántos eclipses de Sol pueden producirse en uno de sus períodos eclípticos?
R.: Uno o dos.
251. ¿Qué longitud tiene el cono de sombra de la Tierra, cuando ésta dista de aquel astro 23.140 radios terrestres?
R.: 214,26 *r.*
252. ¿Habrá eclipse de Luna en una oposición en la cual la diferencia entre las longitudes del Sol y de un nodo es de 16°?
R.: No habrá eclipse.

253. ¿Cuántos eclipses de Luna pueden producirse en uno de sus períodos eclípticos?
R.: Uno o ninguno.
254. ¿Qué eclipse de Luna se verifica en una oposición en que el centro del satélite tiene una latitud de 12'?'
R.: Eclipse total.
255. Si la latitud del centro lunar en la oposición es de 28', ¿qué eclipses de Luna pueden producirse?
R.: Total o parcial.
256. ¿De qué naturaleza es el eclipse de Luna que se verifica en una oposición en que el centro del satélite tiene una latitud de 43'?'
R.: Parcial.
257. ¿Habrá eclipse de Luna en una oposición en que la latitud del centro lunar es de 57'?'
R.: Podrá o no haber eclipse parcial.
258. ¿Podrá verificarse un eclipse de Luna en una oposición en que el centro del satélite tiene una latitud de 1°10'?'
R.: No podrá verificarse.
259. ¿Cuántos eclipses de Sol y de Luna se producen en 4 períodos Saros consecutivos?
R.: 164 de Sol y 116 de Luna.
260. ¿Cuántos eclipses de Luna se verifican mientras se llevan a cabo 492 eclipses de Sol?
R.: 348.
261. En qué lapso se verifican 164 eclipses de Sol?
R.: 72 años 44 días.
262. ¿En qué espacio de tiempo se verifican 145 eclipses de Luna?
R.: 90 años 55 días.
263. El 29 de enero de 1953 se producirá un eclipse total de Luna, ¿en qué fecha volverá a repetirse el mismo?
R.: En 9 de febrero de 1971.
264. Un eclipse total de Sol fué observado el 28 de mayo de 1900. Calcular, utilizando el período Saros, las 3 fechas sucesivas en que volverá a verificarse.
R.: Junio 8 de 1918; junio 19 de 1936; junio 30 de 1954.
265. El 1 de octubre de 1940 se producirá un eclipse total de Sol, ¿en qué fechas volverá a repetirse el mismo eclipse en conformidad con el período Caldeo?
R.: Octubre 12 de 1958; octubre 23 de 1976; noviembre 3 de 1994, etc.

LIBRO QUINTO
EL SISTEMA SOLAR

LOS SISTEMAS ASTRONOMICOS

235. EVOLUCION HISTORICA. — Debe suponerse que el hombre primitivo poco pudo preocuparse de los grandes fenómenos de la naturaleza, siendo su afán fundamental la defensa de su vida y el procurarse los medios necesarios para su sustento.

Con el progreso humano acaecido en el transcurso de los siglos, los pueblos asiáticos de más remota historia, al parecer *chinos* y *arios*, comenzaron a prestar atención al Universo que los rodeaba, preocupándose como es natural, en primer lugar de las causas originarias de la sucesión del día y de la noche y buscando después las que motivaban las estaciones del año de las que dependían sus faenas agrícolas. Estas preocupaciones de carácter astronómico, parecen iniciarse entre los pueblos ya citados unos 150 siglos antes de nuestra era.

Las astronomías primitivas de los *caldeos*, *egipcios*, *griegos* y *romanos* y aun la de la *edad media*, tienen un carácter común: en todas ellas se pretenden explicar los movimientos astrales, así como los fenómenos que de ellos se derivan, en conformidad con las apariencias visuales, hecho este muy lógico por otra parte, si se tiene en cuenta el absoluto desconocimiento que se tenía en tales épocas de los más elementales principios de la Mecánica.

Guiados por los sentidos, no es raro, pues, que los primitivos sistemas astronómicos se fundamentaran en una *Tierra inmóvil*, sostenida para algunos por soportes o cadenas, y para otros flotando en un mar inmenso.

Los movimientos de los astros llevan al hombre de la antigüedad a suponer la existencia de esferas sólidas que los arrastraban en sus giros alrededor de la Tierra, y para explicar sus salidas y puestas, había que imaginar hasta conductos subterráneos para que les sirvieran de paso.

Los mismos *griegos* pretenden explicar ciertos hechos con suposiciones absurdas: ANAXIMANDRO habla de una Tierra cilíndrica habitada en su base superior; PLATÓN atribuye al planeta que habita la forma de un cubo, y recién EUDOXIO, en el siglo II antes de nuestra era, adquiere la noción de una Tierra redonda, al observar en sus continuos viajes entre Grecia y Egipto, y en otras tentativas por llegar a las Indias, la variación en altura que experimentan las constelaciones con los cambios del lugar de observación.

A la *escuela Pitagórica* se deben las primeras nociones sobre los movimientos verdaderos de los astros del sistema solar, sosteniéndose en ella, no sólo la *esfericidad de la Tierra*, sino también

la traslación de ésta y los demás planetas conocidos en su época, alrededor del Sol, como astro central del sistema.

Estas ideas madres sobre la concepción del Universo, se eclipsan desgraciadamente por muchos siglos al predominar en la *escuela de Alejandría* los puntos de vista de ARISTÓTELES, en conformidad con los cuales, TOLOMEO, condensando los conocimientos aportados por la antigüedad, confecciona su célebre sistema astronómico *geocéntrico* (6) que puede considerarse como el primero de los sistemas completos relativos a la constitución y dinamismo del Universo. Este sistema fué aceptado casi unánimemente como valedero durante unos 15 siglos, y sólo se percibieron sus fallas al desaparecer el prolongado letargo que caracterizó al medioevo.

236. MOVIMIENTO DE LOS PLANETAS ENTRE LAS ESTRELLAS: ESTACIONES Y RETROGRADACIONES. — Para determinar la trayectoria con respecto a las estrellas de un planeta cualquiera, bastará fijar la posición que noche tras noche ocupa sobre la esfera celeste, registrando las mismas sobre un globo o carta del cielo valiéndose de las coordenadas del astro, ya sean ecuatoriales, ya eclípticas.

Con este procedimiento, y después de un número grande de observaciones, habremos determinado sobre el globo o carta utilizados, una serie de puntos, que unidos en el orden de obtención por un trazo continuo, nos darán la imagen del camino recorrido por el planeta entre las estrellas cercanas.

Observando la trayectoria así obtenida, se podrán establecer las siguientes características relativas al movimiento aparente del planeta:

1º *La trayectoria planetaria sobre la esfera celeste, es una curva sinuosa recorrida por el astro con velocidad angular variable.*

2º *El sentido del desplazamiento cambia de tiempo en tiempo siendo alternativamente directo y retrógrado.*

3º *Los arcos de trayectoria recorridos en sentido directo son de mayor amplitud que los recorridos en sentido retrógrado, empleando el planeta mayor tiempo en cubrir los primeros.*

4º *Durante todo el movimiento, el planeta se aparta muy poco de la eclíptica.*

5º *Las latitudes del planeta son alternativamente positivas (boreales) y negativas (australes) o en otros términos, la trayectoria es en parte boreal y*

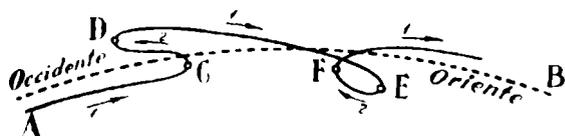


Fig. 181. — Movimiento aparente de los planetas. Estaciones y retrogradaciones. (S. D.).

en parte austral con respecto a la eclíptica.

La figura 181 muestra una porción de la trayectoria aparente o visual con sus lazos y sinuosidades, que para los distintos planetas no son siempre los mismos.

En los tramos AC , DE , FB ,... etc., el planeta se desplaza en el sentido *directo* de las flechas 1, mientras que el recorrido de los tramos CD , EF ,... etc., lo efectúa el astro en el sentido *retrógrado* de las flechas 2.

Los puntos C , D , E , F ,... etc., donde el planeta cambia el sentido de su movimiento se llaman *estaciones*, y se dice que el astro está en *retrogradación*, cuando su movimiento es retrógrado.

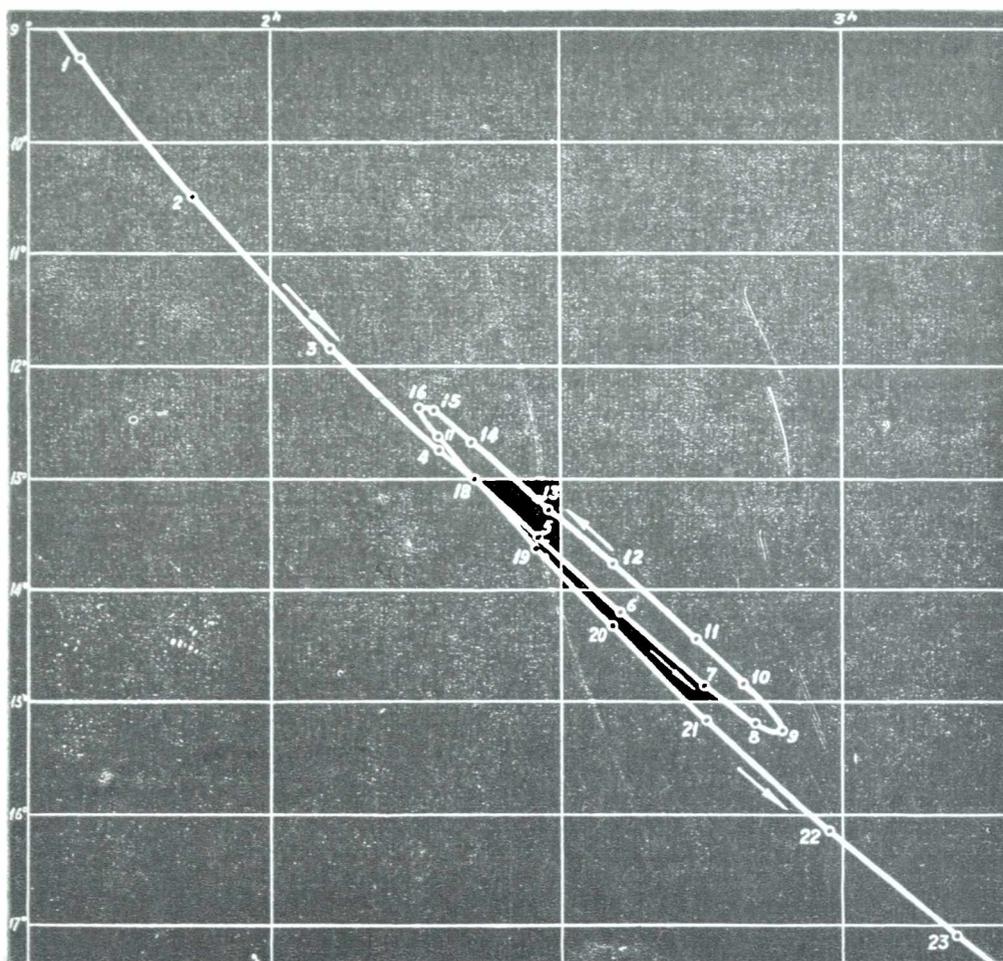


Fig. 182. — Movimiento aparente de Júpiter entre el 15 de mayo de 1939 y el 15 de abril de 1940.

La velocidad angular del planeta, que puede considerarse nula en las estaciones, comienza a crecer a partir de una de éstas, para decrecer después y anularse de nuevo en la estación siguiente, y así sucesivamente.

Estos cambios de velocidad angular del planeta en sus recorridos en ambos sentidos, dependen de las posiciones que el astro va tomando con respecto al Sol, pudiéndose, en general, establecer el siguiente enunciado:

La velocidad angular máxima de un planeta en uno u otro sentido, sobre su trayectoria en la esfera celeste, se registra en los momentos de sus conjunciones y oposiciones con el Sol.

En la figura 182 puede verse el recorrido aparente de Júpiter sobre la esfera celeste entre el 15 de mayo de 1939 (posición 1) y el 15 de abril de 1940 (posición 23). Se han llevado en abscisas las ascensiones rectas del planeta y en ordenadas las respectivas declinaciones tomadas de 15 en 15 días. Como podrá apreciarse por el gráfico, el astro se desplazó en sentido retrógrado entre los días 15 de setiembre (posición 9) y 31 de diciembre de 1939 (posición 16) aproximadamente.

SISTEMA GEOCENTRICO

237. PRINCIPIOS BASICOS DEL SISTEMA DE TOLOMEO.

— El sistema geocéntrico lo apoya TOLOMEO en cuatro leyes fundamentales, que pasamos a enunciar en el orden establecido por su autor.

1º *Los cuerpos celestes describen círculos alrededor de la Tierra.* — Al sentar esta ley, se basa Tolomeo en las apariencias del movimiento diurno, según el cual los astros describen circunferencias alrededor de los polos celestes.

2º *La Tierra es esférica (147).* — Al afirmar Tolomeo la esfericidad de la Tierra, la supone implícitamente aislada en el espacio, desvirtuando la creencia de los pretendidos soportes que muchos de sus antecesores le atribuían. Defiende su tesis aduciendo que para una esfera no tienen sentido las palabras “arriba” y “abajo”, pues lo que designamos con esta última expresión, no es más que el sentido en que caen los cuerpos pesados dirigiéndose siempre hacia el centro de la Tierra.

3º *La Tierra ocupa el centro de la esfera celeste.* — Apoya este principio en la observación del movimiento diurno de los astros, pues si la Tierra se supone corrida hacia el este del centro, los astros en sus salidas serían más veloces que en sus puestas, cosa que no acontece.

4º *La Tierra no tiene movimientos progresivos.* — Opina Tolomeo que si la Tierra se desplazara en el espacio, dejaría de ser el centro de la esfera celeste, y en este caso, los astros situados en el sentido del movimiento irían acercándose, alejándose en cambio los ubicados en el sentido opuesto, y con ello el movimiento diurno perdería su uniformidad. Luego la Tierra es un cuerpo inmóvil en el espacio.

Replica Tolomeo a los que sostienen que la Tierra está animada de una rotación alrededor de un cierto eje, y que en consecuencia el movimiento diurno de la esfera celeste con todos sus astros sólo es aparente, sosteniendo que si ello fuera cierto, al rotar la Tierra en un día, su velocidad sería tal, que el aire quedaría atrás, aconteciendo lo mismo con los cuerpos susceptibles de flotar en él.

Además, argüía que era de todo punto descabellado, el admitir un tal movimiento, que de existir haría que los pájaros no pudieran encontrar el nido de donde habían partido al efectuar un vuelo por corto que fuera, pues durante el tiempo de permanencia en el aire, la Tierra se debe desplazar en un gran trecho. Por otra parte, si en un lugar dado alguien efectúa un salto, caería según él en otro muy distante corriendo el riesgo de chocar contra los objetos situados al Occidente.

238. EXPLICACION DE LAS ESTACIONES Y RETROGRADACIONES PLANETARIAS EN EL SISTEMA DE TOLOMEO: EPICICLOS. — Para explicar los avances y retrocesos de los planetas sobre sus trayectorias visuales, aplicó TOLOMEO en su sistema astronómico la teoría de los *epiciclos* concebida por HIPARCO tres siglos antes.

En conformidad con tal teoría, imaginemos un Júpiter ficticio J' describiendo alrededor de la Tierra en 12 años una trayectoria circular $J'J'$ llamada *deferente*, en el sentido directo de flecha 1 (fig. 183). El Júpiter verdadero J se desplazará alrededor del ficticio describiendo cada año una circunferencia llamada *epiciclo*, de modo tal que la trayectoria real del planeta será, según el "ALMAGESTO", la curva sinuosa JJ que muestra la figura en trazo lleno, con la particularidad de que sus lazos

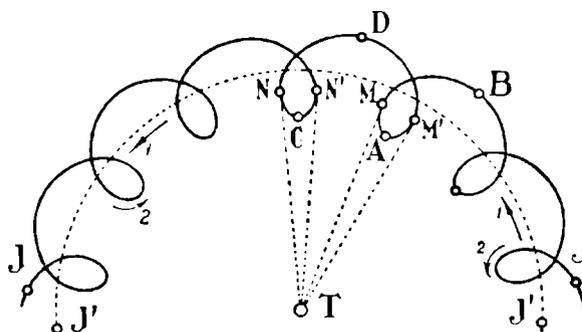


Fig. 183. — Estaciones y retrogradaciones planetarias en el sistema de Tolomeo. Epiciclos. (N. D.).

o bucles A, C, \dots etc., se dirigen siempre hacia la Tierra T . En cada uno de estos lazos, hay dos estaciones, las M y M' en el lazo A , y las N y N' en el B , en las que el planeta aparece deteniéndose durante un cierto tiempo cambiando a continuación el sentido de su movimiento. En la figura, las porciones de trayectoria $BM, MM', M'N, NN' \dots$ etc., son recorridas *alternativamente* en los sentidos *directo* y *retrógrado*, respectivamente, pudiéndose apreciar las mayores amplitudes de las primeras.

Como se comprenderá, la velocidad máxima en los *tramos directos* la alcanza el planeta al ubicarse en los puntos B, D, \dots etc., mientras que en las *retrogradaciones* el astro toma su mayor velocidad al pasar por los extremos A, C, \dots etc., de los lazos. En las estaciones $M, M', N, N' \dots$ etc., la velocidad del planeta es nula.

En conformidad con lo expuesto, si suponemos que ambos planetas, el ficticio y el real, fueran visibles desde la Tierra, observaríamos al último efectuando con respecto al primero un lento movimiento pendular colocándose alternativamente a su derecha y a su izquierda.

La misma explicación es válida para los demás planetas exteriores a la esfera del Sol, de los cuales en aquella época sólo eran conocidos MARTE y SATURNO además del mencionado.

En forma parecida, se explican también en el sistema de Tolomeo las estaciones y retrogradaciones de los planetas interiores a la esfera del Sol, MERCURIO y VENUS, con la salvedad de que para éstos, por alejarse poco del Sol, los planetas ficticios alrededor de los cuales describen sus epiciclos, *están siempre en la dirección del astro del día* (fig. 184).

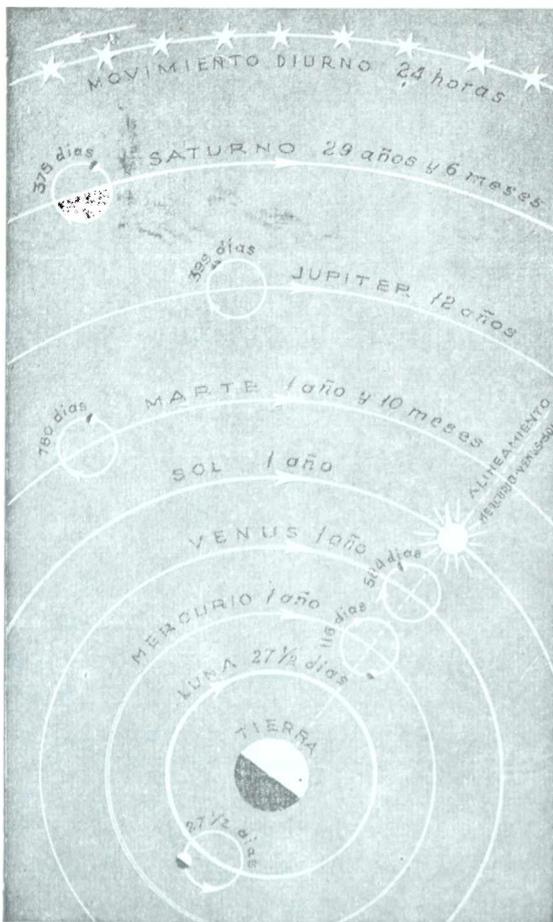


Fig. 184. Sistema de Tolomeo. Epiciclos (S. D.).

Según esta hipótesis, cada astro errante describe alrededor de la Tierra T (el Sol en un año, la Luna en un mes y los planetas en tiempos fijos para cada uno) órbitas circulares sobre sus respectivas esferas *cuyos centros no están ocupados por la Tierra*. Hay que convenir que la única de las esferas del complejo sistema que tiene exactamente por centro a la Tierra, es la esfera de las estrellas.

Como los astros al describir sus excéntricas (fig. 185), se ubican a distancias variables de la Tierra, Tolomeo llama *perigeo* al punto P de la órbita más cercano a la Tierra, y *apogeo* al punto A más alejado de la misma; al número que expresa la distancia TC entre la Tierra y el centro de la órbita medida en radios de ésta, lo llamó *excentricidad*.

Resulta interesante anotar aquí, que HERÁCLITO DE PONTO sugirió en el siglo IV antes de J. C., la hipótesis de que MERCURIO y VENUS giraban directamente alrededor del Sol, hipótesis ésta, rechazada por Tolomeo.

Observó Tolomeo, que los centros de los epiciclos planetarios no se desplazan con velocidad constante, siendo dicha velocidad mayor en una época que en otra y aconteciendo otro tanto con la Luna durante el mes lunar.

Para explicar estas anomalías, introduce Tolomeo la hipótesis de las *excéntricas*, ya sustentada por HIPARCO.

La introducción de la hipótesis de las excéntricas permite al autor demostrar que todo astro (errante) que se desplace con movimiento uniforme aparecerá con *velocidad máxima cuando pasa por el perigeo* de su órbita y con *velocidad mínima al pasar por el apogeo*, puesto que toda variación de distancia amplifica o reduce la velocidad aparente de un movimiento.

Otra complicación aun mayor, la origina el movimiento de precesión de los equinoccios (108) descubierto precisamente por HIPARCO. Para explicarlo, se ve llevado TOLOMEYO a imaginar para el cielo de las estrellas especies de pivotes o espigones, que le permitan efectuar un lento movimiento rotatorio con respecto a los cielos de los demás astros.

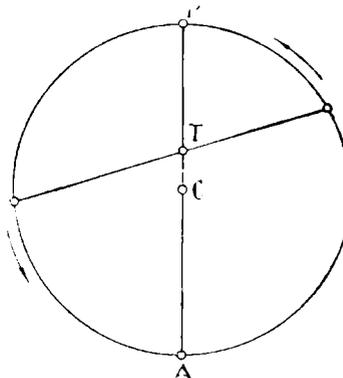


Fig. 185. -- Excéntrica. (N. D.)

SISTEMA HELIOCENTRICO

239. SISTEMA DE COPERNICO. — El complicado engranaje del sistema geocéntrico de TOLOMEYO fué admitido por toda la humanidad, sin mayores discusiones hasta fines de la *Edad Media*. Apenas si durante los casi 15 siglos de su reinado se oyeron algunas voces condenatorias, entre ellas la de ALFONSO X, rey de Castilla, apodado “El Sabio”, quien ante una reunión de astrónomos de la “Escuela de Toledo”, en su mayoría árabes, sostuvo que de haber intervenido en la creación del Mundo, hubiera aconsejado mayor sencillez en su mecanismo.

Recién en el siglo XVI, NICOLÁS COPÉRNICO (1473-1543), astrónomo polaco, canónigo de la Catedral de Frauenburg, en su gran obra “DE REVOLUTIONIBUS ORBIUM COELESTIUM” (*Noremburgae*, 1543), expone un nuevo sistema del mundo*.

En este sistema, el Sol es el centro del Universo, por cuya razón se le ha denominado *heliocéntrico*. La Tierra y los planetas giran a su alrededor describiendo circunferencias excéntricas. Además la Tierra gira en un día en torno de un eje, con lo cual el movimiento diurno de todos los astros no es más que aparente. En cuanto a las estrellas, sostiene Copérnico la hipótesis de una esfera común a todas ellas pero de radio muy grande. Es muy explicable que admitiese esta hipótesis, si se tiene en cuenta que recién en el primer tercio del siglo XIX es cuando MACLEAR, BESSEL y ANDERSON consiguen medir las distancias de varias estrellas a

* Algunos filósofos griegos y en particular ARISTARCO DE SAMOS, sostuvieron la hipótesis de que la Tierra giraba sobre su eje en un día y alrededor del Sol en un año. Aristarco fué acusado de sacrilegio por sus contemporáneos, quienes entendían que con tales ideas era turbado el descanso de los dioses.

la Tierra, encontrando que son sencillamente enormes, superando a todo cuanto podía haberse imaginado al respecto en el siglo XVI.

De todas maneras, el sistema de Copérnico, previamente espurgado de los necesarios errores en que debió incurrir el autor en épocas en que los principios de la Mecánica Celeste eran desconocidos, es el universalmente aceptado en la actualidad.

240. PRINCIPIOS BASICOS DEL SISTEMA DE COPERNICO. — Todo el sistema heliocéntrico de Copérnico está reunido en dos leyes que se enuncian a continuación:

PRIMERA LEY. *El movimiento diurno de la esfera celeste es aparente y se debe a la rotación de la Tierra alrededor de un eje que pasa por su centro.*

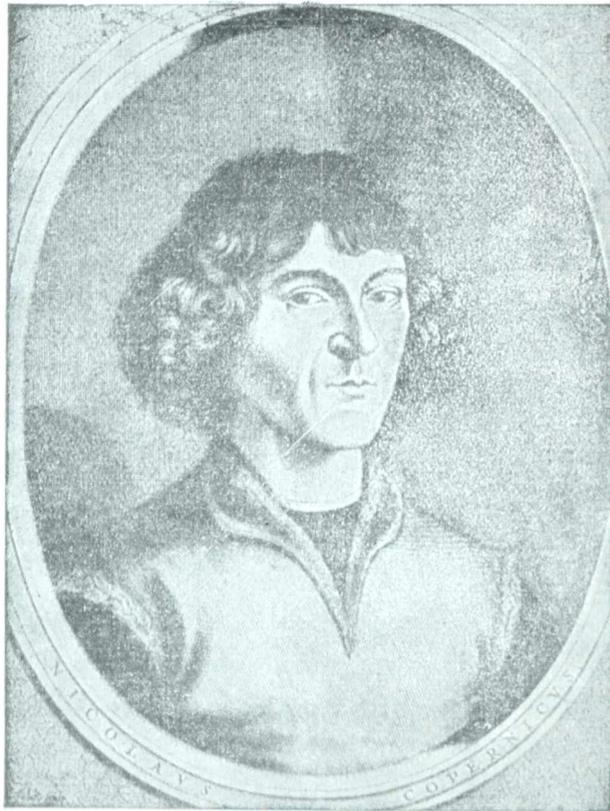


Fig. 186. — Nicolás Copérnico.

SEGUNDA LEY. *La Tierra es un planeta y da vueltas alrededor del Sol como centro del movimiento. El verdadero centro de los movimientos planetarios es el Sol y no la Tierra. Para justificar este enunciado, se ve obligado Copérnico a demostrar que las apariencias del Universo son las mismas, tanto cuando suponemos al Sol girando alrededor de la Tierra en un año, como cuando suponemos a ésta girando alrededor de aquel astro en el mismo tiempo. Estas demostraciones son más o menos análogas a las dadas en el párrafo 162 de este libro al tratar de cimentar la equivalencia cinemática de la traslación*

anual de la Tierra y el movimiento observado del Sol.

Basado en su sistema, puede calcular Copérnico por primera vez las distancias de los planetas al Sol adoptando como unidad la distancia Sol - Tierra, aun cuando ésta le era desconocida en valor absoluto. Se basa para ello en los diámetros aparentes de los epiciclos de los distintos planetas, los cuales son tanto mayores cuanto más cerca está el planeta, teniendo en cuenta, además, *que el epiciclo aparente descrito por el planeta en un año, tiene las mismas dimensiones que la órbita terrestre.*

En la tabla que sigue, se dan los resultados obtenidos por Copérnico en tales determinaciones y las distancias verdaderas.

Planetas	Distancia mínima		Distancia máxima	
	Copérnico	Verdadera	Copérnico	Verdadera
Mercurio	0,326	0,308	0,405	0,467
Venus	0,709	0,718	0,730	0,728
Marte	1,373	1,382	1,666	1,666
Júpiter	4,980	4,952	5,453	5,454
Saturno	8,660	9,000	9,760	10,074

Los planetas cuyas distancias al Sol son menores que la de la Tierra se llaman *inferiores* (MERCURIO y VENUS), designándose por *superiores* a los demás.

Como podrá observarse por estos números, los resultados obtenidos por Copérnico son bastante aproximados presentándose la mayor discrepancia en Mercurio debido, en buena parte, a sus precarias condiciones de visibilidad por su cercanía al Sol.

241. EQUIVALENCIA CINEMATICA ENTRE LOS SISTEMAS DE TOLOMEO Y COPERNICO. — En el sistema heliocéntrico, no es necesario recurrir a la hipótesis de los epiciclos de Tolomeo para explicar los movimientos aparentes de los planetas en uno y otro sentido, con las correspondientes estaciones.

Supongamos (fig. 187), a un observador terrestre situado en T_1 sobre la órbita anual de la Tierra e inconsciente del desplazamiento de ésta. En este caso, y según lo visto en parágrafo 162, a dicho observador le parecerá que es el Sol quien se desplaza en un año alrededor de nuestro planeta, ocupando él el centro del movimiento, o sea, S . En tal supuesto, si imaginamos que P es un planeta al cual consideraremos inmóvil y situado sobre la dirección x a la distancia T_1P , al observador, en la creencia apuntada, le parecerá ver al planeta en la dirección x_1 paralela a la x , a una distancia $SP_1 = T_1P$. Cuando la traslación terrestre lo ha transportado a T_2 , el planeta le parecerá en P_2 , tal que la distancia SP_2 , por idénticas razones a las ya explicadas, será igual y paralela a T_2P . Se comprende entonces que mientras dicho observador, sin saberlo, ha efectuado al cabo de un año el recorrido $T_1T_2 \dots T_1$, alrededor del Sol, habrá visto al planeta seguir sobre la esfera celeste la trayectoria $P_1P_2 \dots P_1$, en un todo igual a la de la Tierra, que no es más que el epiciclo de Tolomeo.

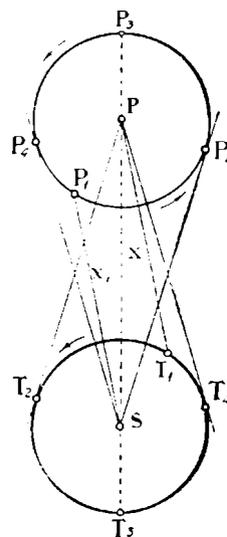


Fig. 187. — Equivalencia cinemática entre los sistemas de Tolomeo y Copérnico. (N. D.).

Por otra parte, observemos que mientras la traslación terrestre hace recorrer al observador el arco $T_2T_3T_4$, aquél verá al planeta desplazarse también en el *sentido directo* según el arco $P_2P_3P_4$ (de derecha a izquierda en la figura), mientras que al recorrer el arco $T_4T_1T_2$, el observador (siempre creyéndose en S) verá al planeta recorrer el arco $P_4P_1P_2$ (de izquierda a derecha en la figura), desplazándose en *sentido retrógrado*. De este modo, las apariencias del movimiento planetario, son en un todo análogas a las ya vistas en el sistema de Tolomeo.

En los puntos P_2 y P_4 donde para el observador el planeta cambia el sentido del movimiento, se tendrían las estaciones.

Si admitimos ahora que el planeta P en lugar de estar fijo, está animado de un movimiento propio, el astro aparecerá entonces como describiendo una circunferencia aparente alrededor de un centro que a su vez está en movimiento, tal cual ya ha sido visto en el sistema de Tolomeo al considerar los desplazamientos del Júpiter verdadero alrededor del Júpiter ficticio (238). Este efecto se debe, como es fácil comprender, a la combinación entre dos movimientos del astro: uno aparente ocasionado por la traslación de la Tierra en un año, y el otro real en su recorrido alrededor del astro central del sistema.

En cuanto a los planetas VENUS y MERCURIO, el movimiento pendular que parecen efectuar con respecto al Sol, es consecuencia de sus traslaciones alrededor del mismo, mientras que el movi-

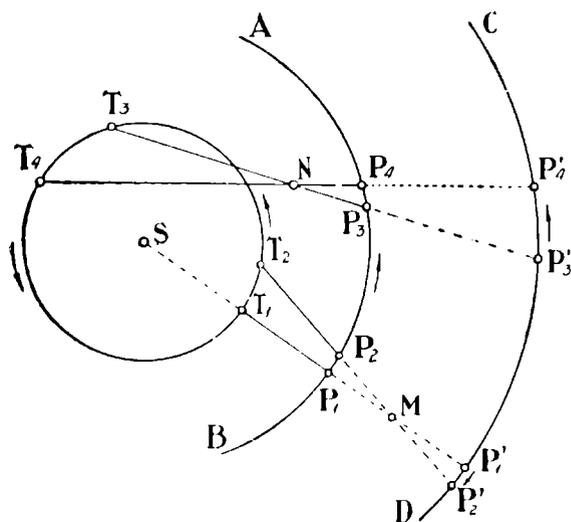


Fig. 188. Movimiento aparente de los planetas en el sistema de Copérnico. (N. D.).

movimiento de avance en la zona del zodiaco junto al astro del día es causado por la traslación anual de la Tierra.

Ambos sistemas son, pues, cinemáticamente equivalentes.

242. EXPLICACION DE LOS MOVIMIENTOS PLANETARIOS EN EL SISTEMA DE COPERNICO. — Sean (fig. 188) S el Sol; $T_1T_2T_3\dots$ la órbita anual de la Tierra; AB un arco de la órbita de un planeta superior, y CD una

porción de la esfera celeste. Para mayor claridad, supondremos a las órbitas circulares y coplanares. Si partimos de las posiciones T_1 y P_1 de la Tierra y el planeta sobre sus respectivas órbitas y alineados con el Sol (oposición) mientras el planeta recorre en el sentido directo el arco P_1P_2 , la

Tierra por su mayor velocidad angular, recorrerá un arco de mayor amplitud T_1T_2 , sobre su trayectoria anual, y el observador terrestre verá al planeta desplazarse sobre la esfera celeste infinitamente lejana, desde P'_1 a P'_2 , es decir, en el sentido contrario al del movimiento real, o sea en el *retrógrado*. Obsérvese que en este caso, los

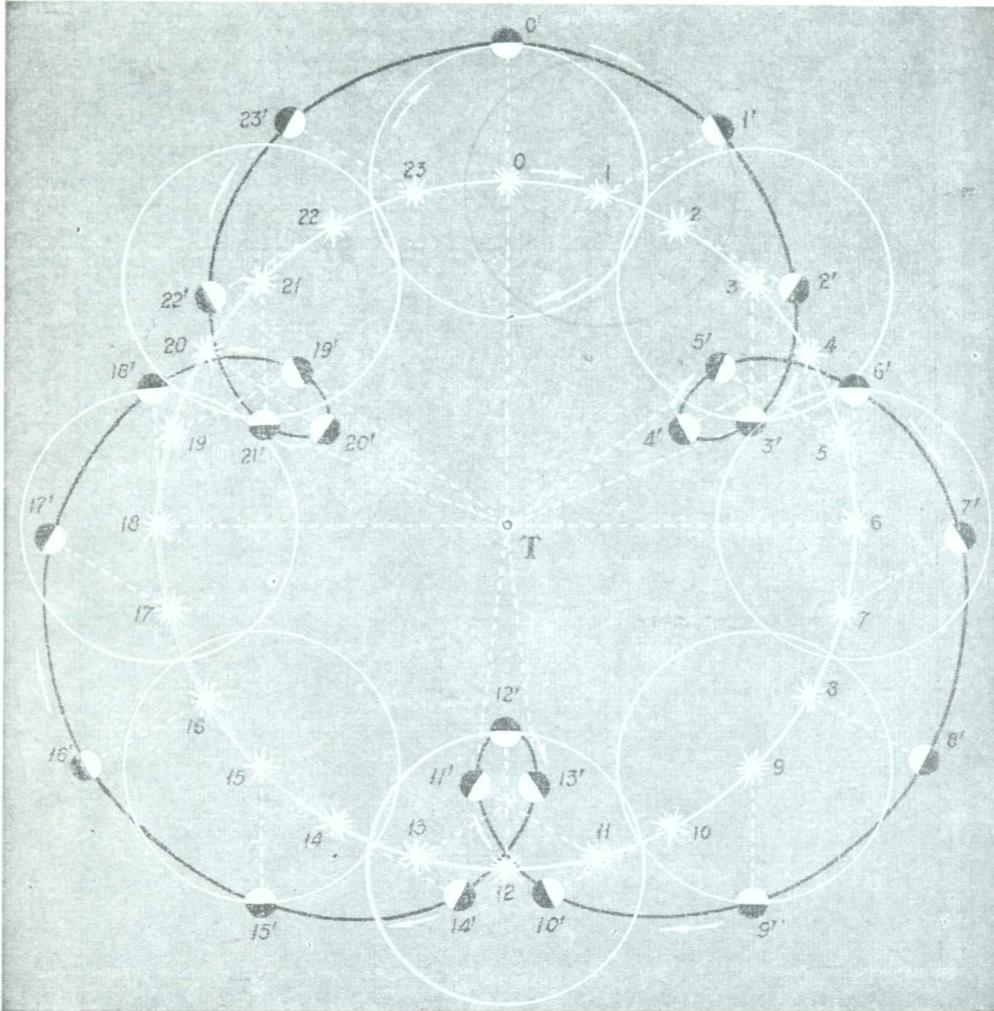


Fig. 189. — Movimiento de Mercurio, visto desde la Tierra. (S. D.).

alineamientos T_1P_1 y T_2P_2 de los dos astros se cortan en un punto M exterior a la órbita del planeta.

Cuando algún tiempo después el planeta ha tomado sobre su órbita las posiciones P_3 y P_4 , la Tierra se habrá ubicado sobre la suya en T_3 y T_4 , respectivamente, de modo que mientras el primero pasa de P_3 a P_4 , desde la Tierra se le verá desplazarse sobre la esfera celeste según el recorrido $P'_3P'_4$ en el sentido directo. En este caso, y tal cual lo muestra la figura, los alineamientos correspondientes T_3P_3 y T_4P_4 , se cortan en un punto N interior a la órbita

del planeta y comprendido entre éste y la Tierra. Deducimos que al pasar el planeta de un sentido a otro en su movimiento, habrá hecho *estación* en un cierto punto de su recorrido aparente, punto

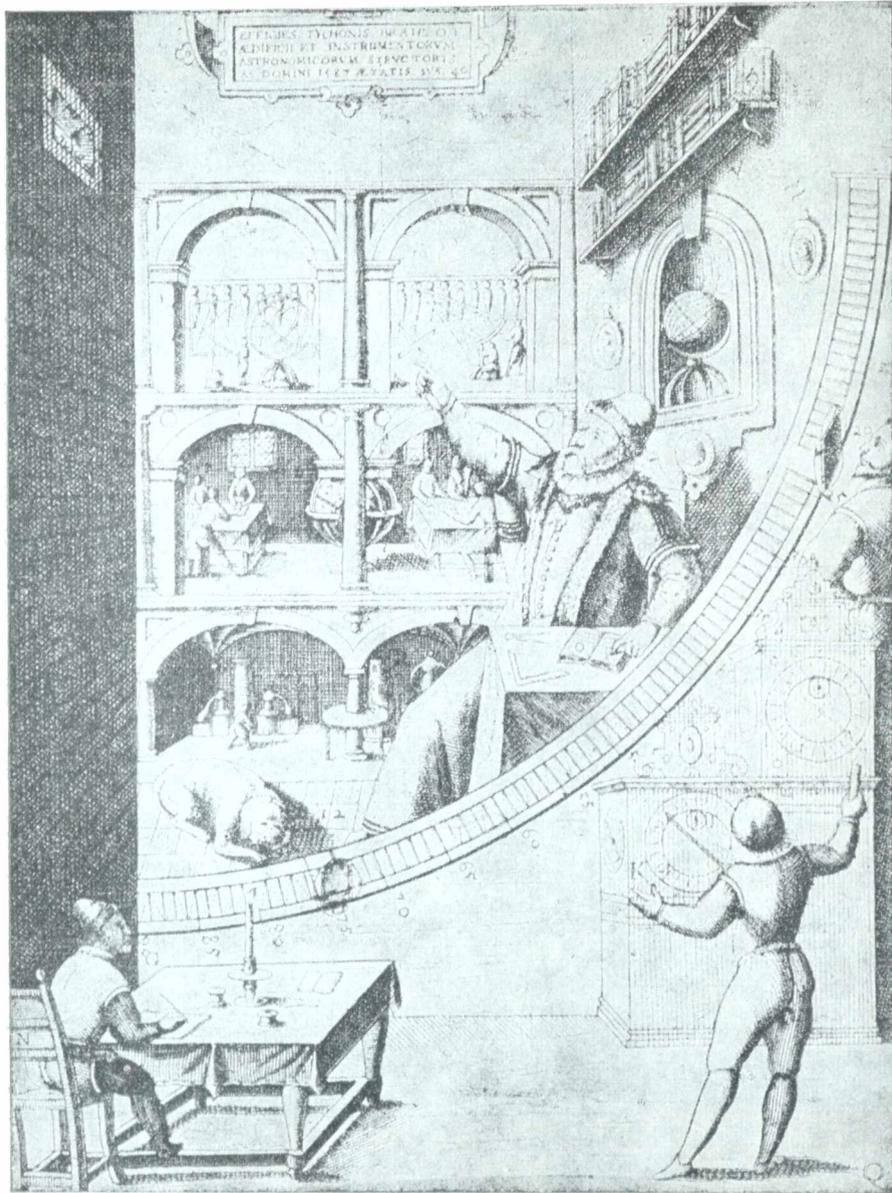


Fig. 190. — Tycho - Brahe y su observatorio.

en el cual el planeta aparecerá poco menos que inmóvil durante un cierto espacio de tiempo.

En la figura 189 puede verse el recorrido aparente de Mercurio al cabo de un año. Mientras el Sol en su movimiento aparente sobre la eclíptica va tomando las posiciones 0, 1, 2, ... 23, el planeta aparece ubicándose en 0', 1', 2', ... 23', describiendo entre las estrellas del zodiaco una curva con tres lazos que se cierra casi

al cabo del año. En el sistema de Tolomeo el Sol se encontraría en la prolongación del segmento rectilíneo que une la Tierra con el Mercurio ficticio.

En las posiciones 3', 5', 11', 13', 19', y 21', hay *estaciones* del planeta, que no coinciden precisamente con las *digresiones** del mismo, como pudiera creerse, aun cuando se produzcan cerca de ellas.

243. SISTEMA DE TYCHO - BRAHE. — El sistema de Copérnico, como no podía menos que acontecer, fué muy combatido desde un principio como hipótesis destructora de conceptos arraigados en el espíritu humano desde muchos siglos antes. Entre los impugnadores del sistema heliocéntrico, es digno de mención el astrónomo danés TYCHO - BRAHE (1546 - 1601), uno de los grandes observadores del Cielo y a quien se debe un notable catálogo estelar para su época, al par que los más precisos estudios conocidos hasta entonces sobre los planetas *Mercurio*, *Venus*, *Marte*, *Júpiter* y *Saturno*.

Argumenta Tycho - Brahe, que en el sistema de Copérnico, los epiciclos planetarios no son más que reproducciones de la traslación anual de la Tierra alrededor del Sol, y que de ser ésta real, dichos epiciclos debían reproducirlos también las estrellas, cosa no observada en ninguna de ellas y que sólo podría pasar inadvertida en el supuesto increíble de que las distancias de tales astros al planeta que habitamos, fueran por lo menos 1.000 veces mayor que la distancia Sol - Tierra.

Esta suposición era completamente inadmisibles para el criterio de la época, hondamente influenciado por las teorías de ARISTÓTELES, quien afirmaba que "a la naturaleza le repugna el vacío".

En virtud de tales consideraciones, y tratando de aprovechar la simplicidad de los movimientos planetarios en el sistema de Copérnico, concibe Tycho - Brahe un sistema mixto para el Universo, apoyado en las siguientes bases:

1º *Los planetas describen órbitas circulares alrededor del Sol.*

2º *El Sol a su vez con todo su séquito planetario, se desplaza en un año alrededor de la Tierra, describiendo un círculo, en cuyo lapso cada planeta aparece recorriendo un epiciclo.*

3º *Las estrellas en conjunto están en un orbe que gira diariamente alrededor de la Tierra.*

244. CONSOLIDACION DEL SISTEMA DE COPERNICO: GALILEO. — No le fué fácil a este sistema imponerse a la consideración de los entendidos. Las resistencias que encontró antes de ser aceptado universalmente provenían, en primer término, del hecho de que en él se desalojaba al hombre de su posición de privilegio en el centro del Universo. Además, es necesario reconocer que Copérnico no había logrado rebatir con justeza los argumentos de Tolomeo en favor de la fijeza de la Tierra (237). Correspondió la gloria de rebatir aquéllos a GALILEO, el que dió al mismo tiempo los fundamentos de la mecánica.

Con la aparición del anteojo astronómico, observó el físico italiano en 1610 los *cuatro satélites principales de Júpiter*, que en miniatura reproducían al sistema heliocéntrico, y a partir de entonces se convirtió en su más fervoroso paladín. Por otra parte, las *fases*

* Máxima separación angular entre un planeta inferior y el Sol.

de Venus observadas también por primera vez por él, atestiguaban en forma irrefutable el movimiento de ese planeta alrededor del Sol.

Casi al mismo tiempo que Galileo luchaba en Italia para imponer las nuevas ideas, KEPLER en Alemania enunciaba sus célebres

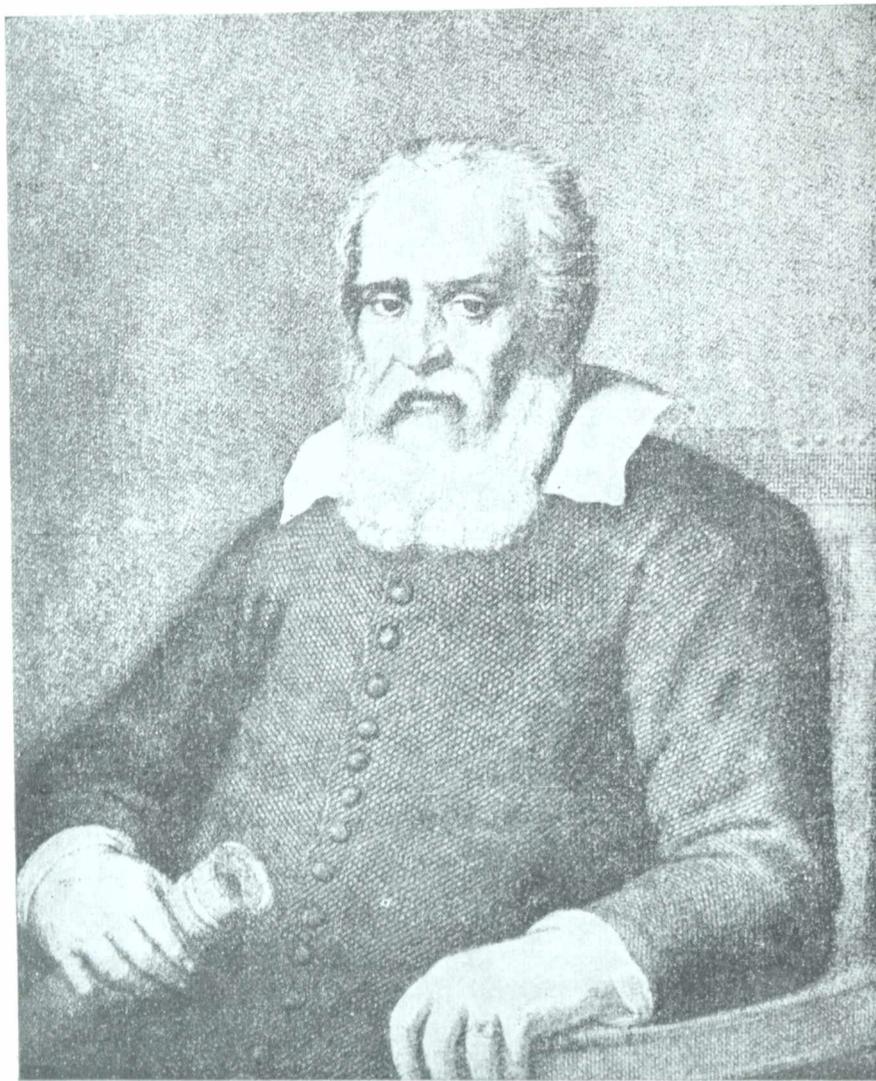


Fig. 191. -- Galilei Galileo.

leyes, basándose en las cuales, pudo NEWTON en 1686, crear la MECÁNICA CELESTE, demostrando que los astros se rigen en sus movimientos por los mismos principios que gobiernan los cuerpos en la superficie de la Tierra, logrando aprisionar, por decirlo así, en una fórmula que "cabe en el hueco de la mano", los complicados movimientos celestes.

ELEMENTOS DE MECANICA CELESTE

245. **LEYES DE KEPLER.** — El astrónomo alemán JUAN KEPLER (1571 - 1630), puede ser considerado como uno de los precursores de la Astronomía moderna, al establecer sus tres célebres leyes relativas a los movimientos de los planetas alrededor del astro central del sistema.

Sucedió a TYCHO - BRAHE, de quien fué discípulo, en el cargo de matemático del emperador en Praga, dedicándose de inmediato a preparar tablas relacionadas a los movimientos planetarios, aprovechando en tal tarea las preciosas observaciones dejadas por su antecesor, las cuales, consideradas como las más precisas obtenidas hasta entonces, llevan a Kepler al convencimiento de que los recorridos de los planetas alrededor del Sol no podían ser circulares como lo afirmaba Copérnico en su sistema del mundo.



Fig. 192. — Juan Kepler.

Aprovechando Kepler el hecho de ser MARTE un planeta que se acerca mucho a la Tierra, sigue al citado astro pacientemente en sus movimientos noche tras noche, anotando sus posiciones entre las estrellas para después de cálculos pesadísimos llegar a la conclusión de que su órbita no es una excéntrica, sino *una elipse en la cual el Sol ocupa un foco.*

En su obra "ASTRONOMÍA NOVA", publicada en Praga en 1609, ya aparecen las dos primeras leyes, cuyos enunciados damos a continuación:

PRIMERA LEY. — *Los planetas describen elipses en el sentido directo, ocupando el Sol uno de los focos (fig. 193).*

SEGUNDA LEY. — *Las áreas barridas por el radio vector de un planeta (recta que une los centros del planeta y el Sol) en su revo-*

lución alrededor del Sol, son proporcionales a los tiempos empleados en describirlas.

Dicha ley se enuncia también diciendo: *las áreas barridas por el radio vector de un planeta en tiempos iguales, son iguales.*

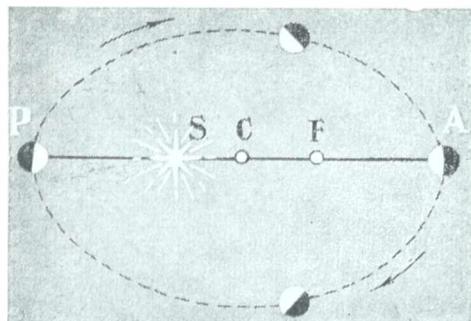


Fig. 193. — Primera ley de Kepler. (S. D.).

Sean, P_1 , P_2 , P_3 y P_4 , cuatro posiciones de un planeta sobre su órbita alrededor del Sol, y designemos por t_1 y t_2 a los tiempos empleados por el astro en los recorridos de los arcos P_1P_2 y P_3P_4 , respectivamente. Durante el tiempo t_1 , el radio vector del planeta habrá barrido el área A_1 (fig. 194), o sea, la del triángulo SP_1P_2 , y durante el tiempo t_2 , el área barrida será la del triángulo SP_3P_4 , designada por A_2 en la figura.

En conformidad con la segunda ley de Kepler, se tendrá:

$$\frac{A_1}{A_2} = \frac{t_1}{t_2},$$

y en el supuesto de ser $t_1 = t_2$, resultará también: $A_1 = A_2$.

Se comprende en seguida como, de acuerdo con esta ley, la velocidad máxima del planeta en su revolución alrededor del Sol es alcanzada en el instante en que el astro pasa por el perihelio P , mientras la velocidad mínima corresponde al momento en que el planeta se ubica en el afelio A .

Diez años después de haber enunciado las dos leyes anteriores, encuentra Kepler su tercera ley, que se pasa a enunciar:

TERCERA LEY. — *Los cuadrados de los tiempos empleados por los planetas en describir sus órbitas, son proporcionales a las terceras potencias de sus distancias medias al Sol.*

Si llamamos entonces d_1 y d_2 las distancias medias de dos planetas al Sol (uno de ellos puede ser la Tierra), y designamos además por T_1 y T_2 a los tiempos empleados por dichos astros en sus revoluciones alrededor del astro central, la expresión analítica de la tercera ley de Kepler será dada por:

$$\frac{T_1^2}{T_2^2} = \frac{d_1^3}{d_2^3}.$$

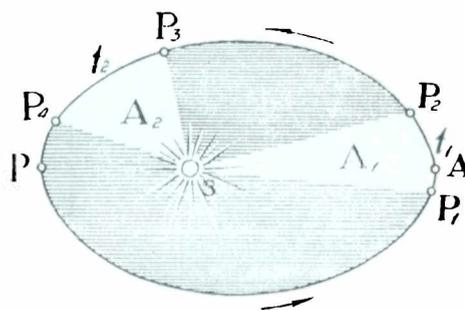


Fig. 194. — Segunda ley de Kepler (N. D.).

La trascendencia de esta ley estriba en el hecho de que conociendo los tiempos de revolución del planeta alrededor del Sol, podrá calcularse con mucha aproximación su *distancia media* al mismo.

Para estos sencillos cálculos, se toma siempre como planeta de comparación a la Tierra, cuya distancia al Sol será la unidad adoptada para la medida de distancias planetarias, así como la unidad de tiempo será el año, o período de tiempo empleado por la Tierra en su revolución alrededor del Sol. *Por distancia media entendemos en este caso, a la semisuma de las distancias máxima y mínima, o sea, el semieje mayor de la órbita.*

La orgullosa satisfacción de Kepler, a raíz de haber enunciado tales leyes relativas a los movimientos planetarios, es puesta de manifiesto en pocas pero expresivas palabras, al finalizar uno de los párrafos de su obra "HARMONICIS MUNDI, LIBRI V" publicado en 1619: "DIOS MISMO HA ESPERADO DURANTE 6000 AÑOS AL QUE DEBÍA INTERPRETAR SU OBRA".

En el cuadro que sigue puede apreciarse para los planetas conocidos en la época de Kepler, la exactitud con que se cumple esta ley.

Planeta	Período de revolución	Distancia media al Sol	Cuadrado del período	Cubos de las distancias medias
Mercurio	0,24	0,39	0,058	0,058
Venus	0,61	0,72	0,378	0,378
Tierra	1,00	1,00	1,000	1,000
Marte	1,88	1,52	3,538	3,540
Júpiter	11,86	5,20	140,700	140,800
Saturno	29,46	9,54	367,900	368,000

Los períodos están medidos en años y fracciones del mismo, y las distancias tomando como unidad a la que separa la Tierra del Sol, llamada *unidad astronómica (u. a.)*.

EJERCICIO. Determinar el tiempo que emplea Venus en su revolución alrededor del Sol, tomando como distancia media Sol - Venus 0,72 unidades astronómicas.

Aplicando la tercera ley de Kepler y considerando a la Tierra como astro de referencia ($T_2 = 1$; $d_2 = 1$), se tendrá:

$$T_1^2 = 0,72^3 \quad T_1 = \sqrt{0,72^3} = 0,618 \text{ años} = 225 \text{ días.}$$

GRAVITACION UNIVERSAL. CONSECUENCIAS

246. FUNDAMENTOS DE LA LEY DE NEWTON. — Enunciadas por Kepler las tres leyes que rigen los movimientos planeta-

rios, quedaba aún por determinar cuál o cuáles eran las fuerzas originarias de los mismos. Tal gloria estaba reservada al genio del insigne matemático, físico y astrónomo inglés ISAAC NEWTON, nacido en Grantham, condado de Lincoln, el 25 de diciembre de 1642, y muerto en Kensington (Londres) el 20 de marzo de 1727.

Muchos filósofos de la antigüedad, y el mismo TOLOMEO, habían concebido vagamente la existencia de una fuerza dirigida hacia el

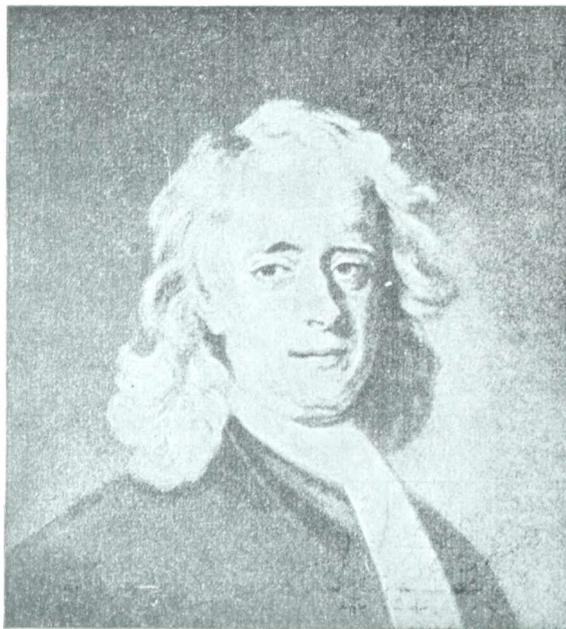


Fig. 195. — Isaac Newton.

centro de la Tierra y que intervenía en los movimientos de los cuerpos del Universo. Para KEPLER, dicha fuerza emanaba del Sol, pero desconociendo las leyes generales del movimiento creyó que además de esa fuerza, debía existir otra, que empujando a los planetas los hacía avanzar sobre sus respectivas trayectorias.

Se dice que NEWTON al ver caer una manzana de un árbol, relacionó la fuerza que provocaba la caída con la que debía ejercerse sobre la Luna para mantenerla en su órbita

Lo cierto parece ser que las investigaciones de Newton se inician a raíz de una visita que le hizo HALLEY en

noviembre de 1684, quien en conocimiento de varios trabajos preliminares del gran físico inglés, relativos a la dinámica universal, lo instó en toda forma a continuarlos.

Los principios básicos que guían las investigaciones de Newton, hasta llevarlo a enunciar su célebre ley son, en primer término, los tres que siguen

1º PRINCIPIO DE INERCIA. — *Todo cuerpo en movimiento sobre el cual no actúa fuerza alguna, se desplaza en línea recta y con velocidad constante.* Este principio había sido establecido por Galileo, varias décadas antes.

2º PRINCIPIO DE ACCIÓN Y REACCIÓN. — *Si un cuerpo acciona sobre otro con una fuerza, el último reacciona sobre el primero con otra fuerza de igual intensidad y dirección, pero de sentido opuesto.* Este principio fué enunciado por el mismo Newton.

3º PRINCIPIO DE MASA. — *La aceleración que adquiere un cuerpo bajo la acción de una fuerza es directamente proporcional a ésta y está en razón inversa de algo que depende únicamente del cuerpo, y que se denomina masa del mismo.* Esa aceleración coincide en dirección y sentido con

la fuerza que la produce $\left(a = \frac{F'}{m} \right)$.

Si sobre los astros no actuara fuerza alguna, el desplazamiento de los mismos, según el principio de inercia sería rectilíneo, pero el hecho de que según la primera ley de Kepler siguen trayectorias elípticas,

la Luna alrededor de la Tierra y los planetas en torno del Sol, llevan al gran físico a concebir la existencia de una fuerza universal de atracción mutua entre dos porciones cualesquiera de materia, fuerza ésta que se manifiesta en conformidad con el enunciado principio de acción y reacción.

Consecuente con este punto de vista, pudo llegar Newton a las siguientes conclusiones:

a) *Si dos astros giran el uno en torno del otro, en conformidad con las leyes de Kepler, es que entre ambos se ejercen atracciones mutuas dirigidas según la recta que los une, en las condiciones establecidas por el principio de acción y reacción.*

b) *Dichas atracciones son proporcionales al producto de las masas de los astros y están en razón inversa con el cuadrado de la distancia que los separa.*

247. ENUNCIADO GENERAL DE LA LEY DE NEWTON.

— Los trabajos de NEWTON relativos a la GRAVITACION UNIVERSAL, están expuestos en su libro "PRINCIPIA", publicado en 1686, donde se enuncia la siguiente ley:

Dos cuerpos cualesquiera, se atraen con una fuerza que es proporcional al producto de sus masas y que está en razón inversa con el cuadrado de la distancia que los separa.

Designando, pues, por M y m a las masas de dos cuerpos, y por d a la distancia entre los mismos, la expresión matemática de la fuerza con que mutuamente se atraen, estará dada por:

$$F = K \frac{Mm}{d^2},$$

donde K es la llamada *constante de gravitación* cuyo valor depende de las unidades elegidas en la medición de masas y distancias. Se puede definir a la constante de gravitación, como la *fuerza con que la unidad de masa atrae a otra igual, situada a la unidad de distancia.*

En el sistema C. G. S. su valor es dado por:

$$K = 6,66 \cdot 10^{-8},$$

según medidas que mencionaremos en su lugar (252).

248. DEDUCCION ELEMENTAL DE LA LEY DE NEWTON.

— Designemos por M a la masa del Sol y por m_1 y m_2 a las masas de dos planetas (fig. 196). Para mayor simplicidad supondremos que las trayectorias de ambos planetas alrededor del Sol sean circulares y de radios d_1 y d_2 , que representan a la vez las distancias medias de los planetas al astro central. Designemos, además, por T_1 y T_2 a los tiempos empleados por los mismos en sus revoluciones alrededor del Sol, y por f_1 y f_2 a las correspondientes fuerzas centrífugas.

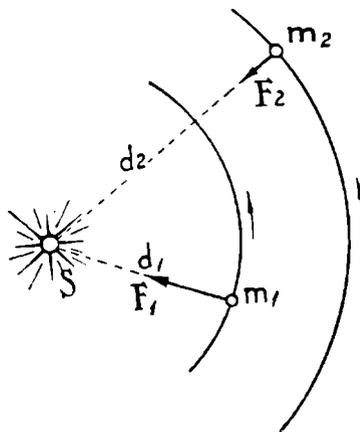


Fig. 196. — Sobre la ley de Newton. (N. D.).

La expresión de estas últimas es:

$$f_1 = \frac{4\pi^2 m_1 d_1}{T_1^2} \quad \text{y} \quad f_2 = \frac{4\pi^2 m_2 d_2}{T_2^2},$$

de las cuales, dividiendo miembro a miembro:

$$\frac{f_1}{f_2} = \frac{m_1 d_1}{m_2 d_2} \cdot \frac{T_2^2}{T_1^2} \quad [1]$$

Por la tercera ley de Kepler, se tiene:

$$\frac{T_2^2}{T_1^2} = \frac{d_2^3}{d_1^3},$$

valor que sustituido en [1] nos conduce a:

$$\frac{f_1}{f_2} = \frac{m_1}{m_2} \cdot \frac{d_2^2}{d_1^2} = \frac{m_1}{d_1^2} \div \frac{m_2}{d_2^2} \quad [2]$$

Pero las fuerzas centrífugas f_1 y f_2 deben igualar a las atracciones F_1 y F_2 provenientes del centro, con lo cual resulta que dichas atracciones son proporcionales a las masas de cada planeta, e inversamente proporcionales a los cuadrados de sus distancias al Sol, con lo que se podrá escribir atendiendo a la [2]:

$$F_1 = C \frac{m_1}{d_1^2} \quad ; \quad F_2 = C \frac{m_2}{d_2^2},$$

y en general:

$$F = C \frac{m}{d^2} \quad [3]$$

donde C es un coeficiente que dependerá de la masa M del Sol.

Haciendo entonces:

$$C = K \cdot M,$$

e introduciendo este valor en la [3], obtenemos finalmente:

$$F = K \frac{Mm}{d^2},$$

o sea, la expresión analítica de la ley de Newton.

Dicha expresión demuestra además que las atracciones son mutuas, es decir, que Sol y planeta se atraen con fuerzas F de igual grandor y dirección pero de sentidos contrarios, como se reconoce por la simetría de la fórmula respecto a M y m . Justamente para obtener esa simetría, poniendo de manifiesto la validez del principio de acción y reacción, es que se hizo al coeficiente C igual a KM .

En el año anterior al de la publicación de "PRINCIPIA" había podido Newton sentar como notable consecuencia de su ley, que una capa esférica homogénea se comporta como si toda su masa estuviera concentrada en su centro, cuando se supone que aquélla es aplicable a los elementos infinitesimales de materia.

249. LA GRAVEDAD ES UN CASO PARTICULAR DE LA GRAVITACION UNIVERSAL. — Sea r el radio de la Tierra, m su masa y m_1 la masa de uno de los cuerpos de su superficie, y consideremos al planeta como formado por capas esféricas homogéneas.

La atracción que la masa terrestre ejercerá sobre el cuerpo, o sea, el peso de éste, será en este caso:

$$P = K \frac{mm_1}{r^2},$$

y la aceleración de caída, designándola por g tendrá por expresión:

$$g = \frac{P}{m_1} = K \frac{m}{r^2},$$

es decir, que la aceleración g no depende de la masa del cuerpo, siendo en cambio proporcional a la masa del planeta e inversamente proporcional al cuadrado del radio del mismo.

Para otro cuerpo cuya distancia al centro de la Tierra llamaremos r_1 , se tendría, análogamente, designando por g_1 a su aceleración:

$$g_1 = K \frac{m}{r_1^2},$$

y estableciendo la razón entre las aceleraciones g y g_1 obtenemos:

$$\frac{g}{g_1} = \frac{r_1^2}{r^2},$$

de la cual:

$$g = g_1 \frac{r_1^2}{r^2}. \quad [1]$$

La fórmula [1] puede ser controlada, tomando como cuerpo de referencia a la Luna situada a la distancia $60 r$ de la Tierra. Suponiendo circular a la órbita del satélite, la expresión de su aceleración centrípeta g_1 estará dada por:

$$g_1 = \frac{4\pi^2 r_1}{T^2},$$

donde T es el tiempo invertido por el satélite en su revolución en torno de la Tierra. El último valor llevado a la [1] nos da:

$$g = \frac{4\pi^2 r_1^3}{T^2 r^2}. \quad [2]$$

Reemplazando en esta fórmula los valores conocidos:

$$r_1 = 60 r = 60 \times 6.370.000 \text{ m},$$

$$T = 27\text{d } 7\text{h } 43\text{m} = 60 \times 39.343 \text{ seg.},$$

se obtiene:

$$g = 9,74 \frac{m}{\text{seg.}^2}.$$

En consecuencia la gravedad es un caso particular de la atracción universal, dado que el valor de g determinado tomando en consideración el movimiento de la Luna, es el mismo que se determina observando la caída de cualquier cuerpo terrestre.

El valor que acabamos de obtener para g no es muy exacto, ya que en la fórmula [2] sólo hemos introducido valores numéricos aproximados.

250. PROBLEMA DE LOS DOS CUERPOS. — Consiste en determinar las trayectorias de dos astros que se atraen mutuamente en conformidad con la ley de Newton, conociendo sus posiciones y velocidades en un instante dado.

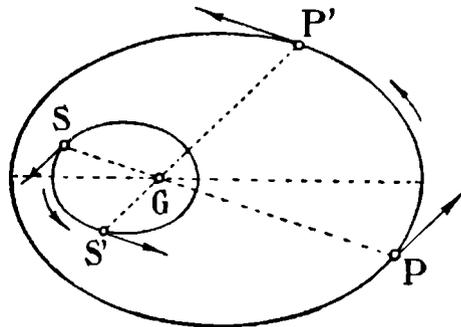


Fig. 197. — El problema de los dos cuerpos. (N. D.).

Sean (fig. 197), S , el Sol y P un planeta, y designemos por M y m a sus masas respectivas, siendo además G el centro de gravedad del sistema físico así formado.

Solicitados ambos astros por la atracción newtoniana, la mecánica celeste demuestra fácilmente que cada uno de ellos recorrerá una elipse* perfecta con foco común en G , verificándose en todo instante:

$$M \cdot GS = m \cdot GP, \quad [1]$$

es decir, que dichas elipses son homotéticas con respecto a G , o lo que es lo mismo, que durante el movimiento, ambos astros permanecen constantemente alineados con G , como puede verse en las posiciones homólogas P y S , P' y S' , ... etc.

El movimiento relativo de cualquiera de los dos cuerpos con respecto al otro, resulta ser una elipse ocupando uno de los focos de la misma el cuerpo al cual se refiere el movimiento, cumpliéndose así, con toda exactitud, las dos primeras leyes de Kepler que, en consecuencia, no son más que corolarios de la ley de Newton.

En cuanto a la tercera ley, si llamamos d a la distancia que separa M de m , y designamos por x a la distancia de m a G , suponiendo que ambos describan órbitas circulares se tendrá:

$$K \frac{Mm}{d^2} = m \frac{4\pi^2}{T^2} x, \quad [2]$$

donde el segundo miembro es la expresión de la fuerza centrífuga de un movimiento circular de radio x y período T . De la [1] se deduce para x :

$$x = \frac{Md}{M+m}, \quad [3]$$

valor que llevado a la [2], después de sencillas transformaciones, nos da:

$$\frac{T^2}{d^3} = \frac{4\pi^2}{K(M+m)}, \quad [4]$$

* En parágrafo 257 veremos que las trayectorias pueden ser también parábolas o hipérbolas.

En el caso de nuestro sistema planetario es m despreciable frente a M (masa del Sol), por lo cual el segundo miembro es constante, lo que traduce la tercera ley de Kepler. La fórmula [4] que hemos deducido, suponiendo un movimiento circular, sigue valiendo para un movimiento elíptico sustituyendo en ella d por el semieje mayor de la elipse. Se ve por la fórmula que precede que Júpiter, el planeta de mayor masa, empleará en recorrer su órbita un tiempo algo menor del que emplearía de ser rigurosamente válida la tercera ley, aunque, repetimos, las diferencias son sumamente pequeñas.

El problema de los dos cuerpos sólo se verifica en el sistema solar con aproximación, puesto que sobre cada uno de sus astros gravitan las acciones de los demás. De ahí que las leyes de Kepler sólo puedan ser consideradas como leyes aproximadas basadas en que la atracción ejercida por el Sol sobre un determinado planeta, es en mucho superior al conjunto de las acciones ejercidas sobre el mismo por los demás astros integrantes del sistema.

251. PERTURBACIONES. — Los verdaderos movimientos planetarios son mucho más complejos que los previstos por las leyes de Kepler, que sólo se ajustan con exactitud al problema de los dos cuerpos que acabamos de esbozar.

El recorrido real de un cuerpo del sistema solar, es resultado de los efectos producidos sobre su trayectoria por las acciones de todos los demás astros del sistema. La solución rigurosa de este problema está lejos aun de ser obtenida, ni siquiera para el caso de tres astros, como ser el Sol, la Tierra y la Luna. Sin embargo, se obtienen por aproximaciones sucesivas, resultados que permiten reproducir las órbitas planetarias con mucha exactitud.

MASAS DE LOS ASTROS DEL SISTEMA SOLAR

252. DETERMINACION DE LA CONSTANTE K DE GRAVITACION. — Una de las consecuencias más trascendentales de la ley de Newton, es la que conduce a la determinación de las masas de los astros integrantes del sistema solar y por extensión a las de otros muchos astros del Universo, cuando forman sistemas físicos como el de las estrellas dobles o múltiples.

Entre los muchos métodos empleados para la determinación de la constante K , pasamos a exponer brevemente el de RICHARD y KRIGAR MENZEL, que no es más que una modificación del procedimiento ideado anteriormente por JOLLY.

Lo mismo que éste, los físicos nombrados utilizan en sus mediciones una balanza (fig. 198), pesando a un mismo cuerpo C , pri-

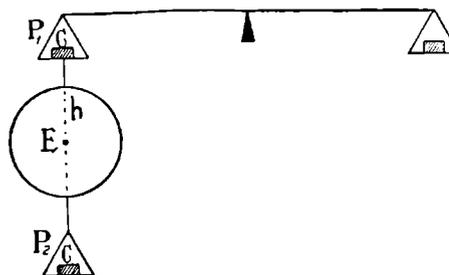


Fig. 198. — Determinación de la constante K de gravitación.

mero en el platillo P_1 situado arriba de una gran esfera de plomo E de unas 100 toneladas de peso, y después en el platillo P_2 ubicado debajo de la misma, y suspendido por un hilo h que la atraviesa centralmente.

Al pesar el cuerpo en el platillo P_1 el peso del mismo p_1 , es la suma de las atracciones A y a ejercidas por la Tierra y la esfera de plomo, respectivamente, mientras que al pesarlo en el platillo P_2 el peso acusado p_2 , es la diferencia de dichas atracciones, teniéndose en consecuencia:

$$p_1 = A + a,$$

$$p_2 = A - a,$$

de las cuales sacamos por diferencia:

$$p_1 - p_2 = 2a. \quad [1]$$

Según la ley de Newton, si la masa de la esfera de plomo es M y la del cuerpo C es m , el valor de a estará dado por:

$$a = K \frac{Mm}{d^2},$$

donde d es la distancia común que separa al cuerpo C del centro de la esfera E en ambas pesadas. De la última fórmula obtenemos:

$$K = a \frac{d^2}{Mm},$$

o lo que es lo mismo teniendo en cuenta la [1]:

$$K = \frac{p_1 - p_2}{2} \cdot \frac{d^2}{Mm}.$$

Existen otros métodos más precisos para determinar esta constante. Hemos elegido el que precede por la simpleza de su teoría aun cuando las determinaciones no son tan sencillas como podría pensarse, ya que las pesadas se deben efectuar con alta precisión.

253. MASA Y DENSIDAD DE LA TIERRA. — Como hemos visto (249):

$$g = K \frac{m}{r^2},$$

de la cual obtenemos:

$$m = \frac{gr^2}{K}. \quad [1]$$

Tomando en unidades C. G. S.:

$$g = 980 \left[\frac{\text{cm.}}{\text{seg.}^2} \right],$$

$$r = 6.370 \cdot 10^5 \text{ [cm.]},$$

$$r' = 6,66 \cdot 10^{-8} \left[\frac{\text{cm.}^3}{\text{gr. seg.}^2} \right],$$

la [1], después de toda reducción, nos da:

$$m = 5,96 \cdot 10^{27} \text{ gramos.}$$

que es el valor aproximado de la masa terrestre.

Conocida la masa y el volumen de la Tierra, su densidad se determina por la relación:

$$D = \frac{m}{V}$$

Se obtiene:

$$D = 5,53 \frac{\text{gramo}}{\text{cm.}^3}$$

254. MASA DEL SOL Y DE UN ASTRO CON UN SATELITE. —

Designemos por M a la masa del Sol, m la de un planeta y m_1 a la de su satélite. Sean, además:

d , la distancia media del planeta al Sol;

T , tiempo de revolución del planeta alrededor del Sol;

v , velocidad media de revolución del planeta.

Se tendrá, suponiendo circular a la órbita planetaria:

$$v = \frac{2\pi d}{T}. \quad [1]$$

La atracción ejercida por el Sol sobre el planeta y recíprocamente, dada por la ley de Newton, debe equilibrar a la fuerza centrífuga, con la cual:

$$K \frac{Mm}{d^2} = \frac{mv^2}{d};$$

y teniendo en cuenta la [1]:

$$KM = \frac{4\pi^2}{T^2} d^3. \quad [2]$$

En cuanto al satélite de masa m_1 , describiendo su órbita alrededor del planeta, del cual dista d_1 , en el tiempo T_1 , lo hará con la velocidad media:

$$v_1 = \frac{2\pi d_1}{T_1},$$

con lo cual y procediendo en forma análoga a la vista en la deducción de la [2] obtendríamos:

$$Km = \frac{4\pi^2}{T_1^2} d_1^3. \quad [3]$$

Dividiendo miembro a miembro la [2] por la [3], se tendrá después de toda reducción:

$$\frac{M}{m} = \frac{T_1^2 d^3}{T^2 d_1^3}. \quad [4]$$

Esta fórmula nos da, con mucha aproximación, la relación entre las masas del Sol y del planeta, siempre que la masa del satélite sea pequeña con relación a la del planeta, y la de éste reducida con respecto a la del Sol.

En realidad la fórmula [4] sólo es aproximada, pero conduce a resultados muy ajustados a los verdaderos, si se tiene en cuenta que la masa de Júpiter, el mayor de los planetas, sólo equivale a 0,001 de la del Sol, y que las masas de los satélites son, en general, pequeñas comparadas con las de los respectivos planetas.

Una fórmula más exacta tiene por expresión:

$$\frac{M + m}{m + m_1} = \frac{T_1^2 d^3}{T^2 d_1^3}, \quad [5]$$

donde las magnitudes que intervienen, tienen los significados consignados al principio del párrafo.

1. **MASA DEL SOL.** — La fórmula [4] que se acaba de determinar, permite calcular la masa solar con aproximación; suponiendo en ella:

m , masa de la Tierra, = 1,

$T = 365,256$, revolución sideral de la Tierra, en días,

$T_1 = 27,32$

$d = 23.340$, distancia media Sol - Tierra en radios terrestres.

$d_1 = 60,26$, " " Luna - Tierra " " "

Se obtiene:

$$M = 333.000 m.;$$

resultado éste, que ya habíamos consignado en el libro II, entre los datos relativos al Sol.

Las fórmulas que estamos utilizando, y en las cuales intervienen los radios de órbitas supuestas circulares siguen siendo válidas sustituyendo aquéllos por los semiejes mayores de las respectivas elipses.

2. **MASA DE UN PLANETA CON UN SATELITE.** — Apliquemos la [4] al caso de Júpiter y su satélite Callixto. Es, en este caso:

$T_1 =$ revolución de Callixto = 16,75 días,

$d_1 =$ distancia Callixto - Júpiter = 293,6 radios terrestres,

$d =$ " Júpiter - Sol = 121.160 " "

$T =$ revolución de Júpiter = 4.330 días.

Con estos valores obtenemos:

$$M (\text{Sol}) = 1.052 m (\text{Júpiter}).$$

Como además la masa del Sol es 333.000 veces la de la Tierra, tendremos:

$$m (\text{Júpiter}) = 316,4 \text{ masas de la Tierra.}$$

Se acepta como valor más aproximado 318,3.

255. MASA DE LA LUNA Y DEMAS SATELITES. — La fórmula [5] del parágrafo 254, permite calcular la masa m_1 de nuestro satélite en función de magnitudes ya conocidas, a saber:

$$\begin{aligned} M & \text{ (masa del Sol) } = 333.000 \text{ masas terrestres,} \\ m & \text{ (masa de la Tierra) } = 1, \\ T & \text{ (revolución sideral de la Tierra) } = 365,25 \text{ días,} \\ T_1 & \text{ (" " " " Luna) } = 27,32 \text{ " " } \\ d & \text{ (distancia Sol - Tierra) } = 23.340 \text{ radios terrestres.} \\ d_1 & \text{ (" " Tierra - Luna) } = 60,26 \text{ " " } \end{aligned}$$

De la fórmula apuntada, y con estos valores se obtiene:

$$m_1 = \frac{1}{79}.$$

El valor más aproximado y admitido para la masa lunar es:

$$m_1 = \frac{1}{81},$$

es decir, que la masa lunar es 81 veces menor que la masa de la Tierra.

La masa de la Luna también se puede determinar:

1º Por la nutación (110), calculando la atracción lunar sobre la protuberancia ecuatorial de la Tierra.

2º Por las mareas, o atracciones ejercidas por la Luna sobre las aguas de los mares.

3º Por las desigualdades mensuales observadas en el movimiento aparente del Sol y las cuales se deben a la atracción de la Luna sobre la Tierra.

En todos los casos se obtienen valores concordantes.

Cuando un planeta, como Marte, Júpiter, Saturno y Urano, tienen varios satélites, *las masas de éstos* se calculan en función de las perturbaciones que los unos ejercen sobre las órbitas de los otros.

256. MASA DE PLANETAS SIN SATELITES. — Este caso es el de MERCURIO, VENUS y PLUTÓN. Las masas se calculan por las perturbaciones que ejercen sobre los planetas cercanos. Se ha obtenido así:

$$\begin{aligned} \text{Masa de MERCURIO} & = 0,056 \text{ masa de la Tierra.} \\ \text{ " " VENUS} & = 0,817 \text{ " " " " } \\ \text{ " " PLUTÓN} & = 0,111 \text{ " " " " } \end{aligned}$$

257. POTENCIAL GRAVITATORIO. ORBITAS ELIPÉICAS, PARABOLICAS E HIPERBOLICAS. — Sea m cierta masa puesta en presencia de otra mucho mayor M y de la cual dista d . Calculemos el trabajo necesario para llevar a m a la distancia d' (fig. 199).

Dicho trabajo será la fuerza media $\frac{Mm}{dd'}$ (media geométrica) por la distancia $d' - d$, o sea:

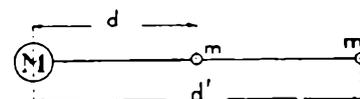


Fig. 199. — Potencial gravitacional.

$$T = KMm \left(\frac{1}{d} - \frac{1}{d'} \right). \quad [1]$$

Si el cuerpo pasa de la posición m' a la m , este trabajo se empleará en aumentar su energía cinética.

Si suponemos m' situado en el infinito ($d' = \infty$) y con velocidad inicial nula, la velocidad adquirida al llegar a la distancia d será tal que:

$$\frac{KMm}{d} = \frac{1}{2} mv_p^2, \quad [2]$$

donde v_p es la llamada *velocidad parabólica*.

La *velocidad circular* que es la que hemos considerado hasta ahora, satisface en cambio la expresión:

$$\frac{KMm}{d^2} = \frac{mv_c^2}{d}. \quad [3]$$

de [2] y [3] resulta:

$$v_p = v_c \sqrt{2},$$

o sea: *la velocidad parabólica es igual a la velocidad circular por $\sqrt{2}$.*

Consideremos a la masa m pasando por el punto A (fig. 200), dota-

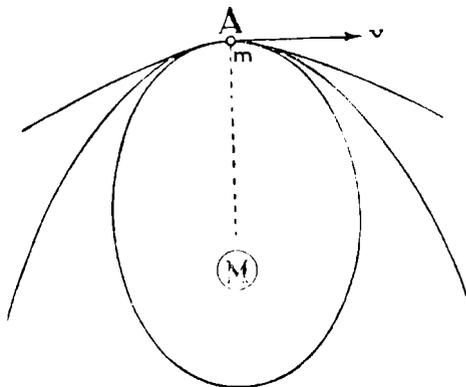


Fig. 200. — Orbitas elíptica, parabólica e hiperbólica.

da de una velocidad v normal a la recta mM . Si v es igual a la velocidad parabólica correspondiente al punto A , la energía cinética de m será suficiente como para alejar a la masa m de M hasta al infinito, tendiendo su velocidad al valor cero.

Se demuestra en este caso, que la trayectoria de m es una parábola cuyo foco está en M .

Si $v > v_p$ la masa m se aleja de M , describiendo un arco de hipérbola con foco en M , no anulándose la velocidad en el infinito, donde el movimiento tiende a ser uniforme y rectilíneo.

Si $v < v_p$ la trayectoria es una elipse que puede coincidir con una circunferencia para el caso particular $v = v_c$.

258. DESCUBRIMIENTOS DE URANO, NEPTUNO Y PLUTÓN. — Hasta fines del siglo XVIII, sólo eran conocidos desde la antigüedad más remota, los planetas MERCURIO, VENUS, MARTE, JÚPITER y SATURNO. Posteriormente el Sistema Solar fué amplificándose con los descubrimientos de URANO, NEPTUNO y PLUTÓN, así como el de numerosos asteroides, de los cuales los primeros en ser localizados fueron CERES, PALLAS, JUNO y VESTA.

1º DESCUBRIMIENTO DE URANO. — Este planeta fué descubierto el 13 de marzo de 1781 en la constelación zodiacal de los GEMELOS (GEMINI) por el astrónomo alemán FEDERICO GUILLERMO HERSCHEL a quien, a raíz de tal descubrimiento, se le llamó el "Cristóbal Colón del Cielo".

En un principio se le creyó un cometa de órbita muy excéntrica, como la de todos estos astros, pero al comprobarse el error, propuso Herschel el nombre de "THE GEORGIAN" en honor de su protector el rey

JORGE III de Inglaterra. Posteriormente insinuó **LAGRANGE** el nombre del descubridor para el nuevo planeta, predominando después el de **URANO** propuesto por **BODE** en correspondencia con la serie de nombres mitológicos asignados a los demás planetas.

Es curioso el hecho de que **FLAMSTEED** ya lo había visto en cinco ocasiones en el año 1690, y que después fué también observado ocho veces por **LEMONNIER** desde París en 1768, pero ninguno de ambos observadores alcanzó a controlar su carácter de astro errante, confundiéndolo con una de las tantas estrellas del Cielo.

Se le dió el signo Υ . Brilla en la esfera celeste como una estrella de 6^a magnitud, por lo cual es difícil percibirlo a ojo desnudo.

2º DESCUBRIMIENTO DE NEPTUNO. — Las perturbaciones observadas en el movimiento de *Urano* a principios del sig.o XIX, indujeron al astrónomo francés **BOUVARD** a publicar en París en 1821 unas tablas relativas a los movimientos de *Júpiter*, *Saturno* y *Urano*, donde quedaba de manifiesto que las órbitas de los dos primeros estaban en un todo de acuerdo a las previsiones de la ley de la gravitación universal, no ocurriendo otro tanto con la de *Urano*.

BESSEL en 1823, presagió a raíz de ello, la existencia de un planeta desconocido como causa de las perturbaciones de *Urano*, y **FLEMMING**, su discípulo, pretende localizarlo por el cálculo, fallando en su intento al sorprenderlo la muerte.

Dos décadas después, el éxito coronó los esfuerzos del astrónomo francés **URBANO JUAN JOSÉ LEVERRIER** (1811 - 1877), quien aconsejado por su amigo **ARAGO**, se dedicó a los cálculos destinados a localizar al presunto astro perturbador. En setiembre de 1846, invita al astrónomo **GALLE**, de Berlín, a buscar telescópicamente al planeta desconocido, cuyas coordenadas había deducido utilizando las tablas de **BOUVARD**, escrupulosamente corregidas.

En la noche del 23 de setiembre de 1846, **GALLE**, en presencia del astrónomo **D'ARREST**, encontró en el huso celeste, correspondiente a las 21 horas de ascensión recta, en la constelación de **CAPRICORNIO**, un astro aun no catalogado en las cartas celestes, comprobando en la noche siguiente su desplazamiento entre las estrellas cercanas. Las coordenadas del nuevo astro apenas si diferían en 1º de las calculadas por **Leverrier**, basándose en la ley de **Newton**, la cual logra así la más sensacional de sus comprobaciones.

Es digno de mención el hecho de que tres años antes, es decir, en 1843, un estudiante de **CAMBRIDGE**, **ADAMS**, había llevado a cabo cálculos semejantes a los de **Leverrier**, de cuyos resultados informó a su profesor el astrónomo **AIRY**, para que éste tratara de localizar

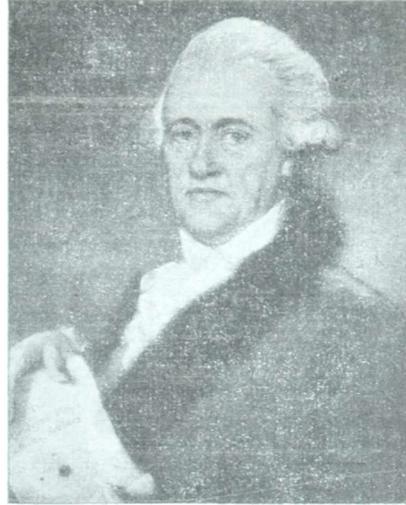


Fig. 201. — Federico Guillermo Herschel.

en el Cielo al probable planeta individualizado por dichos cálculos. Desgraciadamente para ADAMS, AIRY algo incrédulo en aquellos resultados, fué postergando las prometidas observaciones dando tiempo a que Leverrier se le adelantase. Sin embargo, parece ser que CHALLIS, otro amigo de ADAMS, efectuó algunas observaciones que le permitieron enfocar al planeta que se buscaba entre los días 4 y 12 de agosto de 1846, pero sin alcanzar a descubrirlo, por no haber podido controlar su lento movimiento entre las estrellas vecinas. En setiembre continuaba aún Challis sus observaciones sobre el misterioso cuerpo celeste, cuando tuvo conocimiento del éxito del astrónomo francés.

Según PETERSEN y WALKER, el planeta NEPTUNO había sido visto por LALANDE en los días 8 y 10 de mayo de 1795, pero lo había catalogado como estrella en su cuaderno de apuntes.

El signo de Neptuno es el tridente ψ . Brilla en el Cielo como una estrella de 8ª magnitud y por lo tanto es invisible a simple vista.

3º DESCUBRIMIENTO DE PLUTÓN. — El más lejano de los planetas del Sistema Solar, fué descubierto por SLIPHER del observatorio

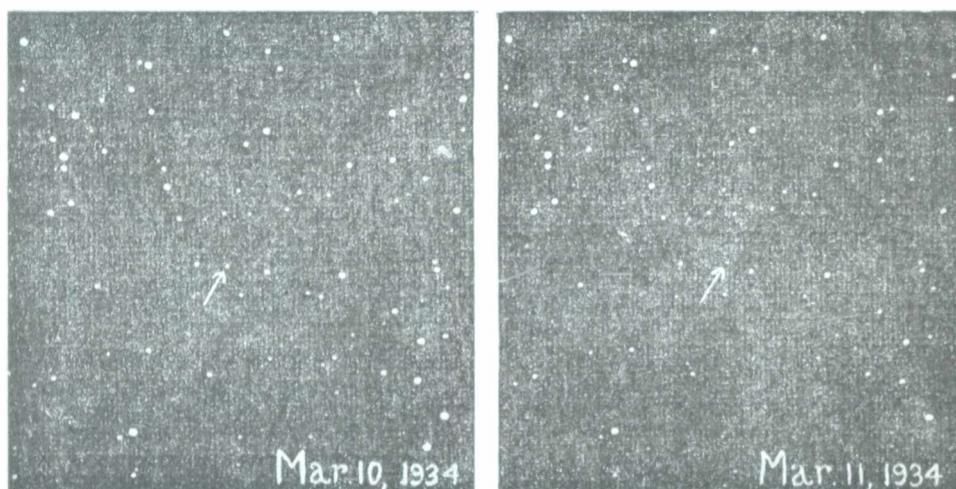


Fig. 202. Movimiento de Plutón entre las estrellas

de LOWELL al comparar entre sí una serie sistemática de fotografías de una región celeste situada en la constelación de los Gemelos.

Dicho astrónomo había sido encargado por la dirección del nombrado observatorio, para tomar periódicamente fotografías de determinadas zonas del Cielo, a objeto de individualizar uno o más planetas ultraneptunianos previstos por los cálculos del Dr. PERCIVAL LOWELL, ex director del Observatorio, muerto en 1916. La existencia de tales planetas se sospechaba desde algunas décadas antes y ya habían tratado de captarlos inútilmente, auxiliados por el cálculo, además de Lowell, los astrónomos TODD, FORBES y W. H. PICKERING.

Plutón brilla en el Cielo como estrella de 15ª magnitud, siendo sólo observable fotográficamente. Se le designa por *PL*.

TEORIA DE LA GRAVITACION DE EINSTEIN

259. **EL TIEMPO COMO UNA CUARTA DIMENSION.** — En 1915 logró A. EINSTEIN dar una explicación satisfactoria de la gravitación. Que un cuerpo pueda ejercer sobre otro una acción a distancia, en forma instantánea y sin que intervenga para nada el medio que los separa, constituía un concepto extraño dentro del marco de ideas aceptado por la Física a comienzos del presente siglo. La gravitación newtoniana era una misteriosa acción que se ejercía sobre los cuerpos, sin que los físicos acertaran a darse cuenta del modo de propagación de la misma y de otros efectos que llamaron la atención del mismo Newton, el cual no se atrevió jamás a enunciar su ley en la forma en que se lo hace actualmente. El se limitó a decir modestamente: *“los cuerpos se comportan como si se atrajeran...”*, y fueron sus sucesores los que ante los éxitos alcanzados, aplicando esa ley, osaron enunciarla así: *“los cuerpos se atraen...”*. Entre los efectos de la gravitación que permanecían incomprensidos, cabe citar

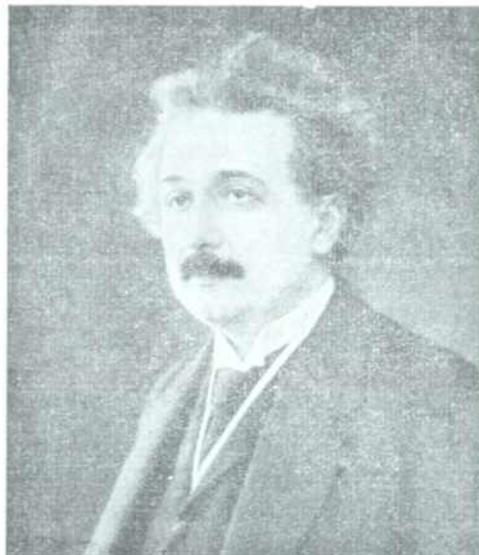


Fig. 203. — Alberto Einstein. Nacido en 1879. Falleció el 18 de abril de 1955.

en primer término la independencia entre el efecto y el medio, lo que puede traducirse diciendo que no existen cuerpos opacos o semiopacos a la acción de la gravedad. También fué motivo de serias preocupaciones la rigurosa proporcionalidad entre la masa inerte de un cuerpo y su peso: si la resistencia que ofrece una masa de plomo al movimiento es dos o tres veces mayor que la ofrecida por otra masa de madera, aquélla será atraída por la Tierra con una fuerza doble o triple que ésta y, en consecuencia, ambas caen en el vacío con la misma aceleración.

¿Por qué esa proporcionalidad entre inercia y gravitación?
¿Por qué la acción gravitatoria no depende del medio?

Para comprender la solución de Einstein, comenzaremos por variar únicamente la forma del enunciado del principio de inercia. Este afirma que si sobre un cuerpo no se ejerce fuerza alguna, su movimiento debe ser rectilíneo y uniforme. Representando este movimiento en un sistema de coordenadas donde uno de los ejes indica el tiempo y otro el espacio recorrido, se obtiene una recta cuya inclinación con respecto al eje del tiempo mide la velocidad. Para ubicar un punto en un plano, se nece-

sitan dos coordenadas, y si el punto se mueve, para fijarlo en cualquier instante hacen falta tres números: las dos coordenadas espaciales x e y y la coordenada temporal t . Moviéndose el punto en el espacio harán falta cuatro números: el tiempo y las tres coordenadas espaciales.

La representación de un movimiento, considerando al tiempo como una coordenada, es muy cómoda. Sea, p. ejem., un movimiento circular sobre un plano: trazando perpendicularmente al plano una recta que represente al eje del tiempo, la línea imagen del movimiento será una hélice. Cuando el movimiento se efectúa en el espacio, es necesario una cuarta coordenada para el tiempo, que naturalmente no podemos imaginar, pero sí, pueden efectuarse los cálculos correspondientes.

Sea, p. ejem., un movimiento uniforme en el cual las componentes de la velocidad según los tres ejes x , y , z , sean v_1 , v_2 y v_3 ; se tendrá:

$$x = v_1 t \quad ; \quad y = v_2 t \quad ; \quad z = v_3 t.$$

Estas ecuaciones pueden traducirse al lenguaje geométrico diciendo: la imagen representativa de un movimiento uniforme en el espacio es una línea recta de un espacio de cuatro dimensiones una de las cuales representa el tiempo.

A la imagen del movimiento de un punto en esa *variedad de cuatro dimensiones* (tres espaciales y una temporal), se le llama *línea de universo*.

El principio de inercia puede entonces enunciarse así: *si sobre un cuerpo no se ejerce fuerza alguna, su línea de universo en la variedad espacio-tiempo es una recta.*

260. EL ESPACIO FISICO Y LA GEOMETRIA. — Antes de EINSTEIN se creía que el espacio métrico de la Física era rigurosamente euclideo, lo que significaba que en él tendrían validez absoluta todos los teoremas de la geometría de EUCLIDES. Esto significaría, entre otras cosas, que la suma de los ángulos de un inmenso triángulo formado por rayos de luz cuyos vértices estuvieran, p. ejem., en el SOL, en SIRIO y en ANTARES, tendría que valer dos rectos. Los postulados de la geometría de Euclides han surgido, sin duda alguna, lo mismo que los principios de la dinámica, de la experiencia; la misma etimología de la palabra GEOMETRÍA prueba que ella surgió al pretender resolver el hombre problemas vinculados con la medida de parcelas de tierra.

Supongamos que alguien que desconozca la redondez de la Tierra, mide sobre ella un triángulo con vértice en el Polo Norte y formado por un arco de Ecuador, el meridiano de Greenwich y el de 6 horas. Sin duda alguna se asombraría al verificar que los tres ángulos de ese triángulo son rectos. Sobre la *superficie* de la esfera, los arcos de círculo máximo, *geodésicas de la esfera*, hacen las veces de rectas y dos "rectas" de esa superficie se cortan siempre, es decir, que la geometría de *dos dimensiones de la superficie* de una esfera es *no euclidea*. En ella, desde un punto exterior a una recta (arco de círculo máximo), no puede trazarse ninguna otra recta paralela.

La geometría de Euclides sería válida solamente en regiones relativamente pequeñas del espacio y siempre que no se tengan en cuenta efectos gravitatorios. El espacio, o mejor dicho, la *variedad espacio-tiempo* de cuatro dimensiones sería *curva*. El hombre tardó muchos miles de años antes de darse cuenta de la redondez de la Tierra; recién en este siglo y debido a Einstein, nos hemos percatado de que el espacio es también curvo.

La ley de inercia y la ley de gravitación es, según Einstein, una misma cosa. He aquí su enunciado: *la línea de universo de un cuerpo sobre el cual no actúa fuerza alguna, es una geodésica de la variedad espacio-tiempo.*

Los planetas describen curvas alrededor del Sol siendo las líneas de Universo especie de hélices (representando al eje del tiempo perpendicular al plano de las órbitas), que no serían otra cosa que geodésicas que nos revelan la curvatura del espacio. Esta curvatura aumenta en las cercanías del Sol: por eso la órbita de MERCURIO es más alargada que la de PLUTÓN. A distancia infinita de toda masa gravitacional el espacio sería euclideo y las geodésicas se convertirían en rectas comunes.

Para poder calcular con el auxilio de la teoría de Einstein la trayectoria de los planetas o la caída de los cuerpos en la superficie de la Tierra basta con hallar en cada caso la geodésica de la variedad espacio-tiempo. La curvatura de esta variedad está dada en cada punto por una cierta función matemática complicada que depende de la masa gravitatoria que provoca el encurvamiento del espacio y la distancia del punto a la misma. La ley que rige en consecuencia el movimiento de los astros tiene pues un carácter meramente geométrico y en su estructura se parece más al teorema de Pitágoras que a la ley de Newton.

Las trayectorias planetarias calculadas con la ley de Einstein coinciden prácticamente con las que se obtienen aplicando la ley de Newton.

En la teoría de Einstein se comprende el que no existan cuerpos opacos a la gravedad, pues esta fuerza sería ficticia, y en cuanto a la proporcionalidad entre la inercia y el peso se explica por sí misma pues, el peso, no sería más que una manifestación de la inercia: los cuerpos al caer siguen todos, cualquiera sea su naturaleza, la misma geodésica*.

261. REPRESENTACION EN DOS DIMENSIONES. — Uno de nosotros logró en 1926 construir un modelo geométrico que creemos facilita

la comprensión de la teoría de Einstein. Es imposible, desde luego, imaginar una variedad curva de cuatro dimensiones, pero sí, puede representarse una superficie no euclídea de dos. Si en las complicadas ecuaciones de Einstein se prescinde de dos dimensiones espaciales, aquella variedad quedará reducida a una superficie de dos dimensiones, una de las cuales será espacial y la otra temporal. El cálculo permitió hallar la forma de esa superficie que se representa en la figura 204**.

En ella MA , MB , etc., representan la misma línea espacial en diferentes instantes de tiempo estando en M la masa gravitacional. A , B , C , D , etc., son las representaciones sucesivas de un punto fijo o sea un punto cuya

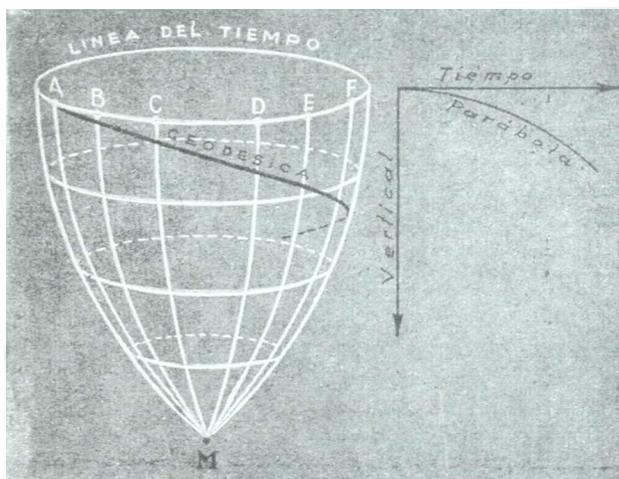


Fig. 204. — Representación bidimensional de Loedel.

* Para mayores detalles sobre los trabajos de Einstein, consúltese "Física Relativista" de Enrique Loedel, Editorial Kapelusz, Buenos Aires, 1955.

** Una superficie no euclídea de dos dimensiones puede ser sumergida en un espacio euclídeo de tres; en el caso del texto uno de los ejes del espacio euclídeo en que se ha sumergido aquélla debe ser imaginario. La ecuación de la superficie y el cálculo correspondiente se encuentran en "Contribución al E. de las Ciencias", E. LOEDEL, La Plata, y en "Physikalische Zeitschrift", 1926; págs. 645 y siguientes.

distancia a M es invariable. Los paralelos son por lo tanto líneas del tiempo. Si en A se encuentra un punto material, al dejarlo libre seguirá una geodésica, que en una región pequeña tiene por desarrollo una parábola. Si la velocidad inicial es cero, la geodésica es tangente a la línea del tiempo en el punto de partida. Si la distancia a M aumenta, la superficie se convierte, en el infinito, en un cilindro cuyas geodésicas (en el desarrollo), son rectas. La curvatura de la superficie va aumentando con la proximidad a M . Si se impide por medio de un soporte que un cuerpo siga la geodésica, obligándolo a recorrer por ejemplo la línea del tiempo, aparecerá una fuerza contra el soporte, fuerza de inercia, que es la que denominamos peso. Se ve también en la figura que por la diferente curvatura de los distintos paralelos que representan al tiempo, éste se deslizará en forma desigual, según sea su distancia a la masa gravitatoria.

262. PRUEBAS EXPERIMENTALES. — Tres son las pruebas de la teoría de la gravitación de Einstein:

a) El corrimiento de 42" por siglo del perihelio de Mercurio (280) inexplicable aplicando la ley de Newton.

b) Los rayos de luz siguen también geodésicas por lo cual deben curvarse al pasar por la proximidad de una masa gravitatoria. Este efecto se comprobó plenamente en el eclipse total del Sol de 1918 durante el cual se fotografiaron las estrellas cercanas al disco solar observándose luego que las más cercanas al borde del Sol aparecían alejadas en la placa, debido a la curvatura de los rayos de luz.

c) El corrimiento hacia el rojo de las líneas espectrales de la luz proveniente de las estrellas llamadas enanas blancas. De este efecto nos ocupamos en el parágrafo 360.

263. EL UNIVERSO FINITO E ILIMITADO. — Consideremos las tres dimensiones espaciales. Ya sabemos que en las proximidades del Sol o de una estrella cualquiera donde el campo gravitacional tiene un valor apreciable, el espacio es curvo pudiéndosele comparar a una porción de superficie esférica. Pero entiéndase bien que se trataría aquí de una *superficie* de tres dimensiones y que la analogía es con la *superficie esférica* de dos dimensiones y no con el volumen de la esfera. En regiones muy alejadas de toda masa gravitacional el espacio se parecería a la superficie de un plano. Según esta concepción el espacio sería infinito y sin límites. El cálculo demuestra sin embargo que no es posible un Universo estable de esta clase. La curvatura del espacio es una cierta función de la densidad de la materia en él contenida. Considerando el número y la masa de las estrellas que en término medio están contenidas en un inmenso cubo, se llega a la conclusión de que la curvatura debe ser tal que el espacio debe cerrarse sobre sí mismo.

Según esto el espacio en su conjunto se parecería a la *superficie* de una inmensa esfera. El espacio sería pues lo que se llama una *hiperesfera*. Pero esta superficie no sería lisa: su curvatura aumentaría en las proximidades de las estrellas y de las nebulosas. Sería algo así como una superficie esférica rugosa.

La superficie de la esfera en sus dos dimensiones ilimitada (piénsese en los viajes de circunnavegación alrededor de la Tierra), pero finita. Análogamente nuestro Universo con todas sus estrellas y sus nebulosas espirales extragalácticas sería ilimitado pero de volumen (superficie de 3 dimensiones), finito.

En lo que se refiere al radio de esta hiperesfera parece ser que aumenta constantemente (419; 432).

EJERCICIOS Y PROBLEMAS

266. Deducir de la 3ª ley de Kepler el tiempo que emplea Saturno en recorrer su órbita alrededor del Sol tomando como distancia media 9.

R.: 29,7 años.

267. ¿Cuál será la distancia media de Júpiter al Sol, sabiendo que en su revolución sideral emplea 11,9 años?

R.: 5,2 unidades astronómicas.

268. Sabiendo que Júpiter situado a la distancia media 5,2 del Sol, emplea 11,9 años en su revolución sideral, calcular el tiempo que emplea Neptuno en recorrer su órbita, conociendo su distancia media al Sol, que es de 30 unidades astronómicas.

R.: 164,9 años.

269. Se ha calculado para Plutón una distancia media al Sol de 39,5 unidades astronómicas. ¿En qué tiempo cumplirá su revolución sideral?

R.: 248 años.

270. ¿Cuántas revoluciones alrededor del Sol cumplirá Mercurio en 102 años, sabiendo que su distancia media al Sol es de 0,4 unidades astronómicas?

R.: 423,35.

271. Calcular la fuerza con que se atraen dos esferas de plomo de 40.000 kg. cada una distantes sus centros en 2 m.

R.: $F = 2.664$ dinas = 2,72 gramo - peso.

272. La diferencia entre los pesos acusados por una pesa de 1 kg. situada en la parte superior e inferior de una esfera de plomo de 40.000 kg. es 0,544 miligramos. Hallar la constante K de gravitación sabiendo que la pesa dista del centro de la esfera en uno y otro caso 1 m.

R.: $K = 6,66 \cdot 10^{-8}$.

273. Hallar la velocidad con que debiera lanzarse horizontalmente un proyectil en el vacío para que describiera una circunferencia con centro en la Tierra. (Velocidad circular, v_c). Radio de la Tierra = 6.370 km.

R.: $v_c = \sqrt{Rg} = 7.901 \frac{m.}{seg.}$

274. Hallar la velocidad mínima con que debería lanzarse un proyectil en el vacío, en la superficie de la Tierra, para que se alejara indefinidamente de ella. (Velocidad parabólica).

R.: $v_p = 11.170 \frac{km}{seg.}$

275. ¿Qué órbita describirá un cuerpo celeste que al pasar a 4 unidades astronómicas del Sol lo hace con una velocidad de $20 \frac{km.}{seg.}$?

R.: Hiperbólica.

CAPITULO TERCERO

GENERALIDADES SOBRE EL SISTEMA SOLAR

264. **SISTEMA SOLAR.** — Está constituido por todos aquellos astros sobre los cuales se manifiesta directamente la acción gravitatoria del Sol.

Copérnico, Kepler y Newton consideraron al Sistema Solar como integrado por el Sol, en su calidad de astro central, y luego los grandes planetas que describen órbitas elípticas a su alrededor.

En la actualidad, dicho concepto ha debido amplificarse incluyendo otros muchos astros desconocidos para aquellos observadores, y que al igual que los grandes planetas regulan sus movimientos en el espacio en conformidad con las acciones ejercidas sobre sus respectivas masas por el astro central.

El Sistema Solar, en su concepción actual está formado por:

1º *El Sol* o astro central del conjunto.

2º Los grandes *planetas*, en número de 9, que por orden de distancias crecientes al Sol son: MERCURIO, VENUS, TIERRA, MARTE, JÚPITER, SATURNO, URANO, NEPTUNO y PLUTÓN.

3º *Los satélites* o astros que describen órbitas alrededor de los planetas, desplazándose con éstos alrededor del Sol (caso de la Luna).

4º Gran número de pequeños planetas conocidos bajo la denominación de *asteroides* o *planetoides*, cuyas órbitas alrededor del Sol están comprendidas en su gran mayoría entre las de Marte y Júpiter.

5º *Los cometas* y *meteoritos* en número desconocido, que también se desplazan regidos por la acción gravitatoria del Sol.

265. **DISTANCIAS MEDIAS DE LOS PLANETAS AL SOL: LEY NUMERICA DE TITIUS O BODE.** — Las distancias medias al Sol de los 9 grandes planetas conocidos en la actualidad oscilan entre límites tales, que imposibilitan presentar en un pequeño espacio un gráfico que los muestre sobre sus respectivas órbitas en una cierta escala. Si representamos, p. ejm., a la órbita de *Mercurio* por una circunferencia de 1 cm. de radio, la de Plutón estaría dada por otra de un metro.

El profesor TITIUS, de Wittemberg, formuló en 1766 una ingeniosa combinación numérica, dada a conocer más tarde por BODE, por la cual podían obtenerse con mucha aproximación las distancias medias al Sol de los planetas conocidos hasta ese entonces, tomando como unidad de medida la distancia Sol-Tierra. Los descubrimien-

tos posteriores de *Urano* en 1781, y de los primeros asteroides a principios del siglo XIX, confirmaron las predicciones de Titius, pero éstas fallaron posteriormente al descubrirse los planetas *Neptuno* y *Plutón*, cuyas distancias al Sol distan mucho de las previstas

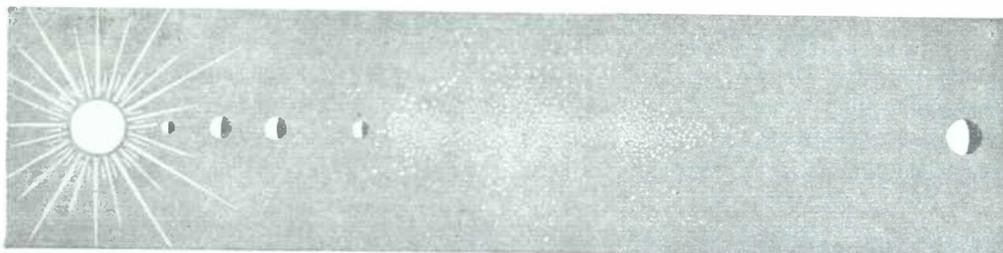


Fig. 205. — Distancias al Sol de Mercurio, Venus, Tierra, Marte, Asteroides y Júpiter.

por la combinación numérica mencionada. Sea la serie numérica: 0; 3; 6; 12; 24; 48; 96; 192; 384; 768; ...; etc. donde los distintos términos, a excepción del primero, están en progresión geométrica de razón 2.

Si sumamos 4 a cada uno de esos números y dividimos por 10 las sumas obtenidas, tendremos la siguiente sucesión:

0,4; 0,7; 1; 1,6; 2,8; 5,2; 10; 19,6; 38,8; 77,2; ...; etc.

Los 4 primeros términos expresan, en la unidad antes citada, y con gran aproximación las distancias reales al Sol de los 4 planetas más cercanos. *Mercurio*, *Venus*, *Tierra* y *Marte*, pasando otro tanto con los números 5,2 y 10 correspondientes a *Júpiter* y *Saturno*. El descubrimiento de *Urano*, cuya distancia media al Sol es de 19,2, llenó con mucha aproximación el 8º término de la serie numérica, y el de los primeros asteroides, *Ceres*, *Pallas* y *Vesta*, cubrió la laguna que se notaba en el 5º término, o sea 2,8.

En 1846, al descubrirse el planeta *Neptuno*, pudo observarse la primera falla fundamental de la ley de Titius o Bode, ya que la

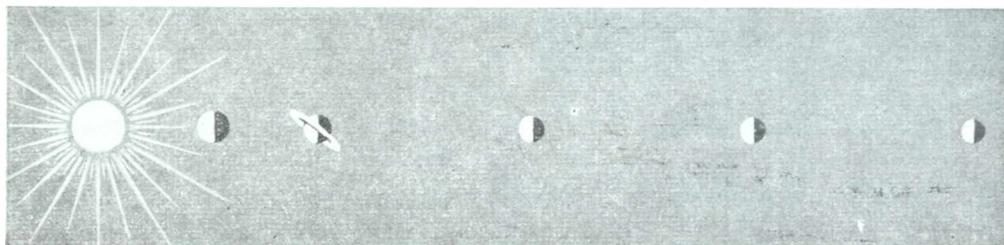


Fig. 206. — Distancias al Sol de Júpiter, Saturno, Urano, Neptuno y Plutón.

distancia al Sol de este planeta es de 30,1 en lugar de 38,8. Más tarde, al calcularse la distancia media al Sol de Plutón, se encontró 39,46, mientras que la citada ley le asignaba el valor 77,2, es decir, casi el doble.

El siguiente cuadro demuestra la mayor o menor aproximación entre las distancias al Sol asignadas por la combinación numérica de Titius y las distancias reales obtenidas por la observación, representadas en escala por las figuras 205 y 206.

DISTANCIAS MEDIAS DE LOS PLANETAS AL SOL

Planeta	Ley de Titius o Bode	Distancia real
Mercurio	0,4	0,39
Venus	0,7	0,72
Tierra	1	1
Marte	1,6	1,52
Asteroides	2,8	1,5 a 5,3
Júpiter	5,2	5,2
Saturno	10	9,55
Urano	19,6	19,22
Neptuno	38,8	30,11
Plutón	77,20	39,52

266. LEY EMPÍRICA DE ARMELLINI. — El astrónomo italiano G. ARMELLINI, expresa con mucha aproximación las distancias medias de los planetas al Sol, utilizando la relación:

$$d = 1,53^n$$

donde n es un número variable de -2 a 9 , obteniéndose los siguientes resultados:

n	Planeta	d	d' (Armellini)	n	Planeta	d	d' (Armellini)
-2	Mercurio	0,39	0,43	4	Júpiter	5,20	5,48
-1	Venus	0,72	0,65	5	Saturno	9,54	8,38
0	Tierra	1,00	1,00	3	... ?	—	12,82
1	Marte	1,52	1,53	7	Urano	19,19	19,16
2	Vesta (asteroide)	2,36	2,34	8	Neptuno	30,07	29,76
3	Camilla ..	3,48	3,58	9	Plutón	39,46	45,88

En el cuadro anterior se expresan con d la distancia real, y con d' la que resulta por la fórmula de Armellini. Aparece un vacío para $n = 6$.

267. PLANETAS INFERIORES Y SUPERIORES. ELONGACION: CONJUNCION, OPOSICION Y CUADRATURAS. — Los planetas se han dividido en 2 grupos, según que sus distancias al Sol sean menores o mayores que la distancia Sol-Tierra.

Al primer grupo, *planetas inferiores*, pertenecen *Mercurio* y *Venus*, mientras el segundo, *planetas superiores*, está integrado por *Marte*, *Júpiter*, *Saturno*, *Urano*, *Neptuno* y *Plutón*.

Durante las revoluciones planetarias alrededor del Sol, el ángulo formado por las visuales dirigidas desde la Tierra a uno cualquiera de ellos y al astro central, va tomando valores variables, que, para los planetas superiores pueden alcanzar los 180° y para los inferiores no llegan nunca a 90° .

En general se llama *elongación* λ de un planeta con respecto al Sol, a la diferencia entre *las longitudes* de los dos astros.

Si $\lambda = 0^\circ$ hay conjunción (\odot), en cuyo caso el planeta y el Sol, culminan aproximadamente al mismo tiempo*.

Si $\lambda = 180^\circ$ hay oposición (\otimes) es decir, que cuando el Sol culmina en el semimeridiano superior, el planeta lo hace aproximadamente en el semimeridiano opuesto o recíprocamente.

Si $\lambda = 90^\circ$ hay cuadratura (\square) en cuyo caso el planeta culmina alrededor de 6 horas antes o después de hacerlo el Sol.

268. CONJUNCION DE PLANETAS INFERIORES. DIGRESION. — Los planetas inferiores, *Mercurio* y *Venus*, sólo presentan, durante cada revolución alrededor del Sol, dos conjunciones llamadas *conjunción inferior* y *conjunción superior*, respectivamente. En la figura 207, se ha ubicado al planeta Venus en 4 posiciones especiales sobre su órbita, suponiendo a la misma coincidiendo con el plano de la eclíptica, y considerando fijos al Sol y a la Tierra en T.

En la posición V_1 el planeta está en *conjunción inferior* ubicándose a la mínima distancia de la Tierra, por cuya razón su diámetro aparente adquiere el valor máximo.

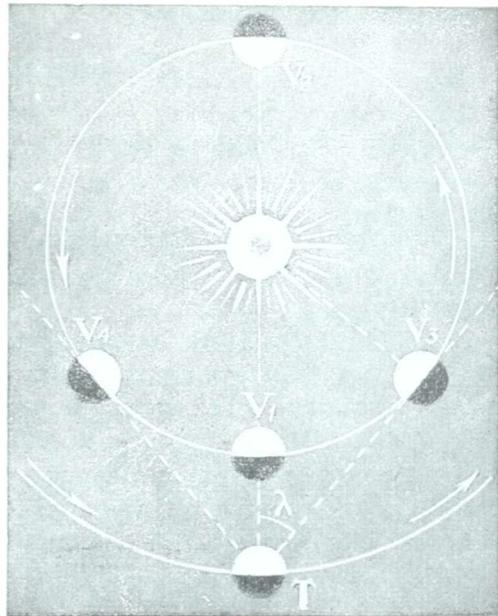


Fig. 207. — Conjunciones y digresión de un planeta inferior. (N. D.).

* Decimos "aproximadamente", porque la diferencia λ entre las longitudes no es igual, en general, a la diferencia entre las ascensiones rectas.

En la posición V_2 , *conjunción superior*, la distancia del planeta a la Tierra alcanza su valor máximo, siendo mínimo el diámetro aparente del astro. Como podrá apreciarse en la figura, la conjunción superior presenta al planeta alejado de la Tierra en una distancia superior en 210.000.000 de kilómetros sobre la mínima registrada en la conjunción inferior, si se tiene en cuenta que la distancia media de Venus al Sol es de 0,7, y en el supuesto de que las órbitas planetarias fueran circulares.

La figura demuestra, que el planeta inferior jamás alcanza a tener la elongación $\lambda = 90^\circ$, por lo cual nunca podrá colocarse en oposición ni en cuadraturas.

Se llama *digresión* de un planeta inferior, al valor máximo de su elongación. Se la puede calcular fácilmente de la figura en el supuesto antes apuntado de que la órbita del planeta coincida con el plano de la eclíptica, respecto al cual en realidad está poco inclinada.

Considerando al planeta en V_3 sobre la tangente trazada a su órbita desde la Tierra, la *elongación máxima* o *digresión* dada por el ángulo λ la deducimos del triángulo TV_3S (designamos por S al centro del Sol), rectángulo en V_3 . Se tendrá:

$$\text{sen } \lambda = \frac{SV_3}{ST} = \frac{0,72}{1},$$

de la cual deducimos como valor de la digresión de Venus:

$$\lambda = 46^\circ \text{ (aprox.)}.$$

Repetiendo este cálculo para Mercurio cuya distancia al Sol es de 0,4 encontraríamos como digresión de este planeta, $\lambda = 29^\circ$ (aprox.).

Estas digresiones, demuestran que *Venus* y *Mercurio* aparecen en la esfera celeste siempre próximos al Sol, y que el primero en el mejor de los casos, es visible a nuestra latitud como astro matutino desde unas 3 horas antes de la salida del astro del día, y como astro vespertino hasta 3 horas después de la puesta del Sol. En cuanto a Mercurio ese tiempo en análogas condiciones se reduce a menos de 2 horas, siendo más precaria su visibilidad por su cercanía al Sol.

Las mejores épocas para la observación de los planetas inferiores, son las de sus digresiones, puesto que en las conjunciones inferiores son invisibles por presentar frente a la Tierra el hemisferio no iluminado por el Sol, y en las conjunciones superiores a pesar de presentarnos la cara iluminada, la visibilidad es muy deficiente en razón de sus vecindades al Sol, cuyo brillo eclipsa al de los planetas.

269. CONJUNCION, OPOSICION Y CUADRATURAS DE PLANETAS SUPERIORES. — Los planetas superiores, tal como Júpiter (fig. 208), pueden tomar todas las elongaciones con respecto al Sol, pasando por una *conjunción* J_1 , una *oposición* J_2 y dos *cua-*

draturas J_3 y J_4 , una a oriente y la otra a occidente del Sol. En las oposiciones (supuestos los planetas en el plano de la eclíptica del cual se alejan poco), se colocan a la *mínima distancia de la Tierra* y en las conjunciones a la *máxima*, existiendo entre ambas distancias una diferencia de 2 unidades astronómicas (u. a.) o sea el duplo de la distancia Sol - Tierra, en el supuesto caso de que las órbitas fueran circulares. En razón de poder tomar los planetas superiores todas las elongaciones, *podrán ser observados a toda hora de la noche*, cuando durante ella se encuentren en el semiespacio superior al horizonte del lugar.

La mejor época para observarlos en las bajas latitudes terrestres, es la de la oposición en que culminan cerca de medianoche.

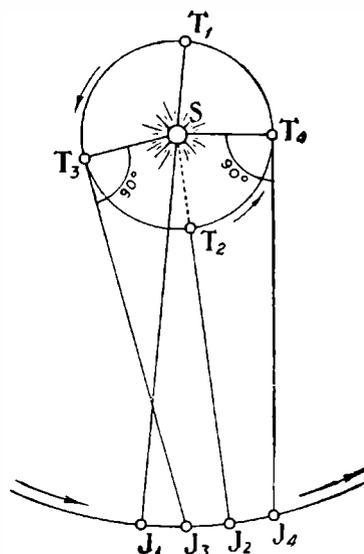


Fig. 208. — Conjunction, oposición y cuadraturas de Júpiter. (N. D.).

270. FASES DE PLANETAS INFERIORES. — Si se observan los planetas más cercanos a la Tierra con un anteojo de regular

potencia, se notará en seguida que se presentan como pequeños discos con diámetros aparentes susceptibles de apreciación, por cuyo motivo mientras cumplen sus revoluciones alrededor del Sol, suelen presentar fases muy parecidas a las que nos ofrece la Luna.

Las fases de Venus que pasamos a estudiar, fueron descubiertas por Galileo.

En la figura 209 se muestra al planeta en 8 posiciones sobre su órbita, alrededor del Sol. En V_1 , *conjunción inferior*, Venus enfrenta a la Tierra T supuesta fija, su hemisferio oscuro, siendo en consecuencia invisible; en V_2 y V_8 se muestra al observador terrestre como una hoz iluminada; en V_3 y V_7 , es decir en las *digresiones*, se alcanza a divisar la mitad del disco; en V_4 y V_6 , más de la mitad en forma de lente biconvexa,

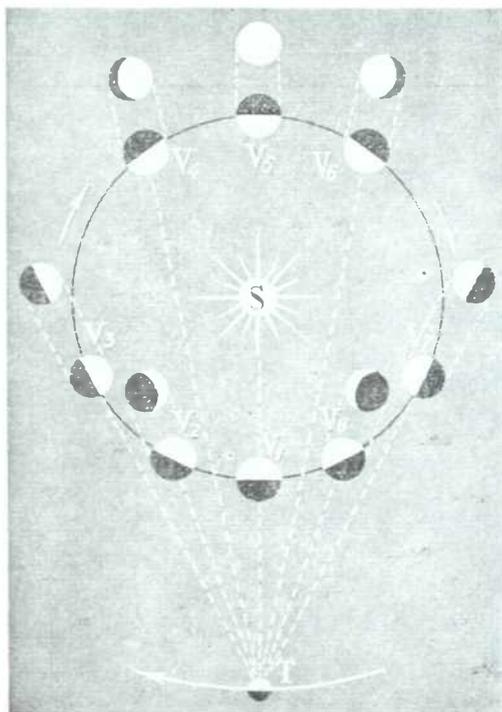


Fig. 209. — Explicación de las fases de Venus. (S. D.).

disco; en V_4 y V_6 , más de la mitad en forma de lente biconvexa,

y por fin en V_5 , conjunción superior, ya es visible todo su disco por enfren-
tar a la Tierra el hemisferio iluminado por el Sol. Como podrá apreciarse, la parte visible del disco, crece desde la con-

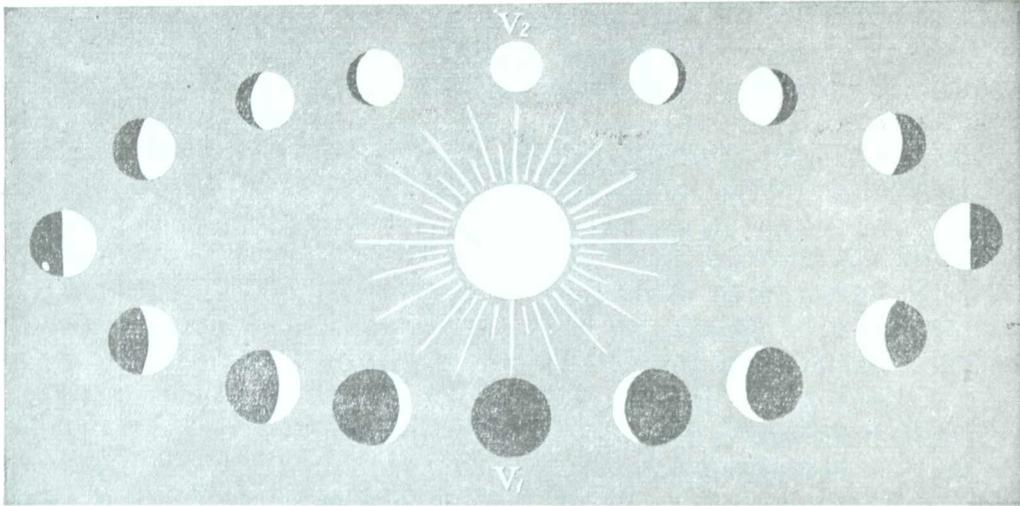


Fig. 210. Fases de Venus.

junción inferior hasta la superior, y decrece desde ésta a aquélla.

Las fases de Venus, como así también las de Mercurio, son completas (fig. 210), y análogas en un todo a las de la Luna, aun cuando las del último planeta citado son poco perceptibles debido a su cercanía al Sol, y también a su menor diámetro aparente, magnitud ésta, que para Venus alcanza a los 61" en la conjunción inferior para descender a poco menos de 10" en la conjunción superior.

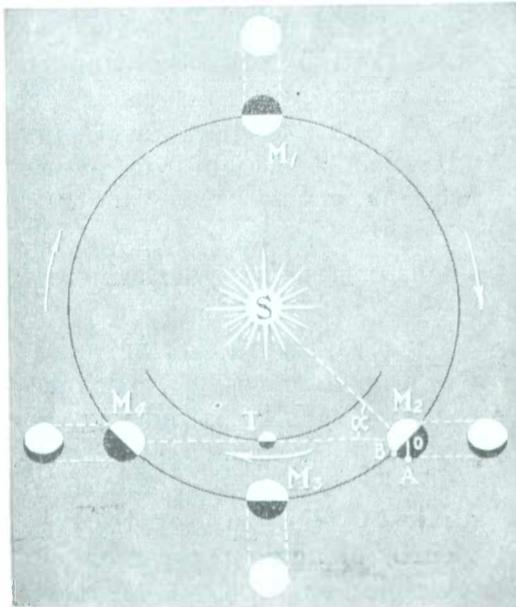


Fig. 211. Fases de Marte. (S. D.).

Los planetas inferiores adquieren su mayor brillo cuando se encuentran entre la conjunción inferior V_1 y una de sus digresiones V_3 y V_7 .

271. FASES DE PLANETAS SUPERIORES. — Los más próximos de estos planetas, es decir, *Marte* y *Júpiter*, presentan fases incompletas debido a

que enfren-
tan a la Tierra durante sus revoluciones, todo, o gran parte del hemisferio iluminado por el Sol tal cual lo muestra la figura 211. Para mayor claridad, hemos supuesto en la misma a la

Tierra, y al Sol inmóviles y a *Marte* desplazándose alrededor del astro central tomado en los momentos de la *conjunción* M_1 , la *oposición* M_3 y las dos *cuadraturas* M_2 y M_4 .

Tanto en la conjunción como en la oposición, Marte enfrenta por completo a la Tierra el hemisferio iluminado, viéndose entonces todo su disco.

En la cuadraturas pueden verse desde la Tierra poco más de las $\frac{3}{4}$ partes de su disco iluminado.

En efecto: el triángulo SOT rectángulo en T , permite escribir:

$$\text{sen } \alpha = \frac{ST}{SO} = \frac{1}{1,52},$$

por ser $ST = 1$ y $SO = 1,52$ (265), de la cual obtenemos:

$$\text{arco } AB = 41^\circ \text{ (aprox.)}$$

En consecuencia, el huso OAB sólo afecta alrededor de los $\frac{2}{9}$ del hemisferio que Marte enfrenta a la Tierra en aquellas posiciones, viéndose por consiguiente los $\frac{7}{9}$ restantes, es decir, algo más de los $\frac{3}{4}$.

272. ORBITAS PLANETARIAS: PERIHELIO Y AFELIO; NODOS; PASOS DE MERCURIO Y VENUS. — Los planetas, al igual que la Tierra, describen órbitas elípticas alrededor del Sol, siguiendo como aquella la ley de las áreas, llamándose *perihelio* al punto de la órbita más cercano al Sol y *afelio* al más alejado.

Los planos de tales órbitas, salvo para el último planeta descubierto, o sea *Plutón*, están poco inclinados con respecto al de la eclíptica, de modo que siempre se encuentran en la zona del zodiaco.

Resultará entonces, en razón de esas inclinaciones, que durante el período de una revolución planetaria alrededor del Sol, el planeta se ubicará dos veces en el plano de la eclíptica en los puntos llamados nodos, de los cuales uno es *nodo ascendente* (Ω) y el otro *nodo descendente* (\oslash). En el primero de estos puntos, el planeta atraviesa la eclíptica marchando de Sur a Norte, y en el último en sentido contrario.

Los nodos de los planetas inferiores *Mercurio* y *Venus*, adquieren particular importancia para el caso de que durante una conjunción inferior el astro se encuentre en uno de esos puntos, o muy próximo al mismo, pues al verificarse ello, la Tierra, el planeta y el Sol quedarán alineados, y el observador terrestre verá al pla-

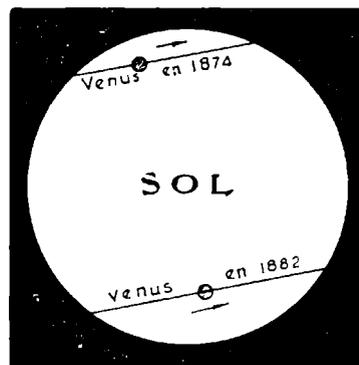


Fig. 212. — Pasos de Venus.

neta inferior desfilan como un pequeño disco oscuro sobre el círculo luminoso del Sol, siguiendo una de sus cuerdas (fig. 212).

Los *pasos de Mercurio* y sobre todo de *Venus*, frente al disco solar, constituyen verdaderos acontecimientos astronómicos que se aprovechan para la determinación de la paralaje del Sol (134), magnitud ésta que es la base de la métrica celeste.

Según las tablas astronómicas, se producen cuatro pasos de Venus cada 243 años, espaciados entre sí en: 8 años, 121 años 6 meses, 8 años y 105 años 6 meses, según se podrá apreciar en la tabla que se da a continuación, donde se registran las fechas de los tres últimos pasos del planeta y los dos próximos:

3 de junio de 1769	}	105 años 6 meses
9 de diciembre de 1874		8 años
6 de diciembre de 1882		121 años 6 meses
8 de junio de 2004		8 años
6 de junio de 2012		

Los pasos de Mercurio son mucho más frecuentes y entre dos de ellos consecutivos suelen transcurrir, como mínimo 10 años, y como máximo 13. Dada la pequeñez del diámetro aparente de este astro, sus pasos sobre el disco del Sol no son visibles a simple vista.

El 11 de noviembre de 1940 pasará Mercurio sobre el disco del Sol entre las 16h49m y las 21h53m, hora argentina.

273. REVOLUCION SINODICA Y SIDERAL DE LOS PLANETAS. — Se llama *revolución sinódica* de un planeta al tiempo que transcurre entre dos conjunciones consecutivas del mismo nombre con respecto al Sol.

Revolución sideral de un planeta, es el tiempo que invierte el mismo en describir su órbita alrededor del Sol, o lo que es lo mismo, el tiempo en que la recta que une los centros del planeta y del Sol (*radio vector*) da un giro completo con relación a las estrellas.

Ambas revoluciones son de duraciones distintas, ya que la revolución sinódica depende en parte de los desplazamientos del Sol sobre la eclíptica, mientras que la revolución sideral es independiente de los mismos al ser referida a puntos fijos de la esfera celeste cual lo son con gran aproximación las estrellas.

DETERMINACIÓN DE LA REVOLUCIÓN SINÓDICA. — Se puede obtener con toda aproximación la revolución sinódica de un planeta, tomando los instantes de dos conjunciones de igual nombre con el Sol, muy espaciadas entre sí, y dividiendo el lapso transcurrido entre esos instantes, por el número de revoluciones sinódicas verificadas entre uno y otro.

Como se comprenderá, el resultado será tanto más exacto, cuanto mayor sea el espacio de tiempo comprendido entre las conjunciones consideradas.

El período de revolución sinódica es, pues, variable.

274. DETERMINACION DE LA REVOLUCION SIDERAL. — Conocida por el procedimiento anterior la revolución sinódica θ del planeta y designando por T a la duración del año sideral, el periodo t de la revolución sidérea del planeta puede calcularse fácilmente por las fórmulas que se van a determinar.

La velocidad diurna del planeta en su revolución sinódica, está dada por.

$$\frac{360^\circ}{\theta};$$

la velocidad del mismo en su revolución sideral, será:

$$\frac{360^\circ}{t},$$

y la de la Tierra en su traslación anual alrededor del Sol, por:

$$\frac{360^\circ}{T},$$

en las cuales, θ , t y T vienen expresados en días.

1º CASO DE UN PLANETA INFERIOR. — Para un planeta inferior, Mercurio o Venus, será siempre $t < T$, y en tal caso la velocidad $\frac{360^\circ}{\theta}$ debe ser igual a la diferencia entre la velocidad angular de la revolución sideral del planeta y la velocidad de la Tierra en su traslación, es decir:

$$\frac{360^\circ}{\theta} = \frac{360^\circ}{t} - \frac{360^\circ}{T},$$

de la cual:

$$t = \frac{\theta T}{\theta + T}.$$

EJEMPLO. — Determinar la revolución sideral de Venus, sabiendo que su revolución sinódica es: $\theta = 584$ días.

Tomando como duración del año sideral, $T = 365,25$ días, se tendrá:

$$t = 224 \text{ días.}$$

2º CASO DE UN PLANETA SUPERIOR. — Para uno de estos planetas será siempre $t > T$, y entonces su velocidad $\frac{360^\circ}{\theta}$ debe ser igual a la diferencia entre la velocidad de la Tierra en su traslación anual y la velocidad diurna sidérea del planeta, es decir:

$$\frac{360^\circ}{\theta} = \frac{360^\circ}{T} - \frac{360^\circ}{t},$$

de donde:

$$t = \frac{\theta T}{\theta - T}.$$

EJEMPLO. — Determinar la revolución sideral de JÚPITER, sabiendo que su revolución sinódica es: $\theta = 399$ días.

Se tendrá inmediatamente de la fórmula última:

$$t = 4.318 \text{ días} = 11 \text{ años } 301 \text{ días (aprox.)}$$

En el cuadro siguiente, anotamos los tiempos que invierten los distintos planetas del sistema solar en cumplir sus revoluciones sinódicas y siderales. Consignamos también en el mismo, el número de días en que el planeta se desplaza en el Cielo en el sentido directo y el número de días en que lo hace en sentido retrógrado dentro de cada revolución sinódica media.

TIEMPOS DE REVOLUCIONES PLANETARIAS

Planetas	Revolución sinódica media	Revolución sideral		Movimiento directo medio	Retrogradaciones medias
		Años	Días		
Mercurio	116 días	—	88	93 días	23 días
Venus	584 „	—	225	542 „	42 „
Marte	780 „	1	321	707 „	73 „
Júpiter	399 „	11	315	278 „	121 „
Saturno	378 „	29	166	239 „	139 „
Urano	370 „	84	—	219 „	151 „
Neptuno	368 „	164	280	210 „	158 „
Plutón	366,8	247	256	202 „	165 „

275. RADIO, SUPERFICIE Y VOLUMEN DE LOS PLANETAS. — Los volúmenes de los nueve planetas principales del Sistema

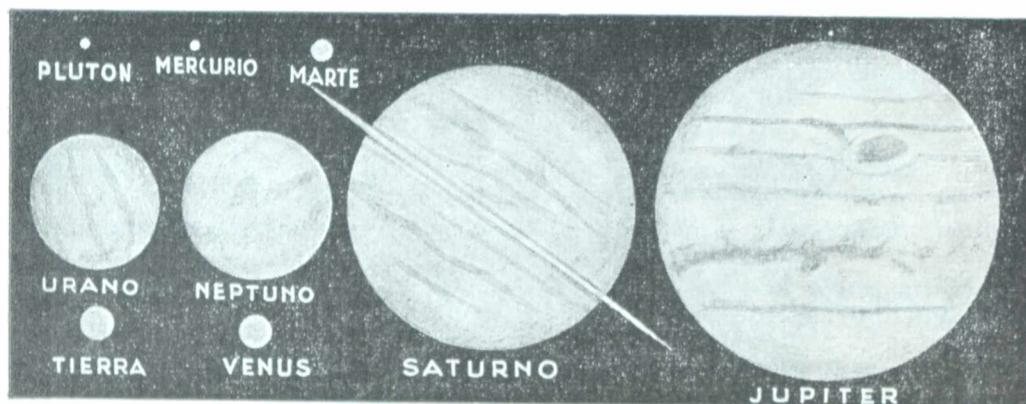


Fig. 213. Dimensiones comparadas de los nueve planetas primarios.

Solar son muy variados, pudiéndose considerar a la Tierra como uno de los pequeños (fig. 213). Si tomamos como unidades al radio, superficie y volumen de la Tierra, dichas magnitudes para los planetas son las que se consignan en el cuadro siguiente:

RADIO, SUPERFICIE Y VOLUMEN DE PLANETAS

Planetas	Radios	Superficies	Volúmenes
Mercurio	0,37	0,14	0,05
Venus	0,97	0,94	0,9
Tierra	1	1	1
Marte	0,54	0,29	0,16
Júpiter	11	121	1330
Saturno	9,4	88	745
Urano	4	16	63
Neptuno	4,3	18	78
Plutón	?	?	?

Como podrá deducirse del cuadro anterior, el volumen de Júpiter, o sea, el mayor de los planetas, es 26.600 veces mayor que el del menor, es decir, Mercurio. La figura 213 muestra en escala los discos planetarios.

276. DISTANCIAS DE LOS PLANETAS A LA TIERRA. DIAMETROS APARENTES. — Si se tienen en cuenta las distintas posiciones que la Tierra y un planeta van ocupando sobre las respectivas órbitas, se comprenderá que la distancia que los separa experimentará grandes variaciones, con los consiguientes cambios en los diámetros aparentes planetarios.

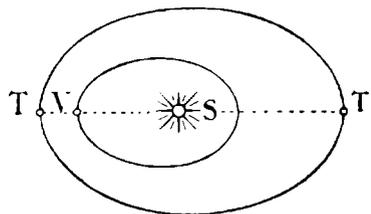


Fig. 214. — Mínima distancia de un planeta inferior a la Tierra.

1º CASO DE UN PLANETA INFERIOR.

-- La mínima distancia entre uno de estos planetas y la Tierra, se obtiene en la conjunción inferior estando el planeta en su afelio *V* y la Tierra en su perihelio *T* (fig. 214). La máxima distancia se alcanza en la conjunción superior estando el planeta y la Tierra en sus respectivos afelios *V* y *T'*.

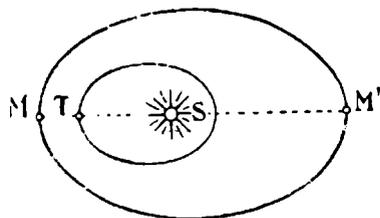


Fig. 215. — Mínima distancia de un planeta superior a la Tierra.

2º CASO DE UN PLANETA SUPERIOR.

— Para que uno de estos planetas se ubique a la mínima distancia de la Tierra, es necesario (fig. 215) que durante la oposición el planeta esté en su perihelio *M* y la Tierra en su afelio *T*. La distancia máxima de separación se obtiene en la conjunción

cuando tanto el planeta como la Tierra están en sus respectivos afelios M' y T .

Tanto en el primero como en el segundo caso, hemos supuesto al planeta ubicado en el plano de la eclíptica, es decir, pasando por uno de sus nodos.

Como se comprenderá, los mínimos y máximos obtenidos en estas condiciones son absolutos, y sólo pueden producirse en períodos muy espaciados de tiempo. Sus valores van consignados en la tabla siguiente, donde se han tomado en cuenta las distancias perihelias y afelias de cada planeta del Sistema Solar, deducidas de la longitud de los semiejes mayores de las correspondientes órbitas y las excentricidades de las mismas.

DISTANCIAS DE LOS PLANETAS A LA TIERRA

Planetas	Distancia mínima en millones de km.	Distancia máxima en millones de km.	Diámetros aparentes
Mercurio	75	225	15" a 5"
Venus	39	261	66" „ 10"
Marte	56	400	25" „ 3"
Júpiter	588	972	50" „ 30"
Saturno	1195	1673	20" „ 16"
Urano	2598	3168	4" „ 3"
Neptuno	4323	4709	2",4 „ 2",2
Plutón	4583	7255	?

277. INCLINACION Y EXCENTRICIDAD DE LAS ORBITAS PLANETARIAS.— Antes del descubrimiento de Plutón, acaecido en 1930, la mayor inclinación conocida era de 7° y correspondía a la órbita de Mercurio, pero cálculos recientes demuestran que esa inclinación es ampliamente superada por la de la órbita de Plutón, para la cual se ha obtenido el valor de $17^{\circ}8'37''$.

El mismo caso se ha repetido con el valor de la excentricidad de las órbitas planetarias. Se ha obtenido para la excentricidad de la órbita de Plutón el valor 0,249 que supera al correspondiente a la órbita de Mercurio que es de 0,2, el mayor conocido antes del descubrimiento de aquel astro.

Como podrá verse por los valores consignados en el cuadro que va a continuación, las órbitas planetarias, salvo la de los dos planetas anotados, son poco excéntricas, por cuya razón son parecidas a la circunferencia, sobre todo las de Venus, Neptuno y la Tierra.

INCLINACION Y EXCENTRICIDAD DE LAS ORBITAS EN 1940

Planetas	Inclinación	Excentricidad
Mercurio	7°00	0,206
Venus	3°39	0,007
Tierra	—	0,017
Marte	1°85	0,093
Júpiter	1°31	0,048
Saturno	2°49	0,056
Urano	0°77	0,046
Neptuno	1°46	0,009
Plutón	17°14	0,249

278. SATELITES DE LOS PLANETAS. ECLIPSES Y OCULTACIONES. — Varios de los planetas del Sistema Solar son acompañados en sus traslaciones alrededor del Sol por uno o más astros de menores masas, formando a veces como en los casos de Júpiter y Saturno verdaderos sistemas físicos análogos al Sistema Solar aun cuando de dimensiones más reducidas.

Esos pequeños astros o satélites, se trasladan alrededor del respectivo planeta y rotan al mismo tiempo sobre sí mismos, en la forma que lo hace la Luna. Todos ellos (salvo la Luna), no son visibles a ojo desnudo, apareciendo ante el telescopio, poco menos que como puntos luminosos, debido a sus pequeñas dimensiones y a las distancias que los separan de la Tierra.

Los satélites son cuerpos opacos, de forma más o menos esférica, iluminados por el Sol, cuya luz reflejan. Los de un mismo planeta se mueven en planos poco inclinados entre sí, aconteciendo con ellos algo parecido a lo ya visto con respecto a los planos de las órbitas planetarias. Los planetas inferiores Mercurio y Venus, no tienen satélite alguno conocido; en cambio, la Tierra y los planetas superiores, con excepción de Plutón, tienen uno o más. El satélite de la Tierra, o sea la Luna, fué estudiado en el libro IV; Marte tiene dos; Júpiter tiene once; Saturno, diez; Urano, cinco y Neptuno, dos. Como se comprenderá, estos números no son absolutos, pues la pequeñez de tales astros y sus distancias a la Tierra pueden ser causas de que algunos de tales cuerpos escapen a los medios de observación actuales. Uno de los diez satélites de Saturno, *Themis*, después de haber sido descubierto y estudiado por Pickering en 1905, no ha vuelto a ser captado en lo sucesivo.

En algunos casos los satélites suelen penetrar en la sombra proyectada por el planeta eclipsándose al igual que nuestra Luna; en otros producen sobre el planeta eclipses de Sol al interponerse entre los dos astros y proyectar sobre el primero sus conos de sombras, y por fin, en ocasiones al penetrar en el cono circunscrito al planeta y a la Tierra, pueden ocultarse detrás de aquél, o bien pasar como puntos oscuros frente al disco del planeta, dando lugar en menor escala a fenómenos parecidos a los pasos de Mercurio y Venus frente al Sol.

279. DETERMINACION DE LAS ORBITAS PLANETARIAS. — Para que la órbita de un planeta quede completamente individualizada, se requieren conocer las seis magnitudes que siguen, denominadas *elementos orbitales*:

- 1º Inclinación con respecto a la eclíptica.
- 2º Ascensión recta del nodo ascendente.
- 3º Excentricidad de la órbita.
- 4º Semieje mayor de la misma.
- 5º Longitud del perihelio.
- 6º Momento del paso del planeta por dicho punto.

Los dos primeros elementos anotados determinan el plano de la órbita planetaria; los tres siguientes, el grandor y orientación de la misma, y el último permite calcular para todo momento la posición del planeta sobre su trayectoria.

A pesar de que la inclinación y la excentricidad de las órbitas son magnitudes variables, esas variaciones son tan lentas que permiten tomar a dichos elementos orbitales como aproximadamente constantes, durante un período largo de tiempo.

280. CORRIMIENTO DEL PERIHELIO DE MERCURIO. — El perihelio de la órbita de Mercurio se corre en más de 40" por siglo sobre lo que le corresponde por la ley de Newton, haciendo intervenir las acciones de todos los cuerpos del Sistema Solar. Este efecto podría ser originado según lo supuso LEVERRIER, por la existencia de uno o más planetas perturbadores situados entre Mercurio y el Sol.

Sin embargo, los tales planetas jamás pudieron ser hallados. Los cálculos hechos en base a la teoría de la relatividad de EINSTEIN conducen, sin la introducción de hipótesis adicionales, a *explicar con toda precisión aquel corrimiento*.

EJERCICIOS Y PROBLEMAS

276. ¿Cuál es la distancia media al Sol de Urano, en conformidad con la ley de Titius o Bode, expresada en kilómetros?

R.: 2 940.000.000 km.

277. ¿A cuántas distancias Mercurio - Sol, equivale la distancia Neptuno - Sol en conformidad con los números asignados en la ley de Titius o Bode?

R.: a 97.

278. Determinar el periodo de revolución sideral de Mercurio sabiendo que en su revolución sinódica emplea 116 días.
R.: 88 días.
279. Determinar el periodo de revolución sideral de Saturno sabiendo que en su revolución sinódica emplea 378 días.
R.: 29,7 años.
280. Determinar el periodo de revolución sideral de Plutón, habiéndose obtenido para su revolución sinódica 366,8 días.
R.: 247,7 años.
281. Sabiendo que Urano emplea en su revolución sideral 84 años, calcular el periodo de revolución sinódica.
R.: 370 días.
282. ¿Qué longitud kilométrica aproximada tiene el diámetro ecuatorial de Saturno?
R.: 140.272 km.
283. ¿Cuántos metros mide aproximadamente el radio ecuatorial del planeta Marte?
R.: 3.443.000 metros.
284. ¿Cuántas veces mayor que Venus es en volumen el planeta Júpiter?
R.: 1.478.
285. ¿A qué distancia máxima pueden ubicarse los planetas Mercurio y Plutón, sabiendo que las excentricidades de sus órbitas tienen por valor 0,2 y 0,24, respectivamente, y que sus distancias medias al Sol están expresadas por 0,39 y 39,46 unidades astronómicas?
R.: 7.410 millones de km.
286. ¿A qué distancia mínima pueden ubicarse los planetas Júpiter y Marte, sabiendo que las excentricidades de sus órbitas tienen por valor 0,05 y 0,09, respectivamente, y que sus distancias al Sol están expresadas por 5,2 y 1,52 unidades astronómicas?
R.: 492 millones de kilómetros.
287. ¿Cuál es la velocidad angular media por día de Mercurio sobre su órbita?
R.: 4°5'28".
288. ¿Cuál es la velocidad angular media por día de Saturno sobre su órbita?
R.: 2'.
289. ¿Cuál es la *velocidad angular media* por día de Venus con respecto al Sol?
R.: 36'59".
290. ¿Cuál es la *velocidad angular media* por día de Neptuno con respecto al Sol?
R.: 58'42".

CAPITULO CUARTO

MONOGRAFIA DE LOS PLANETAS *

MERCURIO §)

281. **BRILLO.** — Debido a su pequeña digresión se le puede ver entre las brumas del crepúsculo antes de la salida o después de la puesta del Sol, como un astro de 1^a magnitud.

Dedujo MÜLLER, a raíz de prolongadas observaciones, que el brillo máximo de Mercurio es igual al de Sirio, o sea, al de la

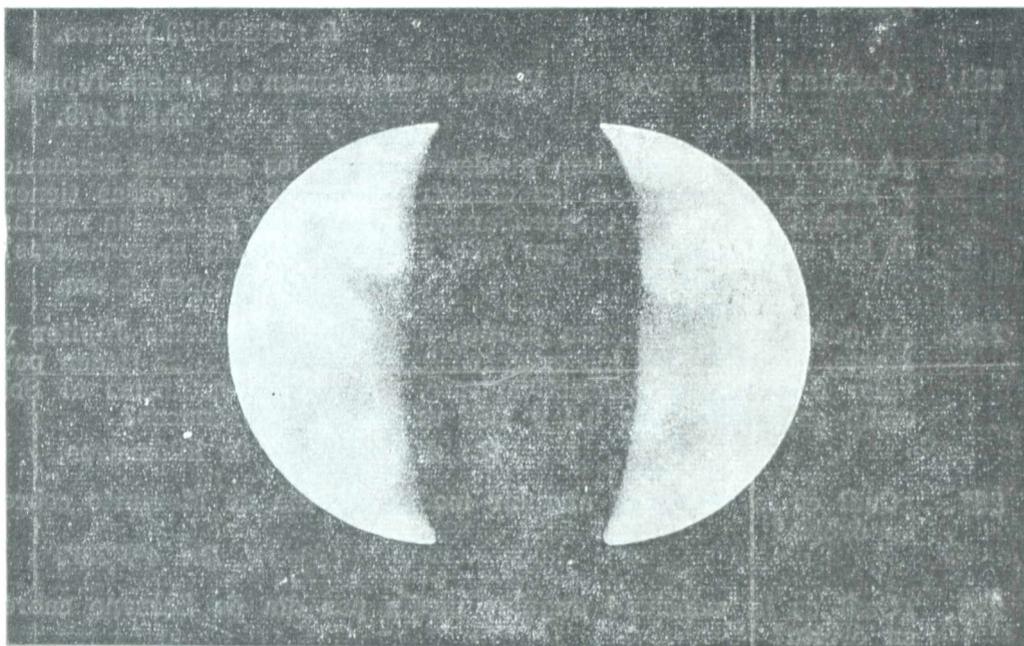


Fig. 216. Cuarto menguante y creciente de un planeta inferior (Mercurio o Venus).

estrella más brillante del Cielo. Este brillo equivale al de nueve estrellas tipos de 1^a magnitud, pero es muy cambiante debido, en primer lugar, a las fases del planeta, y en segundo, a la variación de distancia a la Tierra. Se ha observado que aun en una misma fase, el brillo de Mercurio no es siempre el mismo en razón de las variaciones de distancias al Sol motivadas por la gran excentricidad de su órbita.

* Los datos de carácter general para éste y demás planetas del Sistema Solar van consignados en las dos tablas o cuadros con que finaliza este capítulo.

Existen grandes analogías entre estas variaciones de brillo y las de la Luna, por lo cual se ha supuesto que la estructura del suelo de dicho planeta es análoga al de aquélla.

El ALBEDO de Mercurio, o sea, la relación entre la luz reflejada difusamente y la luz recibida del Sol, es muy pequeño habiéndose calculado en 0,07.

ATMOSFERA. — De la coincidencia encontrada por MÜLLER entre las variaciones de brillo de Mercurio y la Luna, parece deducirse que el planeta, al igual que el satélite de la Tierra carece de atmósfera, o que de tenerla sería poco densa y de espesor inapreciable. Sin embargo, algunos astrónomos, basados en observaciones visuales y sobre todo en otras espectroscópicas, afirman la existencia de una atmósfera envolvente de considerable densidad.

TOPOGRAFIA. — Es muy difícil, dadas las condiciones precarias de observación de este planeta, que sólo puede ser visto en las cercanías del horizonte donde las corrientes de nuestra atmósfera quitan nitidez a las imágenes telescópicas, dar datos seguros sobre la configuración del suelo de Mercurio. A pesar de todo, ciertas observaciones telescópicas obtenidas en condiciones muy favorables, han evidenciado la existencia de manchas oscuras y brillantes, pero tan esfumadas que todo cuanto se afirme sobre su estabilidad y significado no tiene mayor consistencia.

ROTACION. — No habiendo manchas permanentes sobre el disco de Mercurio, la presunta rotación del planeta ha quedado hasta ahora indeterminada.

Las observaciones de SCHRÖTER indujeron a dicho investigador a asignar al planeta un período de rotación de 24h5m.

En 1881, SCHIAPARELLI, pudo observar de día, mientras Mercurio estaba elevado sobre el horizonte, ciertas manchas oscuras sobre su disco, tratando de seguirlas durante más de tres años. Como resultado de tan largas y pacientes observaciones, dedujo aquel observador que la rotación de Mercurio se lleva a cabo en el mismo tiempo que emplea en su revolución sideral, es decir, 88 días, por lo cual este planeta presentaría frente al Sol siempre el mismo hemisferio, encontrándose en consecuencia con respecto al astro central en las mismas condiciones que la Luna con relación a la Tierra. El mismo SCHIAPARELLI admitió la existencia de una atmósfera en Mercurio, y a él se debe el primer mapa publicado sobre la configuración de la superficie del planeta.

El astrónomo BRENNER no admite los resultados de SCHIAPARELLI y cree haber encontrado que la rotación de Mercurio se lleva a cabo en un período comprendido entre 33 y 35 días.

TEMPERATURA REINANTE. — Dada su cercanía al Sol, la intensidad luminosa y calorífica de los rayos solares que inciden sobre la superficie del planeta es muy grande, calculándose en 6,25 veces mayor que la de los mismos al incidir sobre la Tierra.

Debido a las elevadas temperaturas, el vapor de agua, en caso de existir, no alcanza a condensarse, de lo cual se podría deducir la completa aridez del suelo de Mercurio, el que aparecería bajo el aspecto de una roca calcinada donde las condiciones de vida para los seres orgánicos serían poco menos que imposibles.

V E N U S (♀)

282. **BRILLO.** — Después del Sol y de la Luna, es el astro más luminoso de todo el Cielo*. El máximo de brillo, debido a las fases, lo alcanza el planeta unos 35 días antes de la conjunción inferior, para disminuir después paulatinamente hasta llegar a dicha posición e iniciarse el ascenso correspondiente. Las mejores observaciones en razón de brillo, pueden hacerse desde los 60 días después al de la conjunción superior, hasta 12 días antes de la conjunción inferior, es decir, en un intervalo de tiempo de 220 días, ya que entre ambas conjunciones transcurren 292 días (la mitad del tiempo que invierte el planeta en su revolución sinódica). Durante ese período, Venus aparece alejado del Sol, y en condiciones atmosféricas favorables podrá ser visto aun de día, alcanzando a brillar en cierta altura de tal período, como una estrella de magnitud $-4,3$ equivalente en brillo a 120 estrellas tipo de 1ª magnitud.

Las variaciones en brillo de Venus y Mercurio presentan notables discrepancias, lo que permite afirmar la poca similitud entre las superficies de ambos planetas.

El *albedo* de Venus es 0,59, es decir, que el planeta refleja el 59 por ciento de la luz recibida del Sol, valor éste muy considerable y que hace suponer en la atmósfera del planeta la existencia de numerosas nubes blancas parecidas a las de la Tierra.

ATMOSFERA. — Puede darse por comprobada la existencia de una atmósfera en Venus. Se ha podido observar en efecto, que cuando Venus durante las fases se presenta como una hoz, el borde del planeta más alejado del Sol aparece débilmente iluminado, es decir que puede verse entonces toda la periferia del planeta como circundada por una aureola luminosa. La misma aureola ha sido observada en algunos pasos del planeta frente al Sol, cuando aquél sólo ha penetrado en parte en su disco, apareciendo entonces la porción exterior de Venus envuelta en un arco débil de luz (fig. 217). Este fenómeno observado por primera vez por BERGMAN en el paso del año 1761, volvió a reproducirse en los pasos de los años 1874 y 1882.

El análisis espectroscópico ha permitido comprobar que la atmósfera de Venus no ejerce gran poder absorbente sobre la luz

* Se le ha llamado Phosphorus, Héspero, Véspero, Estrella matutina, Estrella vespertina, Lucero de la tarde, etc.

que la atraviesa, y que además la luz reflejada por el planeta no revela la existencia de nuevas rayas con respecto a las del espectro normal del Sol. De todo ello parece deducirse una cierta semejanza entre las atmósferas de Venus y la Tierra, con la particularidad de que la primera parece reflejar la luz del Sol antes de llegar los rayos a la superficie sólida del planeta, cosa muy verosímil si suponemos a dicha atmósfera sobrecargada de nubes, como lo demuestra el fuerte valor del albedo de Venus.

Otros estudios también de carácter espectroscópico verificados por astrónomos del Observatorio de Mount Wilson, no acusan en los espectros obtenidos las bandas de absorción que provocan el oxígeno y el vapor de agua, de modo que de existir estos cuerpos en la atmósfera de Venus lo serían en proporciones muy reducidas comparadas con las cantidades existentes en la atmósfera terrestre.

En el año 1932, WILD pudo comprobar por medio del espectro, que la atmósfera de Venus está muy cargada de gas carbónico, como lo revelan tres bandas características de absorción que aparecen en la zona del infrarrojo. Se ha calculado por la intensidad de tales bandas, que el gas carbónico en la atmósfera de este planeta abunda más que el oxígeno en la atmósfera terrestre

Un fenómeno curioso observado en el planeta que estudiamos, es que en algunas circunstancias numerosos astrónomos han podido observar una tenue luminosidad esparcida sobre la parte oscura del disco, adquiriendo el planeta la apariencia que toma la Luna bajo los efectos de la luz cenicienta, aun cuando las causas no pueden ser análogas a las de ésta. VOGEL opina que dicha luminosidad, que algunos consideran como fosforescencia, sólo puede explicarse de dos maneras: ya admitiendo una iluminación crepuscular sobre una atmósfera muy densa, ya considerándola como una iluminación provocada por la presencia de cargas eléctricas.

TOPOGRAFIA. — Lo mismo que en Mercurio, es muy aventurado dar una idea sobre la configuración del suelo de Venus. Si en realidad el planeta está envuelto en una atmósfera cargada de nubes, las visuales telescópicas difícilmente alcanzarían la superficie

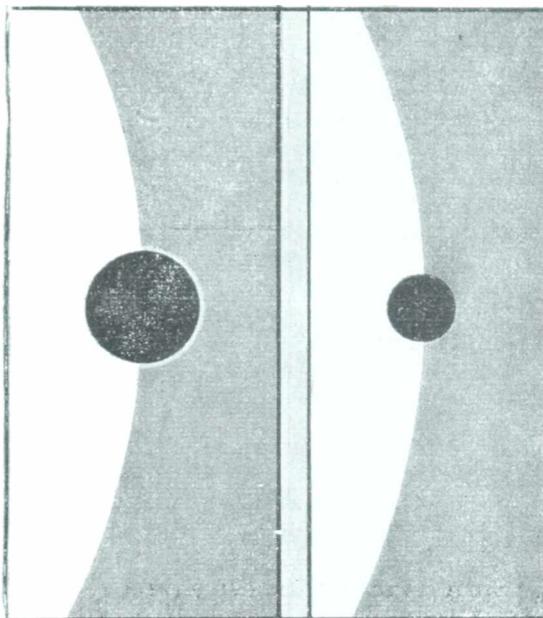


Fig. 217. -- Aureola luminosa observada en algunos pasos de Venus y que se atribuye a su atmósfera envolvente. A la derecha: el planeta Mercurio en un paso sin presentar el fenómeno apuntado.

sólida del astro, la que en consecuencia permanecería inescrutable a las miradas del hombre.

Desde mediados del siglo XVII, han sido muchos los astrónomos que han enfocado sistemáticamente a Venus en su afán de descubrir detalles de la superficie. CASSINI en 1667, creyó haber percibido una mancha blanca que quiso aprovechar para determinar el período de rotación del planeta; otro astrónomo italiano, BIANCHINI, afirmó en 1727 haber divisado con un potente anteojo varias manchas oscuras que atribuyó a mares del planeta; entre 1788 y 1793, SCHRÖTER se detuvo en la observación de los cuernos de Venus cuando éste a cierta altura de sus fases ofrece el aspecto de una hoz, pareciéndole haber encontrado en uno de ellos una serie de irregularidades que supuso fueran producidas por montañas elevadas. HERSCHEL, dedicado a análogas observaciones, y al no percibir manchas estables de ninguna naturaleza, se vió llevado a admitir la hipótesis, muy verosímil, de que Venus está envuelto en una atmósfera de tal densidad y espesor, que toda tentativa de cruzarla visualmente hasta llegar al suelo del planeta no podría prosperar, por lo cual la configuración de su superficie sería siempre desconocida para el hombre.

De lo expuesto, se podrá afirmar que hasta la fecha, poco o nada es lo que conocemos sobre la superficie de Venus y que lo más razonable, por ahora, es atenernos a la mencionada hipótesis de HERSCHEL.

ROTACION. -- La falta de manchas estables sobre el disco de Venus, hace casi imposible determinar el período de rotación del planeta por el movimiento de aquéllas.

Sin embargo, CASSINI en 1667, atribuyó a la rotación de Venus un período comprendido entre 23 y 24 horas, guiándose para ello en los movimientos de la presunta mancha blanca que creyó haber observado sobre el disco del planeta. En 1727, BIANCHINI encontró 24 horas como período de rotación, mientras que SCHRÖTER basándose en métodos más precisos de observación le atribuyó 23h1m19s, lapso este casi coincidente con el determinado algún tiempo después por DE VICO, quién lo fijó en 23h21m22s.

Difiere mucho con los anteriores, el resultado obtenido por SCHIAPARELLI. Afirma este astrónomo después de largas y minuciosas observaciones, que el período real de la rotación de Venus es de 225 días, es decir el mismo empleado por el planeta en su revolución sideral, aconteciendo entonces en Venus, lo mismo que pasa con nuestra Luna y también con Mercurio en opinión del mismo astrónomo. Ya en época más reciente, vuelve a encontrar LAU el período de 24 horas, pero las opiniones siguen divididas y el problema aun por resolver.

TEMPERATURA REINANTE. — Los rayos solares inciden sobre la superficie de Venus con un poder luminoso y calorífico 2 veces mayor que sobre la Tierra, por lo cual las temperaturas reinantes serían muy superiores a las registradas sobre nuestro planeta.

Si se admite la hipótesis de SCHIAPARELLI sobre la rotación del planeta en un período igual al de su revolución sidérea, entonces en el hemisferio que enfrenta constantemente al Sol, las temperaturas serían tan elevadas, que las condiciones de vida en el mismo podrían ser consideradas imposibles, pasando otro tanto en el hemisferio opuesto por la intensidad del frío originado por un invierno eterno.

M A R T E (*)

283 **BRILLO.** — Los grandes cambios de distancia a la Tierra, hacen muy variable el brillo de Marte.

En las oposiciones verificadas cerca de su perihelio, cuando la Tierra está próxima a su afelio, el planeta por colocarse a la mínima distancia del nuestro, adquiere un brillo extraordinario equivalente a la magnitud — 2,8, apareciendo entonces después de Venus como el planeta más brillante del Cielo. En cambio en aquellas conjunciones en que se ubica a la máxima distancia de la Tierra, el brillo de Marte ha descendido hasta el de una estrella de 1,6 magnitud, brillando entonces como β de la Cruz del Sur y algo menos que Polux y Régulo que son de las menos brillantes entre las 20 estrellas primarias. En tales condiciones el inexperto suele confundirlo en el Cielo con una de las estrellas primarias rojas, y sobre todo con Aldebarán o con Antares. El brillo de Marte, experimenta por lo tanto una diferencia que alcanza a 4,4 magnitudes, brillando el astro en su máximo 60 veces más que en su mínimo.

Las fases del planeta producen por otra parte variaciones de brillo poco pronunciadas; su *albedo* tiene el valor 0,15 siendo el más pequeño a excepción de Mercurio y la Luna. Esto permite suponer que la luz del Sol recién es reflejada al llegar a la superficie de Marte, por ser poco densa su atmósfera y probablemente muy parecida a la de la Tierra, desde que el color rojizo del planeta podría ser consecuencia de una atmósfera que como la nuestra, absorbiera con preferencia las radiaciones azules.

ATMOSFERA. — Todo indica la existencia de una atmósfera en Marte, y en especial el último detalle apuntado, así como también la poca nitidez con que se perciben los numerosos accidentes de su superficie. Dado que la atracción en la superficie de Marte sólo repre-

senta los $\frac{2}{5}$ de la ejercida por la Tierra, se presume que la atmósfera

de aquel planeta debe ser menos densa que la terrestre. Además, una característica esencial de la atmósfera de Marte la constituiría la ausencia casi absoluta de nubes, por más que en ciertas ocasiones suelen formarse algunas, haciendo muy difusos los detalles superficiales del planeta.

En cuanto a la composición química de la capa atmosférica de Marte, poco es lo que puede adelantarse, pues hasta la fecha los estudios espectroscópicos no han alcanzado a revelar con seguridad la existencia del vapor de agua en su constitución, presumiéndose que de existir, lo sería en proporción mucho menor que la que se registra en la atmósfera terrestre.

Los trabajos de SLIPHER, CAMPBELL, ALBRECHT y muchos otros, relativos a la composición de la atmósfera de Marte, no han conducido a nada seguro.

TOPOGRAFIA. — Puede considerarse a Marte como el planeta más conocido por el hombre en cuanto a configuración superficial, habiéndose confeccionado mapas y dibujos bastante detallados de su superficie.

Marte es el planeta sobre el cual más se ha fantaseado, atribuyéndose a sus presuntos habitantes condiciones intelectuales de excepción, puestas de manifiesto por supuestas señales de carácter luminoso y aun electromagnético hechas a la Tierra en distintas oportunidades. En el acercamiento verificado el 27 de julio de 1939, no obtuvieron éxito los ensayos de comunicación inalámbrica efectuados por poderosas estaciones estadounidenses.

Observado telescópicamente, en condiciones favorables, inmediatamente llama la atención la profusa gama de detalles, adoptando la forma de manchas brillantes en algunas regiones, oscuras en otras, grisáceas y de diversos tonos en ciertas partes, etc. Sobre dichos detalles, se destacan otros de menor extensión en forma de puntillados oscuros y alineamientos más o menos rectilíneos.

Los astrónomos han tratado en todo tiempo de interpretar tales detalles no habiéndose llegado hasta ahora a un acuerdo perfecto entre las opiniones emitidas, aun cuando haya coincidencia en considerar a esas manchas de distintas formas y tonalidades, lo mismo que a los alineamientos y puntillados, como accidentes topográficos del suelo de Marte, continentes, océanos, mares, lagos, cordilleras, y también superficies cubiertas de hielo, regiones de vegetación cambiante de estación en estación, etc.

A las grandes manchas blancas del planeta se las ha llamado *continentes* y SCHIAPARELLI creyó descubrir que las mismas están cruzadas en todas direcciones por una serie de formaciones o alineamientos más o menos rectilíneos a los que la fantasía asignó el nombre de "*canales*".

Observó además el mismo astrónomo, que muchos de estos "*canales*" se desdoblaban en otros dos al cabo de un cierto tiempo, constituyendo sistemas paralelos. Este hecho corroborado más tarde por LOWELL, fué desmentido sin embargo por otros astrónomos que utilizando instrumentos más potentes de observación, no alcanzaron a localizar los pretendidos "*canales*" del planeta, ni, en consecuencia, sus presuntos desdoblamientos.

Más efectivo es el descubrimiento hecho anteriormente por HUYGENS a mediados del siglo XVII sobre ciertas *manchas brillantes* que contorneaban alternativamente uno y otro polo del planeta, estudiadas después minuciosamente por HERSCHEL, MÄDLER, SCHIAPARELLI y otros astrónomos de tiempos recientes (fig. 218). Dichas manchas aumentan progresivamente en extensión durante el invierno del respectivo hemisferio, para disminuir, hasta casi desaparecer,

en el verano, sin que el período de variación haya sido afectado en época alguna. Se ha llegado a la conclusión de que son debidas a una substancia, *probablemente agua*, que se solidifica fácilmente con el

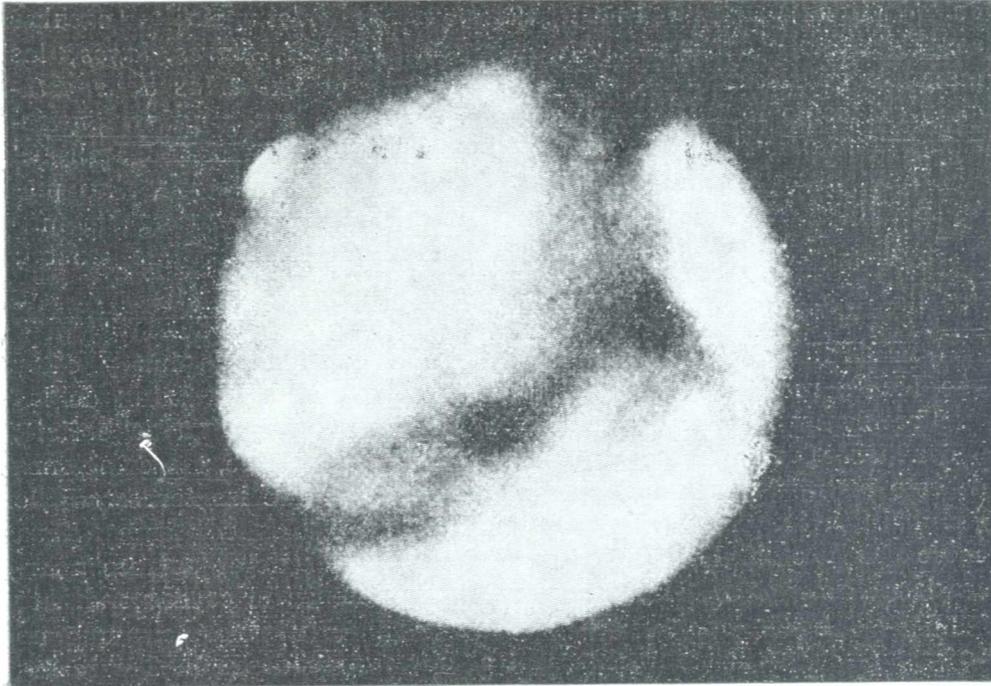


Fig. 210. — Marte mostrando en su parte más clara el Polo Norte.
(Fotografía del Observatorio de Mount Wilson).

frío invernal para fundirse después con el calor del verano. No es aventurado pronosticar entonces, que las regiones polares de Marte se parecen en mucho a las nuestras.

Como ya se dijo, los “canales” de Marte no aparecen como tales ante los instrumentos de óptica de gran potencia. Para éstos parecen adoptar las formas de fajas grises más o menos difusas, que unen por lo general las regiones oscuras del planeta llamadas *mares* o *lagos*, según su extensión. Dada la aparente regularidad y continuidad que parecían adoptar tales fajas ante los instrumentos utilizados por Schiaparelli y otros astrónomos, se creyó muy pronto que tales formaciones pudieran ser obras de ingeniería construidas por los habitantes del planeta para fines industriales. En la actualidad se considera a los “canales” de Marte, como sucesiones espaciadas de pequeños detalles de distintas tonalidades (lagos, cuencas, regiones con vegetación, etc.), que vistos a través de instrumentos de pequeña potencia dan lugar a imágenes continuas, así como una sucesión de puntos poco separados entre sí dan la figura de una línea cuando se los contempla a partir desde una cierta distancia.

El astrónomo español JOSÉ COMAS SOLÁ, a raíz de numerosas observaciones sobre la configuración superficial de Marte, llega a la conclusión de que este planeta, en líneas generales, ha seguido un proceso de formación análogo al de nuestra Tierra, y que probablemente sea un astro más joven que ésta atendiendo a ciertas mani-

festaciones volcánicas observadas por él en octubre de 1911 a las cuales atribuye mayor intensidad que a las actuales de nuestro planeta.

El mismo astrónomo opina que las regiones claras que aparecen en los mapas de Marte, corresponden a relieves del suelo; las oscuras son superficies cubiertas por las aguas, *océanos, mares, lagos*; las manchas grisáceas y cambiantes, serían *zonas cubiertas de vegetación*, así como los numerosos puntos brillantes son *cúspides de elevadas montañas* a las cuales atribuye hasta 10.000 metros de altura.

Ante estas conclusiones, puede deducirse, que de todos los planetas del sistema solar, es Marte el que físicamente se asemeja más a la Tierra, no pudiéndose descartar la hipótesis de que existan manifestaciones de vida en su superficie.

TEMPERATURA REINANTE. — La cantidad de luz y calor que Marte recibe del Sol puede calcularse igual a la mitad de las que recibe la Tierra, de modo que en general sobre su superficie, deben predominar temperaturas bajas. Por otra parte, las estaciones de este planeta tienen una duración casi doble que las terrestres, lo que hace presumir variaciones muy considerables de temperatura entre una y otra. Los hielos que cubren los casquetes polares abarcando grandes extensiones durante el invierno en el correspondiente hemisferio, alcanzan casi a desaparecer en el verano, cosa que no pasa en la Tierra. De este modo, al observarse desde la Tierra las manchas brillantes que circundan los polos de Marte, se notará que al variar las estaciones se intensifican en uno de ellos, ínterin se reducen en el otro (ver figura).

Opina Comas Solá, que si bien la temperatura media de Marte es baja, será con todo superior a 0° C.

ROTACION. — Marte es de los planetas del sistema solar el que con más facilidad permite determinar el período de su rotación debido a las muchas manchas estables de su disco, de las cuales algunas observadas por Huygens hace casi 3 siglos, siguen ocupando las posiciones fijadas por aquél sobre la superficie del planeta.

Por el movimiento de tales manchas, se ha determinado que el período de rotación de Marte es:

24h37m22s,7.

El ecuador del astro está inclinado con respecto al plano de su órbita en un ángulo de 25°, valor éste muy aproximado al de la oblicuidad de nuestra eclíptica por lo cual las estaciones de Marte presentarán mucho parecido con las terrestres.

284. SATELITES DE MARTE. — Este planeta tiene dos minúsculos satélites: PHOBOS (Fuga) y DEIMOS (Terror). Dada la pequeñez de los mismos, se cree que son asteroides captados por la

atracción de Marte sobre los más cercanos del grupo. Fueron descubiertos por HALL, en las noches del 11 y el 17 de agosto de 1877 durante una oposición favorable, utilizando el gran refractor del Observatorio de Washington. Son muy difíciles de observar aún con telescopios potentes, pues su brillo corresponde al de estrellas de 12ª magnitud.

Lowell calculó en 29 km. el radio de Phobos y sólo en 8 km. el de Deimos. El primero dista unos 6.000 km. de la superficie de Marte, girando a su alrededor en 7h39m que es el tiempo más corto conocido como período de una revolución sideral; en cuanto a Deimos, emplea 30h18m, siendo de notar que los planos de ambas órbitas son casi coincidentes con el del ecuador de Marte.

Por su diminuto tamaño, el satélite Deimos será visto desde la superficie de Marte nada más que como una estrella muy brillante.

El descubrimiento de estos satélites, permitió medir con mucha exactitud la masa de Marte, obteniéndose $\frac{1}{9}$ de la masa terrestre.

En el cuadro que sigue se consignan algunos datos relativos a los satélites de Marte.

Nombre	Radio, en kilómetros	Magnitud del brillo (Máximo)	Distancia en radios de Marte	Tiempos de revolución
Phobos	29	12ª	2,3	7h39m
Deimos	8	13ª	12	30h18m

EPOCAS FAVORABLES DE OBSERVACION. — Son aquellas en que la oposición de Marte se efectúa cerca de su perihelio, estando la Tierra próxima a su afelio. Ello acontece una vez cada 15 años, y en tales condiciones la distancia de Marte a la Tierra sólo alcanza a unos 56 millones de kilómetros. El último de estos acercamientos acaeció el 27 de julio de 1939, y el próximo se verificará en el año 1954.

ASTEROIDES

235. DESCUBRIMIENTOS. — Ya Kepler, a principios del siglo XVII, llamó la atención sobre el extenso vacío comprendido entre las órbitas de Marte y Júpiter, por lo cual entrevió la posible existencia de un planeta intermedio, y este modo de ver se robustece en la segunda mitad del siglo XVIII, al conocerse la ingeniosa combinación numérica de Titius. A fin de dedicarse a la búsqueda de tal astro, se constituyó en Alemania casi a fines del siglo XVIII una organización que contaba entre sus adherentes astrónomos de casi todos los países. El éxito, sin embargo, no sonrió a ninguno de ellos, y fué PIAZZI en Palermo, quien el día inicial del año 1801, descubrió

en la constelación zodiacal del Toro, al primer asteroide que llamó CERES, siguiendo la serie de nombres mitológicos asignados a los demás planetas. La órbita del nuevo astro fué determinada por GAUSS encontrando que su distancia al Sol era aproximadamente la media aritmética entre las distancias de Marte y Júpiter, en virtud de lo cual se creyó tratarse del astro que llenaba la laguna correspondiente al número 2,8 de la ley numérica de Titius.

Transcurrido algo más de un año de este descubrimiento, **OLBERS**, médico y astrónomo, descubre a **PALLAS** y concibe la idea de que ambos pequeños astros, podrían ser restos de un antiguo planeta ubicado entre Marte y Júpiter, no siendo entonces improbable la existencia de otros planetoides del mismo grupo.

Siguiendo tal punto de vista, **HARDING**, descubre el tercer asteroide llamado **JUNO** en 1804, y 3 años después, el mismo **Olbers**, agregó a la serie un nuevo integrante al que se llamó **VESTA**.

A partir del descubrimiento de **VESTA**, transcurrieron 38 años sin que se registraran otros, hasta que en 1845 el aficionado **HENCKE** aumenta la nómina con la inclusión de **ASTREA**, después de lo cual se suceden los descubrimientos, en forma tal, que en la actualidad se conocen 1608, pero continuamente

el número aumenta con nuevos descubrimientos. Últimamente, en La Plata, se descubrieron 9 de ellos. Entre los asteroides hay muchos tan diminutos que podrían ser considerados como cascotes cósmicos. Contribuyó eficazmente en la obtención de tales resultados, la aplicación de la fotografía a determinadas regiones de la esfera celeste no muy apartadas del Zodiaco. Si suponemos una cámara fotográfica acoplada a un telescopio que sigue el movimiento diurno de la esfera celeste mediante un adecuado mecanismo de relojería, resultará que todo astro errante que se introduzca en el campo visual, registrará, después de exposiciones prolongadas, su desplazamiento entre las estrellas por un trazo luminoso más o menos largo. La existencia de tales trazos o estelas en muchas fotografías así obtenidas, ha permitido que, desde fines del siglo XIX, el descubrimiento de asteroides haya alcanzado un ritmo realmente vertiginoso.

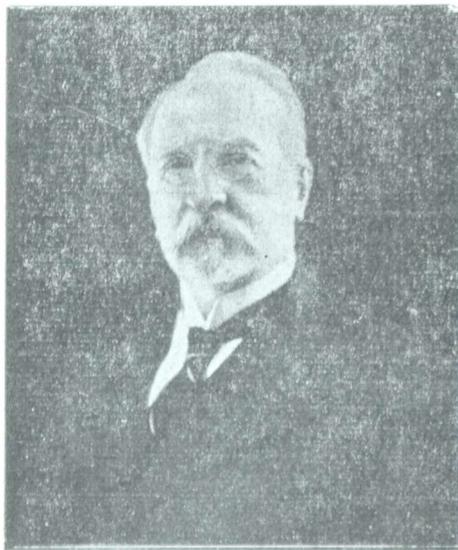


Fig. 219. --- J. Hartmann.

El astrónomo **J. HARTMANN** (1865 - 1936) ex director del Observatorio Nacional de La Plata descubrió desde éste a los asteroides **ANGÉLICA**, **LA PLATA** y **ERFORDIA**. Otro astrónomo del mismo observatorio, **HUGO MARTÍNEZ**, calculó la órbita del asteroide **SARITA** en

el año 1920. Dicho asteroide fué descubierto en 1914 asignándosele el N^o 796 de la serie*.

CONDICIONES DE VISIBILIDAD. — Sólo pueden considerarse como visibles a simple vista, y ello en condiciones muy favorables en sus respectivas oposiciones, a los asteroides VESTA, CERES y EROS. La gran mayoría de los otros, sólo pueden verse telescópicamente desde que en el mejor de los casos alcanzan brillos correspondientes a la 12^a y 13^a magnitud.

ORBITAS. — La mayor parte de los asteroides están situados a distancias medias del Sol comprendidas entre 2,5 y 3 unidades astronómicas, es decir, que se acercan más a Marte que a Júpiter. El más cercano al Sol es EROS, descubierto por WITZ en 1896. Este asteroide se encuentra a la distancia media 1,46, mientras el más alejado, ALINDA, cuadruplica tal distancia al corresponderle 5,76, distando del Sol en su afelio, más que el planeta Júpiter. Otros asteroides, los llamados "*Planetas Troyanos*", NÉSTOR, PATROCLES, AQUILES y HÉCTOR están también a distancias medias del orden de la de Júpiter.

Los tiempos empleados por los asteroides en sus revoluciones sidéreas, guardan relación con la magnitud de los semiejes mayores de las respectivas órbitas (3^a ley de Kepler). La mayoría cumple sus revoluciones en períodos comprendidos entre 4 y 5 años; en cambio, EROS sólo emplea 1 año y 9 meses, mientras ALINDA lo hace en un tiempo superior a 13 años.

Las inclinaciones orbitales de estos astros con respecto a nuestra eclíptica adquieren también los más variados valores, predominando las que superan a los 8^o. Son muchas las órbitas que llegan a estar inclinadas en 20^o o más, y entre ellas citamos la de Pallas que alcanza los 35^o y la de Alinda que se acerca a los 43^o.

Otra característica fundamental de estos pequeños planetas es la fuerte excentricidad de las órbitas, pues si bien para algunos son casi circulares, para la gran mayoría son tan alargadas que alcanzan, en ciertos casos, a superar las excentricidades de algunos cometas periódicos como ser los de HOLMES y TEMPEL.

Entre el millar y medio de asteroides conocidos hasta la fecha, sólo hay unos 400 cuyas órbitas tienen excentricidades inferiores a 0,1; 600 la tienen comprendida entre 0,1 y 0,2; 300 entre 0,2 y 0,3; 40 entre 0,3 y 0,4, y por fin, para uno de ellos, HIDALGO, descubierto por BAADE en 1922, alcanza el enorme valor 0,65 colocándose en su afelio a mayor distancia que Saturno.

DIMENSIONES. — Se las calcula con grosera aproximación por procedimientos fotométricos, admitiendo que tales astros reflejan la luz como la Luna, Mercurio o Marte. El astrónomo BARNARD obtuvo para los mayores, CERES, PALLAS, VESTA y JUNO (fig. 220), radios de 384, 241, 192 y 97 kilómetros, respectivamente, mientras

* Entre los años 1950 y 1954, se descubrieron en La Plata 5 planetoides por el astrónomo Itzigsohn y colaboradores.

que para algunos de los menores, como ser **STEPHANIA** y **HAMILTONIA** dichos valores oscilan entre 3,5 y 2,5 kilómetros.

DISTANCIAS A LA TIERRA: DIAMETROS APARENTES.

— Podrían calcularse las distancias de los asteroides a la Tierra en función de las que separan a tales astros del Sol cuando están en su afelio y su perihelio. Dadas las fuertes excentricidades de las órbitas, esas distancias resultan muy variables. Citemos el caso de **EROS**, que en circunstancias favorables como las ocurridas en 1894 y 1931, se ubicó de nuestro planeta a 21.7 millones de kilómetros, para alejarse

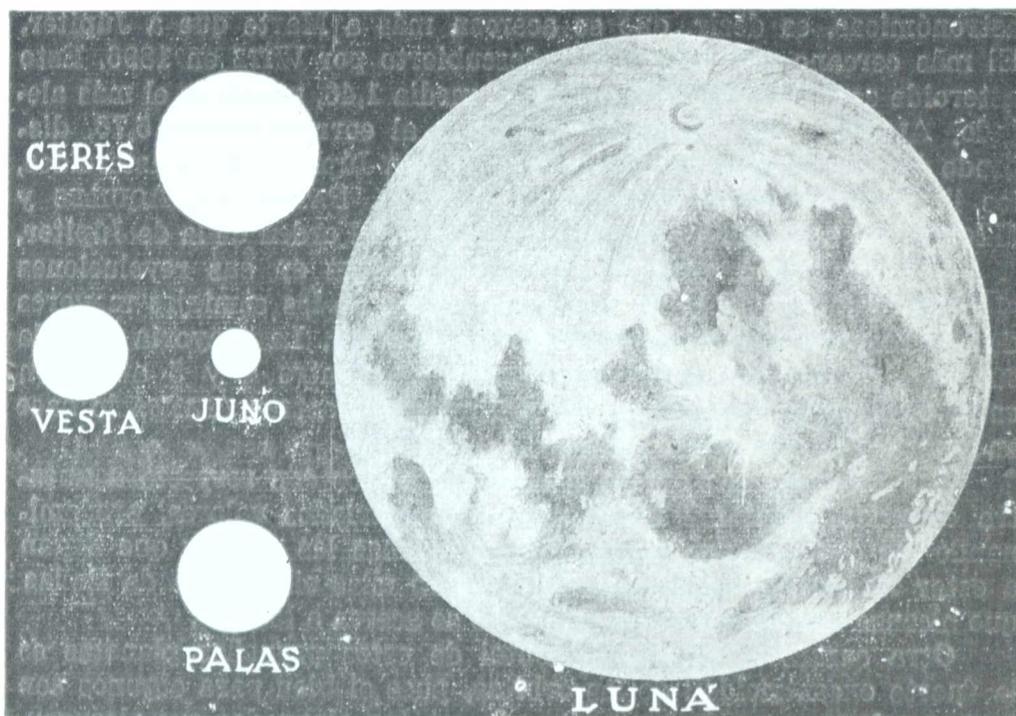


Fig. 220. Tamaño comparado con la Luna de los cuatro asteroides mayores.

después hasta 419 de las mismas unidades. Debe tenerse en cuenta que Eros es un asteroide muy próximo a nuestro planeta, pudiéndose divisar hasta a simple vista en su perigeo, mientras que en el apogeo no se le percibe con los más potentes anteojos*.

En cuanto a los diámetros aparentes de estos astros, son tan insignificantes que la mayor parte de ellos escapan a toda medición.

MASAS.— En realidad, poco interesa en Astronomía la masa individual de estos astros, pues lo importante sería obtener la masa

* Actualmente se conoce otro asteroide, muy pequeño, que se acerca a la Tierra más que Eros. En el perigeo se ubica a sólo 6.000.000 de kilómetros de nuestro planeta.

total del grupo para poder calcular las acciones que tal masa podría ejercer con el tiempo sobre las órbitas de los planetas cercanos, Júpiter, y sobre todo Marte. Hasta ahora, la masa total de los asteroides conocidos no alcanza a ser 1/900 parte de la masa terrestre, pero Leverrier calculó que la del conjunto debe oscilar entre 1/6 y 1/4 de dicha masa, opinando otros astrónomos, que podría llegar hasta 1/2.

BRILLO. — El primero en comprobar variaciones de brillo en diversos asteroides, fué MÜLLER en Potsdam, atribuyéndolas a las fases de estos pequeños astros, análogas a las de los planetas superiores, mientras otros observadores creen que la variación puede ser debida a manchas oscuras de la superficie, mostradas durante la posible rotación.

En particular han sido muy seguidas por los astrónomos, las variaciones en el brillo de EROS que hasta ahora no han tenido explicación satisfactoria. El primero en observarlas fué von OPPOLZER desde el Observatorio de Potsdam en 1801, quien encontró que alcanzaban a casi una magnitud y se llevaban a cabo en un período de 5h16m. Lo raro de tales variaciones, es que fueron declinando hasta desaparecer, pero posteriormente volvieron a observarse y con el mismo período, como lo comprueban algunas fotografías del asteroide tomadas desde AREQUIPA. Se ha querido explicar el hecho, asignando a EROS una forma poliédrica, de modo que durante la rotación mostraría frente a la Tierra diversos aspectos de su superficie facetada.

ATMOSFERA. — Las condiciones en que parecen llevarse a cabo las variaciones en el brillo de los asteroides, hace pensar a los astrónomos que estos cuerpos están privados de atmósfera, lo que es por otra parte lógico, ya que el valor escaso de la gravedad en su superficie no sería capaz de retener una capa gaseosa.

ROTACION. — Es muy posible el movimiento rotatorio de los asteroides, como ya se dijo al tratar de Eros: de ser ello confirmado, este asteroide, tendría un período de rotación igual al de sus variantes en brillo, es decir, de 5h16m.

FASES. — Al ser iluminados por el Sol, estos astros deben presentar fases de cierta intensidad que contribuyen en alguna forma a las variaciones de brillo antes estudiadas.

286. HIPOTESIS RELATIVAS AL ORIGEN DE LOS ASTEROIDES. — OLBERS emitió la hipótesis de que los asteroides pudieran ser fragmentos provenientes de la explosión de un antiguo planeta. En tal supuesto, las órbitas descritas en sus revoluciones alrededor del Sol, debieran tener un punto de concurso que en la actualidad no existe, por más que ello podría explicarse por las desviaciones seculares experimentadas por aquellas órbitas bajo las

acciones de mutua gravitación y las perturbaciones originadas por la atracción de los planetas Marte y Júpiter.

En la actualidad va tomando cuerpo la hipótesis de que muchos asteroides pueden ser de origen cometario. En efecto: CALLANDREAU estudiando las órbitas de los asteroides cercanos a Júpiter, encontró grandes analogías entre dichas órbitas y las que describen los cometas de corto periodo como ser el de HOLMES y otros.

Este cometa, en opinión del investigador citado, pudo ser un asteroide separado del grupo por la atracción de Júpiter, pudiendo ocurrir también lo inverso, puesto que la experiencia enseña que casi todos los cometas de corto periodo, después de un número más o menos grande de revoluciones suelen fraccionarse, dando lugar a la formación de pequeños cuerpos que bien pudieran pertenecer al grupo de los asteroides. Esta hipótesis no contradice a la de OLBERS, pues admite también la fragmentación de cuerpos celestes.

J Ú P I T E R . 2)

287. BRILLO. — Este planeta aparece en el Cielo con un brillo equivalente a la magnitud -2.2 cuando está en oposición. Su luz de un color blanco dorado es tranquila, y sólo es superado en cuanto a brillo, en lo que a planetas se refiere, por Venus, y en ocasiones especiales por Marte.

Es digno de mención el hecho, de que Júpiter, a semejanza del Sol, brilla más en la parte central que en los bordes. Ello se explica, admitiendo que la luz del Sol que incide cerca de la periferia del

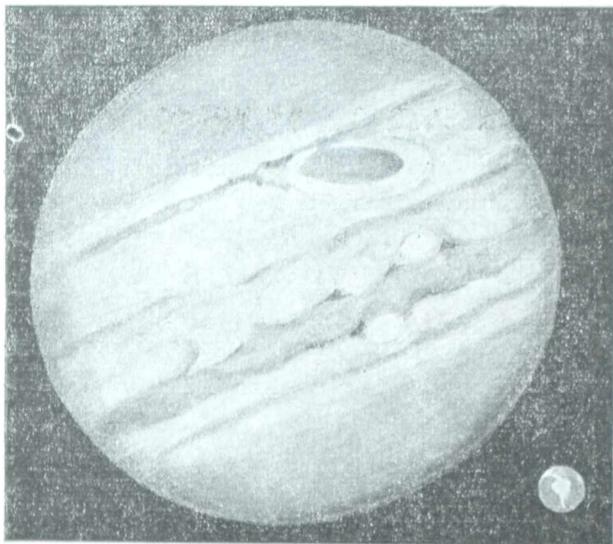


Fig. 221. Aspecto de Júpiter y tamaño comparado con la Tierra.

planeta debe atravesar una capa atmosférica de mayor espesor, la cual ejerce en consecuencia mayor absorción. El *albedo* es muy elevado, alcanzando el valor 0,56 sólo superado por Venus y Saturno indicando que gran parte de la luz solar recibida por Júpiter, es reflejada por nubes que flotan en su atmósfera.

ATMOSFERA. —

El gran valor del albedo de Júpiter es un indicio casi seguro de la existencia de una atmósfera bastante densa. Por otra parte, la variabilidad visual de muchos detalles oscuros y otros brillantes del disco

del planeta, demuestran que en realidad lo que vemos de él, son las masas de vapores y nubes que lo envuelven.

Puede decirse, que la atmósfera de Júpiter es de tal densidad y espesor, que dificulta grandemente el paso de la luz. Se ha pensado, por la posición ocupada por las aglomeraciones de nubes con respecto al ecuador de Júpiter, que en este planeta pasa algo pare-

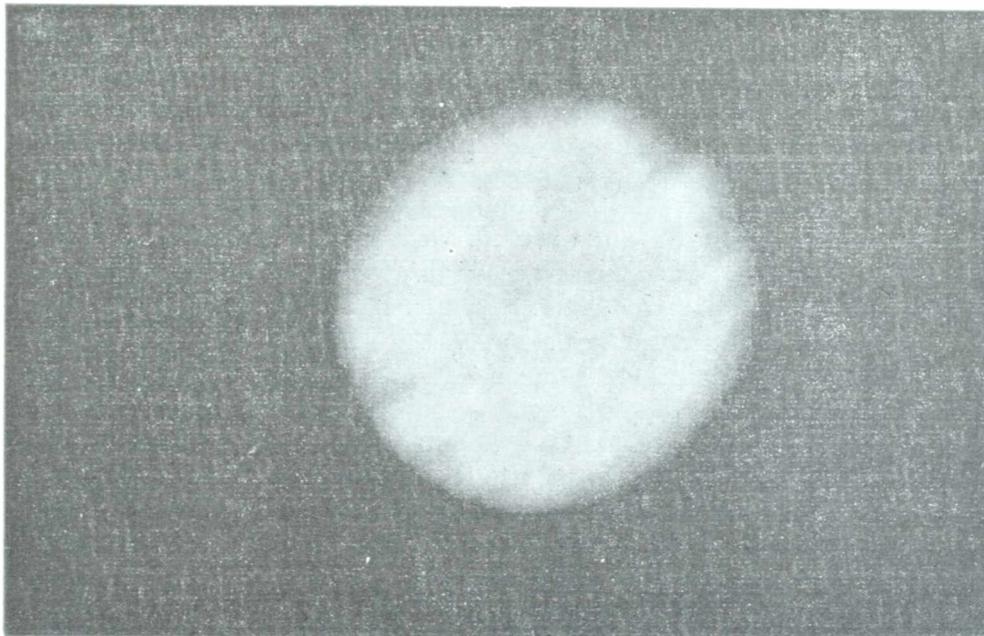


Fig. 222. — Júpiter fotografiado con el telescopio de un metro de abertura del Observatorio Yerkes.

cido a lo que acontece en la Tierra con relación a las regiones donde los nublados son casi permanentes, y aquéllas donde sólo aparecen por excepción.

Otra prueba de la existencia de una atmósfera alrededor de Júpiter la proporciona el hecho de que las estrellas antes de ocultarse tras el cuerpo del planeta van declinando lentamente en su brillo.

Hace más de 60 años, notó HUGGINS en el espectro de Júpiter, la presencia de bandas de absorción en la zona del rojo. En 1932, el físico alemán WILD identificó dichas bandas como provenientes del *amoníaco* y *metano* que abundarían en la atmósfera de Júpiter, así como en las de Saturno, Urano y Neptuno.

TOPOGRAFIA. — Desde hace tiempo, los observadores más tenaces notaron dos espesas bandas oscuras situadas a uno y otro lado del ecuador del planeta, siendo ésta la característica más fundamental de su disco (fig. 222).

Observadas estas bandas con los potentes anteojos modernos, se puede apreciar que en realidad están constituidas por una serie

de formaciones independientes entre sí que se cree puedan ser nubes. Otras muchas de esas formaciones aparecen diseminadas en distintas regiones del planeta variando su configuración rápidamente, a veces de un día al día siguiente, sobre todo en el hemisferio austral donde predominan. En cuanto a las bandas oscuras paralelas al Ecuador, de las cuales con aparatos modernos se alcanzan a ver hasta cinco, aparecen separadas entre sí por espacios claros, y persisten sobre el disco conservando sus posiciones durante algunos años, aun cuando experimentando cambios continuos en su tonalidad. En algunas ocasiones parecen desaparecer, pero reaparecen algún tiempo después.

Lo más notable es la coloración que suelen ofrecer de época en época estos detalles de Júpiter, adquiriendo durante prolongados lapsos una tonalidad rosada que antes de desaparecer va tomando matices tales, que en ciertos momentos la región ecuatorial del planeta se asemeja a una faja con estrías de un color rojo grisáceo.

Aparte de las citadas, suelen aparecer sobre el disco de Júpiter otras manchas temporarias oscuras, y por excepción algunas brillantes, desfilando en el sentido de su rotación. En 1878 se descubrió en el hemisferio austral la gran mancha elíptica que se conoce bajo el nombre de "*mancha roja*". Se le ha calculado una longitud de más de 40.000 km. El astrónomo KRITZINGER, después de observar numerosos dibujos antiguos del planeta, opina que la "*mancha roja*" ya estaba sobre el disco de Júpiter en el año 1831. En la actualidad aparece más bien como un detalle blanquecino del disco, llamando mucho la atención el hecho de que tenga una velocidad de rotación distinta a la del planeta, lo que hace presumir que no está ligada al núcleo firme del mismo. En cuanto a la velocidad de rotación de la "*mancha roja*", ha disminuido notablemente con respecto a la que tenía en el año 1878.

Además de la "*mancha roja*" otra formación que puede considerarse como permanente sobre el disco de Júpiter, es la que se conoce bajo el nombre de "*velo*" y que fué descubierta por H. STRUVE, pero que en opinión del ya nombrado KRITZINGER, ya aparecía en dibujos del año 1840.

El "*velo*" está también ubicado en el hemisferio austral del planeta y tiene una velocidad de rotación algo superior a la de la "*mancha roja*", lo que da lugar, por estar ambas manchas en la misma latitud, que se superpongan cada dos años cubriendo la una a la otra para separarse después adelantándose el "*velo*". Al superponerse las dos formaciones, el aspecto de la "*mancha roja*" durante unos 40 días experimenta sensibles variantes haciéndose muy tenue y hasta desapareciendo a veces por espacio de varios días.

De lo expuesto, es lícito admitir que lo que vemos de Júpiter, no es precisamente su superficie, sino la parte superior de su atmósfera sobrecargada de nubes espesas, siendo las bandas oscuras especies de huecos formados en el abigarrado conjunto nuboso.

En ciertas ocasiones se han notado cambios rapidísimos sobre el disco del planeta originados por masas en movimiento. Se ha supuesto para explicar tales cambios y los corrimientos de masas a miles de kilómetros en algunas horas, que el núcleo del planeta todavía muy caliente, no alcanzó a recubrirse de una corteza sólida, y que en su seno se desarrollan aun grandes actividades en razón de las elevadas temperaturas imperantes. Este modo de ver está muy de acuerdo con la débil densidad del planeta, muy parecida a la del Sol, no faltando quien opina que Júpiter es en la actualidad un cuerpo semirrígido, debatiéndose en el período que debe preceder al de formación de su costra firme. Agreguemos que algunos observadores creen hasta en la existencia de alguna luz propia en Júpiter, si bien poco apreciable al análisis espectroscópico.

Como dato ilustrativo sobre la constitución fisicoquímica de la superficie de Júpiter, damos la hipótesis emitida por el astrónomo español Comas Solá. Según este observador sería la siguiente:

1º Una capa amorfa formada por *silice* y *alúmina*, fraccionada en “*flóculos*” poco densos y de tonos claros.

2º Otra masa pulverulenta de “*flóculos*” *oscuros*, constituida por *silicatos* combinados a *óxidos metálicos*, en especial *peróxido de hierro* que hace las veces de colorante.

3º Otra masa a “*flóculos*” *negros* debidos a la mayor abundancia de *óxidos metálicos*.

TEMPERATURA REINANTE. — Si Júpiter fuera un planeta adulto, con corteza sólida ya formada, como la de la Tierra, las temperaturas imperantes en su superficie serían muy bajas atendiendo a que apenas si recibe del Sol sobre la unidad de superficie el calor equivalente a $\frac{1}{27}$ del que recibe la Tierra en iguales condiciones. Las estaciones del planeta en este supuesto, casi no existirían, ya que la inclinación de la órbita sobre el plano del Ecuador no alcanza a valer 3º.

Estas consideraciones pierden todo valor ante lo expuesto en líneas anteriores, pues en virtud de lo que parece deducirse de ello, las temperaturas reinantes en la superficie de Júpiter provenientes de su calor propio deben ser considerables e inaptas, probablemente, para el desarrollo de seres orgánicos.

ROTACION. — Debido a la escasez de manchas realmente estables sobre el disco de Júpiter, la determinación de su período rotatorio no puede ser tan sencilla como para el caso de Marte, más aún considerando que las manchas más permanentes, como ser la “*mancha roja*” y el “*velo*”, tienen a su vez movimientos propios.

Sin embargo, en ciertas ocasiones se han visto algunas manchas más o menos fijas en posición, que han permitido obtener aquel período con cierta aproximación. Después de numerosas determinaciones se ha llegado a la conclusión de que Júpiter emplea en su rotación un tiempo comprendido entre 9h50m, encontrado por Cassi-

ni en 1692, y 9h56m. Las observaciones más recientes, muestran en Júpiter algo parecido a lo que acontece con el Sol, es decir, que por falta de rigidez, el período de rotación es más corto en el Ecuador, donde se ha determinado en 9h50m30s, que en las cercanías de los polos donde alcanza a 9h55m.

Diremos todavía que las modernas determinaciones espectroscópicas conducen a resultados en un todo análogos.

288. **SATELITES DE JUPITER.** — En la actualidad se conocen *once* satélites de Júpiter, de los cuales IO, GANYMEDE y CALLISTO fueron descubiertos por GALILEO, el 7 de enero de 1610, descubriendo MAYER en el mismo año al satélite llamado EUROPA. En un

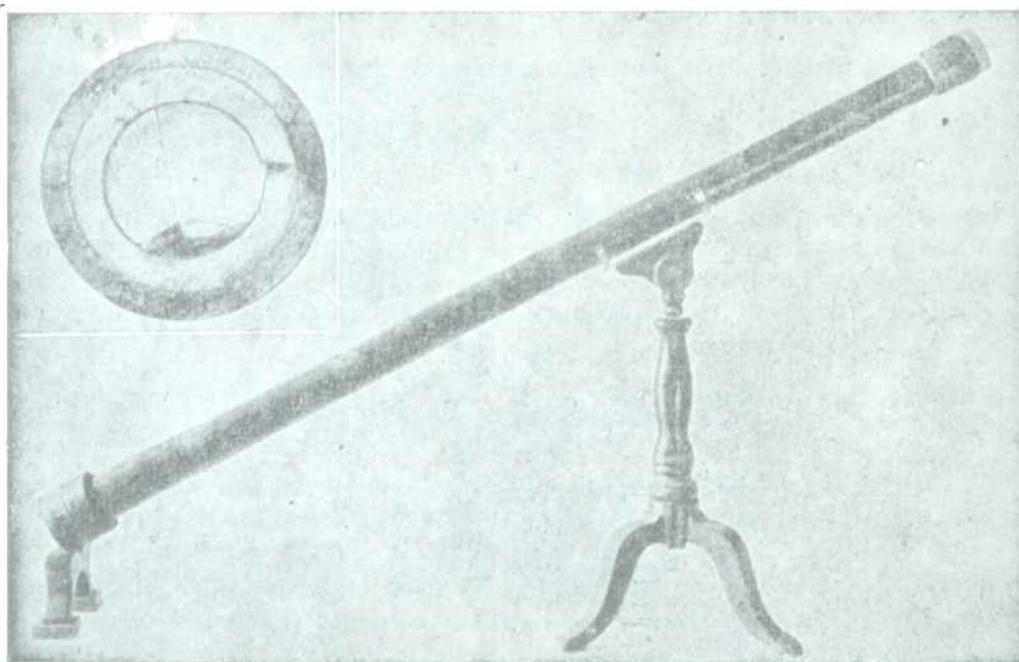


Fig. 228. — Histórico anteojo de Galileo con el cual pudo observar cuatro satélites de Júpiter, las fases de Venus, montañas lunares, manchas del Sol, etc.

principio creyó GALILEO que los astros enfocados fueran estrellas, pero seis días después al del descubrimiento pudo precisar su carácter al comprobar que acompañaban al planeta en su movimiento.

Estos cuatro satélites, a no ser por la proximidad al planeta cuyo brillo los eclipsa en parte, debieran ser visibles a ojo desnudo, pues aparecen en el Cielo como estrellas con magnitudes comprendidas entre la 5ª y la 6ª. Con un buen anteojo se les puede ver presentando diámetros aparentes sensibles que los muestran como pequeños discos.

Por la magnitud de estos diámetros aparentes, se han podido determinar los respectivos radios, siendo el segundo, Europa, por

los valores obtenidos, casi igual en volumen a nuestra Luna, y mayores que la misma los restantes.

Las variaciones de brillo en estos satélites son periódicas y de duraciones iguales a sus respectivas revoluciones alrededor del planeta, por lo cual se ha deducido que en sus movimientos rotatorios emplean el mismo tiempo que en sus respectivas revoluciones siderales enfrentando al planeta, por consiguiente, siempre el mismo hemisferio*.

De los cuatro satélites mencionados, los dos primeros Io y EUROPA, presentan fuertes albedos mientras el cuarto, CALLISTO, lo tiene muy débil y parecido al de nuestro satélite, por lo que podría deducirse una constitución física semejante.

Siendo poco inclinadas las trayectorias de estos satélites con respecto al plano orbital del planeta, aquéllos pasan frecuentemente frente al disco del mismo como puntos oscuros, ocultándose en ocasiones detrás del planeta. En particular, *el primero de los satélites de Júpiter se oculta en todas sus revoluciones*, es decir, cada 42h 28m35s, que es el tiempo empleado en cumplir una de ellas.

Las ocultaciones de los satélites de Júpiter han permitido a ROEMER determinar con mucha aproximación la velocidad de la luz. Además se aprovechaban antes esos fenómenos en la determinación de la longitud geográfica.

Por otra parte, las órbitas de los cuatro primeros satélites de Júpiter son poco inclinadas respecto al ecuador del planeta y de forma casi circular. Sus períodos de revolución así como otros detalles interesantes, pueden apreciarse en el cuadro que sigue:

Nombre	Brillo en magnitud	Diámetro aparente	Radio en km.	Masa respecto al planeta	Distancia en radios de Júpiter	Tiempos de revoluciones y rotación
I. Io	5,4	1",05	1.975	0,000045	5,91	1d18h23m35s
II. Europa ...	5,3	0",87	1.645	0,000025	9,40	3d13h17m54s
III. Ganymede.	5,1	1",52	2.865	0,000080	14,99	7d 3h59m36s
IV. Callisto ...	6,1	1",43	2.695	0,000045	26,36	16d18h5m7s

El V satélite de Júpiter fué descubierto, casi tres siglos después de los anteriores en 1892 por el astrónomo BARNARD. Su radio sólo alcanza a unos 80 km. y aparece como un astro de 13ª magnitud muy difícil de percibir aún con los más potentes aparatos.

El VI y VII fueron descubiertos por PERRINE desde el Observatorio de Lick en 1905, y el VIII por MELOTTE de Greenwich. Brillan como estrellas de 14ª, 16ª y 17ª magnitud, respectivamente, y el último de ellos,

* Las variaciones de brillo se deben a que el hemisferio iluminado que muestran al observador terrestre, va variando a medida que el satélite se desplaza sobre su órbita alrededor de Júpiter. Con ello, al presentarnos distintas regiones iluminadas por los rayos solares, los diversos albedos de las mismas, provocan el efecto apuntado.

sólo puede ser observado en fotografías, presentando la particularidad de que su órbita está inclinada en 145° con respecto al plano de la órbita de Júpiter, por cuya razón lo observamos desplazándose en el sentido retrógrado tardando en efectuar su revolución 2 años y 56 días.

El IX satélite de Júpiter, fué descubierto casualmente por NICHOLSON desde el Observatorio de Lick, utilizando un reflector potente. Brilla como estrella de 19^a magnitud encontrándose para su órbita la enorme inclinación de 158° (-22°) con relación a la del planeta, por lo cual lo mismo que el VIII aparece moviéndose en el sentido retrógrado, cubriendo su revolución sideral en 3 años 45 días.

Se cree, con mucho fundamento, que los cuatro últimos satélites de Júpiter, son asteroides captados por la fuerte atracción del planeta sobre los más cercanos del grupo.

289. VELOCIDAD DE LA LUZ.—La primer tentativa seria para determinar la velocidad de la luz, se debe al astrónomo danés ROEMER (1644 - 1710) quién a principios del siglo XVIII llegó a un resultado concreto en base a minuciosas observaciones relativas a los eclipses de Io.

Dicho satélite, por moverse en un plano casi coincidente con el de la órbita de Júpiter, ofrece la particularidad de que a cada una de sus

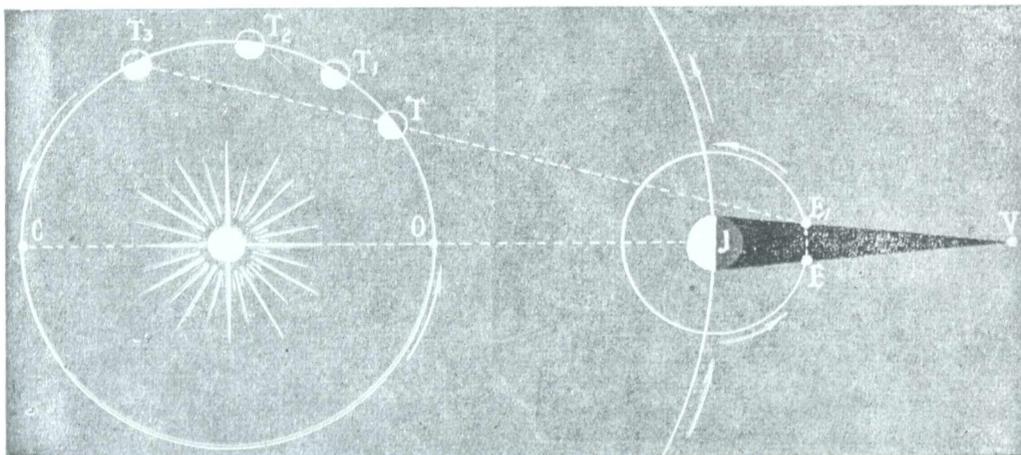


Fig. 224. Determinación de la velocidad de la luz. (N. D.).

revoluciones alrededor del planeta, en las que emplea $42h28m35s$, penetra en el cono de sombra proyectado por aquél al ser iluminado por el Sol, ocultándose durante algún tiempo tras el cuerpo de dicho astro.

En la figura 224 se han representado como circulares a las órbitas de la Tierra alrededor del Sol, y la del primer satélite de Júpiter en torno de éste J . También pueden verse en la figura, el cono de sombra del planeta con vértice en V y los puntos E y E_1 , en los que el satélite penetra y sale respectivamente del cono de sombra.

Dada la poca inclinación de la órbita de Júpiter ($1^\circ 18'$) con respecto a la eclíptica, y el largo período de su revolución sideral (12 años), supondremos, sin alterar por ello la demostración, al planeta fijo en un punto J situado sobre el plano de la eclíptica, y a la Tierra desplazándose alrededor del Sol con la velocidad angular ficticia $V - V_1$, donde V es su velocidad real y V_1 la de Júpiter.

Cuando la Tierra ocupa las posiciones O y C correspondientes a la oposición y a la conjunción, respectivamente, de Júpiter y el Sol, el eclipse del satélite se hace invisible, desde que las visuales a él dirigidas desde tales posiciones, son interceptadas por el planeta interponiéndose

a modo de pantalla; pero si suponemos a la Tierra ocupando sobre su órbita las posiciones T, T_1, T_2, T_3, \dots , etc., en este caso aquellas visuales llegan al cono de sombra mismo, pudiéndose en consecuencia aguardar los instantes en que el satélite por llegar a E_1 emerge de dicho cono.

Imaginemos entonces a la Tierra ubicada en T, T_1, T_2, T_3, \dots , etc., en los instantes terminales de varios eclipses consecutivos. Si la luz se propagara en forma instantánea, es decir, sin invertir tiempo alguno en su recorrido, aquellos instantes deberían estar espaciados entre sí en 42h28m35s, o en múltiplos de tal lapso, pero como ello no acontece, pues la terminación del eclipse para las posiciones T_1, T_2, \dots , etc., de la Tierra se produce con retardos cada vez mayores con respecto a los tiempos calculados en aquel supuesto, se deduce fácilmente que dichos retardos son ocasionados por las mayores distancias que debe recorrer el rayo luminoso al ir ocupando la Tierra las posiciones apuntadas.

Si en particular tomamos dos posiciones T y T_3 de la Tierra alineadas con el punto E_1 , el retardo del eclipse en T_3 sobre el tiempo previsto por el cálculo, será evidentemente el tiempo empleado por el rayo luminoso en el recorrido de la distancia TT_3 .

Basado en estas consideraciones, encontró ROEMER que para dos posiciones opuestas de la Tierra sobre su órbita, posiciones distantes entre sí en 300.000.000 de kilómetros (diámetro de la órbita terrestre supuesta circular) el retardo entre las terminaciones de los respectivos eclipses del satélite Io, alcanzaba a 16m41s,6, es decir, 1.001s,6 y en conformidad con tales valores obtuvo como velocidad c de la luz:

$$c = \frac{300.000.000 \text{ km.}}{1.001,6 \text{ seg.}} = 298.000 \frac{\text{km.}}{\text{seg.}}$$

Este número difiere poco de los obtenidos en posteriores determinaciones efectuadas por otros métodos por los cuales se encuentran valores siempre aproximados a los 300.000 $\frac{\text{km.}}{\text{seg.}}$, como expresión de la velocidad de la luz.

S A T U R N O (♄)

290. BRILLO. — Es el segundo de los planetas del Sistema Solar en volumen y masa, después de Júpiter. Por otra parte, sus anillos luminosos y sus diez satélites hacen de este astro uno de los objetos más interesantes del Cielo (fig. 225). Se le puede ver como una brillante estrella amarillenta de primera magnitud siempre en las cercanías de la eclíptica. Cuando se encuentra en oposición, su brillo es máximo por su menor distancia a la Tierra, alcanzando entonces la magnitud 0 (cero), equivalente al de 2,5 estrellas

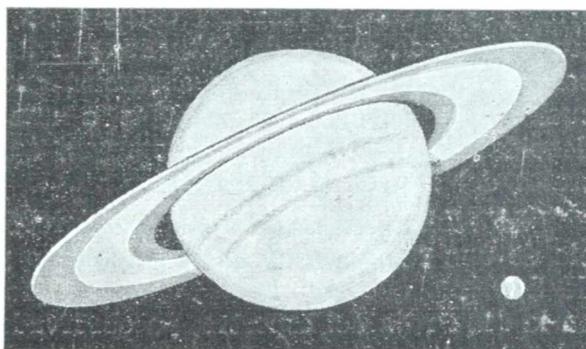


Fig. 225. — Saturno y la Tierra.

de 1^a. En cambio, en las conjunciones, brilla casi cinco veces menos pues su magnitud decrece hasta 1,5.

Por su cercanía a la eclíptica, su coloración amarillo ámbar y su casi carencia de centelleo, no puede ser confundido con una estrella.

Las variaciones del brillo de Saturno dependen, no tan sólo de la distancia a la Tierra, sino que también de la posición en que

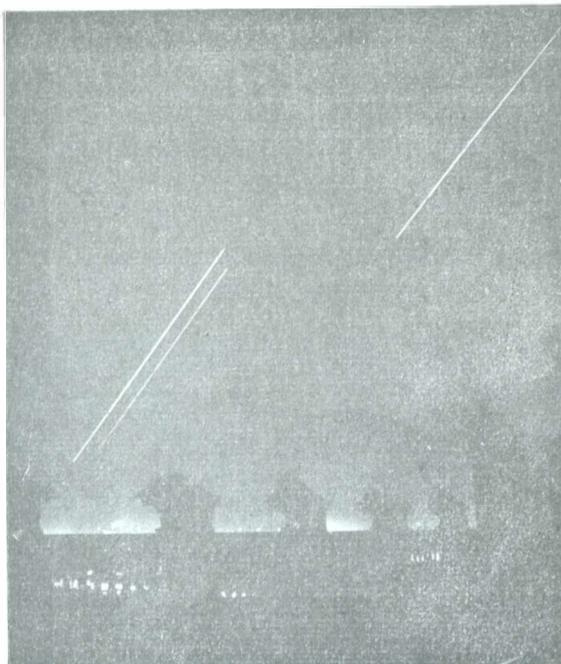


Fig. 226. — Trazos luminosos de Júpiter (izquierda), Marte (centro), y Saturno (derecha). Fotografía tomada por los autores desde la azotea del Colegio Nacional de La Plata, con una hora de exposición (entre las 22h y 23h) el día 5 de enero de 1919.

nos presenta sus anillos y sus fases, que a pesar de no alcanzar a unos 6° de amplitud, ejercen en opinión de Müller, un notable efecto sobre la luminosidad del planeta. Su *albedo* es muy grande, y su valor 0,63 supera a los de todos los otros planetas del Sistema Solar. Al igual que lo que pasa con el Sol y con Júpiter, el disco de Saturno es más brillante en el centro que en los bordes.

ATMOSFERA. — El hecho que acaba de citarse, así como el fuerte albedo de este planeta, son indicios más que suficientes para aceptar la existencia en Saturno de una atmósfera elevada y nubosa parecida a la de Júpiter. Por otra parte, los astrónomos VOGEL y KEELER, entre otros, efectuaron estudios espectroscópicos de la luz de Saturno, que les permitieron notar la presencia de rayas oscuras de absorción en los espectros obtenidos, las cuales sólo podrían ser debidas a una atmósfera absorbente, de densidad considerable. Dichas rayas aparecen en las zonas espectrales del rojo y el anaranjado.

Lo mismo que en Júpiter, comprobó WILD en 1932, la existencia de una fuerte proporción de *metano* y *amoníaco* en la atmósfera de Saturno, que son los compuestos que ocasionan las tres bandas en la zona roja del espectro, ya observadas anteriormente sin haberlas identificado.

TOPOGRAFIA. — La configuración visual del disco de Saturno, ofrece indudablemente grandes analogías con la ya vista en Júpiter, por más que los detalles oscuros y brillantes aparezcan

más velados por la mayor distancia. En ocasiones propicias de observación, pueden verse telescópicamente bandas más o menos esfumadas en forma de nubes, destacándose dos de ellas paralelas al ecuador del planeta. Con el tiempo, dichas bandas cambian de aspecto, desapareciendo casi en ciertas épocas, e intensificándose en otras. Todos esos detalles, así como la débil densidad, hacen presumir que



Fig. 227. — Saturno en el año 1921. (Obs. de Lowell).

este planeta es todavía un mundo en formación conservando aún algunas actividades propias equivalentes a las de los períodos geológicos primitivos.

Se aprecian en efecto, rápidos transportes de grandes masas de un lugar a otro; aparición temporaria de detalles oscuros y brillantes no observados antes, etc., lo que revela la existencia de fuerzas eruptivas considerables. La mayor parte de los astrónomos consideran a Saturno como un astro que se encuentra todavía en una especie de estado pastoso, no faltando quien lo suponga una masa líquida en pleno proceso de enfriamiento.

ROTACION. — La rotación de Saturno se trató de determinar por el movimiento de manchas más o menos estables. El fuerte achatamiento del planeta hizo pensar desde un principio que tal rotación debía cumplirse en un corto período de tiempo. A fines del siglo XVIII, fijó HERSCHEL dicho período en 10h16m, después de haber seguido el movimiento de una mancha muy nítida que él mismo descubrió sobre el disco y que desapareció algún tiempo después.

Muy cercano al valor obtenido por Herschel, es el que determinó HALL en 1876, guiándose por una gran mancha blanca que vió por primera vez casi sobre el ecuador de Saturno. Obtuvo Hall en esta determinación un período rotatorio de 10h14m24s inferior en 1m36s al de Herschel, cosa justificable desde que la velocidad de rotación, como en Júpiter, no es la misma a distintas latitudes.

En el año 1903 volvieron a aparecer algunas manchas brillantes en Saturno, pero muy variables en posición y brillo. De sus movimientos obtuvo COMAS SOLÁ un período de rotación superior a los antes citados, ya que alcanza a 10h38m.

Este resultado confirma aún más las desiguales velocidades de rotación en las diversas latitudes del planeta, opinando COMAS SOLÁ que su velocidad ecuatorial es superior en 400 metros por segundo a la que se registra hacia los 28° de latitud, o sea, en los trópicos del mismo.

Por procedimientos espectroscópicos se ha encontrado como período ecuatorial de rotación un tiempo de 10h14m36s.

291. ANILLOS DE SATURNO. — La característica más interesante que ofrece Saturno, es la de su anillo luminoso, que puede

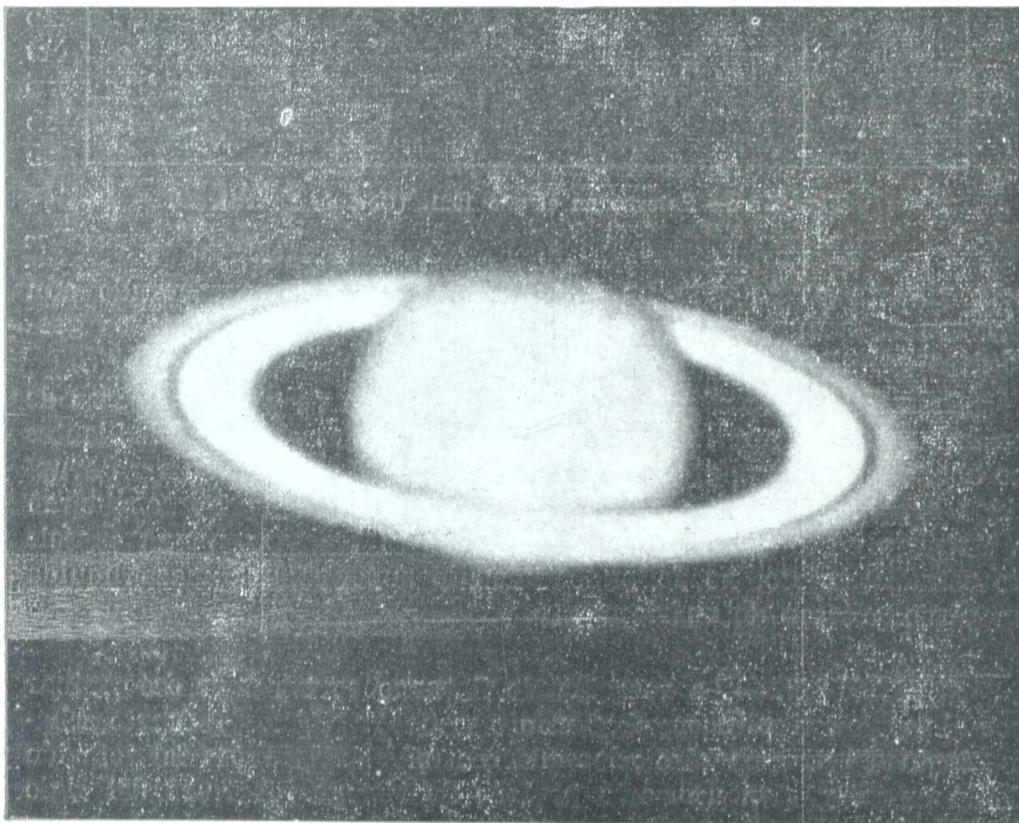


Fig. 228. — Saturno, fotografiado por Barnard con el reflector de 250 centímetros del Observatorio de Mount Wilson.

dividirse en otros tres concéntricos, separados el exterior del central por una línea o faja oscura llamada *división de Cassini*. Por otra parte, entre el anillo interior y el central, suele divisarse en circunstancias propicias otra débil línea de separación llamada *división de Struve* (fig. 228).

en que CASSINI descubrió la división que lleva su nombre, sólo se consideraban los dos anillos separados por aquella división.

Cuando se observan telescópicamente los anillos en forma favorable, se pueden apreciar fácilmente las sombras que los mismos proyectan sobre el planeta, así como la de éste sobre aquéllos.

Antes de la enunciación de las leyes de gravitación, los anillos de Saturno eran considerados como aros regulares y homogéneos, cada uno de ellos de una sola pieza; LAPLACE rechazó esta hipótesis que consideró inverosímil, y BOND supuso después que los anillos estaban al estado flúido. Recién en 1856, MAXWELL pone de actualidad una hipótesis emitida siglo y medio antes por CASSINI, y según la cual los anillos no son más que *aglomeraciones de pequeños satélites o corpúsculos*, cuyas separaciones no pueden ser notadas desde la Tierra.

Esta hipótesis se ve confirmada por las observaciones de SEELIGER y sobre todo por los trabajos y estudios de KEELER, quien demostró que los distintos puntos de los diversos anillos se mueven como cuerpos independientes alrededor de Saturno con arreglo a las leyes de Kepler y siguiendo en un todo, como consecuencia, las exigencias de la gravitación universal.

En cuanto a la menor luminosidad de los anillos externos, se explica satisfactoriamente dentro de la hipótesis corpuscular, admitiendo mayores separaciones entre los corpúsculos integrantes y también menor tamaño de los mismos, los cuales en el anillo oscuro o interior aparecerían como formando una nube de polvo.

El movimiento de los anillos se ve perturbado en ciertas regiones por las atracciones ejercidas por los numerosos satélites de Saturno y en especial por TITÁN, el mayor de todos.

Las épocas propicias para la observación de los anillos de Saturno hay que buscarlas cuando el plano de los mismos, que es el del ecuador del planeta, forma el ángulo máximo con el rayo visual,

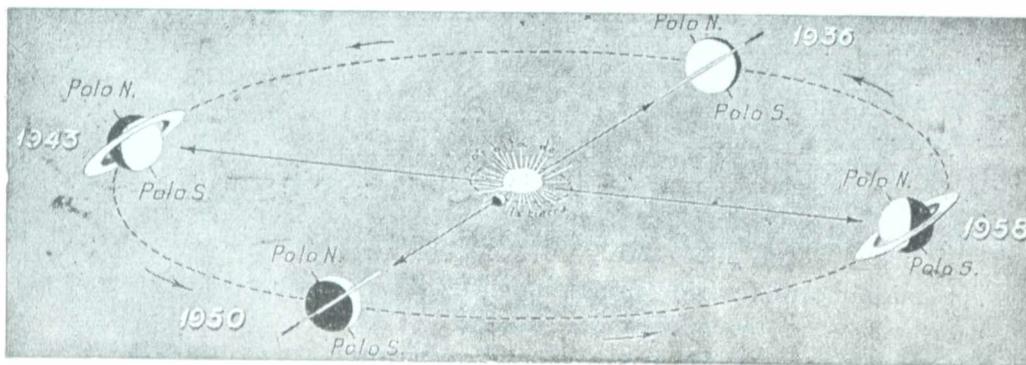


Fig. 200. — Posición de los anillos en distintas épocas.

el cual alcanza unos 28° . Estas épocas se llevan a cabo cada 14 años y 8 meses, cuando el planeta está en las constelaciones zodiacales del Toro o en Sagitario. En 1928 pudieron ser muy bien observados por encontrarse el planeta en la última constelación nombrada, y en

1943 volverán a ser favorables las condiciones de observación al ubicarse en Tauro. En término medio, el planeta invierte unos dos años y medio en pasar de una constelación zodiacal a la que le sigue, pues las recorre todas en unos 30 años.

En cambio son épocas inadecuadas para la observación, aquéllas en que el planeta se encuentra en Piscis o en Leo (espaciadas también en 14 años 8 meses), pues en tales posiciones los anillos por presentarse de canto se hacen invisibles aun con buenos telescopios, y en el mejor de los casos se presentan como un débil hilo luminoso dispuesto diametralmente al disco de Saturno (fig. 230). La última de esas épocas se registró en el año 1936 en que el planeta estaba ubicado en Piscis y la próxima lo será en 1950 al colocarse en la constelación Leo.

292. SATELITES DE SATURNO. — Además de sus anillos, Saturno es el astro del sistema planetario que tiene mayor número de satélites, pues alcanzan a diez.

El mayor de todos, *Titán*, fué descubierto por HUYGENS en 1655 atribuyéndosele un diámetro aparente de 0",63 que corresponde a un radio de 2.185 km. siendo en consecuencia algo mayor que el planeta MERCURIO y doble que nuestra LUNA. Según la opinión de COMAS SOLÁ, este satélite estaría dotado de atmósfera.

Las dimensiones de los demás no están aún bien determinadas, pero las medidas fotométricas realizadas por PICKERING, lo llevan a asignar radios comprendidos entre los 155 kilómetros para el menor, HYPERION, hasta 1.130 km. para el mayor, o sea el ya nombrado TITÁN.

Los planos de las órbitas de estos satélites son casi coincidentes con el de los anillos, a excepción de tres de ellos, THEMIS, JAPETUS y PHOEBE. El de este último forma con el plano orbital de Saturno un ángulo de 169°, por lo que aparece desplazándose en el sentido retrógrado como los dos últimos satélites de Júpiter.

El que más brilla, que es TITÁN, se muestra ante el telescopio como un astro de magnitud 8,6 y el que brilla menos, Themis, se presenta con brillo inferior al de una estrella de 17ª magnitud, por lo cual la mayoría de estos satélites son muy difíciles de percibir aún utilizando telescopios potentes. Los dos últimos descubiertos, Phoebe en 1898 y Themis en 1905, ambos por PICKERING, lo fueron fotográficamente, pues no se prestan para la observación telescópica. El satélite THEMIS no pudo ser reencontrado después de su descubrimiento, como se dijo en otro lugar.

Las distancias d de estos astros al planeta central, medidas en radios ecuatoriales de éste, están ligadas por una relación simple dada por la regla numérica de CHARLIER:

$$d = 1,5 + 1,6 \cdot (1,5)^n$$

donde n es un número entero variable de 0 a 12. Para $n = 0$, se obtiene: $d = 3,1$ que es la distancia al planeta del más cercano de sus satélites, MIMAS; para $n = 12$, resulta: $d = 214,4$ o sea la distancia a Saturno del más lejano de sus satélites que es PHOEBE.

La regla de Charlier presenta lagunas para los valores 5, 8, 10 y 11 del número n , por lo que algunos presumen que a las distancias correspondientes a tales valores deben existir otros satélites aun no descubiertos.

En cuanto a las masas, según mediciones de Struve, la mayor que corresponde a TITÁN sería $\frac{1}{4.700}$ parte de la masa de Saturno, y la

menor, que es la de MIMAS, sólo alcanzaría a $\frac{1}{14.000.000}$ parte de la misma.

Los satélites de Saturno, al igual que los de Júpiter, suelen presentar extrañas variaciones de brillo, sobre todo Japetus. Se ha supuesto para explicarlas, que estos satélites, y también los de Júpiter, rotan alrededor de sus ejes, en el mismo tiempo en que se desplazan en torno del planeta; en estas rotaciones mostrarían alternativamente regiones que reflejan bien la luz y otras que lo hacen con dificultad. Se ha supuesto también que estos cuerpos no son esféricos y que presenten superficies facetadas.

En el cuadro siguiente se consignan las características esenciales de los satélites de Saturno, así como los nombres de sus descubridores y fechas correspondientes.

SATELITES DE SATURNO

Nombre	Distancia	Revolución sideral	Inclinación	Excentricidad	Brillo	Descubridor	Fecha
I. Mimas	3,1	0d23h	1°36'	0,019	12,1	Herschel	18 julio, 1789
II. Encelade	3,9	1d 9h	0°	0,005	11,6	..	29 agosto, 1789
III. Tethys	4,9	1d21h	1° 6'	0,030	10,7	Cassini	21 marzo, 1684
IV. Dione	6,2	2d18h	0°	0,002	10,7	..	21 marzo, 1684
V. Rhea	8,7	4d12h	0°	1,001	10,1	..	23 diciembre, 1672
VI. Titán	20,2	15d23h	27°30'	0,029	8,6	Huygens	25 marzo, 1655
VII. Hyperión	24,5	21d 7h	27°18'	0,104	12,8	Bond	16 setiembre, 1848
VIII. Japetus	58,9	79d 8h	18°12'	0,029	10,8	Cassini	25 octubre, 1671
IX. Phoebe	214,4	550d11h	160°	0,166	17	Pickering	16 agosto, 1898
X. Themis (?)	24,2	20d20h	39° 6'	0,230	18	..	28 abril, 1905

Las distancias están dadas en radios ecuatoriales de Saturno (61.500 km.), la inclinación con respecto al plano de la órbita del planeta, y el brillo según la magnitud aparente.

U R A N O (♅)

293. BRILLO. — Este planeta aparece en el Cielo como un astro de 6ª magnitud siempre próximo a la eclíptica de la cual el máximo apartamiento es de 46'. Observado con un telescopio, se notará en su luz una coloración azul - verdosa.

Según CAMPBELL, las variaciones de brillo de Urano sólo alcanzan $\frac{1}{7}$ de magnitud, y se llevan a cabo en un período de 10h-15m lo que hace presumir una rotación del planeta en igual lapso.

Su *albedo* o poder reflexivo de luz, es tan grande como el de Saturno alcanzando el valor 0,63, de modo que podrá deducirse, que como aquél debe estar rodeado por una elevada atmósfera sobrecargada de nubes espesas. Por otra parte, el análisis espectroscópico de la luz solar que refleja Urano, conduce a las mismas conclusiones vistas para Saturno.

ATMOSFERA. — Como parece comprobarlo su elevado poder de reflexión y las revelaciones espectrales, puede asegurarse que Urano, lo mismo que los dos grandes planetas que lo preceden, está envuelto en una atmósfera muy semejante a la de aquéllos. En diversos espectros obtenidos de su luz reflejada se cree haber obser-

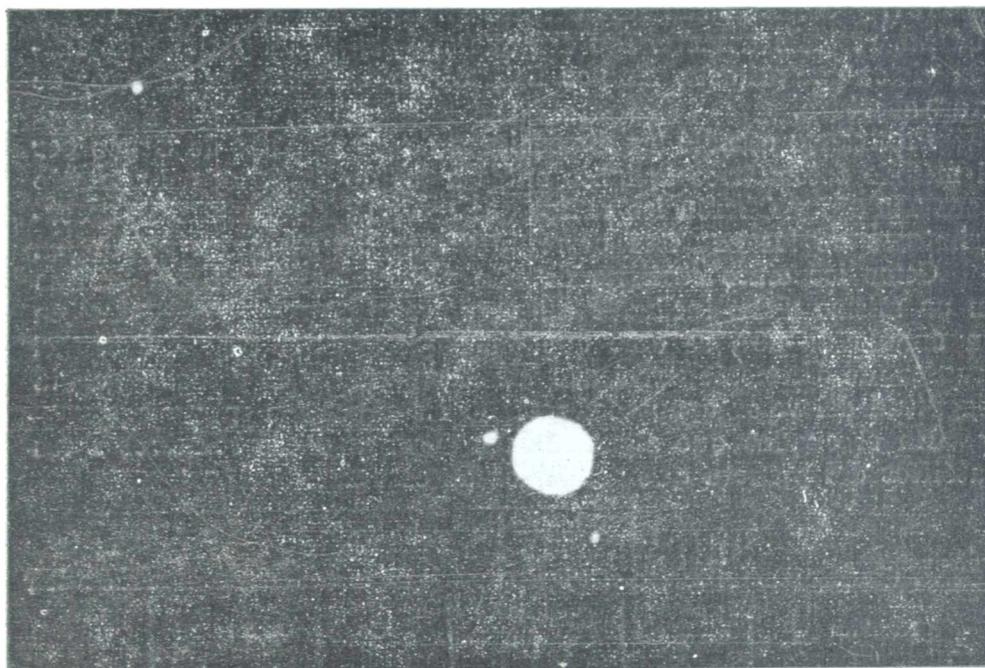


Fig. 231. — Urano y dos de sus satélites. (Observatorio de Yerkes).

vado la existencia de *hidrógeno* al estado libre en su atmósfera envolvente. Además, en 1932 comprobó WILD por el espectro, que la atmósfera de Urano contiene una elevada proporción de *amoníaco*, y sobre todo *metano*.

TOPOGRAFIA. — Poco puede decirse del aspecto que este astro presenta a la observación telescópica, debido a la gran distancia que

lo separa de la Tierra y a la pequeñez del diámetro aparente siempre inferior a 4". Su disco no alcanza a mostrar bandas ni manchas de alguna nitidez, las cuales de existir como se presume, son esfumadas por la distancia.

ROTACION. — La falta de manchas perceptibles hace indeterminado el período de la rotación de Urano, presumiéndose que debe ser corto por el considerable achatamiento. Del valor de éste, parecería deducirse unas 11h, confirmado ello por ciertas determinaciones espectroscópicas que le asignan 10h45m, coincidente con el período de variaciones en brillo. Lo más notable en la rotación de Urano, es que la observación espectrográfica, la registra en el *sentido retrógrado* en que se mueven sus satélites.

294. SATELITES DE URANO. — Son cinco: TITANIA, OBERÓN, ARIEL, UMBRIEL y un quinto satélite descubierto recientemente. Los dos primeros nombrados fueron descubiertos por HERSCHEL en enero de 1787, y efectúan sus revoluciones alrededor de Urano en 8d17h y 13d11h, respectivamente. Los dos que siguen, ARIEL y UMBRIEL fueron vistos por primera vez por LASSELL en 1851 con un reflector de gran abertura.

PICKERING estudió las dimensiones de los satélites de Urano por el método fotométrico aplicado antes a los de Saturno, encontrando para Titania y Oberón los radios que se dan en el cuadro. El descubrimiento de los satélites permitió determinar la masa de Urano.

Como los cinco satélites de este planeta describen sus órbitas en un mismo plano inclinado con respecto al de nuestra eclíptica en un ángulo de 98°, se cree que dicho plano debe coincidir con el ecuador de Urano, apareciendo en consecuencia el planeta, por la magnitud del valor apuntado, rotando en el sentido retrógrado.

En el cuadro que sigue, damos algunos datos relativos a los satélites del planeta que acabamos de estudiar.

SATELITES DE URANO

Nombres	Distancia	Revolución sideral	Radio	Descubridor	Año
I. Ariel	7,71	2d12h29m	?	Lassell	1851
II. Umbriel	10,75	4d 3h28m	?	"	"
III. Titania	17,63	8d16h57m	470 km.	Herschel	1787
IV. Oberón	23,57	13d11h 7m	435 km.	"	"

Las distancias de los satélites al planeta, están dadas en radios de éste (25.500 km.).

N E P T U N O (ψ)

295. BRILLO. — Se muestra al anteojo como un astro de 8ª magnitud de pequeño diámetro aparente (2",5) y con luz azulada.

El brillo de Neptuno se conserva invariable. Su albedo tiene el valor de 0,60 (muy grande), indicando la existencia de una atmósfera análoga a la de los tres planetas anteriores.

ATMOSFERA. — Por las observaciones espectroscópicas de la luz reflejada por Neptuno efectuadas por VOGEL y otros astrónomos del Observatorio de Lowell, puede darse como segura la existencia de una atmósfera parecida a las de Urano, Saturno y Júpiter, pero muy distinta de la nuestra. En el espectro aparecen bandas y rayas oscuras de absorción que son indicios de una atmósfera absorbente. Lo mismo que en los tres grandes planetas que lo preceden, existen en la atmósfera de Neptuno *amoníaco*, y en mayor proporción *metano*, según lo comprobó WILD en 1932.

TOPOGRAFIA. — La gran distancia y la pequeñez del disco no permiten apreciar detalles claros u oscuros dignos de ser considerados.

ROTACION. — Hasta la fecha aparece indeterminada pero se cree que el período de la misma debe ser corto en virtud del fuerte achatamiento.

296. SATELITES DE NEPTUNO. — El único satélite que se le conocía, TRITÓN, fué descubierto por LASSELL a fines de 1846, es decir, pocos meses después del descubrimiento del planeta. BOND y O. STRUVE, lo mismo que el propio descubridor, obtuvieron como tiempo de revolución del satélite alrededor del planeta 5h21m. Posteriormente H. STRUVE, comprobó que el satélite se mueve según una órbita inclinada en 143° con respecto al plano orbital del planeta, por lo cual su desplazamiento se verifica en sentido retrógrado.

El brillo del satélite es el que corresponde a una estrella de 14ª magnitud, y PICKERING por el procedimiento citado ya varias veces, le calculó un radio de 1.800 km., es decir, que su tamaño es poco superior al de nuestra Luna.

La presencia de este satélite permitió a DYSON y H. STRUVE, calcular la masa de Neptuno*.

Algunas irregularidades en el movimiento de Neptuno muy estudiadas por Lowell en 1915, fueron precursoras del descubrimiento de Plutón el último de los planetas conocidos de nuestro Sistema Solar.

* En noviembre de 1949 se descubrió otro satélite de Neptuno al cual se llamó NEREIDA.

P L U T O N (PL)

297. La distancia que separa a Plutón del Sol constituye, por ahora, el radio límite del espacio abarcado por el conjunto del Sistema Solar.

Como se comprenderá, Plutón, de los cuerpos importantes que integran el Sistema Solar, es el de más difícil percepción, siguiéndosele en sus movimientos por métodos fotográficos ya que no puede ser captado telescópicamente. Durante los 10 años transcurridos desde la fecha de su descubrimiento, este planeta apenas ha recorrido unos 14° de su órbita alrededor del Sol, desplazándose entre las estrellas a razón de 14",32 por cada día sideral.

La enorme excentricidad de la órbita de Plutón, hace que en el perihelio por el cual pasará en el año 1986, se ubique a nada más que 30 unidades astronómicas de distancia del Sol, es decir, a la distancia media de Neptuno, mientras que en el afelio por el cual pasará hacia el año 2110, esa distancia se habrá amplificado hasta 50 unidades astronómicas, de lo cual deducimos que su distancia al astro central del sistema oscila entre un mínimo de 4.600 millones de kilómetros y un máximo de 7.300 de tales unidades.

La fuerte inclinación de la órbita de este planeta con relación al plano de la eclíptica hará que en ciertas épocas al ubicarse muy distante de los nodos se habrá separado tanto de ella que aparecerá fuera de la zona del Zodíaco.

En término medio, para pasar de una constelación zodiacal a la inmediata, invierte alrededor de 21 años, mientras que Mercurio sólo emplea algo más de 7 días y la Luna apenas 2,5 días.

El cálculo conduce a asignar a Plutón una masa equivalente a $\frac{1}{9}$ de la masa terrestre en virtud de las perturbaciones observadas en la órbita de Neptuno.

La distancia que separa a Plutón de nuestro planeta, puede calcularse variable entre un mínimo de 4.580 millones de kilómetros y un máximo de 7.250 millones de kilómetros. Su diámetro aparente no se ha medido directamente dada su enorme distancia, pero puede preverse que su valor máximo no alcanza a ser de 1" en la oposición más favorable, y de 0",6 en la conjunción.

Su luminosidad es la que corresponde a una estrella de 15ª magnitud, de modo que su brillo, es en resumen, casi 400.000 veces menor que el de la estrella tipo de 1ª magnitud, siendo por lo tanto visible sólo con los grandes telescopios modernos. Este brillo experimentará variantes con el tiempo en atención a la gran diferencia entre sus distancias perihelia y afelia.

Las cantidades de luz y calor que recibe Plutón del Sol, pueden calcularse en $\frac{1}{1.600}$ parte de las que recibe la Tierra, cantidades

éstas tan insignificantes que permiten asegurar que la vida de Plutón como astro, se desliza en una noche eterna, puesto que el Sol visto desde ese planeta presentará un diámetro aparente inferior al que nos ofrece Venus en su conjunción inferior. La órbita de Plutón no está completamente determinada. El matemático argentino doctor R. P. CESCO (del Observatorio de La Plata), ha efectuado, últimamente, el ímprobo trabajo del cálculo de las perturbaciones que sobre Plutón ejercen los demás planetas del Sistema Solar. El método de cálculo clásico de las perturbaciones ya no es aplicable a ese planeta en razón de la fuerte inclinación y excentricidad de su órbita, la cual, por esta circunstancia, cruza la órbita de Neptuno.

298. DATOS COMPARADOS DE LOS CUERPOS DEL SISTEMA SOLAR. — En la figura 232 puede apreciarse cómo sería visto el disco solar desde los distintos planetas del sistema. Los diá-

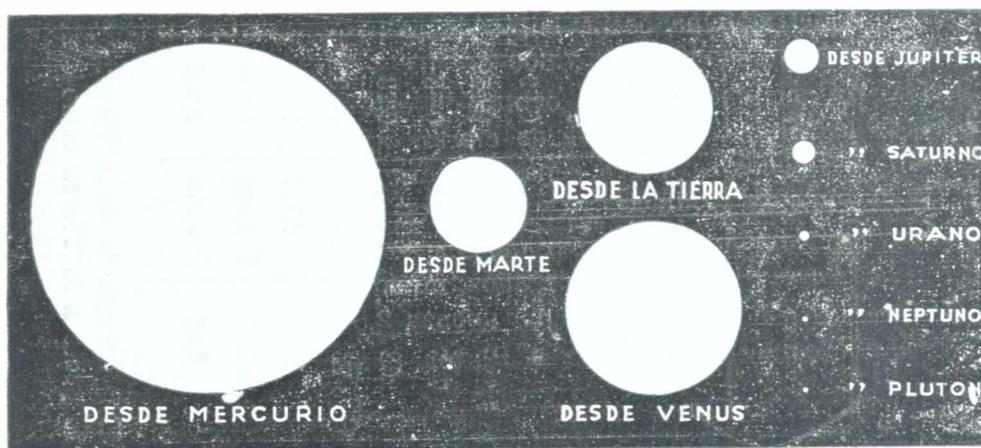


Fig. 232. — El Sol visto desde los distintos planetas.

metros aparentes ofrecidos por el astro central a la distancia de cada planeta se obtienen alejando la figura unos 160 centímetros del observador.

Completamos las monografías planetarias con dos cuadros donde se consignan los valores numéricos de las magnitudes más importantes relativas a todos los astros del Sistema Solar estudiados hasta esta altura del texto.

C U A D R O I

Nombre	Radio ecuatorial	Achatamiento	Volumen	Masa	Densidad	Pesantez	Revolución sideral	Rotación	Semieje mayor
Mercurio .	0,37	0	0,05	0,056	1,1	0,41	87d,97	?	0,387
Venus ...	0,97	0	0,9	0,87	0,91	0,88	224d,70	?	0,723
Tierra ...	1	0,0033	1	1	1	1	1a (sideral)	23h 56m 4s	1
Marte	0,54	0,005?	0,157	0,108	0,69	0,37	1a 321d,74	24h 37m 23s	1,523
Júpiter ..	11,14	0,066	1,300	318,36	0,25	2,53	11a 314d,92	9h 50m	5,202
Saturno ...	9,4	0,1	745	95,22	0,13	1,06	29a 167d,21	10h 14m	9,554
Urano	4	0,09	63	14,58	0,23	0,92	84a 8d,11	¿10h 45m?	19,218
Neptuno ...	4,3	0,1	78	17,26	0,30	0,95	164a 281d,6	?	30,109
Plutón	?	?	?	0,111	?	?	248a 157d	?	39,457
Sol	109	0	1.301.000	333.432	0,256	27,9	—	25d a 27 d	—
Luna	0,27	0	0,02	0,012	0,606	0,166	27d7h43m11s,5	27d7h43m11s,5	—

Las revoluciones siderales, excepto la de la Tierra, están medidas en años trópicos. La de la Luna se ha considerado con respecto a la Tierra como centro del movimiento.

C U A D R O I I

ELEMENTOS DE LOS PLANETAS PARA 1940

Planeta	Inclinación	Excentricidad	Distancia media	Arco recorrido en un día sideral
Mercurio ..	7° 0' 14",4	0,2056	0,3871	4° 5' 31",2
Venus	3° 23' 38",4	0,0068	0,7233	1° 36' 7",2
Tierra	—	0,0167	1,0000	0° 59' 9",6
Marte	1° 51'	0,0933	1,5237	0° 31' 26",4
Júpiter	1° 18' 21",6	0,0484	5,2026	0° 4' 58",8
Saturno ...	2° 29' 27",6	0,0557	9,5547	0° 1' 58",8
Urano	0° 46' 22",8	0,0463	19,2181	0° 0' 43",2
Neptuno ..	1° 46' 30"	0,0090	30,1096	0° 0' 21",6
Plutón	17° 8' 38",4	0,2486	39,5177	0° 0' 14",4

CAPITULO QUINTO

COMETAS Y METEOROS COSMICOS

COMETAS

299. **ASPECTO Y FORMA.** — Los cometas (del lat. cometa; del gr. kometes, de kome, cabellera), constituyen otra categoría de astros errantes con características que les son propias en cuanto a forma, masa y recorrido.

Hasta fines del siglo XVI los cometas habían sido considerados como fenómenos luminosos de carácter atmosférico, provocando muchas inquietudes en sus imprevistas apariciones.

Para su mejor estudio debemos distinguir dos categorías de tales astros: 1º, *cometas visibles a simple vista*; 2º, *cometas telescópicos*.

1º Todo cometa visible a simple vista se compone por lo general de tres partes: *núcleo*, *cabellera* (o atmósfera) y *cola* (fig. 233).

El núcleo constituye la parte más brillante del astro, apareciendo en ocasiones como una estrella muy luminosa y con cierto

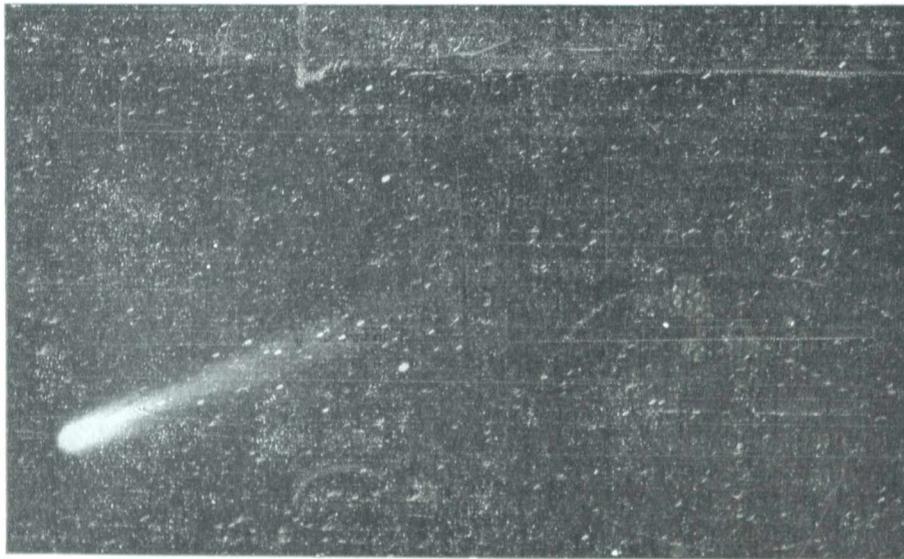


Fig. 233. Fotografía del cometa Halley obtenida desde el O. de Córdoba con dos horas de exposición, el 5 de junio de 1910.

diámetro aparente. La cabellera circunda al núcleo bajo la forma de una masa nebulosa, cuyo brillo va en descenso a medida que se aparta de aquél. En ocasiones aparece tan iluminada en las cercanías del

núcleo que no puede establecerse una separación neta entre el uno y la otra. El conjunto del núcleo y la cabellera constituye la *cabeza* del cometa (fig. 234), la cual en algunos casos, adquiere un volumen superior al del Sol. Un fenómeno característico y común a los grandes cometas es que la cabellera reduce sus dimensiones a medida que se acerca al Sol, para aumentarlas al alejarse, después de haber

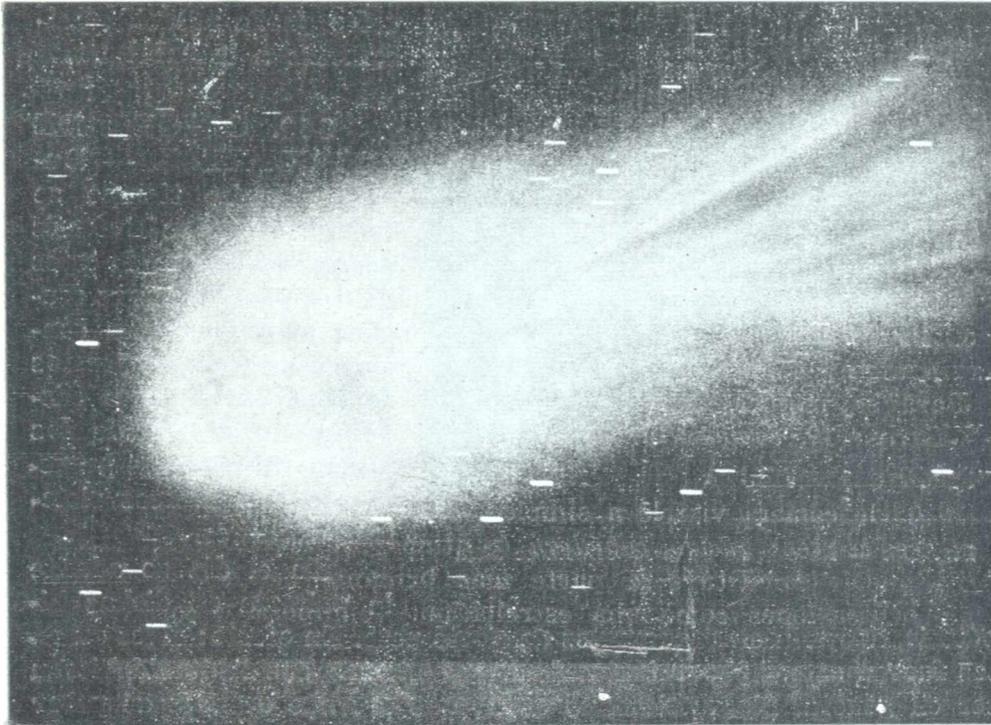


Fig. 234 — Cabeza del cometa Halley. Fotografía tomada el 5 de junio de 1910 desde el Observatorio de Mount Wilson.

pasado por su perihelio ocurriendo lo inverso con el desarrollo de la cola, a tal punto que un cometa muy alejado del Sol aparece al telescopio como una formación globular. El aspecto de la cola cometaria es el de una nebulosidad blanquecina, que partiendo de la cabeza se extiende en el espacio siempre en dirección opuesta a la del Sol (fig. 235). Su brillo va disminuyendo con el alejamiento de la cabeza y a veces suele presentar ramas que divergen, tomando el aspecto de un penacho, cuando es corta, y el de un abanico, cuando es muy extensa. En algunos cometas la longitud de la cola alcanza a muchos millones de kilómetros, extendiéndose ya en forma más o menos rectilínea en una dirección que pasa por el Sol, ya en forma de arco a curvatura poco pronunciada. En cuanto a su mayor o menor iluminación depende del mayor o menor brillo del núcleo.

2º El aspecto que ofrece un cometa telescópico es bien distinto al de los cometas visibles a simple vista, pues mientras éstos se destacan por el desarrollo de su cola, aquéllos en cambio presentan

una cabellera muy abultada, apareciendo la cola en ocasiones como un débil penacho y en otras sin manifestarse, en cuyo caso el astro se muestra al telescopio como una masa más o menos redondeada, con poca o ninguna diferencia entre el brillo del núcleo y el de la cabellera. En general, cuando un cometa está muy alejado del Sol, el cuerpo del astro queda reducido únicamente a la cabellera.

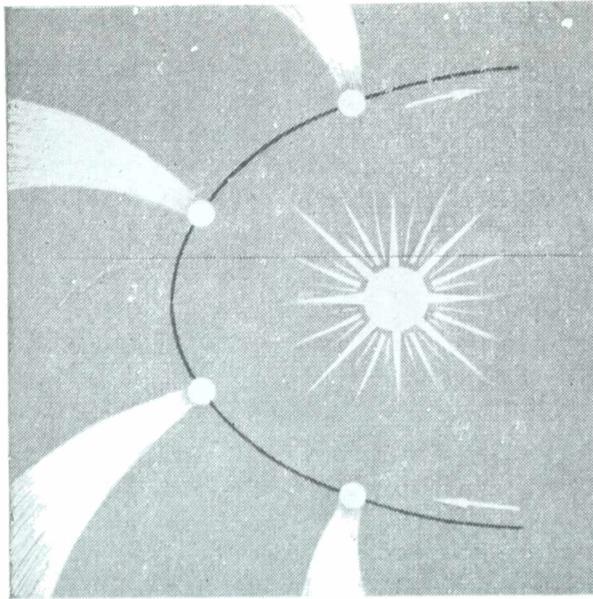


Fig. 235. — La cola de un gran cometa se aleja siempre del Sol.

300. ORIGEN DE LOS COMETAS. — Durante mucho tiempo se han debatido dos hipótesis acerca del origen de estos astros, pues mientras muchos astrónomos los consideraban como cuerpos forjados en nuestro Sistema Solar, otros los creían formaciones provenientes de diversos sistemas estelares.

En el día se admite la primera de dichas hipótesis, apoyada en argumentos de cierto peso. En efecto: si los cometas fueran astros provenientes de otros sistemas, sus órbitas debieran ser en general hiperbólicas, es decir, que el astro después de pasar por el perihelio, se alejaría para no volver más, lo cual no pasa con buena parte de ellos que hacen sus apariciones periódicamente describiendo alrededor del Sol elipses muy excéntricas. Por otra parte, sabemos que el Sol se desplaza hacia el ápex a razón de 20 km. por segundo, y si en realidad los cometas proceden de otros sistemas, el mayor número aparecería desde las regiones del Cielo situadas hacia dicho punto, ya que el Sol les iría al encuentro. Las estadísticas cometarias demuestran en cambio que es menor el número de los cometas provenientes del semiespacio que contiene al ápex, que el de los que llegan desde el semiespacio opuesto.

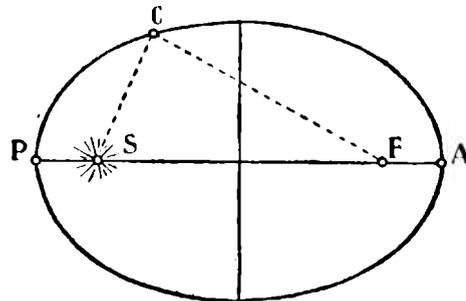


Fig. 236. — La elipse. $CS + CF = PA$.

301. ORBITAS COMETARIAS: EXCENTRICIDAD; INCLINACION. — 1. De las secciones cónicas, circunferencia, elipse (fig. 236), hipérbola (fig. 237) y parábola (fig. 238), la primera y la última son poco probables como órbitas cometarias.

En el año 1664, sostuvo Borelli que las trayectorias de los cometas eran parabólicas, y fué el mismo Newton quien comprobó que estos astros se desplazan en el espacio siguiendo su célebre ley, quedando la duda de si las órbitas recorridas son realmente parábolas o bien elipses de fuertes excentricidades.

Las estadísticas hechas sobre las diversas apariciones de cometas citadas por las crónicas desde antes del advenimiento de la era cristiana, pusieron de manifiesto que muchos de los cometas vistos en distintas épocas son *periódicos*, es decir, que de tiempo en tiempo vuelven a mostrarse al hombre en sus acercamientos al Sol, mientras otros después de aparecer en una ocasión desaparecen para no ser vistos en lo sucesivo (cometas *no periódicos*). De tales comprobaciones, se desprende que los cometas periódicos describen elipses de fuertes excentricidades, y los no periódicos se desplazan probablemente según trayectorias parabólicas o hiperbólicas.

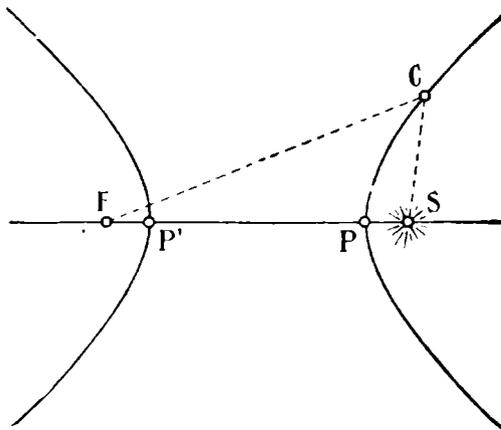


Fig. 237. — La hipérbola. $CF - CS = PP'$.

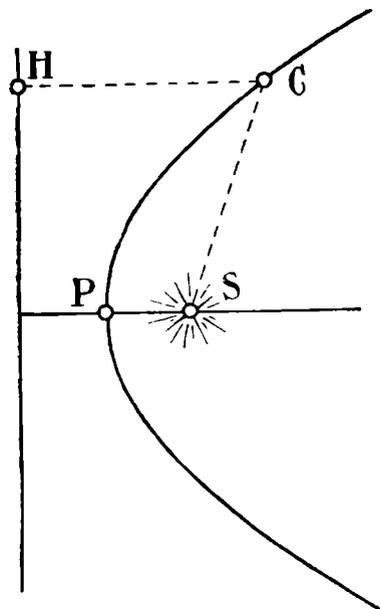


Fig. 238. — La parábola
 $CS = CH$.

De la ley de gravitación universal se desprende que la forma de las órbitas depende de dos magnitudes:

- a) *Distancia al Sol de su perihelio.*
- b) *Velocidad del astro en dicho punto.*

Sea un cometa que en su perihelio se coloca a la distancia d del Sol. Puede siempre calcularse para dicha distancia una cierta velocidad v , llamada *velocidad parabólica*, tal que, si el astro pasa precisamente con esa velocidad por el perihelio (donde su velocidad es máxima), la órbita recorrida será una *parábola*, y si la mencionada velocidad es superada o no alcanzada por el cometa al colocarse en aquel punto, la órbita será, respectivamente, una *hipérbola* o una *elipse*.

Para un cometa que tuviera una distancia perihelia igual a la Sol-Tierra la velocidad parabólica correspondiente, dada por $v \sqrt{2}$ (donde v es la velocidad de traslación de la Tierra), es alrededor de 42 kilómetros por segundo.

El hecho de que muchos cometas describan órbitas parabólicas o hiperbólicas (hipérbolas muy parecidas a la parábola), no indica en absoluto de que dichos astros sean ajenos al Sistema Solar, sino

que tales órbitas se deben a perturbaciones ejercidas por la atracción de los grandes planetas apartándolos de sus primitivos recorridos elípticos. La acción ejercida por las masas de Júpiter y Saturno sobre la trayectoria de los cometas es muy considerable, pudiéndose traducir en dos formas: bien convirtiendo una órbita elíptica en otra parabólica o hiperbólica, en cuyo caso el cometa deja de ser periódico, bien transformando una órbita elíptica muy alargada (de apariencia parabólica) en otra de menor excentricidad, en cuyo caso se dice que el cometa es capturado por el astro perturbador, convirtiéndose en periódico de período más reducido.

Los cometas capturados por Júpiter, Saturno y Neptuno forman las llamadas "*familias*" de tales planetas, siendo numerosa en particular la de Júpiter. El cometa de *Halley*, cuya última aparición se verificó en el año 1910, pertenece a la "*familia*" de Neptuno.

Para saber de que "*familia*" es un cometa periódico, basta conocer su distancia afelia (mayor alejamiento del Sol), pues si ésta es del orden de las distancias al Sol de Júpiter, Saturno o Neptuno, se dice que tal cometa pertenece a una u otra de esas familias.

Se conocen en la actualidad unos 40 cometas de la "*familia*" de Júpiter, que por lo general emplean en recorrer sus órbitas períodos comprendidos entre 3 y 9 años.

Algunos cometas, bajo la acción de las atracciones del Sol y Júpiter obrando en distintos sentidos, se han fraccionado, dando lugar a astros independientes con órbitas propias.

2. De los estudios hechos sobre 400 órbitas cometarias, se encontró que sólo unas 40 tienen excentricidades inferiores al valor 0,95.

La menor excentricidad registrada es 0,4, siendo superada por las excentricidades orbitales de los asteroides Albert, Alinda e Hidalgo, a las cuales corresponden los valores 0,54; 0,53; y 0,65, respectivamente.

De ahí la relación que hace pensar, que asteroides y cometas pueden tener un origen común.

3. Las inclinaciones de las órbitas cometarias con respecto al plano de la eclíptica son muy variadas, moviéndose muchos de ellos en el sentido retrógrado, cosa que los diferencia de los planetas.

De unas 400 órbitas estudiadas, casi la mitad son recorridas en el sentido retrógrado.

302. CONSTITUCION DE LOS COMETAS. — Los cometas telescópicos aparecen en el Cielo bajo forma de masas globulares de brillo un tanto difuso, con todo el aspecto que presentan en la Tierra las formaciones constituidas por partículas sólidas o líquidas muy próximas entre sí, nubes, humo, etc. Como las masas cometarias son insignificantes, ya que no ejercen acción apreciable sobre las órbitas de los planetas y satélites cercanos, es de presumir que su constitución sea análoga a las de las formaciones terrestres ya citadas, hipótesis que es confirmada por el hecho, de que a través de los

cometas telescópicos pueden verse las estrellas sin disminución aparente de brillo. Esto indicaría que los corpúsculos constituyentes de estos astros están muy espaciados entre sí. Además, como la luz proveniente de las estrellas no sufre desviación alguna al atravesar las masas cometarias, puede deducirse que tales corpúsculos están en estado sólido.

El análisis espectroscópico conduce a las mismas conclusiones, pues en un principio el espectro obtenido es continuo, indicando la existencia de sólidos que reflejan la luz recibida del Sol. Sobre tal espectro continuo aparece superpuesto otro de bandas brillantes, de las cuales las más notables están en las zonas del amarillo, el verde y el azul, bien limitadas hacia el rojo y difusas hacia el violeta.

Muy parecido a este espectro es el que se obtiene en los laboratorios al analizar la parte azul de la llama producida por el mechero de Bunsen (espectro de Swan) el cual se atribuía al protóxido de carbono, y más modernamente a compuestos no oxigenados del mismo elemento.

Otras bandas brillantes reveladas por las fotografías espectrales, se presume sean debidas también al carbono y a otros de sus compuestos en especial al cianógeno (CN).

En los cometas de *Daniel* y *Morehouse*, en sus apariciones de 1907 y 1908, respectivamente, además del *espectro de Swan*, ya citado, apareció otro con algunas bandas dobles más notables en la luz de las colas, que en la de las cabezas, al cual FOWLER llamó "*espectro de cola*", atribuyéndolo al *protóxido de carbono* enrarecido y a muy bajas presiones. En los cometas donde predominan bajas presiones, las bandas del cianógeno, antes citadas, se hacen casi imperceptibles, pero aparecen otras correspondientes al *nitrógeno libre*.

En algunos cometas no hay espectro continuo y en otros, en cambio, la intensidad de dicho espectro es tal, que ha hecho pensar en la posible existencia de alguna luz propia en esos astros.

Las revelaciones aportadas por los espectros cometarios, son interpretadas por numerosos astrónomos en la forma que sigue: como no es posible que los cometas estén envueltos en atmósferas absorbentes, debe admitirse que los corpúsculos sólidos que constituyen el núcleo tienen almacenada una notable cantidad de gases que van poniendo en libertad a medida que se acercan al Sol bajo la acción del calor de este astro, el cual actuando también eléctricamente sobre tales gases les proporciona una cierta iluminación. En tal supuesto, la cabellera o atmósfera del cometa sería la primera manifestación de los gases desprendidos por los corpúsculos nucleares. En cuanto a la cola de un cometa, no es un apéndice del mismo como antes se creía, pues de ser así no podrían concebirse las velocidades con que giran en las cercanías del perihelio, tratándose de masas tan poco densas. En la actualidad se las considera como un "*humo*" que el cometa va abandonando en su marcha por el espacio, al igual del que emerge de la chimenea de una locomotora en movi-

miento. Ese "humor" cometario, constituido por finísimas partículas, es proyectado en el espacio debido a la acción de una especie de "brisa" o "soplo" persistente proveniente del Sol.

Dicho "soplo", actuando como fuerza repulsiva, es la "presión de la luz" manifestándose, como veremos más adelante, sobre partículas muy pequeñas (362).

303. FORMACION Y CONSTITUCION DE LAS COLAS COMETARIAS: TEORIA DE BREDICHIN. — En conformidad con lo ya expuesto, los corpúsculos sólidos del núcleo del cometa ponen en libertad a los gases que llevan ocluidos cuando aquél pasa por las cercanías del Sol. Estos gases, según BREDICHIN, en un principio son proyectados hacia el Sol formando la cabellera. Sobre las partículas gaseosas, ínterin el cometa se acerca al perihelio, comienza a actuar una fuerza proveniente del Sol, que las rechaza según la dirección que une el centro de aquel astro con el del núcleo del cometa, con una intensidad que está en razón inversa del cuadrado de la distancia que los separa. Impulsadas por tal fuerza, las partículas se alejan de la cabeza del cometa, dando lugar a la formación de la cola, que en un principio será como un tubo con paredes más bien delgadas, lo que explica el porqué de su mayor brillo en los bordes. La dirección y forma de la cola, así formada, depende, siempre en la teoría de Bredichin, del valor o intensidad de la fuerza repulsiva.

Los cálculos efectuados a este respecto por el autor de esta teoría, lo llevan a clasificar en tres tipos a las colas cometarias:

Tipo A: La fuerza repulsiva es superior o igual a 18 veces la atracción en el punto.

Tipo B: La fuerza repulsiva es de 0,5 a 2,2 veces la atracción en el punto.

Tipo C: La fuerza repulsiva es de 0,1 a 0,3 veces la atracción en el punto.

Las colas cometarias más frecuentes, son las que responden a los dos primeros tipos.

Las colas tipo A son de materia más ligera que las de los tipos B y C, y Bredichin las supone constituidas por *hidrógeno*, si la fuerza repulsiva es igual a 18 veces la atracción solar en el punto considerado.

Si la repulsión fuera mayor que el valor apuntado, la cola del cometa estaría constituida por una sustancia desconocida más liviana que el hidrógeno, mezclada o no con este gas. Estas colas son rectas y estrechas.

Las colas tipo B, estarían formadas por *hidrógeno*, vapores de *sodio* y otros algo más pesados. Son más bien cortas y desviadas del radio vector. Las del tipo C contendrían vapores metálicos ya de cierto peso, como son los de hierro. Forman cortos penachos y se desvían más del radio vector.

En los grandes cometas vistos a principio del siglo XX, y sobre todo en el de *Morehouse*, se han podido apreciar fuerzas repulsivas muy superiores a las consideradas por BREDICHIN, quien sólo les asigna un valor máximo 36 veces superior al de la atracción. Opina EDDINGTON, que para explicar ciertos fenómenos observados en el mencionado cometa, habría que admitir fuerzas repulsivas superiores en algunos miles de veces a la atracción. Entre esos fenómenos pueden citarse las "bocanadas" luminosas que partiendo de la cabeza del cometa *Morehouse*, y también del de *Halley*, se extendían lentamente a lo largo de las colas cambiando su configuración y luminosidad. Se observó también, que dichas "bocanadas" de materia luminosa tomaban mayor velocidad a medida que se alejaban de la cabeza del cometa.

A pesar de ciertas fallas, la teoría del astrónomo ruso explica numerosos fenómenos observados en las colas de los cometas que antes aparecían como inexplicables, relativos a formas, ondulaciones, fraccionamientos, cambios de brillo, dimensiones, etc. En cuanto a la naturaleza de la fuerza repulsiva que radica en el Sol y que es la ocasionante de las colas cometarias, BREDICHIN la creyó de origen eléctrico, pero en la actualidad los físicos están concordes en suponer que esa repulsión es debida a la radiación luminosa del Sol o *presión de radiación*.

304. BRILLO, MASA Y DENSIDAD DE LOS COMETAS. —

1. Es de prever que las masas de los cometas deben experimentar sucesivas disminuciones por los materiales que estos astros van diseminando en el espacio, debiendo ocurrir cosa análoga con respecto al brillo. Como el poder oclusivo de los corpúsculos del núcleo debe tener un límite, la cantidad de gases puestos en libertad bajo la acción del calor solar debe ser cada vez menor en las sucesivas apariciones de los cometas periódicos.

En los cometas de corto período se ha notado en efecto, que sus colas son muy reducidas, lo que hace pensar que los materiales que las forman en tiempos remotos se han ido reduciendo por sucesivas pérdidas. También se ha notado que el cometa *Encke* ha disminuído el brillo y longitud de su cola con respecto a los que tenía en su aparición del año 1805, según crónicas y medidas de la época. Sin embargo, este efecto no se ha podido controlar en el cometa de *Halley*, que en su último paso (1910) conservaba el brillo y longitud de la cola con que apareció en el año 1607, bien es cierto que las apariciones de este cometa son muy espaciadas.

2. En cuanto a la masa y densidad de los cometas, no ha podido ser determinada hasta ahora para ninguno de ellos, y lo único que se ha observado es que la primera es tan pequeña, que no se han notado perturbaciones orbitales en los planetas ni en los satélites que en ocasiones han estado ubicados a cortas distancias de grandes cometas. Abstracción hecha del núcleo, puede afirmarse que la densidad de la cabellera cometaria es muy débil y la de la cola completamente insignificante.

305. NUMERO DE COMETAS: NOMENCLATURA. — 1. El número de cometas conocidos hasta la fecha es muy grande, siendo en su mayoría telescópicos.

En 18 siglos, desde el comienzo de nuestra era hasta la iniciación del siglo XIX, se han podido percibir a simple vista alrededor de 500 cometas, y en las mismas condiciones se han registrado otros 80 entre los años 1801 y 1900. En el período comprendido entre los años 1901 y 1912, han podido verse a ojo desnudo 22 de tales astros.

En la actualidad, se descubren varios cometas telescópicos por año, los cuales son registrados fotográficamente y enfocados después, cuando ello es posible.

2. Se catalogan los cometas asignándoles el número del año en que aparecen seguido de otro número romano que indica el orden de su paso por el perihelio. Así, los cometas 1930 I y 1930 II, han aparecido ambos en el año 1930, pero el 1930 I fué el primero que en ese año pasó por el perihelio y el 1930 II el segundo.

A los cometas visibles a ojo desnudo, se les suele designar también por el nombre del descubridor, como ser: *cometa de Halley*, *cometa Donati*, *cometa Encke*, etc.

306. CHOQUES CON LA TIERRA. — En muchas ocasiones se ha preguntado el hombre cuáles serían las consecuencias de un choque entre un cometa y la Tierra. En primer lugar, las probabilidades de tal choque son muy remotas dada las enormes dimensiones del espacio interplanetario. No puede decirse lo mismo de un paso del planeta que habitamos por la cola de uno de esos astros, cosa que ya ocurrió en los años 1861 y 1910 sin que se hayan notado efectos de ninguna naturaleza. En el supuesto de que pudiera producirse un encuentro entre la Tierra y el núcleo de un cometa, las consecuencias que se derivarían podrían ser variadas, según se tratara de un cometa telescópico o de uno de los grandes visibles a simple vista. En el primero de esos casos, lo más probable, sería la producción de una intensísima lluvia de meteoritos, apareciendo la superficie del planeta como bombardeada por numerosos bólidos cuyos residuos de pequeños tamaños llegarían al suelo animados de fuertes velocidades; en el segundo las consecuencias serían mayores, aun cuando no pueden preverse, pues desconocemos la magnitud de las masas cometarias.

Se ha calculado, que si la Tierra en 1910 hubiera atravesado la parte principal de la cola del cometa de Halley, habría sustraído al mismo unas 250 toneladas de materia, y tal cantidad repartida sobre la superficie del planeta pasaría inadvertida en razón de la gran masa de éste.

MONOGRAFÍAS DE ALGUNOS COMETAS IMPORTANTES

307. COMETA HALLEY. — Este gran cometa observado por última vez en el año 1910, tiene un período aproximado de 75 años y 6 meses. Su órbita forma el afelio a mayor distancia que Neptuno, por lo cual se le considera de la "familia" de este planeta. En su perihelio se ubica a unos 23.000.000 de kilómetros del Sol.

El astro fué observado y estudiado por HALLEY en su aparición del año 1682, por lo cual se le asignó el nombre del gran astrónomo inglés.

Investigaciones posteriores revelaron que el cometa había sido visto, según lo consignan las crónicas, desde el año 187 a. de J. C. habiendo efectuado hasta la fecha 27 apariciones.

Las perturbaciones ejercidas sobre su órbita por los grandes planetas hacen que el período de este cometa presente variaciones hasta de varios meses. Así, su aparición del año 1759 fué retardada en casi 20 meses por las atracciones de Júpiter y Saturno, pero ya CLAIRAUT había previsto y calculado este efecto. En su aparición



Fig. 239. -- El cometa Morehouse en noviembre 16 de 1908, fotografiado desde el Observatorio de Yerkes.

última pasó por el perihelio el 20 de abril, tres días después de lo calculado por algunos astrónomos. El 19 de mayo el núcleo del cometa desfiló ante el disco del Sol, calculándose para la "cabeza" un diámetro de un millón de kilómetros, e indudablemente entonces, la Tierra fué envuelta en una cola secundaria del astro. En tal fecha la longitud de la cola se avaluaba en 30 millones de kilómetros. Este cometa pudo ser seguido y estudiado desde setiembre de 1909, hasta junio de 1911 en que dejó de ser perceptible al telescopio. La próxima aparición se registrará a fines del año 1986.

308. COMETA MOREHOUSE. -- Fué descubierto el 1 de setiembre de 1908, siendo el astro que aportó mayores revelaciones a

la astronomía cometaria por los notables y rápidos cambios en la configuración de la cola y las conclusiones derivadas del estudio de su espectro.

Desde su aparición, se hizo notable por las variantes en el brillo y forma de la cola, las que fueron sorprendentes en setiembre, a tal punto que varios astrónomos las consideraron debidas a verdaderas explosiones que superaban en mucho a las que se habían observado en el *cometa de Rordame* el año 1893. En sus períodos de calma, el Morehouse, presentaba el núcleo envuelto en una tenue cabellera de la que partían filamentos luminosos y rectilíneos orientados en la dirección de la cola. En las actividades del astro, se ensanchaba la cabellera y la cola se dilataba presentando largas estriás luminosas dispuestas en forma de abanico, mientras que grandes "bocanadas" de materia eran proyectadas desde la cabeza del cometa a lo largo de la cola, donde aparecían rayos extrañamente encorvados. La actividad llegada a su máximo, se encalmaba pausadamente, hasta que una nueva explosión volvía a provocar efectos parecidos a los que se acaban de describir.

309. COMETA BROOKS. — Fué descubierto en 1889, siendo el V que ese año pasó por el perihelio. El astrónomo BARNARD del Observatorio de Jerkes, descubrió dos compañeros más débiles que el principal, pero presentando grandes analogías con el mismo, por lo que puede suponerse que estos cometas secundarios eran desprendimientos del astro principal cuyo período se calculó en 7 años aproximadamente. Además de los dos cometas secundarios citados, se descubrió desde Viena un tercer acompañante. Uno de los cometas secundarios descubiertos por Barnard perdió el núcleo al cabo de corto tiempo y después de convertirse en una masa difusa fué esfumándose hasta desaparecer, mientras el núcleo del tercer acompañante adquiría tal brillo, que alcanzó a superar al del cometa principal, para declinar después hasta su estado primitivo. El cálculo demostró que las órbitas de los cometas secundarios estaban en el plano orbital del cometa principal, y se llegó a determinar tiempo después que el fraccionamiento de éste se había verificado en las cercanías del perihelio en mayo de 1886 debido a la atracción de Júpiter del cual estuvo muy cerca. Se estableció además, que tal atracción hizo variar el plano de su órbita primitiva reduciendo considerablemente el período que parece haber sido de 31 años. Fué visto el cometa Brooks nada más que en 4 apariciones: la del descubrimiento en 1889, y las verificadas en 1896, 1903 y 1911, no alcanzándosele a ver en la que debió efectuar en 1918. En la aparición de 1896 ya se le vió como un cometa muy débil y sin acompañantes; en 1903 se mostró como una masa difusa, y en 1911, sólo en una ocasión se le alcanzó a ver como una nebulosidad muy esfumada.

En el espectro obtenido en esta última aparición, tomado desde el Observatorio de Lowell, aparecieron muy juntas las dos bandas del cianógeno, presentándose también las tres bandas del protóxido de carbono del espectro de Swan.

310. COMETA ENCKE. — En sus diversas apariciones, verificadas en 1786, 1795, 1805 y 1818, no demostró poseer un período fijo de revolución. En el año 1818 lo encontró Pons en Marsella, identificándosele después con el de 1805. ENCKE es el que emprende los cálculos que le llevan a demostrar que el período de revolución es de unos 1.200 días, es decir, 3,28 años y que si no se le había observado en todas sus apariciones, se debía a que no siempre se presentaba en condiciones favorables de visibilidad. Después de la determinación del período, se le vió con mucha frecuencia, observándose que a cada revolución dicho período disminuía en unas 2h 30m, opinándose que esta variación se debía a la “resistencia” que el cometa encontraba en el espacio, de cuya hipótesis ya se había ocupado OLBERS algún tiempo antes. Esta hipótesis ha sido muy rebatida, ya que los demás cometas de corto período no la confirman, atribuyéndose la disminución de la velocidad del cometa de Encke a las acciones de los enjambres de meteoritos que atraviesa antes de llegar al perihelio.

En la aparición favorable que debió efectuar en 1916, el astro había desaparecido.

311. COMETA BIELA. — Fué observado por el astrónomo austríaco BIELA en 1826, determinándose su período en unos 6 años 9 meses. Después se comprobó que había sido visto antes en 1772 y 1805, no habiéndosele percibido en otras ocasiones por presentarse en condiciones desfavorables de observación. En 1845 volvió a verse sin que se apreciaran en él cambios notables en un principio, pero a fines de diciembre ya había experimentado variaciones realmente extraordinarias. Llamó mucho la atención el hecho de que se fraccionó en dos cometas de aspectos distintos en forma y brillo, pero el menor fué haciéndose cada vez más brillante hasta igualar al otro en febrero de 1846, a partir de cuya fecha fué declinando hasta desaparecer en marzo, mientras el compañero siguió viéndose otro mes más. La distancia entre los cometas parciales que en enero era de unos 275.000 kilómetros, llegó a fines de marzo a ser de unos 315.000 kilómetros. Su aparición siguiente se efectuó en agosto de 1852, apareciendo el cometa principal y el acompañante, pero separados ahora en cerca de 2.500.000 kilómetros. Como el brillo de uno y otro aumentaba y disminuía alternativamente, había incertidumbre en ciertos momentos para apreciar cuál debía ser considerado como principal. Ambos desaparecieron a fines de setiembre de ese año para perderse definitivamente, pues en vano se esperó la vuelta en las épocas que el cálculo asignaba para sus apariciones,

que debían ser los años 1859, 1865, 1872, . . . etc. Se da por comprobado que las intensísimas lluvias de estrellas fugaces observadas en las noches del 27 de noviembre de 1885 y 23 de noviembre de 1892, fueron motivadas por fragmentos del antiguo cometa de Biela atraídos por la Tierra y penetrando en la atmósfera de la misma.

312. OTROS COMETAS IMPORTANTES. COMETA DONATI. — Fué descubierto desde Florencia en junio de 1858, apareciendo en un principio como una difusa masa globular, pero cuatro meses después brillaba como una estrella de 1ª magnitud, cerca de ARTURO, alcanzando su cola en tal época, la longitud de 70 millones de kilómetros. Una de sus características esenciales fué, precisamente, la forma poco común de la cola muy parecida a la de una pluma de ave. Además, presentaba este cometa en su época de mayor brillo otra cola secundaria estrecha y rectilínea.

COMETA COGGIA. — Lo vió por vez primera el astrónomo italiano cuyo nombre lleva, en abril de 1874, haciéndose visible a ojo desnudo en la primera quincena de junio. Su cola irregular y poco luminosa en abril y mayo, adquirió un brillo extraordinario poco después de pasar el astro por el perihelio.

El núcleo al principio era de forma alargada, presentando más luminosidad en uno de los bordes y desprendiendo después las emanaciones luminosas que formaron la cola. Hacia mediados de mayo alcanzó ésta una amplitud de 15° que llegó a ser de casi 60° en julio.

COMETA WELLS. — Descubierto desde Albany en marzo de 1882, este cometa despertó gran interés por las revelaciones de su espectro donde prontamente predominó una raya amarilla que no podría ser otra que la del sodio. Algún tiempo después, VOGEL comprobó un desdoblamiento de esta notable raya, observándose también que el mismo núcleo se coloreaba de amarillo a medida que el astro avanzaba hacia su perihelio. Por otra parte, es digno de mención el hecho de que las bandas del espectro tomado en un principio, desaparecieron por completo al presentarse la raya del sodio antes mencionada.

COMETA PONS. — Este cometa tiene un período de 71 años aproximadamente, habiendo registrado su paso por el perihelio en enero de 1884. SCHIAPARELLI que lo venía observando desde antes de esa fecha, observó con asombro en la noche del 22 de setiembre de 1883, que el cometa pasaba del brillo correspondiente a una estrella de 12ª magnitud que tenía a las 9 de la noche, al de la 8ª magnitud que adquirió dos horas después.

Este fenómeno volvió a producirse en forma más o menos análoga el 1 de enero de 1884, siendo observado entonces por MÜLLER.

Estos insólitos fenómenos atribuidos a erupciones en el seno de la masa cometaria, provocaban notables variaciones en el aspecto del astro.

COMETA HOLMES. — Es otro cometa periódico empleando en su revolución algo menos de 7 años. Fué descubierto en 1892 como un astro carente de núcleo y reducido a una cabellera y una cola débil y corta. Su masa era tan diáfana que a través de ella se divisaban nítidamente las estrellas menos brillante. Algún tiempo después pareció verificarse una condensación de dicha masa, pues el astro adquirió el brillo de una

estrella de 7ª u 8ª magnitud privado de cabellera y cola, pero envuelto en una tenue nebulosidad de 30" de diámetro aparente. Poco a poco fué desapareciendo este aspecto para recobrar el primitivo. Hizo otras dos apariciones en 1899 y 1906, muy debilitado en luminosidad, pero se lo esperó inútilmente en los años 1913, 1920, 1927,... etc.

COMETA RORDAME. — Fué descubierto en 1893, brillando a principios de julio como estrella de 3ª a 4ª magnitud y presentando una cola de poco brillo cuya amplitud era inferior a 15°. Se caracterizó por los cambios experimentados por dicha cola, la cual en ciertos momentos parecía fraccionarse en otras varias. En algunas partes de ella aparecían de un día al otro condensaciones luminosas que desaparecían con igual rapidez.

COMETA DE 1744. — Tal vez el más notable en luminosidad de todos los vistos por el hombre, pues se le alcanzaba a divisar a simple vista en pleno mediodía. Por la noche presentaba un aspecto fantástico con sus seis colas dispuestas en abanico.

COMETA DE 1811. — Otro cometa muy brillante, que fué visible durante 17 meses, alcanzando su cola, poco después de pasar por el perihelio, una longitud de unos 90 millones de kilómetros.

COMETA DE 1843. — De los cometas del siglo XIX, es uno de los más importantes en razón de haber sido el que más se acercó al Sol, ubicándose el núcleo en el perihelio a sólo unos 130.000 kilómetros de su superficie. Su cola, recta, estrecha y de extraordinario brillo, alcanzó a la enorme longitud de 250 millones de kilómetros.

COMETA DE 1862. — Notable por los grandes cambios experimentados en la forma de su cabeza, y las emanaciones luminosas del núcleo que a modo de "bocanadas" iban a disolverse a lo largo de la cola.

COMETA DE 1882 II. — Este cometa al ubicarse entre la Tierra y el Sol, desfiló ante el disco luminoso de este astro, haciéndose completamente invisible durante el tiempo empleado en el paso. Después de haber ofrecido este raro fenómeno, y mientras se alejaba del astro central, acabó por fraccionarse en dos cometas parciales que al poco tiempo desaparecieron en el espacio, para no volver a ser vistos.

COMETA DE 1910 I. — Pasó por su perihelio algún tiempo antes que el cometa de Halley en su aparición de ese año. Lo descubrieron algunos obreros de las minas de diamante del Transvaal, y su núcleo se acercó hasta 15 millones de kilómetros de la Tierra. De sus tres colas, la menor, muy corta, presentaba la extraña característica de ser dirigida hacia el Sol.

PRINCIPALES COMETAS PERIODICOS

Nombre	Paso por el perihelio	Distancia del perihelio	Distancia del afelio	Revolución sideral	Inclinación	Familia
Biela (núcleo 1)	1866 enero	0,879	6,223	6a 252d	12° 22'	Júpiter
Biela (núcleo 2)	1866 enero	0,879	6,224	6a 255d	12° 22'	"
Pons	1884 enero	0,776	33,698	71a 204d	74° 3'	Neptuno
Olbers	1887 octubre	1,199	33,623	72a 237d	44° 34'	"
Brorsen	1890 febrero	0,588	5,610	5a 166d	29° 24'	Júpiter
Tempel	1893 octubre	2,091	4,902	6a 196d	10° 47'	"
Tuttle	1899 mayo	1,019	10,413	13a 244d	54° 29'	Saturno
De Vico	1901 febrero	1,670	5,225	6a 146d	3° 35'	Júpiter
Holmes	1906 marzo	2,122	5,006	6a 313d	20° 49'	"
Finlay	1906 setiembre	0,965	6,029	6a 197d	3° 3'	"
Tempel - Swift	1908 octubre	1,153	5,214	5a 248d	5° 27'	"
Winnecke	1909 octubre	0,973	5,552	5a 326d	18° 17'	"
Perrine	1909 noviembre	1,173	5,760	6a 166d	5° 15'	"
Tempel	1910 febrero	1,323	4,660	5a 63d	12° 45'	"
Halley	1910 abril	0,587	35,303	76a 182d	162° 13'	Neptuno
D'Arrest	1910 setiembre	1,270	5,725	6a 198d	15° 47'	Júpiter
Faye	1910 noviembre	1,666	5,966	7a 160d	10° 36'	"
Brooks	1911 enero	1,963	3,429	7a 39d	6° 4'	"
Encke	1911 agosto	0,338	4,093	3a 109d	12° 35'	"
Borrelly	1911 diciembre	1,403	5,867	6a 339d	30° 26'	"
Wolf	1912 febrero	1,588	5,594	6a 293d	25° 16'	"
Giacobini	1913 noviembre	0,976	5,997	6a 186d	30° 44'	"
Westphal	1913 noviembre	1,262	29,771	61a 44d	42° 33'	Neptuno

METEOROS COSMICOS

313. ESTRELLAS FUGACES. — Se designa con este nombre a los numerosos puntos brillantes que aparecen inopinadamente en el Cielo, en particular en ciertas fechas del año, y que después de recorrer una trayectoria más o menos amplia desaparecen repentinamente, dejando o no rastros a lo largo del recorrido. Debido a que tales recorridos aparecen siempre al observador como arcos de círculos máximos de la esfera celeste, puede deducirse que las estrellas fugaces se desplazan generalmente en línea recta.

La duración del fenómeno, inapreciable casi en algunas ocasiones, suele alcanzar a dos o tres segundos de tiempo en otras, y en

casos excepcionales hasta cuatro, y en cuanto al brillo de estas efímeras luminosidades, suele ser el correspondiente al de las estrellas de 6ª, 5ª, 4ª, 3ª y hasta 2ª magnitud. La luz que nos muestran, por lo general blanca, presenta en algunas ocasiones tonalidades rojizas, verdosas o azuladas.

En toda noche despejada y sin Luna pueden verse, en término medio, de 5 a 6 estrellas fugaces por hora; pero, en fechas especiales del año su número puede alcanzar hasta varios millares en el mismo espacio de tiempo.

Para su mejor estudio pueden dividirse las estrellas fugaces en dos categorías: ESPORÁDICAS y PERIÓDICAS.

Las *esporádicas* pueden verse en toda época del año emanando desde distintos puntos del Cielo como fenómenos independientes los unos de los otros; en cambio, las *periódicas*, que aparecen en gran número en fechas determinadas, parecen surgir de puntos determinados de la esfera celeste llamados *puntos radiantes*, constituyendo verdaderos *enjambres* con trayectorias paralelas e iguales velocidades en sus desplazamientos cuando emergen del mismo radiante. En ciertos casos es tal el número de estrellas fugaces del mismo enjambre, que el fenómeno se convierte en una verdadera "*lluvia de estrellas*".

Los dos principales enjambres de estrellas fugaces tienen sus puntos radiantes en las regiones del Cielo ocupadas por las constelaciones de PERSEO y LEÓN. Las del enjambre de Perseo, llamadas *Perseidas* o *Lágrimas de San Lorenzo*, aparecen en las noches comprendidas entre el 10 y el 13 de agosto de cada año; las del enjambre del León, denominadas *Leónidas*, pueden verse en gran número en las noches del 11 al 13 de noviembre.

Además de los importantes enjambres que se acaban de mencionar, existen otros muchos cuyos radiantes están ubicados en distintas regiones de la esfera celeste, pudiéndose citar las *Ariétidas*, *Táuridas*, *Gemínidas*, *Virgínidas*, *Escorpiónidas*, *Capricornidas*, *Acuáridas*, *Piscínidas*, *Boótidas*, *Líridas*, etc. El nombre de estos enjambres deriva del de la constelación donde parece estar ubicado el radiante.

Algunas estrellas fugaces, sobre todo de las leónidas, suelen dejar rastros a lo largo de sus recorridos, los cuales se presentan bajo forma de vapores o cenizas, que van disipándose más o menos lentamente, bajo la acción de las altas corrientes atmosféricas. En otros casos el fenómeno es acompañado de una especie de chisporroteo cuyas huellas luminosas persisten, a veces, durante algunos segundos.

314. ORIGEN DE LAS ESTRELLAS FUGACES. — Antiguamente se consideró a las estrellas fugaces como fenómenos luminosos con asiento en nuestra atmósfera. En la actualidad se han disipado las dudas relativas a la naturaleza de estos fenómenos

a raíz de las investigaciones realizadas sobre los principales enjambres por SCHIAPARELLI, HEIG, SCHMIDT, DENNING y otros muchos astrónomos. Se deduce de ellas, que en el espacio interplanetario existen copiosísimas multitudes de pequeños corpúsculos, que a modo de diminutos asteroides o cometas se desplazan alrededor

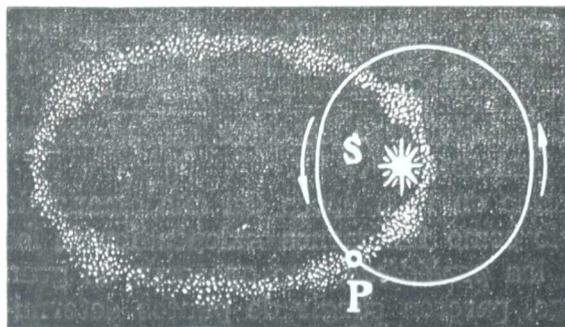


Fig. 240. — Pasaje de la Tierra por un anillo meteórico. (N. D.).

del Sol, describiendo órbitas muy excéntricas. Muchos de estos corpúsculos, más o menos espaciados entre sí, dan lugar a la formación de anillos elípticos con focos en el Sol, más densos en algunas de sus partes que en otras. Si se supone entonces que la Tierra en su revolución anual (fig. 240), se interna en uno de esos anillos

al llegar al punto *P* de su órbita, se comprenderá como gran número de tales corpúsculos o piedras del espacio penetrarán en nuestra atmósfera a altas velocidades, de tal modo que su energía cinética transformándose en calor los llevará al estado de incandescencia que los convierte en estrellas fugaces.

315. VELOCIDAD Y ALTURA DE LAS ESTRELLAS FUGACES. — La velocidad con que llegan a nuestra atmósfera los corpúsculos que originan los meteoros cósmicos que venimos estudiando, puede calcularse con cierta aproximación. Suponiendo circular a la órbita terrestre (casi lo es), la velocidad lineal del planeta sería constante e igual a su velocidad media de traslación que es de unos 30 kilómetros por segundo.

Si consideramos ahora a otro cuerpo describiendo alrededor del Sol una órbita *muy excéntrica*, dicho cuerpo al colocarse del Sol a una distancia igual a la que separa a este astro de la Tierra (150 millones de kilómetros), estará animado de una velocidad *v* que según las leyes de la mecánica estará expresada por:

$$v = 30 \frac{\text{km.}}{\text{seg.}} \cdot \sqrt{2} = 42 \frac{\text{km.}}{\text{seg.}} \text{ (velocidad parabólica).}$$

En consecuencia: los corpúsculos que integran el anillo elíptico de la figura 240, pasan por el punto *P* de encuentro con la órbita de la Tierra con una velocidad que aproximadamente es la que se acaba de determinar.

Combinemos ahora dicha velocidad con la de la Tierra en su traslación. Si ésta penetrara en el anillo corpuscular moviéndose en igual dirección y sentido que los integrantes, la velocidad con que dichos corpúsculos penetrarán en la parte más alta de nuestra

atmósfera alcanzará al valor mínimo de 12 km. por segundo, obtenido como diferencia entre las velocidades componentes; pero si la Tierra penetrara en el anillo desplazándose en igual dirección y sentido contrario con respecto a los corpúsculos del mismo, éstos penetrarían en la región superior de la atmósfera terrestre con la velocidad máxima de 72 km. por segundo, obtenida como suma de las velocidades componentes.

De esta discusión se alcanza a comprender, cómo los pedruscos que originan los meteoros cósmicos sólo pueden penetrar en nuestra atmósfera con velocidades comprendidas entre los 12 y los 72 km. por segundo.

Supongamos a uno de esos corpúsculos animados por una velocidad de 60 km. por segundo al penetrar en la atmósfera terrestre. Si tenemos en cuenta que al cabo del primer segundo la resistencia

opuesta por el aire reduce a tal velocidad a menos de $\frac{1}{30}$ parte de su

valor, se comprenderá cómo esta fuerte pérdida de energía cinética, transformándose en calor, podrá dar lugar al desarrollo de temperaturas comprendidas entre los 2.000° y 3.000° C, capaces de llevar a aquellos corpúsculos al estado de incandescencia, y aun hasta volatilizarlos.

ALTURA. Presenta muchas dificultades la obtención de las alturas en que una estrella fugaz inicia o termina su estela luminosa, ya que el fenómeno se produce en forma imprevista. Sin embargo, operando dos observadores separados por una distancia previamente determinada, bastará que éstos determinen el punto del Cielo en que ven proyectarse a una misma

estrella fugaz para determinar trigonométricamente la altura buscada. El mérito de la primera determinación de alturas de una estrella fugaz, debe ser asignado a dos estudiantes de Gotingen, BENZENBERG y BRANDES, quienes en 1798 alcanzaron el éxito apetecido, después de vencer las dificultades inherentes a tales determinaciones, hoy simplificadas merced al método fotográfico.

Posteriormente menudearon tales mediciones y los resultados obtenidos, para las estrellas fugaces de los distintos enjambres (se consignan sólo los más importantes), son los que se dan en el cuadro que sigue, según el catálogo confeccionado por DENNING.

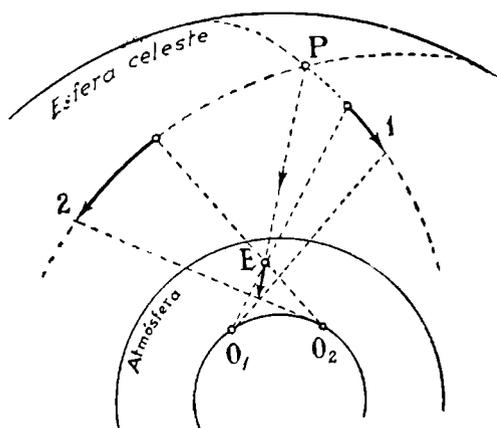


Fig. 241. — Dos observadores situados en O_1 y O_2 , ven a la estrella fugaz E según los recorridos 1 y 2 sobre la esfera celeste. Dichos recorridos permiten fijar el punto P del Cielo, y conocida la distancia O_1O_2 , se calcula trigonométricamente la altura en que la estrella fugaz inicia o termina su estela luminosa

Observemos desde ya, por el resultado obtenido para las leónidas, que el menor espesor que podrá atribuirse a la capa atmosférica que rodea a la Tierra debe ser siempre superior al de los 130 km. en que suelen inflamarse los corpúsculos de tal enjambre.

Enjambres	Aparición: altura media	Desaparición: altura media	Recorrido medio	Velocidad me- dia por seg.
Ariétidas	126 km.	60 km.	122 km.	34 km.
Taúridas	114 „	70 „	99 „	39 „
Gemínidas	122 „	73 „	96 „	40 „
Leónidas	133 „	89 „	87 „	77 „
Virgínidas	99 „	77 „	96 „	30 „
Escorpiónidas ...	95 „	69 „	158 „	26 „
Capricórnidas ...	98 „	72 „	71 „	24 „
Acuáridas	99 „	76 „	106 „	30 „
Piscínidas	116 „	62 „	133 „	31 „
Perseidas	131 „	86 „	77 „	62 „
Boótidas	101 „	80 „	105 „	37 „
Líridas	132 „	83 „	92 „	53 „

316. PUNTOS RADIANTES. PERIODICIDAD DE LOS ENJAMBRES METEORICOS. —

Consideremos un haz de corpúsculos que inciden sobre la atmósfera terrestre siguiendo trayectorias paralelas (figura 242). El observador *O* verá las estelas luminosas proyectadas sobre la esfera celeste según arcos de círculos máximos que se cortan en un punto *R*, el cual se presenta como centro de irradiación de estrellas fugaces.

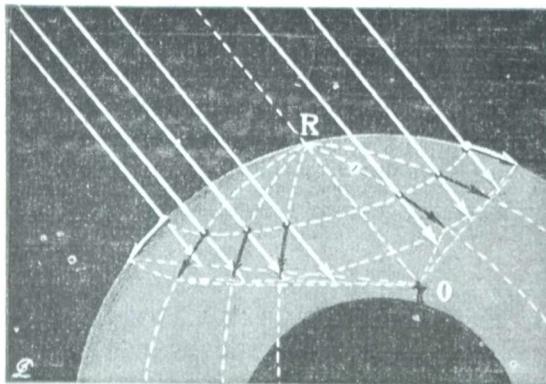


Fig. 242. -- Explicación de los puntos radiantes.

En realidad las trayectorias de las estrellas fugaces no se inician en el mismo punto radiante sino en las proximidades del mismo, salvo el caso de aquellas que por dirigirse hacia el observador, no pueden aparecer más que como fugaces puntos luminosos (fig. 243).

Debe tenerse en cuenta, que la trayectoria visible de una estrella fugaz no puede ser exactamente rectilínea, desde que sobre el corpúsculo incandescente en movimiento actúa necesariamente la atracción terrestre obligándole a recorrer un arco de hipérbola. Se sigue de ello, que es imposible obtener sobre la esfera celeste un radiante fijo como punto de concurrencia de las trayectorias de todas las estrellas fugaces de un mismo enjambre, obteniéndose en cambio una cierta porción de la esfera celeste hacia la cual convergen las direcciones de los recorridos. El centro de gravedad de tal superficie, es lo que se llama punto radiante. DENNING calcula que en todo el Cielo hay más de 3.000 que podrían ser clasificados en *primarios* y *secundarios*, según la importancia de los enjambres que de ellos emanan.

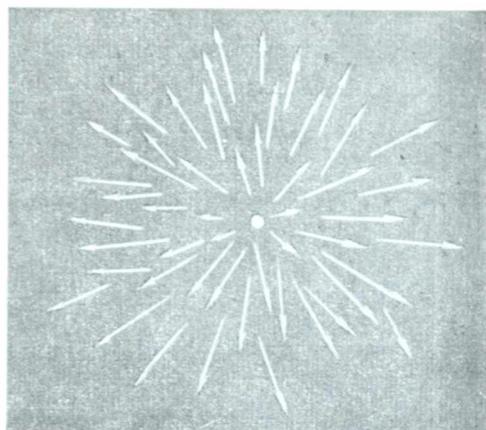


Fig. 243. - Punto radiante.

Un hecho curioso es que cuando ciertos radiantes primarios entran en actividad, como el de las *perseidas*, otros radiantes secundarios de las inmediaciones también lo hacen, como si dependieran de aquél, por lo cual a los últimos se les suele llamar *radiantes parásitos*. Este fenómeno no se produce con el radiante de las *leónidas* que aparece como aislado.

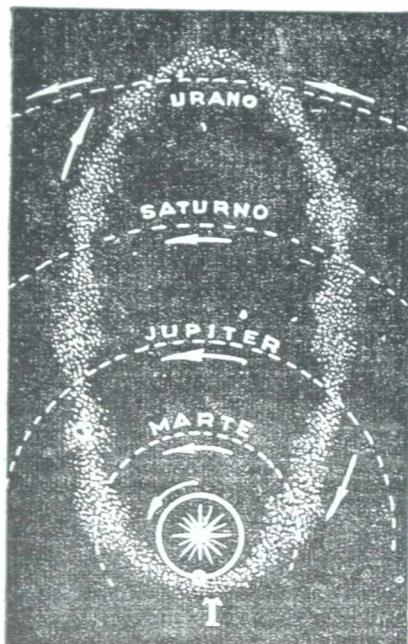


Fig. 244. — Orbita del enjambre de las leónidas. Período 33 años. (N. D.).

PERIODICIDAD. --- Como ya se ha visto, los enjambres meteóricos tienen un período de aparición que es de un año, vale decir, el mismo en que la Tierra efectúa una revolución alrededor del Sol.

Con respecto a las leónidas (fig. 244), parece existir otro período de 33 años 4 meses, aproximadamente, superpuesto al período anual. En efecto: en el año 1833 se produjo en noviembre una lluvia tan intensa de leónidas, que el fenómeno llamó fuertemente la atención; pero en los años sucesivos el enjambre fué declinando en tal forma, que casi había desaparecido en noviembre de 1840. Por diversas observaciones alcanzó a deducir DENNING la existencia del período arriba citado, durante el cual el enjambre debía experimentar va-

riaciones en cuanto a su intensidad, previendo que otra lluvia de leónidas con iguales características de la registrada en 1833 se produciría en noviembre de 1866. El fenómeno acaeció en efecto, con

una intensidad que superó a todas las previsiones, ya que hacia la media noche del 13 de noviembre del año citado, la cabeza de la constelación del León aparecía como envuelta en una lluvia de fuego.

ADAMS, de Cambridge, explicó a satisfacción el período anotado, admitiendo que el anillo meteórico de las leónidas, con todos

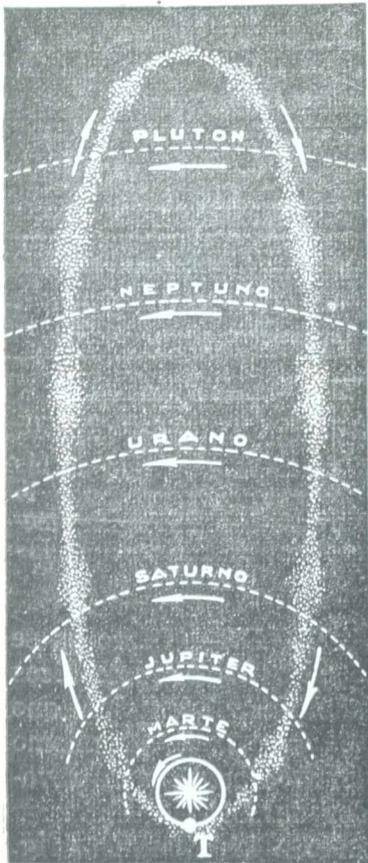


Fig. 245. — Probable órbita de las perseidas. Período 108 años. (N. D.).

sus corpúsculos, cumple una revolución alrededor del Sol en el tiempo indicado por Denning. Si se admite además que dicho anillo en una de sus partes ofrece una condensación de corpúsculos mayor que en toda otra región del mismo, se comprenderá que al ponerse en contacto con la órbita de la Tierra aquella condensación, al cabo de cada revolución sideral del anillo, se produzcan los efectos apuntados.

317. RELACIONES ENTRE COMETAS Y METEOROS COSMICOS. —

Por las numerosas observaciones y estudios verificados por WEISS, SCHIAPARELLI y otros muchos astrónomos, parece ser un hecho ya comprobado que las órbitas de varios enjambres meteóricos importantes coinciden con las de diversos cometas ya desaparecidos, de modo que los corpúsculos que por incandescencia dan lugar a las estrellas fugaces, no serían más que los restos nucleares de aquellos astros.

El cometa Biel'a (311) cuyo período era de 7 años, no pudo ser observado en 1839 por presentarse en condiciones precarias de visibilidad, pero sí lo fué en el año 1846 en que su núcleo se desdobló en

dos porciones dando lugar a otros tantos cometas parciales que siguieron su marcha a través del espacio según órbitas muy poco separadas entre sí. En el año 1852 volvieron a aparecer ambos astros gemelos, esperándoseles inútilmente en las apariciones que debieron efectuar en 1859 y 1866. Se les volvió a aguardar en el año 1872, habiéndose calculado que el 27 de noviembre del mismo, la Tierra debía atravesar la cola de uno de ellos. La búsqueda resultó infructuosa, pero en la fecha indicada, una copiosísima lluvia de estrellas fugaces (*bielidas*) iluminó cierta región de la esfera celeste durante gran parte de la noche. El fenómeno se repitió en noviembre de 1885 con características semejantes, pero no volvió a observarse en lo sucesivo debido a las perturbaciones provocadas por la atracción de Júpiter sobre el enjambre meteórico formado por los restos del desaparecido cometa. Por diversas determinaciones, se ha afirmado

también que la trayectoria seguida por el anillo meteórico de las leónidas, no es otra que la del antiguo cometa de TEMPEL, así como la de las perseidas coincidiría sensiblemente con la órbita del cometa de TUTTLE, cuyo período era de 108 años (fig. 245).

Otras estrellas fugaces del mes de junio, cuyo punto radiante está en la constelación de la OSA MAYOR, parecen pertenecer a un enjambre dispuesto alrededor del Sol según la órbita del cometa PONS - WINECKE.

Sin embargo sería aventurado afirmar que todos los enjambres de meteoros cósmicos sean de origen cometario, debiéndose admitir la existencia en el espacio de numerosas nubes de corpúsculos meteóricos, además de las formadas por las disgregaciones cometarias.

318. ESTRELLAS FUGACES ESPORADICAS. — Además de los enjambres de estrellas fugaces que emanan de puntos radiantes en determinadas fechas del año, aparecen otras en cualquier época y en cualquier punto de la esfera celeste, pudiéndose contar en términos medio, desde un lugar determinado, de 6 a 7 por hora. Si tenemos en cuenta que desde toda la superficie de la Tierra podrán verse en el mismo lapso un número 15.000 veces mayor, llegamos a la conclusión de que diariamente penetran en nuestra atmósfera alrededor de 2.000.000 de tales corpúsculos, sin contar los provenientes de los enjambres. A este número, habrá que agregar otro mucho mayor constituido por todos aquellos meteoritos cuya luminosidad escapa a la observación, el cual debe ser de muchos millones.

Se ha podido apreciar, por el tiempo que dura la luminosidad, de una estrella fugaz, que su masa es del orden de los décimos de gramo, por lo cual, a pesar de la constante caída sobre la Tierra de esta materia

cósmica, la masa de nuestro planeta no aumenta en forma apreciable. En cuanto a la frecuencia con que se perciben estrellas fugaces, se ha observado que es mucho mayor horas antes del amanecer, lo que se explica si se tiene en cuenta (fig. 246) que esa parte de la Tierra es la que va al encuentro, por su movimiento traslatorio, de los



Fig. 246. — Las estrellas fugaces son más frecuentes al amanecer. (S. D.).

corpúsculos que las originan. Las estrellas fugaces del anochecer serían originadas en cambio solamente por aquellos corpúsculos cuya velocidad fuera superior a la de traslación de la Tierra.

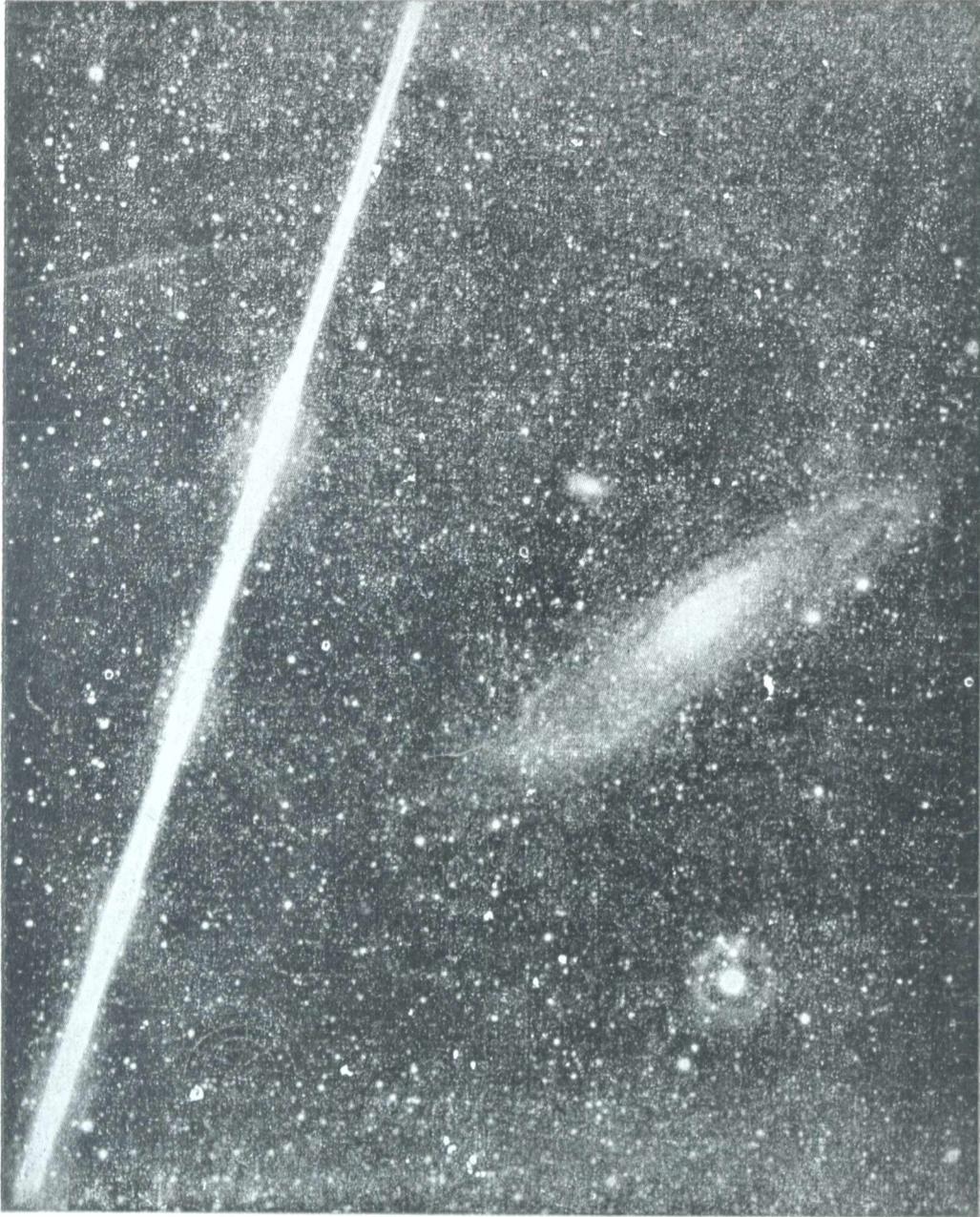


Fig. 247. Notable fotografía de un bólido tomada por J. KLEPETA, del Observatorio de Praga, en las proximidades de la nebulosa de Andrómeda.

BOLIDOS Y URANOLITOS

319. **BOLIDOS.** — En algunas ocasiones los corpúsculos del espacio que penetran en nuestra atmósfera suelen tener dimensiones

más considerables que las de aquéllos que originan las estrellas fugaces, y en tales casos el meteoro llamado *bólido* adquiere características muy especiales. En un principio el bólido se muestra como una masa de escaso brillo animada de un rápido movimiento y adquiriendo prontamente, por aumento de su brillo, todo el aspecto de un globo ígneo perceptible a veces en pleno día. Cuando el fenómeno se produce de noche, la iluminación que ocasiona en las regiones terrestres cercanas suele ser superior a la de la luna llena. El color de la luz emitida por el bólido experimenta grandes variantes: comienza en general por ser blanco o amarillento, adquiriendo poco después una pronunciada tonalidad verdosa, para terminar en el rojo, pudiéndose notar en las fases intermedias toda una gama de matices difíciles de precisar para los distintos observadores. En término medio, la frecuencia de los bólidos en toda la superficie de la Tierra es de unos 60 por año, casi la mitad de los cuales aparecen en pleno día, en cuyo caso dejan a lo largo de su trayectoria una faja de humo oscuro que persiste durante varios minutos y va disipándose lentamente arrastrada por las corrientes atmosféricas. Cuando el fenómeno se verifica en horas de la noche, el rastro es blanco y brillante (fig. 247), abarcando en ocasiones una longitud superior a los 100 kilómetros.

La mayor parte de los bólidos, presentan un fuerte chisporroteo y explotan como una bomba en el momento culminante del fenómeno, percibiéndose la detonación, en ocasiones, a más de 100 kilómetros del lugar de la explosión. Esta, suele ser seguida de retumbos y detonaciones parciales parecidas al crepitar de ametralladoras, como si los fragmentos resultantes de la explosión principal fueran estallando a su vez; en muchos casos las crepitaciones suelen percibirse hasta varios segundos después de la explosión del bólido y en ocasiones hasta algunos minutos.

Los residuos de tales explosiones llamados *aerolitos* (piedras del aire) y con más propiedad *uranolitos* (fig. 248) (piedras del Cielo) llegan comúnmente a tierra, penetrando a pequeñas profundidades y conservando aún temperaturas elevadas durante algún tiempo. Casi siempre, los residuos del bólido se diseminan sobre una superficie de forma elíptica que algunos astrónomos llaman *campo de distribución*, siguiendo en su caída los fragmentos mayores, recorridos curvilíneos, y los menores sensiblemente rectilíneos.



Fig. 248. — Uranólito de 237 kg. encontrado en 1896 en Nueva Méjico. Las dos líneas transversales corresponden a cortes efectuados para su estudio.

Entre los bólidos más importantes registrados durante el siglo XIX, pueden citarse los siguientes:

El de abril del año 1803 que estalló en *L'Aigle*, departamento del Orne (Francia), cuyo campo de distribución abarcó una longitud de 11.000 metros por 1.000 metros de ancho, y en el cual se diseminaron más de 3.000 uranolitos, pesando algunos de ellos hasta 10 kilogramos; el de *New Concord* (Ohio) en mayo de 1860; el de *Orgueil* (Francia) del año 1864 cuya luz fué visible desde París a Santander; el de *Pultusk* (Polonia) en junio de 1868 que distribuyó sobre una vasta franja de tierra más de 100.000 uranolitos de todos los tamaños; el de *Homestead* (Yowa) del año 1890, etc. Uno de los más notables de los registrados en el siglo XX, es el bólido que estalló en *Holbrooc* (Arizona) en julio de 1912 y del cual se recogieron alrededor de 15.000 trozos

En ocasiones se han hallado a ciertas profundidades, algunos uranolitos de peso considerable: el de *Villamette* pesa alrededor de 16.000 kilogramos y se conserva como un objeto raro en el museo de New York, siendo el de *Ranchito* (Méjico), de 50 toneladas el mayor que se ha encontrado hasta ahora.

Si la Tierra no estuviese rodeada de una elevada capa atmosférica, los voluminosos y pesados cuerpos que constituyen los bólidos, llegarían directamente a su superficie animados de grandes velocidades, originando los destrozos consiguientes. La atmósfera, constituye para el planeta, una capa protectora contra el bombardeo de bólidos, mucho más eficaz que la más rígida de las corazas, ya que al provocar la explosión de tales proyectiles, hace que a la superficie sólo lleguen fragmentos poco considerables de los mismos.

320. DIFERENCIAS ESENCIALES ENTRE BOLIDOS Y ESTRELLAS FUGACES. — Algunos astrónomos, y entre ellos Schiaparelli, consideraron a los bólidos de igual origen que las estrellas fugaces, fundándose para ello en que muchas de éstas alcanzan brillos extraordinarios, dejando en la atmósfera huellas de su paso a lo largo de la trayectoria. Casos de esta especie suelen producirse entre las *leónidas* y las *biélidas*, pero en realidad nunca ha sido observado un bólido detonante, proveniente de punto radiante alguno de estrellas fugaces.

En la actualidad se considera a los bólidos como fenómenos independientes de las estrellas fugaces, contribuyendo a suponerlo así, ciertas diferencias de las cuales ya se han mencionado algunas, además de las que van a continuación:

a) Las horas de aparición de los bólidos están comprendidas por lo general entre el mediodía y la medianoche; en cambio las estrellas fugaces irradian de preferencia después de la medianoche.

b) Los bólidos suelen presentarse con mayor frecuencia en los meses de mayo y junio, mientras las estrellas fugaces irradian con más intensidad en agosto y noviembre.

c) Se ha conseguido determinar las órbitas de los cuerpos que originan los bólidos, habiéndose encontrado que son hipérbolas, en

tanto que los anillos corpusculares que dan lugar a las estrellas fugaces son elípticos.

d) Los bólidos en su gran mayoría llegan a nuestra atmósfera desplazándose en el sentido directo (Occidente a Oriente), como si fueran pequeños planetas, siendo que los corpúsculos que dan origen a las estrellas fugaces no manifiestan predilección por uno u otro sentido.

El carácter diferencial c) parecería demostrar que los bólidos son cuerpos ajenos al Sistema Solar. La Tierra, y con ella los demás cuerpos del Sistema, los irían encontrando diseminados en el espacio sidéreo, a medida que el Sol y su séquito avanzan hacia el ápex.

Sin embargo, el hecho de que los bólidos en su mayoría llegan a nuestra atmósfera desplazándose en el sentido directo, cual si fueran pequeños planetas, está en contradicción con la hipótesis mencionada, no habiendo en consecuencia nada seguro al respecto.

321. CONSTITUCION QUIMICA DE LOS URANOLITOS. —

El elemento predominante en los uranolitos es sin duda alguna el hierro, ya presentándose al estado nativo, ya bajo la forma de sulfuro o de protóxido. En ocasiones, los compuestos ferruginosos aparecen mezclados con materiales pétreos, formando una masa esponjosa en la que se presenta comúnmente la sílice y la magnesia, al par que diversos silicatos de los que abundan en las piedras terrestres. Otros elementos comunes en estas piedras del Cielo, son: *níquel, cobalto, cromo, manganeso, azufre, cloro, aluminio, estaño, cobre*, etc., habiéndose logrado hallar en casos muy raros el *carbono* al estado de *grafito*, y hasta de *diamante*, aun cuando en pequeñísima proporción.

Es muy común clasificar a los uranolitos en *pétreos y metálicos* según el material predominante en su constitución.

El hecho de que el análisis químico de los uranolitos, conduce en todos los casos a sustancias conocidas en la Tierra, confirma la hipótesis de que la constitución del Universo en todas sus regiones es siempre la misma, conclusión ésta apoyada por el análisis espectral de la luz proveniente de las estrellas y nebulosas, donde los elementos revelados son también conocidos por el hombre.

322. URANOLITOS ARGENTINOS. — En 1783 MIGUEL RUBÍN DE CELIS describe al hierro meteórico hallado por los indios en el desierto del Gran Chaco llamado *Otumpa* y que aquéllos designaban con el nombre de *Mesón de Hierro*. Este uranolito de *Otumpa* sobresalía del suelo, según CELIS, sólo unos 30 cm. y su peso debía ser de unas 15 toneladas. Un trozo de hierro meteórico hallado cerca de la masa principal fué transportado a Buenos Aires y regalado al embajador inglés, el cual lo remitió al Museo Británico, donde se encuentra desde 1826. El Museo de La Plata posee del *Otumpa*, sólo un fragmento de 870 gramos, en tanto que el que se conserva en el Museo de Londres tiene un peso cercano a los 650 kg. Por más

que se ha buscado empeñosamente, la masa principal del "Mesón de Hierro", no ha podido ser reencontrada hasta hoy.

En noviembre de 1923 fué encontrado un hierro meteórico de 4.210 kg. a 21 kilómetros al sudoeste de la estación Gancedo (F. C. C. N.) que desde 1925 se conserva en el Museo de Buenos Aires, habiéndole designado su director, profesor MARTÍN DOELLO JURADO, con el nombre indígena de "El Toba".

A menos de 10 kilómetros del lugar donde fué hallado *El Toba*, se encontró en agosto de 1925 "El Mocoví" de 723 kilogramos de peso. En la misma región comprendida entre las provincias de

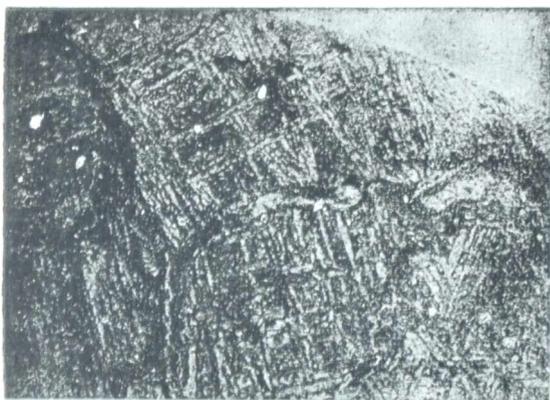


Fig. 249. — Figuras de corrosión en el uranulito de Puerta de Arauco. (Original del Dr. Herrero Ducloux).

Santiago del Estero y del *Chaco*, se han encontrado otros trozos de hierro meteórico, por lo cual se ha denominado a la misma "Campo del Cielo".

Las investigaciones llevadas a cabo por el químico argentino doctor ENRIQUE HERRERO DUCLOUX sobre esos uranulitos, conducen a la indudable conclusión de que todos ellos, incluso el de *Otumpa*, han pertenecido a un bólido cuya masa originaria debe haber sido de

unas 100 toneladas. El *Campo del Cielo* no sería más que el *campo de distribución* del gigantesco bólido cuya explosión se efectuó posiblemente antes del descubrimiento de América.

Entre los procedimientos seguidos para clasificar e individualizar a los meteoritos, aparte del análisis químico, tiene particular importancia el estudio de las curiosas figuras de corrosión que aparecen en una superficie pulida del mismo, al ser atacada por un ácido. La figura 249, muestra esas figuras de corrosión obtenidas por HERRERO DUCLOUX en el hierro meteórico de la *Puerta de Arauco* caído en ese lugar (La Rioja), en 1904. La trama revela lo complicado de la estructura interna del mismo.

Pero de todos los uranulitos que se han encontrado hasta ahora en suelo argentino, el de mayor valor científico es, sin duda alguna, el *uranulito carbonoso de Nogoyá*, caído el 30 de junio de 1879 en la provincia de Entre Ríos, en las cercanías del lugar que le dió nombre. Este uranulito, cuyo peso original era de 2.250 gramos, se dividió en varios fragmentos que se repartieron para su estudio entre las principales academias científicas y museos del mundo, conservándose en el Museo de Buenos Aires un trozo de 356 gramos. Sobre este pequeño trozo el doctor HERRERO DUCLOUX realizó sus investi-

gaciones confirmando que en él se encontraban *humoides*, es decir, cuerpos complejos de naturaleza orgánica como los que se hallan en la tierra arable y que son resultados de procesos bioquímicos bien definidos. Los átomos de carbono, hidrógeno, oxígeno y nitrógeno se hallaban en el uranolito formando moléculas como las que engendran los seres orgánicos en sus manifestaciones vitales. Los contados ejemplares de uranolitos de esta clase encontrados hasta hoy en el mundo entero parecen traernos un mensaje revelador de la existencia de vida, en quién sabe que remotas regiones del espacio y del tiempo.

ESTRELLAS Y NEBULOSAS

LIBRO SEXTO

ESTRELLAS Y NEBULOSAS



INTRODUCCION A LA ASTRONOMIA ESTELAR

323. **GENERALIDADES.** — Hace apenas un siglo hubiera parecido absurdo creer que algún día se podrían tener conocimientos positivos acerca de las condiciones físicas que reinan en las estrellas y nebulosas más lejanas. Sin embargo, esos conocimientos constituyen hoy toda una realidad. La débil luz que recibimos de estrellas y nebulosas remotas, captada por los potentes telescopios modernos, fijada en placas fotográficas ultrasensibles, analizada por poderosos espectrógrafos, medida su intensidad por fotómetros sensibilísimos, permite al hombre inducir de ese cúmulo de hechos el estado físico, presión, temperatura, densidad, etc., así como la composición química de la materia diseminada en el espacio ilimitado en forma de estrellas y nebulosas.

La pequeñez métrica del hombre no ha sido obstáculo para que pudiera penetrar y medir las profundas regiones del espacio, así como la brevedad de su vida no le impide tampoco el tratar de ahondar en la corriente del tiempo, vislumbrando los límites de una evolución estelar, cuyas etapas deben medirse en miles de millones de años.

Es posible que los espíritus eminentemente prácticos, se pregunten para qué pueden servir esos conocimientos cuyo logro cuesta tantos y tantos esfuerzos. Podría contestarse a esto que, p. ejem., el helio fué descubierto primeramente estudiando el espectro del Sol, teniendo hoy aquel gas múltiples aplicaciones; que las estrellas revelan que en su seno se transforma la masa en energía, lo que podría conducir quizá a encontrar en la Tierra un procedimiento que efectuando aquella transformación permitiera poner en movimiento nuestras máquinas sin gasto alguno; también cabría decir que, reinando en las estrellas y nebulosas condiciones imposibles de reproducir en nuestros laboratorios, pueda llegarse por el estudio astrofísico al descubrimiento de leyes y fenómenos que más tarde podrían tener alguna aplicación práctica. Pero es indudable que ninguno de estos aspectos es lo que mueve al investigador en sus fatigosas búsquedas. El espíritu que los guía es absolutamente desinteresado, como lo fué el que alentó a Copérnico, a Kepler, a Galileo, a Newton y también a los filósofos griegos y a los de todas las épocas.

Comenzaremos por estudiar los instrumentos de observación.

INSTRUMENTOS DE OBSERVACION

324. ANTEOJO ASTRONÓMICO. REFRACTORES Y REFLECTORES. — La figura 250 representa esquemáticamente un anteojo astronómico refractor. La imagen de un objeto lejano dada por el objetivo Ob , se produce en el plano focal del mismo PP' . Esta imagen se observa a través del ocular O_c . Si se acomoda el ojo para

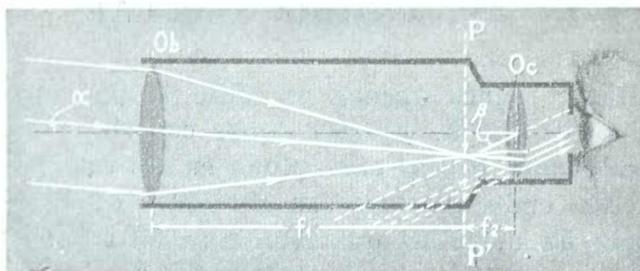


Fig. 250. — Anteojo refractor.

ver nítidamente al infinito, el foco del ocular debe coincidir con el del objetivo. De este modo el haz de rayos que parte de cualquier punto de la imagen que está en el plano PP' , que es también el plano focal del ocular, después de atravesar a

éste se convierte en un haz de rayos paralelos, que el sistema óptico del ojo del observador hará converger en un determinado punto de su retina.

Si llamamos I al diámetro de la imagen dada por el objetivo, siendo α el diámetro aparente del objeto se tiene:

$$tg\alpha = \frac{I}{f_1},$$

donde f_1 es la distancia focal del objetivo. Llamando β al diámetro aparente con que se ve la imagen a través del ocular, tenemos:

$$tg\beta = \frac{I}{f_2},$$

siendo f_2 la distancia focal del ocular.

El *aumento* es la relación entre la tangente del diámetro aparente del objeto observado con el anteojo, y la tangente del diámetro aparente del mismo observado sin anteojo, o sea:

$$a = \frac{tg\beta}{tg\alpha} = \frac{f_1}{f_2}. \quad [1]$$

Este aumento da también la relación entre el diámetro lineal de la imagen retiniana observada con el anteojo y el diámetro de la imagen del objeto que se produce en la retina al observarlo a simple vista.

El objetivo de los anteojos refractores consta, en realidad, de dos lentes adosadas con el objeto de corregir la aberración cromática y de esfericidad, correcciones que no se pueden llevar a cabo en forma absoluta.

En los anteojos reflectores, en los cuales el objetivo está constituido por un espejo cóncavo, no existe aberración cromática alguna y la aberración de esfericidad se corrige dándoles forma parabó-

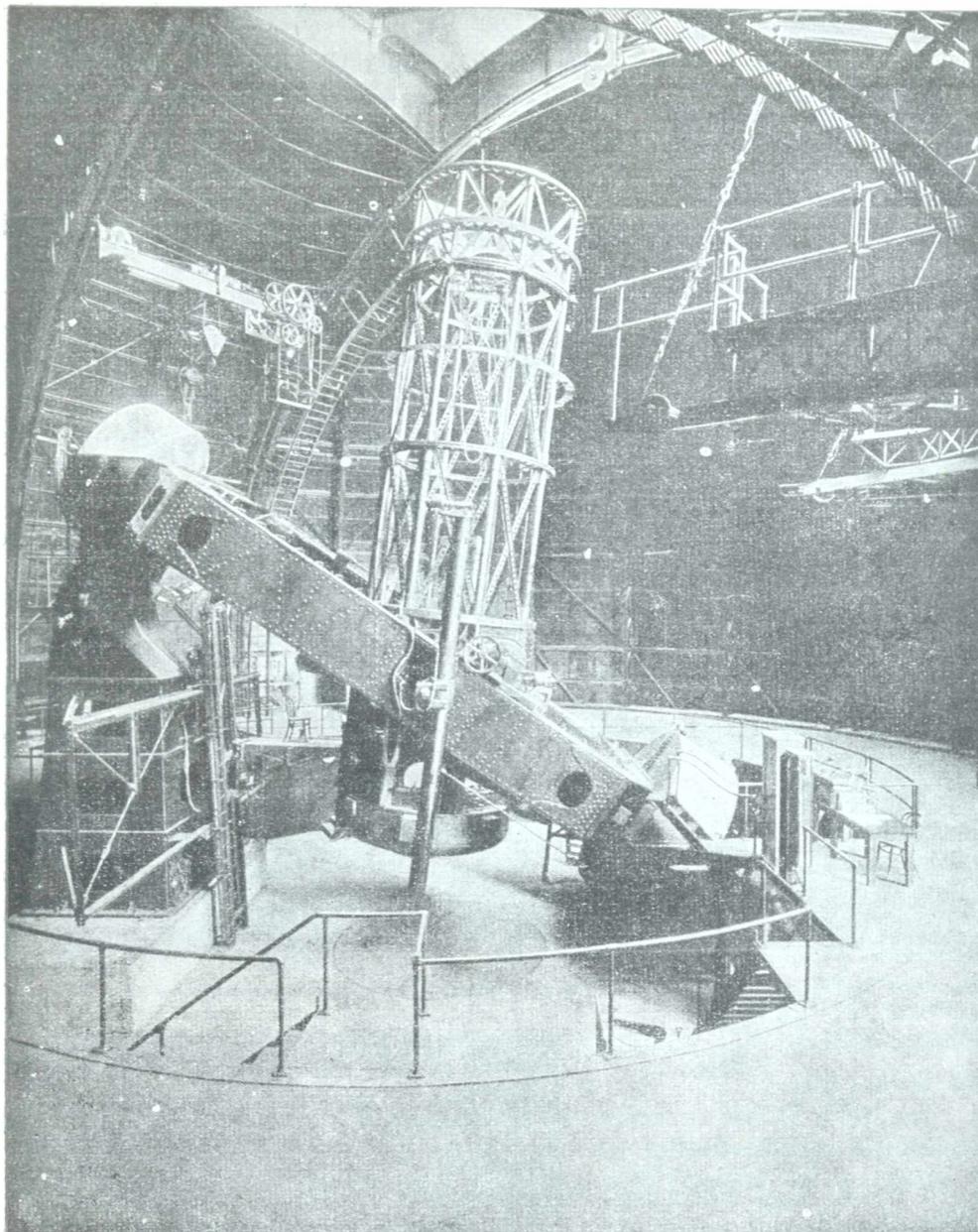


Fig. 251. — El gran telescopio Hooker de 2,54 m. de abertura del Observatorio de Mount Wilson. Distancia focal 12,60 m. (Aumento: hasta 5.000).

lica. Estos espejos son de vidrio, cuya superficie se platea o aluminiza por un procedimiento especial. La figura 253 representa un corte esquemático del llamado telescopio de Newton. El espejo plano *E* inclinado a 45° con respecto al eje del antejo, hace que la ima-

gen del objeto se produzca en P' en lugar de hacerlo en P , donde se observa con el ocular Oc .

Las figuras 254, y 255 muestran otros tipos de reflectores.

Veremos más adelante que el poder de un anteojo depende fundamentalmente del diámetro del objetivo, el cual conviene que sea lo más grande posible. Si se trata del objetivo de un refractor, hay que trabajar cuatro superficies ópticas, en tanto que en los reflectores basta con una sola. Por esta circunstancia los telescopios de mayor poder en uso actualmente son reflectores.

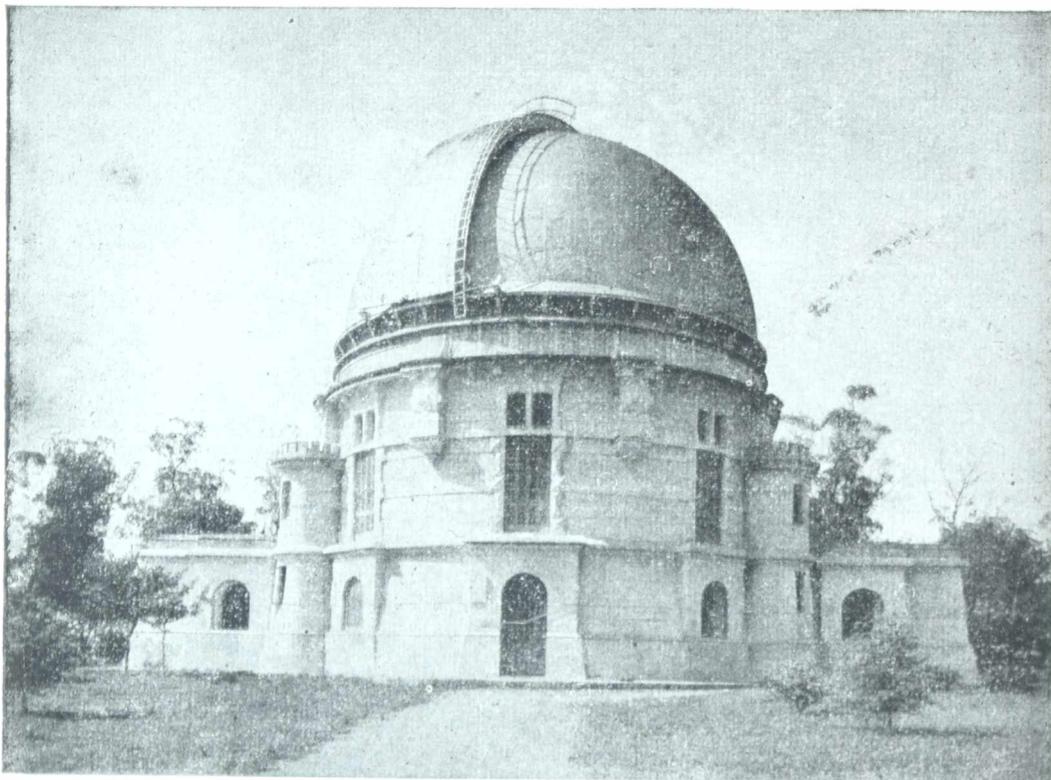


Fig. 252. - Cúpula giratoria del ecuatorial del Observatorio de La Plata.

Se entiende por *claridad* de una imagen retiniana, a la cantidad de luz que incide sobre la unidad de superficie de la retina.

La *claridad* de un anteojo no es otra cosa que la relación entre la claridad con que se ve con él una superficie iluminada, la Luna, p. ejem., y la claridad con que se la vería observándola a simple vista.

Para aprovechar por completo toda la luz que penetra por el objetivo y obtener con el anteojo una claridad máxima, debe procurarse que aquella luz penetre íntegramente por la pupila del ojo del observador.

La llamada *pupila de entrada* del instrumento no es otra cosa que el mismo objetivo, y la *pupila de salida*, por donde salen todos los rayos que entraron por aquél no es más que la imagen del

objetivo dada por el ocular. Dirigiendo el anteojo hacia cualquier superficie brillante, se percibe la pupila de salida como un pequeño círculo luminoso colocado delante del ocular.

Si llamamos D al diámetro del objetivo (pupila de entrada) y d al diámetro de la pupila de salida, se ve por la figura 257 que debe valer la relación:

$$\frac{D}{d} = \frac{f_1 + f_2}{y}, \quad [2]$$

siendo y la distancia desde el centro óptico del ocular a la pupila de salida. Por otra parte por la fórmula de las lentes,

$$\frac{1}{f_1 + f_2} + \frac{1}{y} = \frac{1}{f_2}, \text{ o sea, } \frac{1}{y} = \frac{1}{f_2} - \frac{1}{f_1 + f_2}, \quad [3]$$

y llevando este valor de y a la fórmula [2] se obtiene:

$$\frac{D}{d} = (f_1 + f_2) \cdot \left(\frac{1}{f_2} - \frac{1}{f_1 + f_2} \right) = \frac{f_1}{f_2} = a, \quad [4]$$

lo que nos dice que la relación entre los diámetros de las pupilas de entrada y salida del anteojo es igual al aumento del mismo. El diámetro d de la pupila de salida debe ser igual o menor que el diámetro δ de la pupila del ojo del observador, pues, de otro modo no se aprovecharía toda la luz que entra por el objetivo. Por lo tanto:

$$d \leq \delta.$$

Veamos ahora de qué depende la claridad de un anteojo. Si observamos a simple vista una superficie brillante, p. ejem., la Luna, la cantidad total de luz que el ojo recibe será proporcional a la superficie de la pupila del ojo que es a su vez proporcional al cuadrado del diámetro δ de la misma, por lo cual, si designamos con K una cierta constante de proporcionalidad, la cantidad total de luz Q que penetra en el ojo será:

$$Q = K \cdot \delta^2.$$

Si llamamos S a la superficie que cubre sobre la retina la imagen de la Luna al observarla a simple vista, la claridad C de la misma estará dada por:

$$C = \frac{K\delta^2}{S}.$$

Si observamos con un anteojo y no tomamos en cuenta la pérdida de luz por reflexión en las superficies de los lentes, ni la pérdida por absorción — caso ideal límite —, la cantidad total de luz Q' que penetra

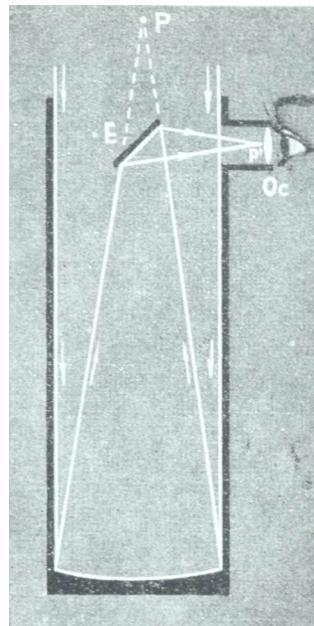


Fig. 253. — Telescopio de Newton.

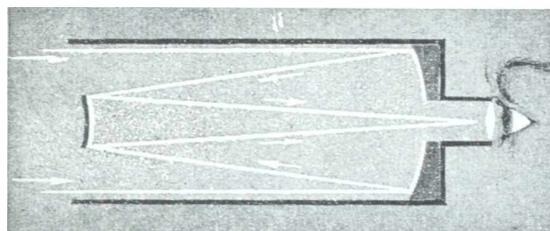


Fig. 254. — Telescopio Cassegrain. El objetivo está perforado en el centro desde donde se observa. Un espejo convexo, hiperbólico, envía la luz que recibe del objetivo al ocular.

en el ojo, en este caso, será proporcional a la superficie de la pupila de entrada del instrumento, o sea:

$$Q' = K \cdot D^2,$$

y la claridad C' será:

$$C' = \frac{KD^2}{S'},$$

siendo aquí S' la superficie de la imagen que se forma sobre la retina observando con el antejo. Si el aumento de éste es a , se tendrá:

$$\frac{S'}{S} = a^2,$$

de donde:

$$C' = \frac{KD^2}{a^2 S}$$

De aquí:

$$\frac{C'}{C} = \frac{D^2}{a^2 \delta^2} \quad [5]$$

Si el diámetro δ de la pupila del observador fuera igual al diámetro d de la pupila de salida del instrumento, se tendría para ese caso:

$$\frac{C'}{C} = 1;$$

es decir, que la claridad de la imagen formada por el antejo alcanza a ser igual a la claridad que se obtiene a simple vista. En todos los demás casos la claridad de la imagen es inferior observando con el antejo.

El aumento que proporciona un antejo cuando se obtiene con él el máximo de claridad se llama aumento normal. Como este aumento se obtiene para $d = \delta$, resulta:

$$a_n = \frac{D}{\delta}$$

Si se tiene, p. ejem., un objetivo de 20 cm. de diámetro y suponemos para la pupila un diámetro de 4 mm., el aumento normal será igual a 50. Si fuera la distancia focal del objetivo igual a 1 m., se lograría dicho aumento con un ocular cuya distancia focal fuera igual a 2 cm. Claro está que se pueden utilizar aumentos superiores al que hemos llamado normal. Si al antejo anterior le adaptamos un ocular de distancia focal igual a 0,5 cm., el aumento será igual a 200 y la pupila de salida tendría un diámetro que sería igual a la cuarta parte de la pupila del ojo, con lo cual la claridad se reduciría a $\frac{1}{16}$. En efecto, reem-

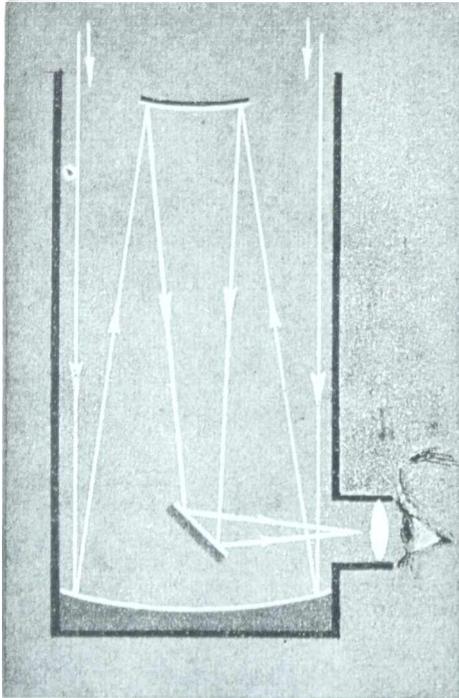


Fig. 255. — Telescopio combinación Cassegrain y Newton.

plazando en la [5] el valor de a dado por la [4] resulta:

$$\frac{C'}{C} = \left(\frac{d}{\delta}\right)^2.$$

De lo que precede, parecería que la única limitación impuesta al aumento de un anteojo estaría condicionada por la disminución de su claridad, lo cual no importaría mayormente cuando se trata de observar superficies muy brillantes como la del Sol o la de la Luna. Existen otras causas que limitan el aumento, y que veremos más adelante.

325. OBSERVACIONES ESTELARES.

— Lo que precede con respecto a la claridad de la imagen, vale solamente para superficies extensas, o sea, cuando se observa con el anteojo un astro con diámetro aparente. Si se trata de una estrella, la cual debido a la enorme distancia a que se encuentra no tiene diámetro aparente sensible, el anteojo dará de la misma una imagen puntual y el *brillo* con que aparece será proporcional a la cantidad total de luz que penetra por el ojo para formar su imagen.

Observando sin anteojo el brillo B , será:

$$B = K\delta^2.$$

y con anteojo su brillo B' :

$$B' = KD^2;$$

de donde:

$$\frac{B'}{B} = \frac{D^2}{\delta^2}.$$

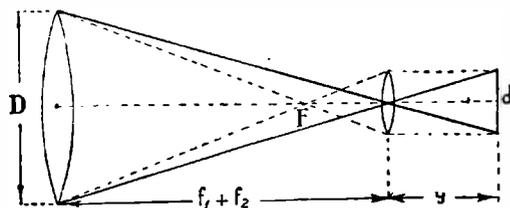


Fig. 257. — Pupilas de entrada y salida.

Con el anteojo del ejemplo anterior, una estrella observada con él parece 2.500 veces más brillante que a simple vista, prescindiendo de las pérdidas de luz por reflexión, etc.

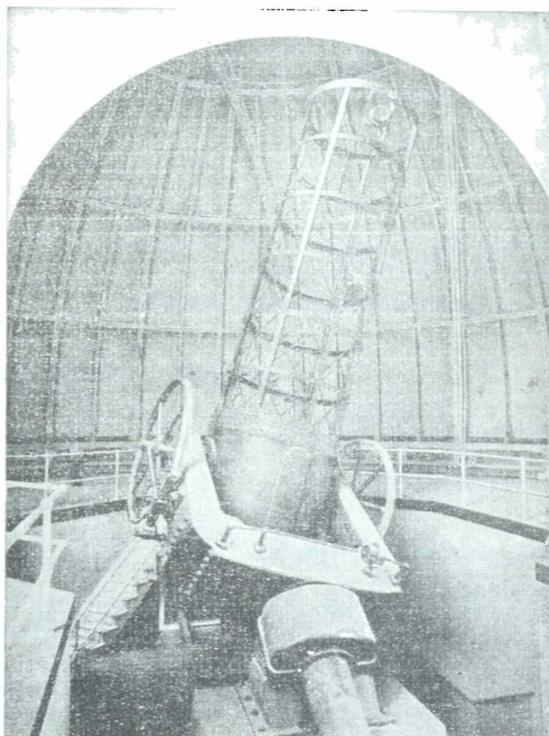


Fig. 256. — Reflector de 1.52 m. de abertura del Observatorio Astrofísico de Bosque Alegre, dirigido por E. Gaviola, sucursal del de Córdoba. En el hemisferio austral sólo el reflector instalado en Africa del Sur, sucursal del Harvard College, lo iguala en dimensiones.

Si se utilizara para la observación un aumento grande, el brillo aumentaría todavía por efecto del contraste, pues con gran aumento el fondo del Cielo parece más oscuro que observado a simple vista por lo dicho precedentemente. Calculemos a título de ejemplo hasta las estrellas de que magnitud podrían ser observadas con un antejo de 20 cm. de diámetro.

Supondremos que a simple vista pueden percibirse estrellas de 6ª magnitud. Si una estrella de magnitud x se ve con el antejo, como se ve a simple vista una de 6ª, se tendrá:

$$\frac{B_6}{B_x} = 2.500,$$

siendo B_x el brillo correspondiente a la magnitud x y B_6 el brillo de las estrellas de 6ª magnitud.

Por otra parte sabemos (59):

$$\frac{B_6}{B_x} = 2,5^{x-6};$$

de donde;

$$2,5^{x-6} = 2.500,$$

$$x - 6 = \frac{\log. 2.500}{\log. 2,5} = 8;$$

de donde:

$$x = 14.$$

Repitiendo el cálculo para un objetivo de diámetro igual 2,5 m. (el reflector mayor que se posee hasta el presente, fig. 251), resulta que con él pueden percibirse estrellas hasta de la vigésima magnitud. Utilizando la fotografía puede llegarse aún más lejos.

326. EFECTOS PRODUCIDOS POR LA DIFRACCION. —

Hemos considerado hasta aquí que la imagen de una estrella dada por un antejo astronómico se reduce a un punto geométrico, y así sería, si no intervinieran fenómenos de difracción que se producen debido a la naturaleza ondulatoria de la luz. Debido a ello, aun considerando que el objetivo de un antejo es perfecto desde el punto de vista óptico, la imagen dada por el mismo de una estrella es, en lugar de un punto, un pequeño círculo brillante rodeado de anillos luminosos de brillo rápidamente decreciente.

Para entender de qué depende el poder separador de un antejo, daremos la teoría elemental del fenómeno la cual nos será útil también para desarrollar más adelante la teoría del interferómetro de MICHELSON, con el cual pueden medirse los diámetros aparentes de las estrellas.

Consideremos en primer lugar un haz de luz monocromática de longitud de onda λ que incide normalmente sobre una pantalla PP' (fig. 258), en la cual se ha practicado una ranura cuyo ancho a está representado por el segmento AB . Cuando los puntos de la abertura AB son alcanzados por la onda plana $\pi\pi'$ cada uno de ellos se convierte en centro de emisión de luz (principio de HUYGENS), partiendo en consecuencia ondas luminosas en todas direcciones.

Las ondas que partiendo de los distintos puntos de la ranura llevan la dirección AE que coincide con la de la luz incidente, están en concordancia de fase y por lo tanto en esa dirección tendremos luz. Si consideramos ahora una dirección AF tal que la diferencia de marcha entre las ondas que parten de los bordes de la ranura sea igual a una longitud de onda, $\overline{AD} = \lambda$, para esa dirección la luz se anulará, pues si suponemos la ranura dividida por su parte media, a cada punto de la región superior AC se le puede hacer corresponder otro homólogo de la parte inferior BC y la onda que parte del primero en la dirección AF estará atrasada en media longitud de onda con respecto a la onda que parte del segundo. Luego, el primer mínimo de luz o primera zona oscura se obtiene para una dirección φ_1 tal que:

$$\text{sen } \varphi_1 = \frac{\lambda}{a}$$

Para otra dirección φ_2 tal que $\overline{AD} = \frac{3\lambda}{2}$, se obtiene refuerzo de luz, pues considerando ahora la ranura dividida en tres partes iguales, se anula solamente la luz correspondiente a dos de esas porciones. Luego tendremos luz si se cumple:

$$\text{sen } \varphi_2 = \frac{3\lambda}{2a}$$

Si la inclinación es tal que $\overline{AD} = 2\lambda$, tendremos oscuridad y entonces valdrá:

$$\text{sen } \varphi_3 = \frac{2\lambda}{a}$$

Claro está que el fenómeno es simétrico con respecto al plano cuya traza en el dibujo es CH .

327. IMAGEN DE UNA ESTRELLA EN UN OBJETIVO CILINDRICO. —

Sea ABC (fig. 259) una lente cilíndrica cuyas generatrices suponemos perpendiculares al plano del dibujo. Incida sobre ella un haz de luz

paralelo que supondremos proviene de una estrella. Si la línea focal de la lente pasa por F , allí tendremos la imagen de la estrella que será una línea brillante cuyo ancho trataremos de hallar. Las ondas que partiendo de la lente llevarían sin estar ésta la dirección AE , se

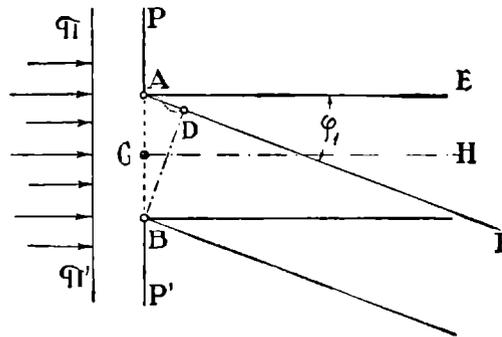


Fig. 258. — Difracción de la luz.

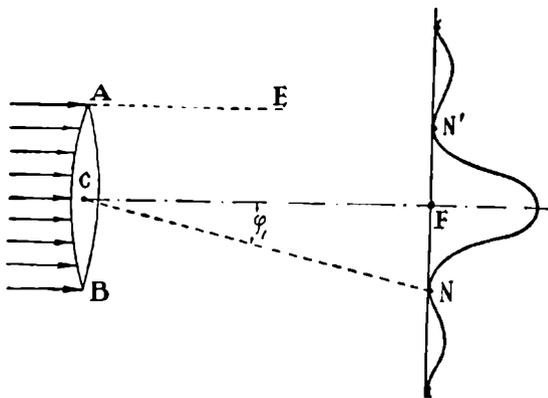


Fig. 259. — Imagen de una estrella en un objetivo cilíndrico.

reúnen en F donde se refuerzan. En cambio, las ondas que hubieran seguido la dirección de CN al reunirse en N , plano focal de la lente, se anularán si el ángulo $FCN = \varphi_1$ es tal que:

$$\text{sen } \varphi_1 = \frac{\lambda}{a},$$

siendo a , en este caso, el ancho AB de la lente.

Para cualquier dirección comprendida entre CF y CN la luz no se anula por completo, de modo que la imagen de la estrella estaría formada por una faja cuyo espesor sería igual a NN' . A este banda central seguirían en dirección paralela otras menos luminosas separadas por trazos oscuros.

Siendo λ muy pequeño con respecto a a en lugar de $\text{sen } \varphi_1$, podremos tomar el arco medido en radianes, con lo cual el ángulo $h = 2\varphi_1$, que nos da una medida del ancho de la imagen sería:

$$h = \frac{2\lambda}{a}.$$

Si quisiéramos obtener el ancho d efectivo en cm. de la imagen bastaría multiplicar la expresión anterior por la distancia focal de la lente:

$$d = \frac{2\lambda}{a} \cdot f. \quad [1]$$

328. IMAGEN DE UNA ESTRELLA DADA POR EL OBJETIVO DE UN ANTEOJO. — Tratándose de una lente esférica o de un sistema óptico con simetría axial, en el plano focal del mismo aparecerá la imagen de la estrella que estará formada a causa de la difracción y como se comprende por lo que precede, por un pequeño disco brillante rodeado por un anillo oscuro seguido de otros anillos luminosos. El brillo de los anillos decrece rápidamente de tal modo que es difícil percibir aún el primero de ellos. La luz que contribuye a formar a éste es solamente 0,02 de la luz que interviene en la formación del disco central.

Siendo D el diámetro del objetivo y λ la longitud de onda, el diámetro d del primer anillo oscuro, y por lo tanto el diámetro del disco luminoso imagen de la estrella, está dado por una fórmula análoga a la [1], pues difiere de ella sólo en el coeficiente numérico:

$$d = 1,22 \frac{\lambda}{D} \cdot f. \quad [2]$$

EJEMPLO: Consideremos $\lambda = 5.500 \text{ \AA}^*$ (luz amarilla).

$$D = 20 \text{ cm.} \quad f = 100 \text{ cm.}$$

$$d = 1,22 \frac{5.500 \cdot 10^{-6}}{20} \cdot 100 = 0,00034 \text{ cm.} = 3,4 \mu.$$

* \AA = unidad ANGSTROM = 10^{-8} cm.

329. PODER SEPARADOR DE UN ANTEOJO. — Los centros de las imágenes de dos estrellas separadas por una distancia angular α , se encuentran en el plano focal del objetivo separados por una distancia h tal que:

$$h = \alpha f. \quad [3]$$

Como cada imagen es un pequeño disco, podrán verse ambas separadas siempre que h sea igual o mayor que el diámetro d de los discos imágenes, o sea, debe ser de acuerdo a [2] y [3]:

$$\alpha \geq 1,22 \frac{\lambda}{D},$$

o sea:

$$D \geq 1,22 \frac{\lambda}{\alpha}$$

Sea, por ejemplo, $\alpha = 1''$, que expresado en radianes es:

$$1'' = \frac{\pi}{180 \times 60 \times 60}.$$

con lo que, para $\lambda = 5.500 \cdot 10^{-8}$ cm. resulta, substituyendo en la fórmula anterior:

$$D \geq 14 \text{ cm.}$$

Por lo tanto, para poder ver separadas dos estrellas que distan $1''$ de arco, se requiere un anteojo cuyo objetivo tenga por lo menos un diámetro de 14 centímetros.

En la práctica se observa que dicho diámetro debe ser todavía mayor, pues debido al fenómeno del centelleo, los discos imágenes de las estrellas resultan algo agrandados. Por esto se requiere una abertura del objetivo de no menos de 20 cm. para lograr ver separadas dos estrellas cuya distancia angular es de $1''$ de arco.

Si la abertura del objetivo fuera de 1 m. (5 veces mayor), podrán separarse con él dos estrellas separadas solamente en $0'',20$.

En la figura 260 se ha representado, como se ven, dos estrellas poco distantes entre sí con anteojos del mismo aumento y de abertura de 10, 20 y 40 cm.

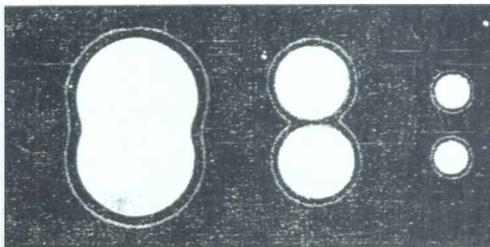


Fig. 260. — Poder separador de un anteojo.

330. AUMENTO EXIGIBLE. — Debido también a la difracción el ojo humano tiene un poder separador de $1'$ aproximadamente, lo que quiere decir que se pueden ver separados dos puntos, siempre que su distancia angular sea igual o mayor de $1'$.

Este ángulo de $1'$ es el ángulo bajo el cual se ve un segmento

de 1 mm. colocado normalmente a la visual a una distancia de 3,44 metros.

Si el objetivo es capaz de separar dos estrellas o dos puntos que distan angularmente en α segundos, para verlas separadas a través del ocular será necesario que éste permita percibirlo bajo un ángulo de 1' por lo menos, o sea, de 60'', por lo cual el aumento mínimo indispensable o aumento exigible será:

$$a_e = \frac{60''}{\alpha}$$

Para un objetivo de unos 20 cm. de diámetro, cuyo poder separador es de 1'' aproximadamente, se requerirá un aumento igual a 60, lo que significa que si la distancia focal del objetivo es igual, p. ejem., a 120 cm., la del ocular deberá ser igual o menor a 2 cm. Conviene utilizar para una visión cómoda, aumentos 2 ó 3 veces

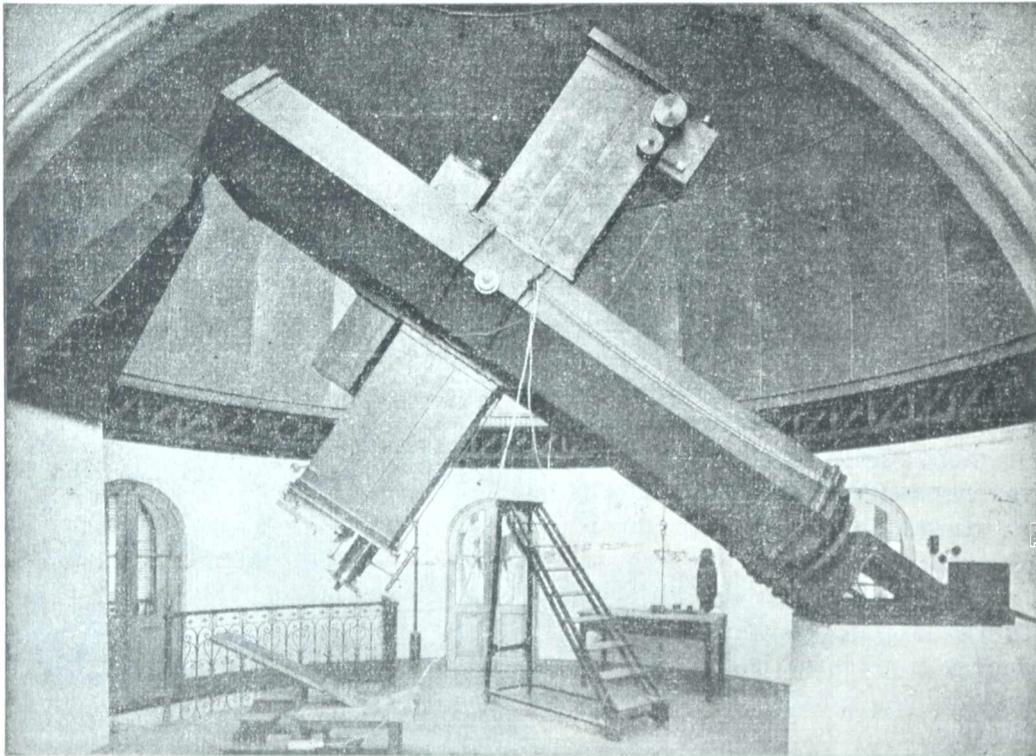


Fig. 261. — Astrográfico del Observatorio de La Plata. Abertura 34 cm.

mayores que el exigible. En condiciones atmosféricas favorables pueden utilizarse aumentos 6 ó 7 veces mayores (*aumento máximo*).

331. CAMPO. — Se llama campo de un antejo al ángulo con vértice en el centro del objetivo formado por dos generatrices opuestas del cono que limita el espacio que puede ser visto por medio

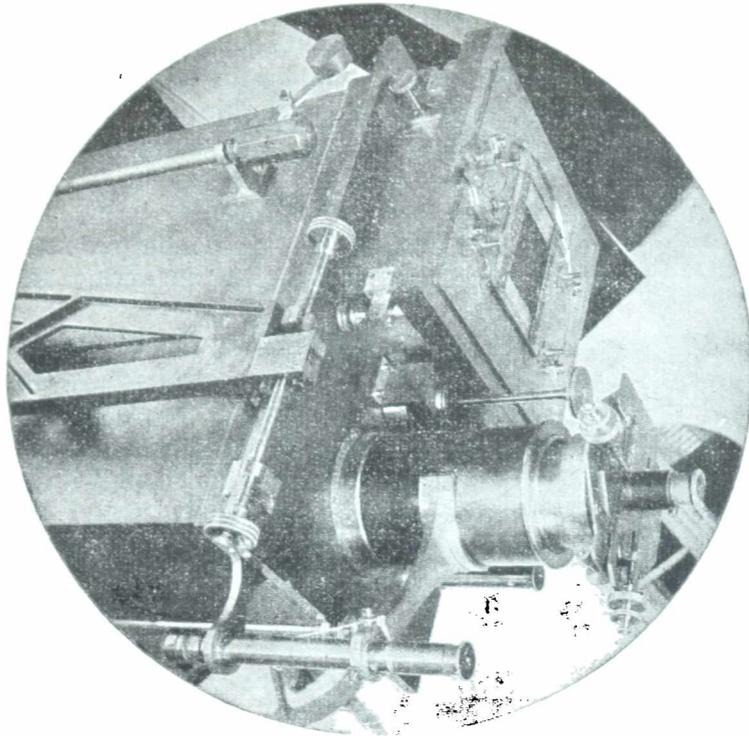


Fig. 262. — Cabeza ocular del astrográfico del Observatorio de La Plata.

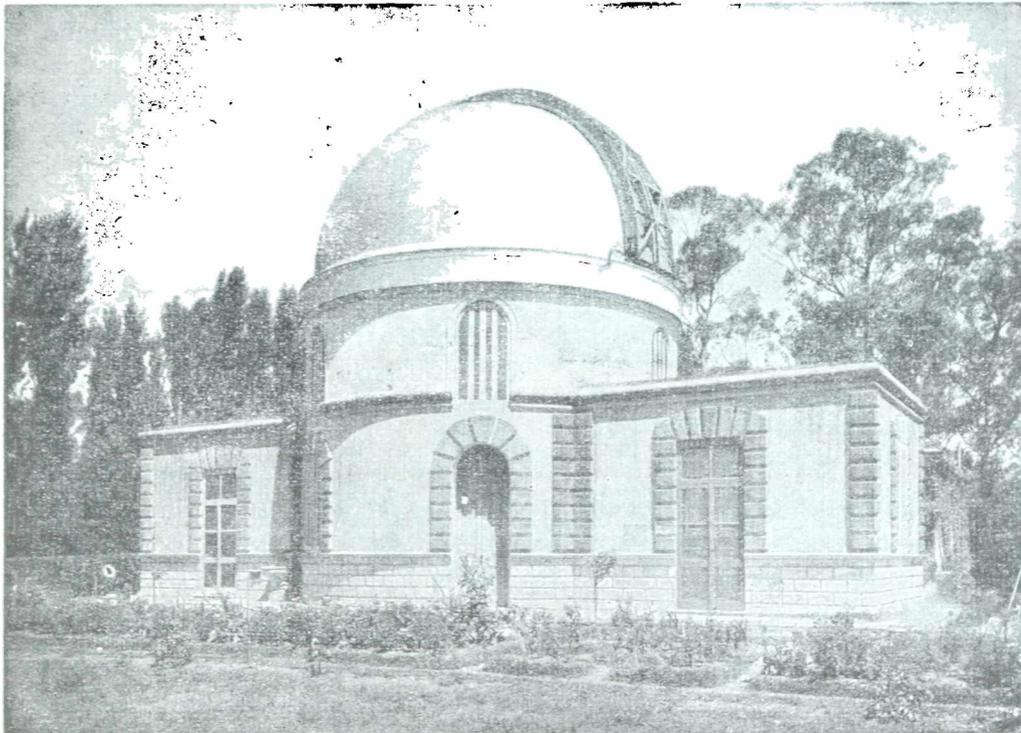


Fig. 263. — Torre del astrográfico del Observatorio Nacional de La Plata.

del instrumento. También se llama campo a dicho espacio. Para lograr una iluminación uniforme del mismo, se coloca en el plano focal del objetivo un diafragma consistente en un disco metálico con un orificio circular, cuyo centro coincide con el eje óptico del anteojo. Este diafragma viene unido a la armadura del ocular. Es fácil demostrar que el campo es tanto menor cuanto mayor es el aumento, por lo cual los anteojos muy potentes están munidos de otro más pequeño de mayor campo que se denomina *buscador*. El eje óptico del buscador debe ser paralelo al eje óptico del anteojo.

332. ASTROGRAFICOS. — Actualmente la fotografía estelar ha reemplazado casi por completo a la observación visual. En el plano focal del objetivo se coloca la placa fotográfica. La región del Cielo a fotografiarse se localiza por un anteojo auxiliar provisto de retículo y cuyo eje debe coincidir con el del anteojo principal. El montaje del anteojo debe ser ecuatorial y un preciso aparato de relojería permite seguir al astro en su movimiento diurno, lográndose así la posibilidad de obtener fotografías con largos tiempos de exposición. Al aumentar el tiempo de exposición las estrellas más brillantes aparecen en la placa como círculos de diámetro relativamente grande. Ello se debe a

que la luz se difunde en los gránulos de la emulsión sensible. Esta circunstancia hace dificultoso el revelar la existencia de una estrella débil cercana a otra mucho más brillante. La figura 261 muestra el astrográfico del Observatorio de La Plata y la figura 262 detalle de la cabeza ocular del mismo.



Fig. 261. El gran reflector de 5 m. de abertura de Monte Palomar.

333. DIMENSIONES DE REFRACTORES Y REFLECTORES.

— Cuanto mayor es el diámetro del objetivo, mayor es, como hemos visto, el poder separador del anteojo y también su poder lumínico. En el cuadro siguiente damos las características ópticas de diversos objetivos, desde el modesto anteojo de 5 cm. de abertura hasta uno de 5 m. de diámetro que corresponde al gran reflector de Monte Palomar (fig. 264). Se ha supuesto igual a 5 milímetros el diámetro de la pupila del ojo.

POTENCIA DE LOS ANTEOJOS ASTRONOMICOS

D (cm)	Poder separador (")	Aumento mínimo exigible	Se perciben estrellas hasta la magnitud	Se separan dos puntos de la Luna distantes en	Una estrella como el Sol se vería aun situada a
5	4"	15	11	7.400 m.	500 años luz
10	2"	30	12,5	3.700 ..	1.000 .. "
20	1"	60	14	1.850 ..	2.000 .. "
40	0",5	120	15,5	925 ..	4.000 .. "
100	0",2	300	17,5	370 ..	10.000 .. "
150	0",13	450	18,4	250 ..	15.000 .. "
250	0",08	750	19,5	148 ..	25.000 .. "
500	0",04	1500	21	74 ..	50.000 .. "

Actualmente, rara vez la distancia focal del objetivo llega a ser 10 veces mayor que su diámetro. Antes, en cambio, se construían anteojos muy largos. Así, el gran refractor de Yerkes (EE. UU.), en uso desde 1897 tiene un objetivo de 1 m. de diámetro y 21 metros de distancia focal. Con un simple ocular de 5 cm. se consigue un aumento de 420 diámetros. En cambio el gran reflector de Mount Wilson de 2,50 m. de diámetro, en uso desde 1919, tiene una distancia focal que es sólo unas 5 veces el diámetro: $f = 12,60$ m.

Se comprende que el peso de tales instrumentos debe ser enorme. Agréguese a ello la circunstancia de que deben moverse con la exactitud de un reloj de alta precisión.

Además la flexión del tubo debe ser mínima, y el aparato debe ser apto para acoplar a él cámaras fotográficas y espectrógrafos cuyo peso es muchas veces considerable y que deben equilibrarse cuidadosamente. Para lograr todo esto es necesario efectuar cuidadosos y complicados cálculos de ingeniería.

En lo concerniente a la parte óptica las superficies de los lentes del objetivo de los refractores, deben ser trabajadas cuidadosamente, como se ha dicho, para evitar las aberraciones cromáticas y de esfericidad. En los reflectores, la superficie parabólica de los mismos debe ser ópticamente perfecta, lo que significa que la diferencia entre la parábola teórica y la curva de cualquiera de las generatrices del espejo debe ser menor que 0,1 de longitud de onda, o sea, del orden del décimo de micrón.

334. INTERFEROMETRO DE MICHELSON. — Dos estrellas cuya distancia angular es menor de 0",1, no pueden separarse ni aun con los potentes instrumentos modernos. Sin embargo, un ingenioso dispositivo debido al físico norteamericano MICHELSON, permite medir distancias angulares mucho menores que aquélla.

El fundamento del procedimiento es el siguiente: frente al objetivo Ob de un anteojo astronómico (fig. 265), se coloca una pantalla provista de dos ranuras paralelas R_1 y R_2 cuya distancia D puede variarse a voluntad.

Supongamos que una estrella se encuentre en la prolongación del eje óptico del instrumento. En el punto O , intersección del plano focal del objetivo con el eje óptico, se producirá una franja luminosa de interferencia paralela a las ranuras, pues allí la luz de ambas se refuer-

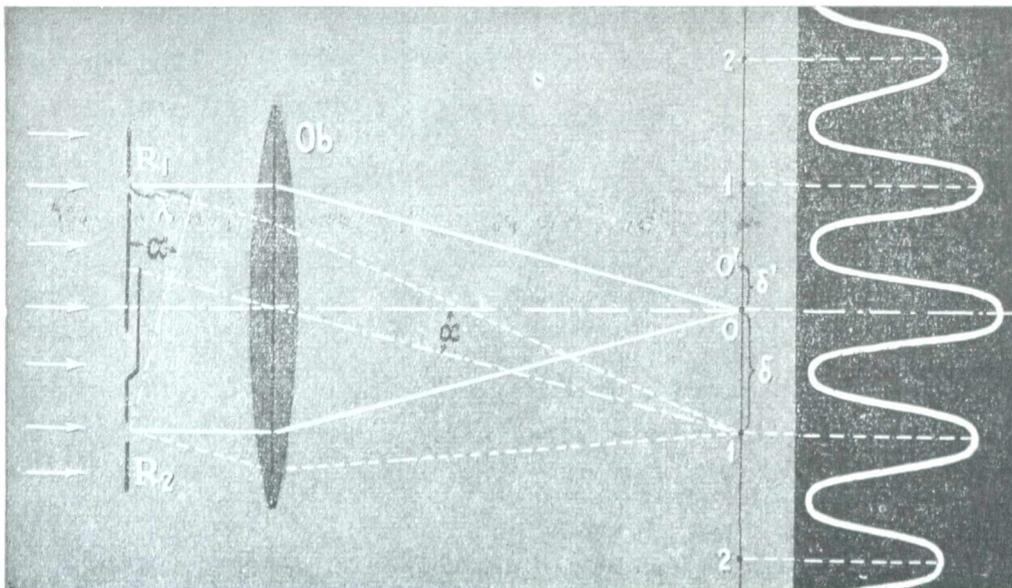


Fig. 265. — Interferómetro de Michelson.

za ya que llega sin ninguna diferencia de marcha. Otros máximos de intensidad se obtendrán en los puntos 1, 2, 3, etc., para los cuales la diferencia de marcha es de 1, 2, 3, etc., longitudes de onda.

Si llamamos δ a la distancia entre dos máximos consecutivos se tendrá:

$$\frac{\lambda}{D} = \frac{\delta}{f} = \alpha;$$

siendo f la distancia focal del objetivo y α la separación angular entre dos máximos de luz consecutivos vistos desde el centro óptico de aquél. Las franjas aparecen, en consecuencia, tanto más juntas cuanto mayor sea la distancia que separa las ranuras.

Si otra estrella distara de la primera en un ángulo β , daría origen a otras franjas de interferencia desplazadas respecto a las primeras. Supongamos que esta segunda estrella se encuentra en un plano normal a la dirección de las ranuras, o sea, en el plano del dibujo. El primer máximo O' distará de O en δ' tal que se cumpla:

$$\frac{\delta'}{f} = \beta.$$

Si se procede ahora a variar la distancia entre las ranuras puede conseguirse que los máximos luminosos dados por la segunda estrella coincidan con los mínimos dados por la primera. Cuando ello ocurra, las

franjas de interferencia desaparecerán. Si la desaparición de las franjas ocurre cuando $D = D_0$, se podrá establecer:

$$\frac{\lambda}{D_0} = 2\beta, \quad \text{o sea,} \quad \beta = \frac{1}{2} \cdot \frac{\lambda}{D_0}.$$

Se ha supuesto en este cálculo que las dos estrellas son igualmente brillantes y que sus diámetros aparentes son despreciables en comparación con la distancia angular que las separa. La posición relativa de las estrellas se logra haciendo girar la pantalla alrededor del eje óptico del instrumento, pues si las estrellas están colocadas paralelamente a la dirección de las ranuras, las franjas no pueden hacerse desaparecer.

EJEMPLO: En el año 1920 ANDERSON pudo medir, usando el gran reflector de Mount Wilson, la distancia angular de las dos componentes de la estrella La Cabra (Capella), utilizando este método. Esta distancia angular es del orden de $0''{,}05$, las dos componentes son de igual brillo y las franjas desaparecen cuando las ranuras distan entre sí, aproximadamente, 1 metro. Tomando para λ el valor 6.000 Angstrom (luz amarilla) para $D_0 = 1$ m., resulta:

$$\beta \simeq 0''{,}06.$$

El valor hallado por Anderson para el semieje mayor de la elipse descripta por el sistema es $0''{,}05249$, siendo el período de revolución de 104 días.

Si las dos estrellas tienen diferente brillo, las franjas no pueden hacerse desaparecer totalmente y al variar D , lo que se nota es que la nitidez de las mismas pasa de un máximo a un mínimo.

335. MEDIDA DE DIÁMETROS APARENTES ESTELARES CON EL INTERFEROMETRO.

Supongamos una estrella cuyo centro esté colocado en la dirección del eje óptico del anteojo. La luz que proviene del diámetro de la estrella paralelo a las ranuras, dará origen a franjas de interferencia cuyos máximos estarán en 0; 1; 2; etc. La luz proveniente de uno de los bordes dará origen a los máximos 0I, 1I, 2I, etc., en tanto que el borde opuesto originará los máximos 0D, 1D, 2D, etc., (fig. 266). Esta



figura se supone una representación de las franjas de interferencia producidas en el plano focal del objetivo. El diámetro aparente de la estrella será igual a:

$$\omega = \frac{0I \ 0D}{f}.$$

Si suponemos que la región comprendida entre 0I y 0D está uniformemente iluminada lo mismo que las regiones de los máximos sucesivos, para hacer desaparecer las franjas bastará aumentar la distancia D entre las ranuras de modo que al irse estrechando las franjas de interferencia llegue a coincidir 0D con 1I, 0I con 1D, etc., Cuando esto ocurra,

la distancia entre dos máximos consecutivos $\overline{01}$ será igual a la distancia $010D$ y el diámetro aparente estará dado por la relación:

$$\omega = \frac{\overline{010D}}{f} = \frac{01}{f} = \frac{\lambda}{D'}$$

siendo D' la distancia a que deben separarse las ranuras para hacer coincidir el máximo de orden cero del borde izquierdo con el máximo de orden uno del borde derecho.

Pero la región comprendida entre 01 y $0D$ no está uniformemente iluminada. Si el disco de la estrella tuviera un brillo uniforme, la luminosidad de la franja iría decreciendo de 0 a 01 en la misma forma en que disminuye la longitud de la cuerda de un círculo con respecto al diámetro al aumentar la distancia de aquélla al centro. Se comprende entonces que cuando coincida $0D$ con 11 , las franjas no desaparecerán totalmente. Es necesario aumentar todavía la distancia D hasta alcanzar un cierto valor D_0 , para el cual se interpenetran las regiones de máximos sucesivos haciendo que las franjas de interferencia desaparezcan totalmente. El cálculo demuestra que esto ocurre cuando

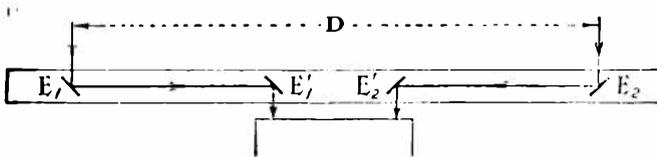


Fig. 267. — Interferómetro.

$$\frac{\overline{0D01}}{01} = 1,22,$$

de donde:

$$\omega = 1,22 \cdot \frac{\lambda}{D_0}$$

Por este procedimiento se han conseguido medir los diámetros aparentes de las estrellas más voluminosas llamadas gigantes. Se ha encontrado, p. ejem., para Betelgeuse un diámetro aparente $0'',047$; para Arturo $0'',024$ y para Antares $0'',040$. Siendo las paralajes probables de estas estrellas $0'',017$; $0'',095$ y $0'',009$ sus diámetros lineales pueden ser calculados encontrándose así que ellos son iguales a 300, 30 y 450 veces el diámetro solar.

Para medir el diámetro aparente de las estrellas por este método es necesario alejar las ranuras a distancias considerables y se necesitan anteojos de inmensa abertura. De aquí que MICHELSON ideara el dispositivo indicado en la

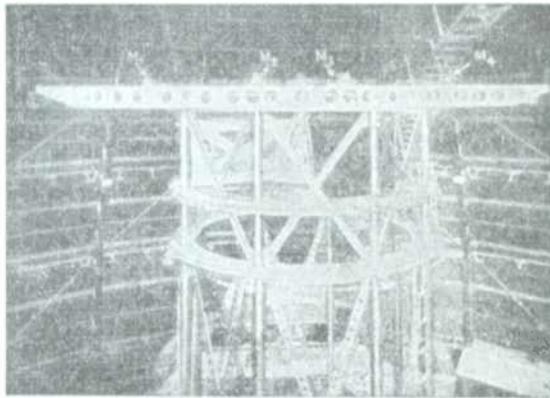


Fig. 268. — Interferómetro acoplado al gran reflector de Mount Wilson M_1 y M_2 son los espejos móviles.

figura 267, donde E_1 y E_2 son dos espejos móviles inclinados a 45° con respecto al eje del anteojo y que pueden desplazarse a lo largo de una armadura metálica que se acopla al telescopio. La luz proveniente de la estrella se refleja en E_1 y E_2 , y luego en los espejos

fijos E'_1 y E'_2 colocados frente al objetivo. De este modo la distancia D_0 es la que separa a E_1 de E_2 en el momento en que desaparecen las franjas de interferencia. Para que en la observación las franjas de interferencia aparezcan nítidamente, se coloca en el ocular con que se las observa un prisma de visión directa, con lo cual estando así bien definida la longitud de onda aumenta la precisión de las medidas.

ESPECTROGRAFIA

336. ESPECTROSCOPIA Y ESPECTROGRAFIA. — La figura 269 representa esquemáticamente un espectroscopio cuya ranura r se coloca en el plano focal del objetivo Ob del anteojo que recibe la luz del astro cuyo espectro se desea analizar. La lente L_1 , cuyo

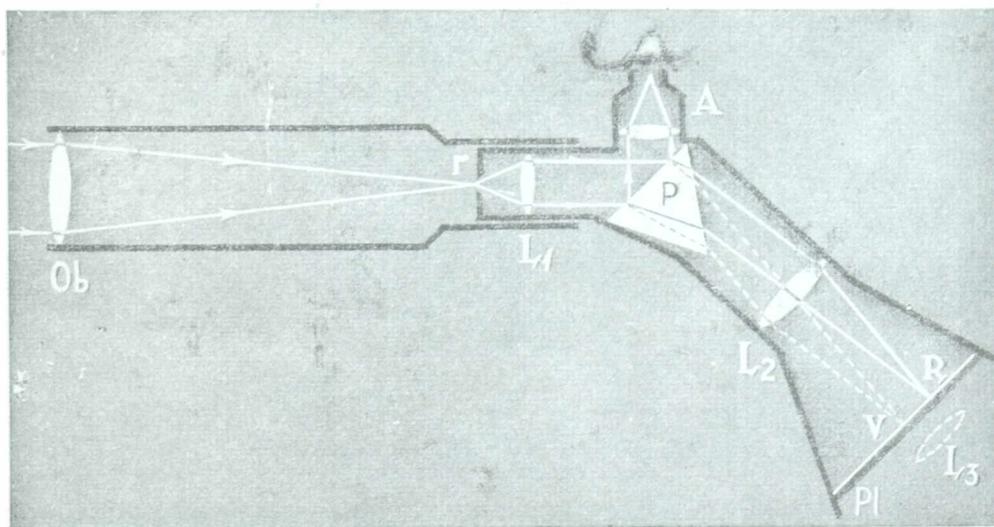


Fig. 269. — Espectroscopio acoplado a un refractor.

foco coincide también con r , transforma en paralelos los rayos que salen de la ranura. Si este haz de rayos fuera estrictamente monocromático, después de atravesar el prisma P y la lente L_2 , daría en el plano focal de ésta una imagen nítida de la ranura cuyo color sería el mismo que el de la luz utilizada. Si la luz que ilumina la ranura r estuviera formada por la superposición de luz roja monocromática y luz violeta también monocromática, como esta última es más refrangible que la primera se obtendrían sobre la placa Pl dos imágenes de la ranura en R y en V . El espectro de esa supuesta luz estaría formado solamente por dos líneas brillantes una roja y otra violeta. Si se suprime la placa Pl y se observa el espectro con una lupa u ocular L_3 , se tiene un espectroscopio. Si la placa Pl es una placa sensible se tendrá un espectrógrafo. Actualmente se utiliza únicamente esta forma de observación.

Para obtener buenos espectros estelares, es necesario que durante todo el tiempo de exposición la temperatura permanezca constante. Para

lograr esto y dar al espectrógrafo grandes dimensiones, conviene que el mismo permanezca fijo mientras el antejo sigue el movimiento de la estrella. Esto último se logra colocando en el eje del telescopio un espejo inclinado a 45° que envía la luz que concentra el objetivo hacia el interior del eje polar fijo del montaje ecuatorial. Ese eje debe ser naturalmente hueco. De esta manera el espectrógrafo puede instalarse en el subsuelo que sostiene al telescopio.

Si r se ilumina por un sólido incandescente, p. ejem., con la luz de una lámpara de filamento metálico, se observa un espectro continuo brillante que se extiende desde el rojo hasta el violeta con todos

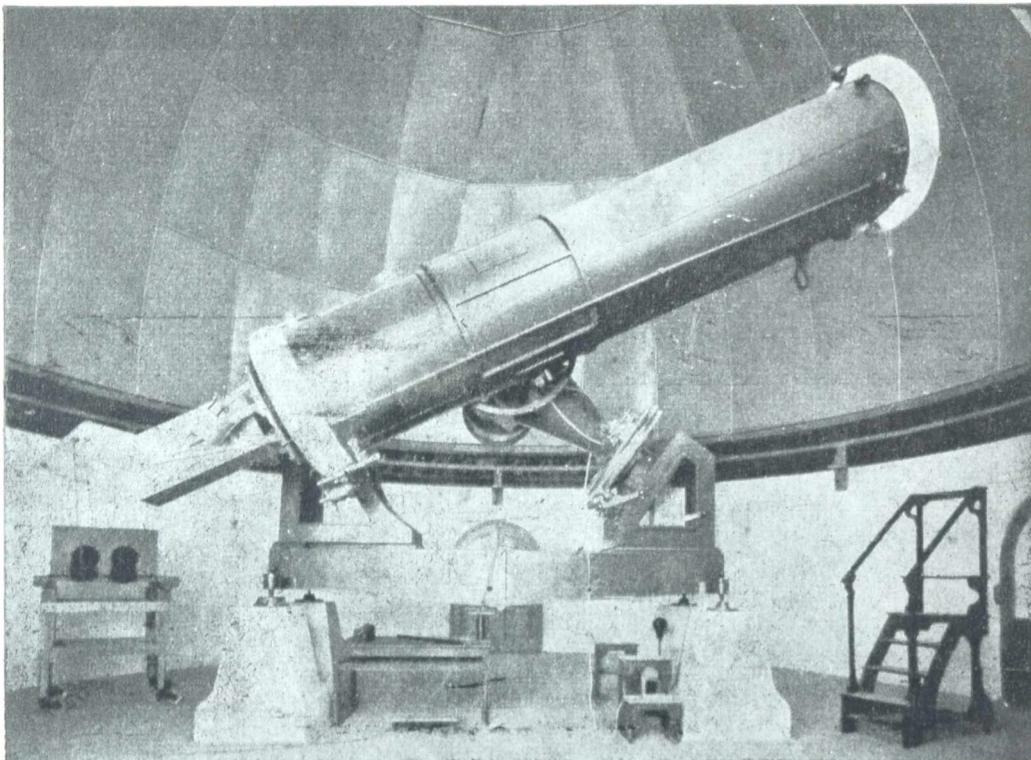


Fig. 270. Cámara espectrográfica acoplada al reflector de 80 cm. de abertura del Observatorio Nacional de La Plata.

los colores intermedios. Si las lentes y el prisma son de cuarzo y se fotografía el espectro, se observa que se extiende más allá del violeta. Son las radiaciones ultravioletas que son absorbidas casi en forma completa por nuestra atmósfera, cuando se trata de luz que nos llega de los astros.

Si la luz proviene de un gas llevado a la incandescencia por una descarga eléctrica (tubos Geissler), el espectro está formado por líneas brillantes cuyas posiciones varían según sea la naturaleza de aquél. Se observa, cuando se produce la incandescencia por calentamiento, que a temperaturas relativamente bajas el espectro de los gases está formado por bandas, las cuales a su vez están constituidas por muchísimas líneas que se condensan hacia uno de los

extremos, constituyendo las llamadas cabezas de las bandas (figura 305, III y IV). A temperaturas mayores las bandas desaparecen, coincidiendo esta desaparición con la disociación en átomos de las moléculas del gas.

Los espectros que hemos considerado hasta ahora son entonces:

Espectros continuos provenientes de sólidos y líquidos incandescentes.

Espectros de líneas provenientes de los átomos.

Espectro de bandas proveniente de las moléculas.

Todos éstos son espectros de emisión.

En ciertas condiciones los átomos pueden dar origen también a un espectro de emisión en parte continuo.

En la figura 269 hemos indicado esquemáticamente como se adapta un espectrógrafo a un telescopio refractor.

Con el anteojo A, aprovechando la luz reflejada en una de las caras del prisma, se puede dirigir el aparato al astro que se desee.

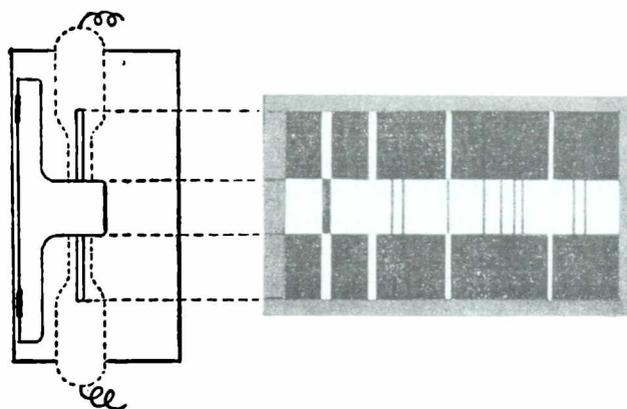


Fig. 271. — La franja central: espectro de una estrella. A ambos lados espectro de comparación.

Para comparar el espectro de una estrella con el de una fuente terrestre, se obtura la ranura (fig. 271) en la parte donde incide la luz del astro y se coloca luego un tubo de Geissler. Se obtiene así el espectro del astro superpuesto al espectro de un elemento conocido *.

337. ESPECTROS DE ABSORCIÓN. — Si se tiene una fuente de luz que da origen a un espectro continuo y se intercala entre esa fuente y la ranura del espectroscopio una substancia, ésta absorberá ciertas radiaciones y dejará pasar otras. Se tendrá así un espectro de absorción formado por líneas o bandas oscuras sobre fondo brillante. La disposición de las líneas o de las bandas depende de la naturaleza de la substancia. Si ésta es un gas a alta temperatura o un vapor metálico, el espectro de absorción estará formado por líneas. Se observa que todas las líneas de absorción de determinada substancia coinciden con líneas

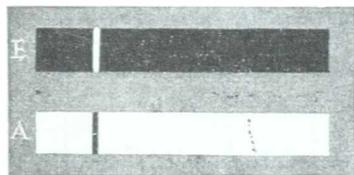


Fig. 272. — Espectro de emisión y absorción de vapores de sodio.

* Para que el espectro de una estrella tenga cierta anchura se hace que la imagen de la misma recorra distintos puntos de la ranura, lo cual se logra inclinando a ésta y atrasando el movimiento del ecuatorial, o bien imprimiendo a la placa un movimiento de vaivén paralelo a la ranura.

de emisión de la misma (Ley de KIRCHHOFF). La figura 272 muestra el espectro de emisión y absorción de los vapores de sodio.

Esto indica que una substancia emite (entre otras) aquellas radiaciones que es capaz de absorber.

Los espectros de absorción, lo mismo que los de emisión pueden ser de líneas (átomos) de bandas (moléculas) o continuos en ciertas regiones (átomos y moléculas).

338. MECANISMO DE LA EMISION Y ABSORCION DE LA LUZ POR LOS ATOMOS. TEORIA DE BOHR. — Para comprender los fenómenos que tienen lugar en las estrellas es necesario comenzar por comprender el mecanismo según el cual los átomos emiten y absorben luz. Se une así la física de lo que podríamos llamar infinitamente pequeño con la física de lo que para nosotros es infinitamente grande.

Es digno de hacer notar aquí una observación de EDDINGTON referente a la posición del hombre entre los átomos por un lado y las estrellas por otro. Resulta que, aproximadamente, la masa que constituye el cuerpo humano es 10^{28} veces mayor que la masa de un átomo, y la relación entre la masa de una estrella (del Sol) y la masa que constituye el cuerpo del hombre es también igual a 10^{28} . En lo que se refiere a la masa, el hombre estaría pues, más o menos igualmente distante de átomos y estrellas.

Si el átomo emite y absorbe luz ello significa que su energía interna puede variar. La luz emitida por los átomos está formada por radiaciones de distinta longitud de onda y en consecuencia de diversa frecuencia.

A cada frecuencia de la luz corresponde una energía bien definida de lo que ha dado en llamarse *fotón*, energía ésta que se puede revelar y medir, sea por el efecto fotoeléctrico o el fotoquímico, etc.

Si la longitud de onda es λ y la frecuencia ν siendo c la velocidad de la luz se tiene:

$$\lambda \cdot \nu = c. \quad [1]$$

Se ha encontrado que *la energía de los fotones correspondientes a cualquier radiación es directamente proporcional a la frecuencia de la misma*. Podemos pues escribir:

$$E = h \cdot \nu. \quad [2]$$

Aquí es E la energía del fotón, ν la frecuencia a él asociada y h la llamada constante de PLANK cuyo valor es:

$$h = 6,55 \cdot 10^{-27} \text{ [erg. seg.].}$$

Al emitir un átomo un fotón su energía disminuirá en el valor correspondiente y como la experiencia revela que un átomo determinado (p. ejm. hidrógeno) emite radiaciones cuyas frecuencias varían en forma discontinua, su energía deberá variar en la misma forma.

En la figura 273 se han representado una serie de líneas horizontales que de abajo hacia arriba representan distintos niveles o escalones de la energía que puede tener un átomo. El nivel 1 es el llamado nivel fundamental que corresponde a la energía mínima. Claro está que si éste tiene su energía mínima no puede irradiar. Como apoyo imaginativo puede pensarse que cada nivel de energía corresponde a una posición determinada de uno de los electrones exteriores del átomo. Este electrón podrá entonces encontrarse en el nivel de energía o piso fundamental 1, o en el 2, etc. Es decir, que imaginamos que el electrón puede saltar de un nivel a otro.

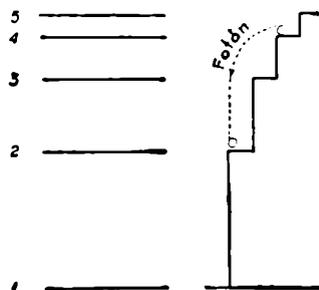


Fig. 273. — Al saltar un electrón del nivel 4 al 2 irradia el átomo un fotón.

Para pasar del nivel 1 al 4 p. ejm., debe absorber energía y si "cae" del 4 al 3, o al 2, o al 1 lo hará irradiando un fotón de energía igual a la diferencia energética entre ambos niveles.

339. EXCITACION DE LOS ATOMOS. — Cuando un átomo está en condiciones de emitir un fotón se dice que está *excitado*. Para ello su energía debe corresponder a alguno de los niveles superiores. Luego los átomos se excitarán absorbiendo energía. Esta absorción puede producirse de varios modos:

a) *Contra el átomo choca otro átomo o molécula cediéndole parte de su energía.* La energía mínima necesaria para que un átomo se excite es la que corresponde a la diferencia entre los niveles 1 y 2.

Al aumentar la temperatura de un gas la energía cinética media de las moléculas aumenta; los choques entre ellas son cada vez más enérgicos y llega un momento en que, si las moléculas son poliatómicas se disocian en átomos. Los choques entre éstos harán que exista un cierto porcentaje de ellos excitados en distintos niveles.

b) Efectuando una descarga eléctrica a través de una nube de átomos (en el interior de un tubo de Geissler) *los electrones al chocar contra aquéllos les ceden la energía necesaria para excitarlos.*

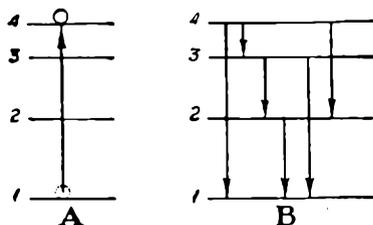


Fig. 274. — Excitación y emisión de luz por los átomos.

c) Iluminando la nube atómica con *fotones cuya energía sea exactamente igual a la diferencia de energía entre el nivel fundamental y algún otro nivel del átomo.* Este se excita entonces absorbiendo totalmente al fotón que contra él choca.

340. EMISION DE LUZ. — La figura 274 representa en A cuatro niveles de energía de un átomo que por cualquiera de las maneras indicadas se excita pasando del nivel 1 al 4. En B se han indicado todas

las maneras posibles como el átomo puede volver a su nivel primitivo de energía: saltando directamente de 4 a 1 ó de 4 a 3, y de 3 a 1, etc. Se tendrán así 6 líneas de emisión correspondientes a los fotones de energía $E_4 - E_1$, $E_4 - E_2$, etc. De estas líneas serán también de absorción (cuando los átomos no están excitados) solamente 3: $E_4 - E_1$, $E_3 - E_1$ y $E_2 - E_1$, es decir aquéllas que corresponden a saltos que terminan en el nivel fundamental.

En una nube de átomos mientras uno emite el fotón correspondiente al salto 4—1, p. ejm. otro emitirá la luz correspondiente al pasaje del nivel 3 al 2, etc. De este modo siendo millones los átomos que intervienen recibiremos una mezcla de fotones correspondientes a todos los saltos posibles. Aquellos saltos más probables dan origen a las líneas más intensas.

341. **ESPECTRO DEL HIDROGENO.**— Para dar cuenta con todo detalle y precisión de todas las líneas que aparecen en los espectros de emisión y de absorción del hidrógeno a distintas temperaturas, basta con admitir que la energía de sus diversos niveles 1, 2, 3, ... n varía según la sencilla ley:

$$E_n = A - \frac{E_1}{n^2},$$

donde A y E_1 son constantes y n es siempre un número entero. De acuerdo a esa ley las energías de los niveles 1, 2, 3, ... serán:

$$E_1 = A - E_1; \quad E_2 = A - \frac{E_1}{4}; \quad E_3 = A - \frac{E_1}{9}; \dots$$

Para n igual a infinito resulta:

$$E_\infty = A.$$

La diferencia $E_\infty - E_1 = E_1$ da la energía necesaria para separar por completo del átomo su electrón o sea para *ionizar a aquél*. Si el átomo pasa del nivel n al k el fotón irradiado tendrá una energía E tal que:

$$E = E_n - E_k = E_1 \left(\frac{1}{k^2} - \frac{1}{n^2} \right).$$

Como la frecuencia asociada al fotón ν es igual a $\frac{E}{h}$, las longitudes de onda de las líneas emitidas por el átomo de hidrógeno serán tales que:

$$\frac{1}{\lambda} = \frac{E_1}{hc} \left(\frac{1}{k^2} - \frac{1}{n^2} \right). \quad [1]$$

El coeficiente $\frac{E_1}{hc}$ se llama constante de RYDBERG y figura en todas las fórmulas espectrales de todos los elementos. Su valor es:

$$\frac{E_1}{hc} = 109678,3 \left[\frac{1}{\text{cm.}} \right]$$

Si $k = 2$ y $n = 3; 4; 5; \dots$ se obtienen valores de λ que corresponden a las líneas de la llamada serie de BALMER (fig. 279). Si $k = 1$ y $n = 2; 3; 4; \dots$ las líneas, que están en la región ultravioleta, pertenecen a la llamada serie de LYMAN. Finalmente en el infrarrojo se encuentran las series de PASCHEN y BRACKETT a las cuales corresponde $K = 3$ y $K = 4$, respectivamente.

Damos a continuación una tabla donde se consignan los valores de la longitud de onda en unidades ANGSTROM correspondientes a la serie de BALMER, observados y calculados por la fórmula [1].

	$n = 3$	$n = 4$	$n = 5$	$n = 6$	$n = 7$	$n = 8$
λ observado	6562.80	4861.33	4340.47	4101.74	3970.06	3889.06
λ calculado	6562.80	4861.38	4340.51	4101.78	3970.11	3889.08
Nombre de la línea	H α	H β	H γ	H δ	—	—

Como se ve la concordancia es perfecta.

342. ESPECTROS DE OTROS ELEMENTOS. — Los metales alcalinos pertenecientes a la primera columna de la clasificación periódica de MENDELEJEFF dan espectros parecidos al del hidrógeno, y el helio ionizado da también un espectro casi coincidente con el de aquel elemento. Los elementos de la segunda columna en la clasificación periódica, cuando se ionizan una vez, dan espectros parecidos a los de los metales alcalinos. En cambio el espectro del hierro es sumamente complicado. Puede, sin embargo, afirmarse que de todos o casi todos los elementos se conoce el esquema de sus niveles de energía.

343. ESPECTROS DE ABSORCIÓN DEL HIDROGENO.

— Si la temperatura a que se encuentran los átomos del hidrógeno es relativamente baja todos ellos se encontrarán en el nivel fundamental y las únicas líneas de absorción posibles serán las de la serie LYMAN. Si la temperatura es alta, 6.000° a 10.000° C, y la presión baja, un porcentaje considerable de átomos de hidrógeno se encontrarán en el nivel 2 apareciendo

entonces las líneas de la serie de BALMER. Si la temperatura fuera aún mucho mayor, la energía de los choques sería suficiente como

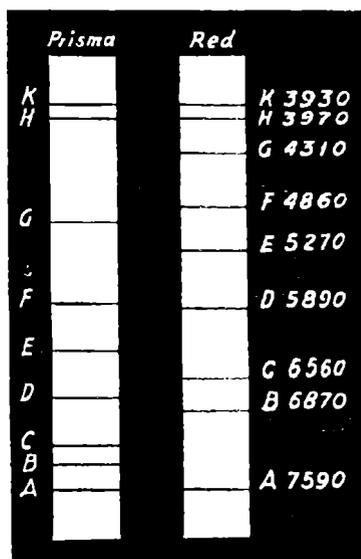


Fig. 275. — Espectro del Sol de prisma y red con las principales líneas de Fraunhofer. A y B son originadas por el oxígeno de la atmósfera terrestre; C y F por el hidrógeno; D por el sodio; E y G por el hierro. Las líneas H y K de la región violeta son originadas por átomos de calcio ionizados y tienen una gran importancia en astrofísica.

para ionizar el átomo y éste ya no podrá absorber luz. Se comprende así que debe existir una estrecha dependencia entre el espectro de la luz de una estrella y las condiciones físicas que imperan en su superficie.

344. ESPECTRO NORMAL DEL SOL. — La figura 101 muestra el llamado espectro normal del Sol constituido por líneas

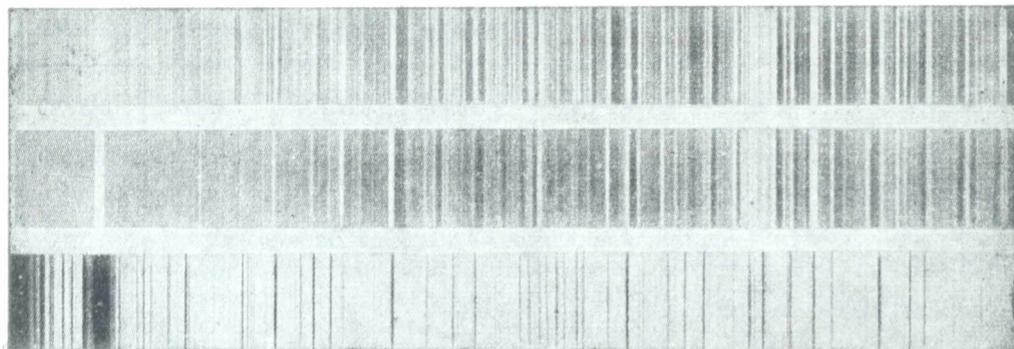


Fig. 276. -- Espectro normal del Sol. Abajo: a la izquierda, las líneas *H* y *K* del calcio ionizado; a la derecha, el rojo. Arriba: dos espectros de la capa inversora tomados por E. H. Hills.

oscuras sobre un fondo brillante. Se trata pues de un espectro de absorción. Estas líneas de absorción se originan en una parte de la superficie solar llamada capa inversora.

Si el espectrógrafo es a prismas la separación entre las líneas no es proporcional a la diferencia entre las longitudes de onda. Si en cambio se utiliza un enrejado de difracción, la posición de aquéllas



Fig. 277. -- Espectro relámpago obtenido por Mitchell durante el eclipse de 1905.

sobre la placa da directamente su longitud de onda, pues la luz se desvía tanto más cuanto mayor es aquélla. Se suele decir entonces que se trata del espectro "normal" (fig. 275).

Si hacemos que solamente el borde de la imagen del disco solar, dada por el objetivo de un antejo, caiga sobre la ranura del espectroscopio, se obtendrá así un espectro donde aparecerán líneas de

emisión (brillantes sobre fondo obscuro) en el lugar en que antes teníamos líneas de absorción (fig. 276).

Si durante un eclipse total, en el momento en que apenas es visible un borde del Sol como un delgado hilo circular y luminoso, se suprime la ranura del espectrógrafo y se toma una fotografía,



Fig. 278.

aparecen las líneas, ahora brillantes, imágenes de ese borde (fig. 277). A este espectro se le llama relámpago y se prueba así una vez más la ley de KIRCHHOFF.

La figura 278 reproduce el espectro de la corona solar tomado durante un eclipse total.

345. ESPECTROS CONTINUOS DE LOS ATOMOS. EFECTO ZEEMANN. — Se observa en ciertas condiciones que los átomos

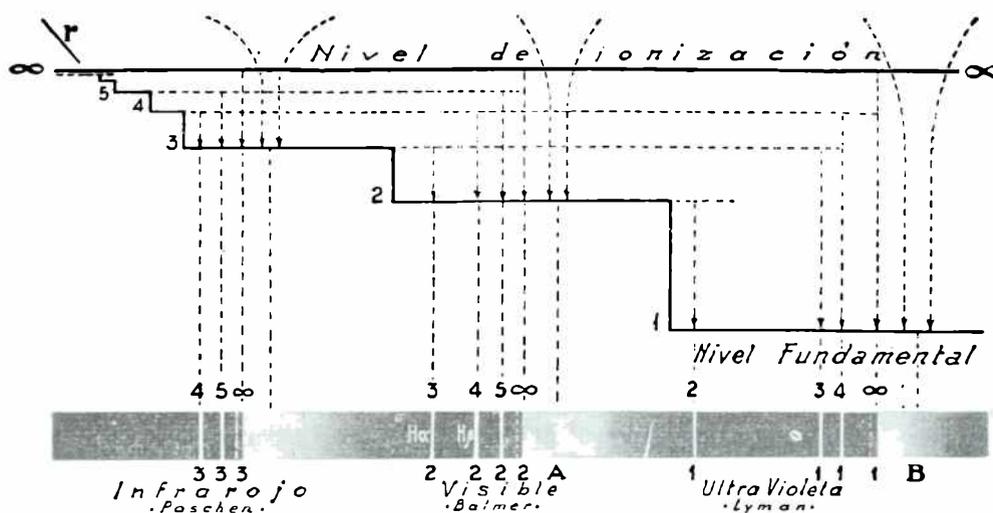


Fig. 279. — Espectro del hidrógeno y esquema de los niveles de energía del átomo.

dan origen en algunas regiones del espectro a bandas de luz más o menos anchas y que no presentan ninguna solución de continuidad. La figura 279 representa un esquema de los niveles energéticos del átomo de hidrógeno, habiéndose dibujado en la parte inferior las líneas correspondientes a saltos del electrón de un nivel a otro.

Se han indicado algunas de las líneas de la serie de LYMAN, de la de BALMER y de la de PASCHEN.

El límite o frontera de las series corresponde a saltos desde el nivel $n = \infty$ al nivel $k = 1$ ó $k = 2$ ó $k = 3$. Si el átomo está ionizado y se encuentra en una atmósfera de electrones libres puede captar a uno de éstos y transformar la energía correspondiente en un fotón de frecuencia determinada. En esa atmósfera de electrones libres, éstos tendrán todas las energías cinéticas posibles. La recta inclinada r de la figura traduce esta circunstancia. Electrones "situados" sobre distintos puntos de esa recta que caen sobre el nivel 2 producirán la banda continua A y los que caen sobre el nivel 1 la banda B .

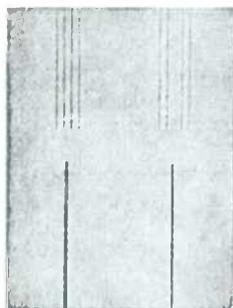


Fig. 280. -- Abajo, el doblete del sodio. Arriba, las líneas en que se desdobra en un campo magnético. (Efecto Zeemann).

Claro está que podremos tener espectros continuos atómicos de emisión y absorción. Seguramente a esta causa se debe el fondo continuo del espectro solar y de las estrellas, a pesar de provenir su luz, con toda seguridad, de masas *gaseosas* (y no líquidas o sólidas) incandescentes.

EFEECTO ZEEMANN. — Si la fuente emisora de luz se intercala entre los polos de un poderoso electroimán las líneas espectrales se dividen en general en forma complicada (fig. 280).

Este es el llamado efecto ZEEMANN. En los espectros de la luz proveniente de las manchas solares, el desdoblamiento de las líneas permite conocer el campo magnético que existe en ellas originado, sin duda, por torbellinos de cargas eléctricas (iones y electrones). Un campo eléctrico origina un efecto análogo (efecto Stark).

346. INTENSIDAD DE LAS LINEAS ESPECTRALES. TEORIA DE SAHA. LINEAS PROHIBIDAS. EL "NEBULIUM". — La intensidad de una línea espectral depende del número de átomos que en un intervalo de tiempo dado efectúen el "salto" correspondiente a la emisión o absorción de la misma. Hay saltos que son más probables que otros, dependiendo esa probabilidad de la temperatura y la presión.

Además, a medida que se eleva la temperatura aumenta el porcentaje de átomos ionizados, que es tanto mayor cuanto menor sea la energía necesaria para producir la ionización. No sólo por choque con otros átomos éstos pueden ionizarse (efecto térmico), sino también por la acción de la luz (*efecto fotoeléctrico*).

El espectro correspondiente a los átomos ionizados, una o más veces, se denomina "*espectro de chispa*", siendo enteramente diferente del espectro del mismo átomo al estado neutro ("*espectro de arco*"). Teniendo en cuenta estas circunstancias, el físico indú MEGH NAD SAHA logró explicar, en detalle, en 1921, las características esenciales del espectro solar y la ausencia en él de líneas espectrales pertenecientes a algunos elementos que abundan en la Tierra. Esa ausencia no indica necesariamente que en el Sol no exista ese cuerpo, sino que las condiciones reinantes son tales que, ionizados sus átomos, los hacen inaptos para absorber la luz de determinada frecuencia. Con la teoría de SAHA se puede calcular, además, la presión de la atmósfera solar que resulta ser unas

10.000 veces menor (en la capa inversora) que la presión atmosférica terrestre.

LÍNEAS PROHIBIDAS. — En los espectros de algunos elementos obtenidos en los laboratorios faltan con frecuencia algunas líneas que de acuerdo a la teoría de BOHR debieran existir. Para fijar ideas, supongamos hecho el esquema de los niveles energéticos de determinado elemento, esquema que se obtiene por la medición de la longitud de onda de sus líneas espectrales. Sean esos niveles 1; 2; 3 y 4 (fig. 274). Supongamos que aparezcan las líneas correspondientes a los “saltos” de los niveles 3 a 1; 3 a 2; 4 a 3; 4 a 2; y 4 a 1, faltando la línea que corresponde al salto de 2 a 1. Los físicos dicen entonces que ese salto está “prohibido” y a la línea correspondiente se le llama “línea prohibida”. Se explica esta particularidad admitiendo que el nivel 2 es un *nivel metaestable* con cuya energía puede perdurar el átomo un tiempo relativamente largo. Fijemos ideas: en el nivel fundamental el átomo puede perdurar indefinidamente; en un nivel superior común puede permanecer solamente un cien millonésimo de segundo y en un nivel metaestable puede estacionarse hasta un centésimo de segundo. En el dominio del átomo este intervalo es sumamente largo, pues durante ese tiempo experimenta aquel miles de choques con otros átomos, aun estando el gas enrarecido hasta los “vacíos” extremos que se alcanzan en el laboratorio. Esos choques hacen que el átomo pase del nivel 2 al 3 o al 4, y luego de éstos al 1. Si se lograra en el laboratorio un vacío tan elevado como para que el átomo no experimentara choque alguno durante un tiempo igual o mayor a 0,01 segundo, la “línea prohibida” dejaría de serlo, pues el átomo que está en el nivel 2, transcurrido ese tiempo tendría que “caer” necesariamente al nivel 1 emitiendo el fotón correspondiente. Naturalmente que no es posible lograr esto en el laboratorio, pero el fenómeno tiene lugar en una de las “sucursales celestes de los laboratorios de física de la Tierra”, al decir de EDDINGTON. En las nebulosas verdosas (407), en efecto, el fenómeno se produce realmente, pues en ellas el vacío es tan elevado que se calcula en un año el intervalo medio entre dos choques consecutivos de un mismo átomo. En el espectro de estas nebulosas aparece, entre otras, una intensa línea verde de emisión que en un principio se atribuyó a un hipotético elemento al cual designaron con el nombre de “*Nebulium*”.

En 1927 I. S. BOWEN encontró que las famosas líneas del *nebulio* no eran otra cosa que líneas prohibidas del oxígeno y del nitrógeno ionizados dando la explicación que hemos mencionado más arriba. El famoso *nebulio* resultó ser tan sólo aire. En 1935 el mismo BOWEN dió en detalle el mecanismo atómico por el cual los átomos de oxígeno y nitrógeno se ionizan y pasan al nivel metaestable, interviniendo en ello átomos de hidrógeno y helio previamente ionizados por la acción de la luz de la estrella excitatriz (407).

347. ESPECTROHELIOGRAFO. — Si fuera posible construir un filtro de luz opaco para todas las radiaciones y transparente para una sola de ellas, p. ejem., para la luz que corresponde a la línea $H\alpha$ del hidrógeno, se podrían tomar con su auxilio fotografías del Sol en las cuales aparecerían solamente aquellas regiones en que hay nubes de aquel elemento. Con otro filtro transparente para la luz amarilla del sodio se podrían obtener fotografías que revelarían la posición y distribución de los vapores de ese metal, y así para todos los elementos. Filtros de luz perfectamente transparentes para una única radiación y opacos en absoluto para las restantes, no pueden construirse, pese a lo cual es posible obtener fotografías del Sol con

luz estrictamente monocromática por medio de aparatos especiales llamados espectroheliógrafos. Las figuras 102, 103 y 105 muestran fotografías del Sol tomadas con la luz del hidrógeno ($H\alpha$) y con la del calcio ionizado (luz de la línea K).

La figura 281 muestra en esquema un espectroheliógrafo. C es un espejo que gira por medio de un aparato de relojería alrededor

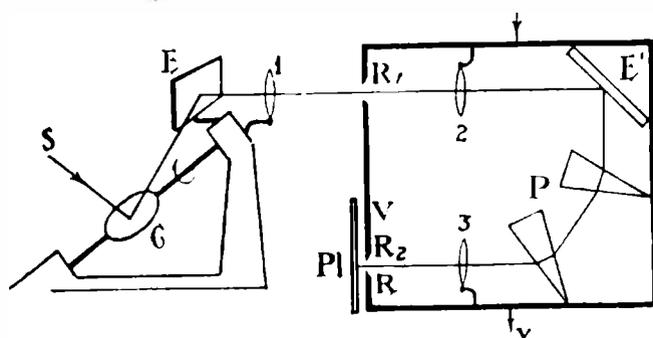


Fig. 281. — Espectroheliógrafo.

de un eje paralelo al eje del mundo dando una vuelta completa en 48 horas. Se consigue así por medio del espejo fijo E y la lente 1, una imagen real del Sol e inmóvil que cae sobre la ranura R_1 que debe estar en el foco de la lente 1 de larga distancia focal. Por medio de las lentes 2 y 3, el espejo E' y los prismas P , se obtiene sobre el plano de una segunda ranura R_2 , que puede desplazarse, la imagen nítida del espectro VR . Los planos focales de las lentes 2 y 3 deben coincidir con los planos de las ranuras R_1 y R_2 , respectivamente. También estas lentes deben ser de distancia focal larga para que el espectro VR tenga una longitud apreciable. Supongamos que la ranura R_2 se haga coincidir con una línea espectral determinada, p. ejem., con la $H\alpha$ (la primera de la serie de Balmer). Frente

y junto a la ranura R_2 , que debe tener el mismo ancho que la R_1 , se coloca la placa fotográfica Pl . A todo el aparato se le imprime un movimiento uniforme de traslación en el sentido de la flecha v . La ranura R_1 irá pasando, en consecuencia (fig. 282), frente a la

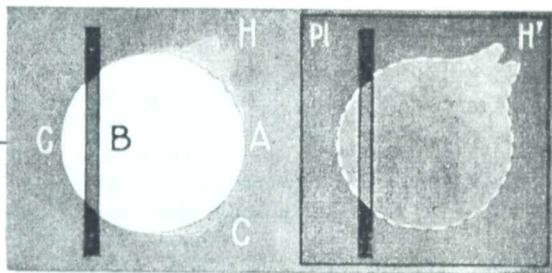


Fig. 282. Espectroheliógrafo.

imagen del Sol que, como hemos dicho, permanece inmóvil. Sobre la placa Pl irá quedando grabada la imagen de aquellos puntos del Sol que emiten luz correspondiente a la línea $H\alpha$. Si H fuera una protuberancia de hidrógeno, ésta habría quedado registrada en H' . En cambio, si C es una nube de calcio, ésta no impresionará la placa Pl . En el momento que representa la figura, ya ha sido fotografiada la región AB del Sol y falta impresionar aún la BC .

Observemos que si la placa se impresiona, ello corresponde a líneas de emisión, líneas éstas que están justamente en el lugar ocupado por líneas oscuras, lo que corrobora la ley de Kirchhoff.

Otro procedimiento también empleado en espectroheliografía es dejar fijo el espectrógrafo y desplazar sincrónicamente la imagen del Sol frente a la ranura R_1 y la placa Pl colocada frente a R_2 . El desplazamiento de la imagen del Sol frente a R_1 se obtiene haciendo girar el espejo E o el objetivo 1.

FOTOMETRIA

348. **FOTOMETRIA ASTRONOMICA.**— Hay muchísimos tipos de fotómetros estelares. La figura 283 representa, esquemáticamente el llamado de cuña fotométrica y que ha sido muy usado en el Observatorio de la Universidad de Harvard.

Por medio de una lámina de vidrio V inclinada 45° se obtiene sobre el plano focal F del anteojo la imagen de la estrella a estudiarse junto con la imagen

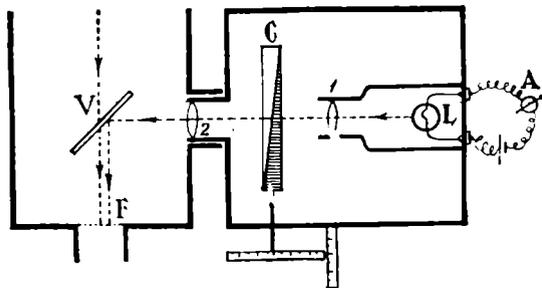


Fig. 283. — Fotómetro de cuña.

de una pequeñísima lámpara eléctrica L cuyo consumo se controla con el amperímetro A . La lámpara L hace las veces de una estrella artificial que sirve de comparación. El brillo de esta estrella artificial se varía a voluntad haciendo que se desplace la cuña fotométrica C que consiste en una cuña muy delgada de vidrio ennegrecido. La lente 1 convierte en paralelos los rayos de L y la 2 da una imagen real de L en F . En las determinaciones se desplaza la cuña por medio de un tornillo micrométrico hasta lograr que ambas estrellas se presenten con el mismo brillo. Naturalmente que es preciso efectuar determinaciones previas para

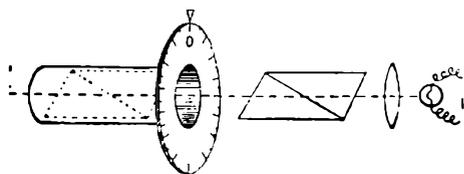


Fig. 284. — Fotómetro de Zöllner.

conocer la absorción de la cuña en sus diversas regiones, es decir que se necesita graduar el instrumento.

Otro procedimiento (fotómetro de ZÖLLNER), consiste (figura 284). en producir las variaciones de brillo de la estrella artificial por medio de dos prismas de NICOL, uno de los cuales puede hacerse girar alrededor del eje óptico del fotómetro. Por la ley de MALUS el brillo de la estrella artificial será proporcional al cuadrado del coseno del ángulo que forman entre sí las secciones principales de ambos nicos.

Usando un fotómetro de esta clase puede calibrarse una cuña fotométrica. Como las estrellas tienen colores diversos, y es muy difícil comparar los brillos de dos fuentes de distinto color, en el fotómetro de Zöllner se puede hacer variar el color de la estrella

artificial hasta que coincida en color, aproximadamente, con la estrella a observarse. Esto se logra intercalando en el trayecto de la luz un tercer Nicol y una lámina de cuarzo tallada perpendicularmente al eje.

349. FOTOMETRIA FOTOGRAFICA. — Con los fotómetros descritos precedentemente se comparan los brillos visuales de las

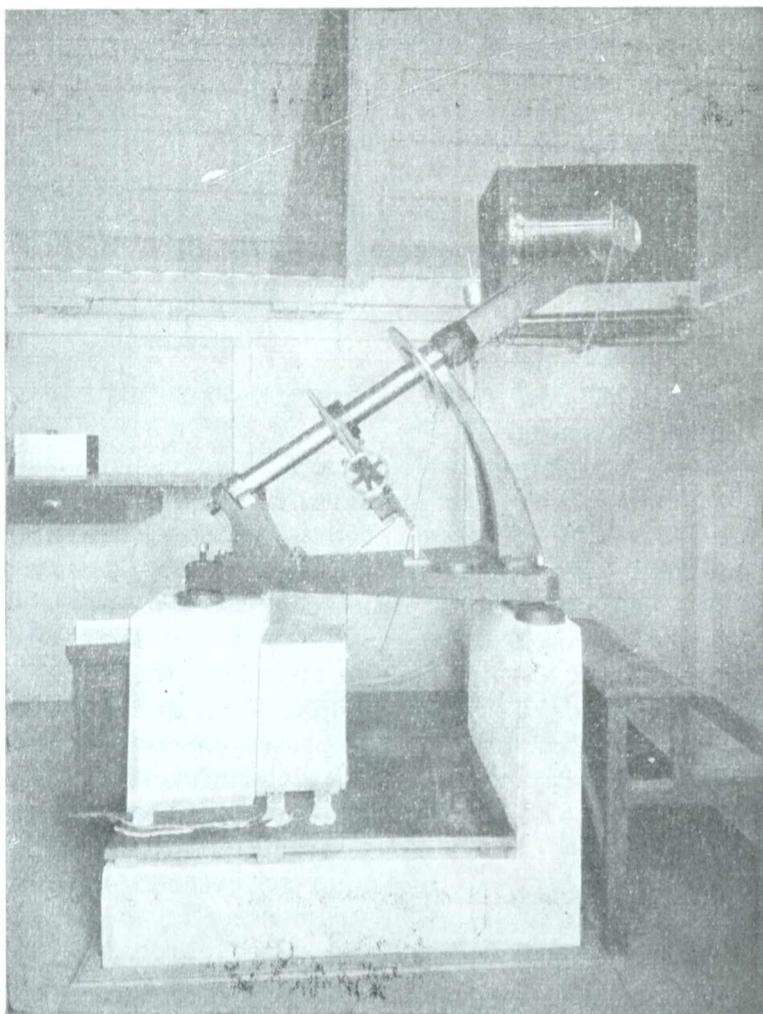


Fig. 285. --- Cámara fotográfica doble con chasis móvil de Schwarzschild para fotometría estelar. (Observatorio de La Plata).

estrellas y se determinan así las llamadas *magnitudes visuales*. El ojo humano es sensible sobre todo a las radiaciones amarillas, por lo cual las estrellas de este color parecen más brillantes. La sensibilidad de la placa fotográfica, en cambio, es en general mayor para las radiaciones violetas y ultravioletas. Por eso hay que distinguir entre la magnitud visual y la magnitud fotográfica de una estrella que no son siempre coincidentes. Para la determinación de esta última se puede proceder de varios modos. Uno de ellos consiste

en colocar la placa fotográfica fuera de foco, con lo cual todas las estrellas aparecen en ella (con el negativo) como pequeños círculos más o menos ennegrecidos. El ennegrecimiento de los distintos puntos de la placa se determina luego haciendo pasar por ellos un haz de luz constante que se compara con la luz de otra fuente por medio de un fotómetro, (p. ejem., con uno tipo Zöllner). Otro procedimiento consiste en dotar a la placa fotográfica durante el tiempo de exposición, por medio de un motor eléctrico, de un movimiento vibratorio especial con lo cual la luz de las estrellas produce sobre una pequeña región un rayado denso. Este fotómetro es el representado en la figura 285.

En la actualidad se aplican también en fotometría, los *fotómetros foto-eléctricos*, las *células multiplicadoras* y los *contadores de fotones*

350. ESPECTROFOTOMETROS. — No sólo interesa determinar el brillo (visual o fotográfico), de las estrellas. Interesa saber, además, la relación entre las intensidades de la luz emitida por el astro en distintas regiones del espectro. Para lograr esto NORDMANN procede del siguiente modo: entre el ocular y el plano focal F intercala filtros de luz consistentes en pequeñas cubas de vidrio con líquidos de diverso color. El filtro rojo por él utilizado deja pasar solamente radiaciones de longitud de onda λ superior a 5.900 Å. El verde transmite la luz comprendida entre 5.900 y 4.900 angstrom, en tanto que el filtro azul deja pasar solamente las radiaciones de longitud de onda inferior a 4.900. El fotómetro se calibra comparando el brillo de la estrella artificial L para los diversos filtros con el brillo proveniente de la luz irradiada por un cuerpo negro (352) a diversas temperaturas.

RADIACION

351. RADIACION TERMICA. — Si un cuerpo se encuentra en el vacío y su temperatura es mayor que la de otros cuerpos próximos, intercambia energía con ellos hasta que sus temperaturas se igualan estableciéndose el equilibrio térmico.

La unidad de superficie de un cuerpo a la temperatura absoluta T (temperatura absoluta es igual a la temperatura centígrada más 273°) irradiará por segundo una cierta cantidad de energía (que puede medirse en calorías), que dependerá de su temperatura y de la naturaleza de la superficie. A esta energía se le llama *poder emisivo* del cuerpo o mejor de la superficie.

Se llama, en cambio, *poder absorbente* de una superficie, el cociente entre la energía que absorbe y la que recibe. Este poder absorbente depende de la temperatura del cuerpo y de la "calidad" de la energía (longitud de onda) incidente. Si un cuerpo a determinada temperatura absorbe la mitad de las radiaciones rojas que sobre él inciden, reflejando el resto, se dirá que su poder absorbente para esas radiaciones y a esa temperatura es igual a $\frac{1}{2}$. Si en cambio absorbe la totalidad de las radiaciones azules, su poder absorbente será para ellas igual a la unidad. Las radiaciones absorbidas

por el cuerpo se convierten en general en su interior en energía calorífica. El poder emisivo y absorbente de un cuerpo están vinculados estrechamente: *cuanto mayor es el poder absorbente de un cuerpo tanto mayor es el poder emisivo del mismo*. Un termo puede servir para conservar en él un líquido a temperatura alta (poder emisivo pequeño) y también para conservar cuerpos a temperatura menor que la del ambiente (poder absorbente pequeño).

Si la ley anterior no se cumpliera, podría lograrse que pasara calor de los cuerpos fríos a los calientes. En efecto, si existiera un cuerpo de poder absorbente grande y de poder emisivo pequeño colocado frente a otro de poder emisivo grande, aun estando ambos a la misma temperatura pasaría calor del segundo al primero. Esto contradice a uno de los principios fundamentales de la física (el 2º principio de la termodinámica) de donde queda así demostrada por el absurdo la proposición que hemos enunciado y que no es otra cosa que la célebre ley de KIRCHHOFF.

Hemos visto ya una aplicación de esta ley en el análisis espectral: los vapores incandescentes de sodio absorben la luz amarilla ($\lambda = 5.893 \text{ \AA}$), y en consecuencia emiten la misma radiación. (A poder absorbente grande, poder emisivo también grande).

352. CUERPO NEGRO. LEYES DE STEFAN Y WIEN. —

Se llama así a un cuerpo cuyo poder absorbente es igual a 1 para cualquier radiación y a cualquier temperatura. Un cuerpo negro absorbe, por lo tanto, todas las radiaciones que inciden sobre él.

Una cavidad, tal como la boca de un horno, o la entrada de un largo túnel pueden constituir la realización de un cuerpo negro.

LEY DE STEFAN. — Si se calienta un cuerpo negro se observa que la cantidad total de calor que irradia por segundo y por unidad de superficie es proporcional a la cuarta potencia de su temperatura absoluta. Las medidas se llevan a cabo calentando eléctricamente un cilindro hueco de platino que tiene un orificio. Este orificio es el que hace las veces de cuerpo negro.

Siendo σ una constante puede establecerse:

$$Q = \sigma T^4.$$

La constante σ ha sido objeto de cuidadosas determinaciones habiéndose encontrado que su valor es:

$$\sigma = 1.37 \cdot 10^{-12} \left[\frac{\text{calorías}}{\text{cm}^2 \cdot \text{seg. grado}^4} \right]$$

Si el cuerpo se encuentra en un ambiente cuya temperatura absoluta es T' , la cantidad de calor que perderá por segundo y por unidad de superficie será la diferencia entre lo que irradia y lo que absorbe, o sea:

$$Q_p = \sigma (T^4 - T'^4).$$

LEY DE WIEN. — Si se descompone la energía irradiada por un cuerpo negro por medio de un prisma, o mejor por una red de difracción, se obtiene un espectro continuo. Si se corre a lo largo del espectro un termómetro sensible (bolómetro) podrá apreciarse cómo se distribuye la energía en función de la longitud de onda. Si se representan los resultados de las medidas en una gráfica, indicando la longitud de onda en el eje de las abscisas y la energía correspondiente en el de las ordenadas, se obtienen curvas como las indicadas en la figura 287. Cuando la temperatura absoluta del cuerpo negro es de 2.900° (2.627° C), se observa que el máximo de la energía irradiada corresponde a la longitud de onda de 1μ , irradiando además energía en toda la región visible del espectro. A la temperatura absoluta de 1.450° (1.177° C), se observa un máximo para una longitud de onda igual a 2μ . A esta temperatura el cuerpo emite con poca intensidad radiaciones rojas y amarillas. A la temperatura absoluta de 967° (694° C), el máximo de energía irradiada corresponde a $\lambda = 3 \mu$. A esta temperatura la energía de las radiaciones rojas es insignificante. Se observa entonces que a medida que aumenta la temperatura, la lon-

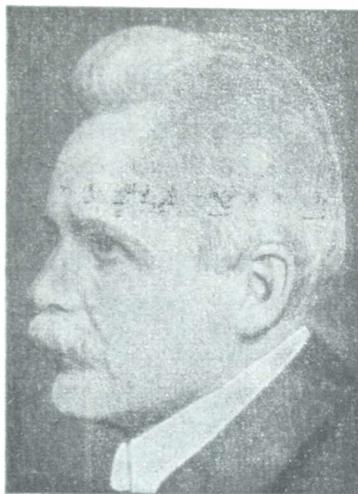


Fig. 286. — Wilhelm Wien (1864 - 1932).

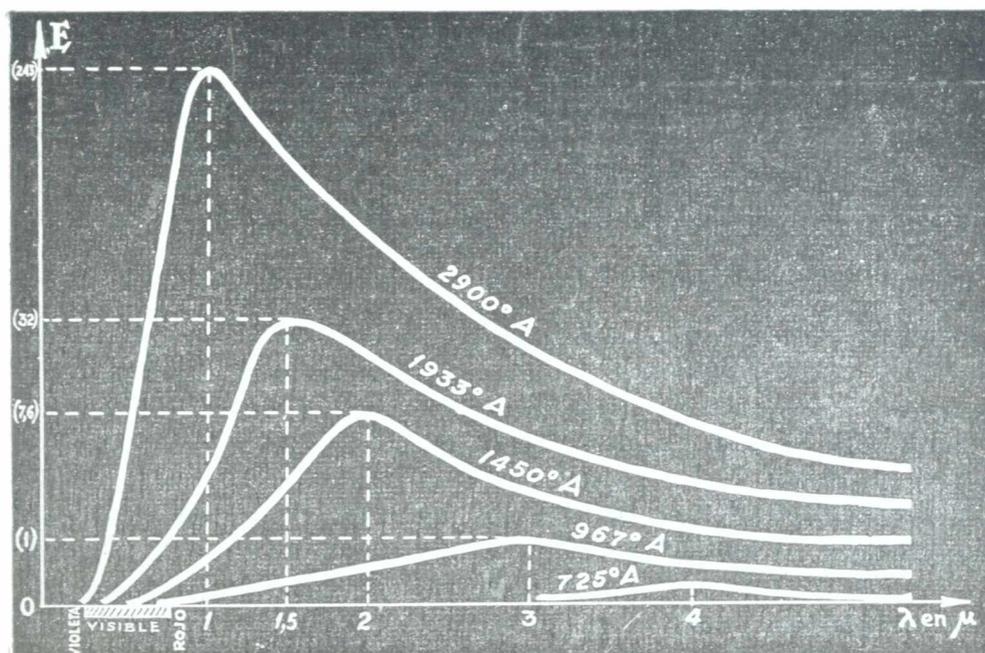


Fig. 287. — Ley de Wien.

gitud de onda correspondiente al máximo de la energía irradiada disminuye. Llamando λ_m a esa longitud de onda y siendo T la temperatura absoluta, se cumple:

$$\lambda_m T = \text{constante} = 2.900.$$

Esta es la expresión de la ley de WIEN, que puede enunciarse así:

El producto de la longitud de onda correspondiente al máximo de la energía irradiada por un cuerpo negro, por su temperatura absoluta es constante. El valor numérico de la constante que hemos consignado corresponde a cuando la longitud de onda se mide en micrones.

En la figura 287 las ordenadas de las diversas curvas están tomadas en escalas distintas. Si se hubieran dibujado todas las curvas en la misma escala, las ordenadas de los máximos habrían

tenido que tomarse proporcionalmente a los números indicados en la figura entre paréntesis, pues la energía del máximo resulta ser proporcional a la quinta potencia de la temperatura absoluta.



Fig.288. --- Max Planck
(nacido en 1858).

353. LEY DE PLANCK. — La ley de Stefan y la de Wien están contenidas en una ley más general debida a PLANCK. Esta ley da la forma exacta, o sea, la ecuación de las curvas representadas en la figura 287.

En la deducción teórica de esta ley general, se puso de manifiesto que la energía de longitud de onda λ (o de frecuencia

$\nu = \frac{c}{\lambda}$) es absorbida o emitida por un

cuerpo en forma discontinua. El cuerpo puede absorber o emitir de esa radiación sólo múltiplos enteros de la energía $h\nu$. Es decir, el cuerpo absorbe o emite fotones. Si la

temperatura absoluta del cuerpo negro es T la energía irradiada por éste comprendida entre el intervalo de frecuencia ν y $\nu + \Delta\nu$ será:

$$E_\nu = Y\Delta\nu.$$

El valor de Y da la medida de las ordenadas de las curvas de la figura 287 y su expresión es:

$$Y = \frac{h\nu^3}{c^2} \cdot \frac{1}{e^x - 1},$$

donde $e = 2,71828\dots$ es la base de los logaritmos naturales.

En esta fórmula h es la constante de Planck (338), c la velocidad de la luz, ν la frecuencia y x tiene el valor:

$$x = \frac{h\nu}{kT},$$

donde T es la temperatura absoluta y k la llamada constante de BOLTZMANN cuyo valor es:

$$k = 1,372 \cdot 10^{-16} \left[\frac{\text{erg.}}{\text{grado}} \right].$$

El significado de esta constante es el siguiente: si se tiene un gas monoatómico a la temperatura absoluta T , la energía media de los átomos a esa temperatura es:

$$\bar{E}_\lambda = \frac{3}{2} kT.$$

354. PIRHELIOMETRO. DETERMINACION DE LA CONSTANTE SOLAR. — Para medir la cantidad total de energía que recibimos del Sol se utilizan diversos aparatos llamados pirheliómetros o actinómetros. Uno de los más simples es el de POUILLET consistente (fig. 289) en una caja cilíndrica plateada llena de agua y en cuyo interior se coloca un termómetro sensible. Una de las bases de la caja cilíndrica se recubre con negro de humo y se expone a la acción de los rayos solares haciendo que éstos incidan normalmente sobre la cara ennegrecida. Para reconocer si la incidencia es normal basta con observar si la sombra de la caja cilíndrica coincide con la pantalla P del aparato. Para aumentar el tiempo de exposición conviene que su montaje sea ecuatorial.

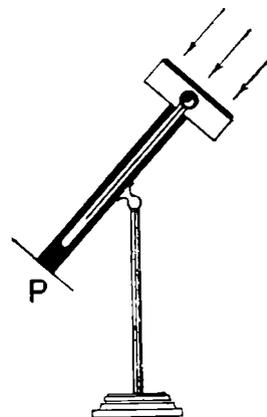


Fig. 289. — Pirheliómetro.

Supongamos por ejemplo, que la masa de agua contenida en la caja sea de 500 gramos. Si la temperatura aumenta en 1°C por minuto ello nos revelaría que en ese tiempo la superficie expuesta al Sol absorbe 500 calorías. Si esa superficie fuera de 300 cm.^2 , cada cm.^2 absorberá por minuto $\frac{500}{300} = 1,67$. Se observa que cuando el

Sol está próximo al horizonte el calor que recibe el aparato es menor que estando aquél en las proximidades del cenit. Ello se debe a la absorción del calor por parte de la atmósfera terrestre. Puede así efectuarse una gráfica que dé la dependencia entre el calor recibido y el espesor de las capas de aire atravesadas por los rayos solares. Hecha la gráfica es fácil deducir (por una simple extrapolación) el calor que recibiría 1 cm.^2 de superficie de la Tierra expuesta normalmente a los rayos del Sol durante un minuto en el caso de que no existiera atmósfera. A este valor se le llama *constante solar* y se ha encontrado que dicha constante es igual a 1,93 calorías por minuto y por cm.^2 .

355. TEMPERATURA EFECTIVA DEL SOL. — Suponiendo que el Sol se comporte como un *cuerpo negro* es fácil calcular su temperatura. La temperatura así calculada se llama *temperatura efectiva* que es pues aquella que debería tener un cuerpo negro de las dimensiones del Sol para irradiar en la forma en que él lo hace. Es lógico considerar al Sol como un cuerpo negro, ya que, si suponemos que incide sobre ese astro una radiación cualquiera, las capas gaseosas que lo envuelven la absorberán casi por completo. El porcentaje de radiación reflejada será muy pequeño. Por esta circunstancia la "temperatura efectiva" no debe diferir mucho de la verdadera.

Siendo la constante solar igual a 1,93 calorías por minuto y por cm.² la energía total que atravesará la superficie S de una esfera de centro en el Sol y de radio igual al de la órbita terrestre será por cada minuto:

$$1,93 S.$$

En cada segundo atravesará la superficie considerada $\frac{1,93 S}{60}$

y por lo tanto si llamamos s a la superficie total del Sol la cantidad de calor irradiada por segundo y por cm.² será:

$$\frac{1,93 S}{60 s}.$$

De acuerdo a la ley de Stefan este calor debe ser igual a σT^4 de donde:

$$T = \sqrt[4]{\frac{1,93 S}{60 \sigma s}}.$$

La relación $\frac{S}{s}$ es igual a $\frac{d^2}{R^2}$ siendo d la distancia Sol - Tierra y

R el radio solar. Como $\frac{R}{d}$ no es otra cosa que el diámetro aparente

del Sol (expresado en radianes) el cociente $\frac{d}{R}$ es conocido y resulta ser igual a 215,7.

Reemplazando estos valores y el valor de σ (352) en la fórmula resulta:

$$T = 5.860^{\circ} \text{ absolutos.}$$

También puede calcularse la temperatura efectiva aplicando la ley de Wien. Medidas directas efectuadas sobre el espectro solar revelan que el máximo de la energía irradiada corresponde en el caso del Sol a la longitud de onda $\lambda = 0,5 \mu$.

Luego debe ser:

$$0,5 \cdot T = 2.900.$$

De donde:

$$T = 5.800^{\circ} \text{ absolutos.}$$

Como se ve se obtienen valores concordantes aplicando la ley de Stefan o la de Wien.

En cuanto a la temperatura verdadera debe ser algo mayor pues como hemos visto el cuerpo negro es el que tiene mayor poder emisor. Si el Sol no se comportara exactamente como un cuerpo negro para irradiar en la forma en que lo hace debería tener una temperatura que en su superficie (fotosfera) no debe diferir mucho de los 6.000° absolutos.

356. BOLOMETRO. — Con este instrumento se puede medir con mucha precisión la distribución de la energía en el espectro solar. El bolómetro de LANGLEY se basa en las variaciones que experimenta la resistencia de un hilo metálico al variar su temperatura. Este alambre ennegrecido que forma parte de un circuito especial (es una de las cuatro resistencias de un puente de Weasthorne) se lleva sucesivamente a distintas regiones del espectro. Las desviaciones de un galvanómetro sensible (que se inscriben sobre una banda de papel arrollada a un cilindro móvil) dan las variaciones de resistencia del alambre de las cuales puede deducirse el aumento de su temperatura y de aquí la energía absorbida. Con este dispositivo pueden medirse diferencias de temperatura del orden del millonésimo de grado centígrado.

357. MEDIDA DE LA TEMPERATURA DE LAS ESTRELLAS. — Estudiando el espectro de las estrellas puede llegarse a saber con relativa exactitud el valor de la longitud de onda que corresponde al máximo de la energía irradiada. Aplicando la ley de WIEN se obtendrá de este modo la temperatura efectiva del astro.

También puede aplicarse la ley de PLANK, pues conociendo la relación entre las intensidades de la luz en distintas regiones del espectro se puede construir la curva correspondiente y deducir de ella la temperatura efectiva.

Se ha logrado también, medir directamente la energía total irradiada por algunas estrellas. Se emplean con tal objeto pilas termoeléctricas muy sensibles.

358. "PARALAJE ANUAL" DEL SOL. — Siendo ω la paralaje anual de una estrella (163) y d su distancia, tomando como unidad la distancia Sol-Tierra (unidad astronómica) se tendrá:

$$\omega d = 1.$$

Considerando que esta fórmula sea válida para el Sol mismo, su paralaje resultaría ser de un radián, pues para el Sol es $d = 1$. Estipulando esto, la relación entre la "paralaje anual" del Sol y la

paralaje de una estrella cualquiera nos dará la distancia de esta última en unidades astronómicas. Tomaremos pues para la "paralaje anual" del Sol el valor:

$$\omega_s = 1 \text{ radián} = 206.265''.$$

De acuerdo a esto una estrella cuya paralaje es de $1''$ dista de nosotros en 206.265 unidades astronómicas.

EJEMPLO. -- Una estrella tiene una paralaje de $0'',5$ y un diámetro aparente de $0'',005$. Hallar su distancia y su radio en radios solares.

$$\text{Distancia} = \frac{206.265}{0,5} = 412.530 \text{ u. a.}$$

Se tiene además que los radios de la estrella y del Sol serán proporcionales a sus diámetros aparentes y estarán en razón directa de sus distancias o sea en razón inversa de sus paralajes, de donde:

$$\frac{R_e}{R_s} = \frac{0'',005}{32 \times 60} \cdot \frac{206.265}{0'',5},$$

pues $32'$ es el diámetro aparente del Sol y 32×60 su diámetro aparente expresado en segundos. De aquí:

$$R_e = 1,07 R_s;$$

siendo R_e el radio de la estrella y R_s el del Sol.

359. DIAMETRO DE LAS ESTRELLAS POR MEDIDAS FOTOMETRICAS. DETERMINACION DE LA DENSIDAD MEDIA DE UNA ESTRELLA. MAGNITUDES BOLOMETRICAS. -- Consideremos dos estrellas cuyos brillos B y B' han sido comparados fotométricamente. Si emiten por unidad de superficie la cantidad de luz E y E' , siendo sus superficies S y S' y sus distancias d y d' respectivamente se tendrá:

$$\frac{B}{B'} = \frac{E}{E'} \cdot \frac{S}{S'} \cdot \frac{d'^2}{d^2},$$

pues la intensidad de iluminación varía en razón inversa del cuadrado de la distancia. Si el tipo espectral de ambas estrellas fuera el mismo, sus temperaturas en sus superficies serían iguales y en consecuencia en este caso particular, se tendría por ser $E = E'$:

$$\frac{B}{B'} = \frac{S}{S'} \cdot \frac{d'^2}{d^2}.$$

Las superficies de ambas estrellas guardan la misma relación que los cuadrados de los radios R y R' y siendo los diámetros aparentes δ y δ' respectivamente (por ser $\delta = \frac{R}{d}$ y $\delta' = \frac{R'}{d'}$) resulta:

$$\frac{B}{B'} = \frac{\delta^2}{\delta'^2}.$$

Una de las estrellas de comparación puede ser el Sol cuyo diámetro aparente es igual a 32'. Puede calcularse así el diámetro aparente de otras estrellas.

EJEMPLO. — La estrella *La Cabra* (componente principal) tiene una temperatura efectiva aproximadamente igual a la del Sol. La magnitud visual del Sol se ha calculado igual a $-26,7$; la de la *Cabra* es igual a $+0,7$. La diferencia en magnitudes es por lo tanto igual a 27,4. De acuerdo a (59) la relación entre los brillos de ambos astros es entonces:

$$\frac{B_s}{B_c} = 2,512^{27,4},$$

y la relación entre los diámetros aparentes será:

$$\left(\frac{\delta_s}{\delta_c} \right)^2 = 2,512^{27,4}.$$

Tomando para el diámetro aparente del Sol 32' resulta para el diámetro aparente de esa estrella haciendo los cálculos:

$$\delta_c = 0'',006.$$

Como se conoce la distancia a que se encuentra, puede calcularse su radio obteniéndose el valor:

$$R_c = 12 R_s.$$

Si la temperatura de la estrella considerada no es igual a la del Sol es necesario tener en cuenta la relación $\frac{E}{E'}$ de la luz emitida por unidad de superficie de ambos astros. La relación de E a E' es igual a la relación entre las cuartas potencias de las temperaturas absolutas siempre que las magnitudes se refieran al total de la energía que recibimos de la estrella y no sólo a las radiaciones para las cuales nuestro ojo es sensible. Estas magnitudes se llaman *bolométricas*. De la magnitud visual se pasa a la magnitud bolométrica aplicando la ley de Planck.

Damos a continuación un cuadro con los diámetros aparentes calculados fotométricamente para tres estrellas de las llamadas gigan-

tes consignando además los diámetros aparentes medidos en forma directa con el interferómetro de MICHELSON:

ESTRELLA	DIÁMETROS APARENTES	
	deducidos del brillo y de la temperatura	medidos con el interferómetro
<i>Betelgeuse</i> (α Orión) ..	0",041	0",047
<i>Antares</i> (α Escorpión) ..	0",036	0",040
<i>Arturo</i> (α Boyero)	0",020	0",024

La concordancia es, como se ve, sumamente satisfactoria.

Claro está que conociendo el diámetro aparente y la distancia a que se encuentra la estrella podrá hallarse su diámetro real (expresado en kilómetros) y en consecuencia su volumen.

Si la estrella es doble (375) podrá conocerse la masa de la misma aplicando la ley de Newton al sistema formado por las componentes pudiéndose entonces conocer la densidad media del astro.

Más adelante nos ocuparemos de los resultados así obtenidos.

360. EFECTO EINSTEIN. LAS "ENANAS BLANCAS". —

Las estrellas consideradas en el parágrafo anterior tienen densidades medias sumamente pequeñas (del orden del millonésimo). Para fijar ideas recordemos que el aire en las condiciones normales de temperatura y presión tiene una densidad igual a 0,0012.

La materia en las estrellas gigantes debe estar, pues sumamente enrarecida, sobre todo en las capas periféricas. Cuando, hace de ésto un cuarto de siglo, se calcularon esas densidades tan pequeñas, fueron muchos los que pusieron en duda los resultados de los cálculos; pero ya no fué posible dudar, cuando Michelson consiguió en 1921 medir directamente con su interferómetro el tamaño de esas estrellas. Algo análogo ha pasado en el otro extremo de la escala.

Se han encontrado algunas estrellas denominadas enanas blancas de diámetro muy pequeño y de masa comparable a la de nuestro Sol. El caso clásico es el de la pequeña estrella de 9ª magnitud satélite de Sirio. Si tuviera una superficie como la de nuestro astro central, su brillo, dada la distancia a que se encuentra y su temperatura (mayor que la del Sol) debiera ser mucho más grande. Haciendo los cálculos se encuentra que su radio debe ser unas 35 veces menor que el radio del Sol y como su masa es 0,85 de la masa solar, su densidad media debe ser del orden de 50.000. Un decímetro cúbico (1 litro) de esa materia traída a la Tierra pesaría 50 toneladas. Cuando los astrónomos encontraron por primera vez estas densidades fueron muy pocos los que creyeron en tales resultados. Sin embargo el método empleado había sido exactamente el mismo

que se utilizó para hallar el diámetro de las estrellas gigantes cuyos resultados fueron verificados con el interferómetro. Se repitieron cuidadosamente las medidas fotométricas, se rehicieron los cálculos y siempre el mismo resultado asombroso: densidad = 50.000.

La medida del diámetro de estrellas tan pequeñas con el interferómetro es imposible, pero puede hallarse por otro método enteramente diferente su densidad. Este método se funda en un nuevo efecto previsto teóricamente por Einstein en 1915 y que consiste en lo siguiente: la luz de un átomo determinado que nos llega de la superficie de una estrella, debe consistir en vibraciones algo diferentes a la luz proveniente de un átomo igual situado en la superficie de la Tierra. Supongamos que se trate de la luz irradiada por los átomos de sodio. Según la teoría, la línea espectral proveniente del Na de la estrella debe estar desplazada hacia el rojo con respecto a la posición de la línea que corresponde a la luz proveniente de átomos de Na situados en la Tierra. Este desplazamiento corresponde a un aumento $\Delta\lambda$ de la longitud de onda λ . Si llamamos M a la masa de la estrella, R a su radio, K la constante de gravitación (252) y c a la velocidad de la luz, la teoría conduce a la relación:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{K}{c^2} \cdot \frac{M}{R}$$

Si suponemos $\lambda = 6.000 \text{ \AA}$ y efectuamos el cálculo para el Sol obtenemos:

$$\Delta\lambda = 0,012 \text{ \AA}$$

Este corrimiento es tan pequeño, del orden del centésimo de Angström, que en el caso del Sol es muy difícil ponerlo de manifiesto. En cambio para el satélite de Sirio cuya masa es como dijimos 0,85 de la masa solar y su radio 35 veces menor, según medidas fotométricas, el corrimiento a esperarse será *:

$$0,012 \times 0,85 \times 35 = 0,37 \text{ \AA}$$

Este corrimiento de unos tres décimos de unidades Angström es fácilmente revelable (la precisión alcanza hasta el centésimo) y se ha encontrado que las líneas espectrales están efectivamente desplazadas en el valor previsto. No puede dudarse entonces de que existen densidades, en el dominio de las estrellas, del orden mencionado y aun mucho mayores (364).

361. DEDUCCION DE LA FORMULA DE EINSTEIN. — Si un fotón tiene la frecuencia ν su energía es $h\nu$. A toda energía corresponde una masa m tal que se cumpla la relación (138): $E = mc^2$.

* Las medidas, posteriormente confirmadas, fueron llevadas a cabo por W. S. Adams utilizando el telescopio de 100 pulgadas del Observatorio de Mount Wilson.

Se tiene entonces:

$$h\nu = mc^2; \quad m = \frac{h\nu}{c^2}.$$

Si una masa m que se encuentra a la distancia R de la masa gravitacional M se aleja de ella hasta el infinito, la disminución que experimentará su energía será (257):

$$\Delta E = K \cdot \frac{Mm}{R}.$$

En el caso del fotón la energía disminuirá, disminuyendo su frecuencia en $\Delta\nu$, tal que: $\Delta E = h \cdot \Delta\nu$.

Resulta así:

$$h\Delta\nu = K \cdot \frac{M}{R} \cdot \frac{h\nu}{c^2}.$$

La disminución relativa de la frecuencia $\frac{\Delta\nu}{\nu}$ es igual, como es fácil

demostrar, al aumento relativo de la longitud de onda $\frac{\Delta\lambda}{\lambda}$ de donde resulta:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{K}{c^2} \cdot \frac{M}{R}.$$

La deducción original de Einstein es más complicada. Ella se basa en la "curvatura" del tiempo en la vecindad de un campo gravitacional.

362. PRESION DE RADIACION. — Se ha dicho al estudiar las colas cometarias que éstas se alejan en general del Sol como si saliera de éste, una especie de soplo o viento particular. Se trata de la presión producida por la luz o presión de radiación. Hemos utilizado ya repetidas veces la relación de Einstein (138):

$$E = mc^2,$$

que vincula la energía con la masa. Esta energía es también portadora de un cierto impulso I :

$$I = \frac{E}{c} = mc.$$

Si una corriente de fotones incide contra una pared que los absorbe, ésta absorberá también el impulso, lo que significa que aquéllos ejercerán contra ella cierta presión.

Se explica así que los átomos de calcio relativamente pesados se encuentren en las capas más altas de la atmósfera solar. Ellos están como flotando sostenidos por los fotones que originan las líneas H y K .

Sea un prisma de 1 cm.^2 de sección y de longitud igual al camino que recorre la luz en 1 segundo. Consideremos en el interior del prisma fotones que se propagan según la dirección de una de sus aristas. El volumen de éste será igual a $c \text{ cm.}^3$ y si la energía radiante por cm.^3 es \mathcal{E} , la energía total contenida en el prisma será $\mathcal{E} c$. Si esta corriente de fotones choca contra 1 cm.^2 de superficie y es absorbida, la presión p será igual a $\frac{\mathcal{E} c}{c} = \mathcal{E}$, puesto que el impulso es fuerza \times tiempo, y aquí el tiempo es de 1 segundo y la fuerza es la que se ejerce sobre la unidad de superficie. Por lo tanto la presión de radiación P_r es igual a la energía radiante contenida en la unidad de volumen:

$$P_r = \mathcal{E} .$$

363. CONSTITUCION INTERNA DE LAS ESTRELLAS. —

Para poder interpretar infinidad de observaciones estelares es necesario formarse alguna idea acerca de las condiciones que deben existir en el interior de las estrellas. Esbozamos a continuación la teoría hoy más en boga, debida a EDDINGTON, JEANS, RUSSELL, etc.

Imaginemos una nebulosa gaseosa cuya masa puede alcanzar para formar millones y millones de estrellas. En un punto cualquiera de ella se forma un centro de condensación. Por la acción gravitatoria la masa de este núcleo va aumentando. Podría parecer que toda la nebulosa tendría que condensarse en un único núcleo dando origen a una inmensa estrella. Esto es imposible porque a medida que aumenta la masa va aumentando también la presión de radiación en su interior la cual produce un efecto contrario al gravitatorio. EDDINGTON calcula la relación entre la presión de radiación y la presión común, en el interior de una masa gaseosa aplicando las leyes conocidas de la física. Encuentra así que en un punto cualquiera del interior de una esfera gaseosa la relación entre ambas presiones *no depende ni de la temperatura ni de la densidad; depende únicamente de la masa total de la esfera gaseosa.*

Transcribimos a continuación una tabla que contiene los resultados a que llega aquel autor:



Fig. 290. — Sir Arturo Eddington (1882 - 1944).

Masa de la esfera = 10 ⁿ gramos n	Presión de radiación	Presión del gas
30	0,00000016	0,99999984
31	0,000016	0,999984
32	0,0016	0,9984
33	0,106	0,894
34	0,570	0,430
35	0,850	0,150
36	0,951	0,049
37	0,984	0,016
38	0,9951	0,0049
39	0,9984	0,0016
40	0,99951	0,00049

Esta tabla significa que si en un punto cualquiera del interior de una masa gaseosa de 10^{34} gramos la presión total es 1, esta presión será la suma de la presión de radiación igual a 0,57 y la presión gaseosa igual a 0,43.

La presión de radiación depende como hemos visto de la densidad de la energía radiante, la cual es proporcional a la cuarta potencia de la temperatura absoluta (ley de STEFAN). Se encuentra así que si la temperatura es de 1 millón de grados la presión de radiación deberá ser igual a 2.550 atmósferas. El cuadro siguiente da una idea acerca de esa dependencia:

Temperatura	Presión de radiación
100.000°	0,2550 atmósferas
1.000.000°	2.550 "
10.000.000°	25.500.000 "

Se comprende que la masa de las estrellas podrá ir aumentando a expensas de la masa de la nebulosa mientras su presión de radiación no exceda en mucho a su presión gaseosa. La masa de las estrellas deberá pues estar comprendida entre 10^{33} y 10^{35} gramos pues para esos valores, empleando el pintoresco lenguaje del propio EDDINGTON la "lucha" entre ambas presiones es más o menos equilibrada.

La masa del Sol es igual aproximadamente a $2 \cdot 10^{33}$ gramos y se encuentra que efectivamente las masas de las estrellas están comprendidas entre $\frac{1}{2}$ y 50 veces la masa solar.

La temperatura de una estrella debe ir aumentando a medida que nos acercamos a su centro. Puede calcularse esta temperatura interior considerando que en un punto cualquiera debe haber equilibrio entre la acción gravitatoria y la presión total.

Se llega así a avaluar la temperatura del centro de las estrellas encontrándose valores comprendidos entre 10 y 40 millones de grados.

La presión total en el interior (presión de radiación más presión gaseosa) debe ser del orden de los 50 millones de atmósferas.

La densidad en el centro es muy variable de estrella a estrella. Así p. ejm. la estrella *La Cabra* tiene una densidad media de 0,0023 $\frac{\text{gr.}}{\text{cm.}^3}$, siendo en su centro igual a 0,05.

Es dudoso que esta teoría pueda aplicarse a estrellas más densas pues las leyes de los gases es posible que pierdan entonces validez.

Si se la aplica al caso de nuestro Sol su densidad en el centro tendría que ser del orden de $80 \frac{\text{gr.}}{\text{cm.}^3}$, unas 4 veces la densidad del platino.

364. ATOMOS Y ESTRELLAS. — Veamos cómo la física atómica de nuestros días ha podido explicar la existencia de materia de densidad tan grande como la que se encuentra en las enanas blancas. Los átomos están formados por un núcleo central donde reside casi la totalidad de su masa y una nube de electrones dispuestos en capas o pisos relativamente muy distantes del núcleo cuya carga es positiva. El átomo de uranio es el más complicado de todos. Su núcleo tiene una carga eléctrica positiva igual a 92 cargas elementales y sus dimensiones serían del orden de 10^{-12} cm. Este núcleo estaría envuelto por 92 electrones dispuestos en diversas capas. El diámetro de la capa exterior es del orden de 10^{-8} cm.

Si contra un átomo, así constituido, chocan electrones, fotones u otros átomos, pueden arrancar de aquél los electrones de las capas externas.

Los átomos se ionizan. Al aumentar la temperatura el porcentaje de átomos ionizados aumenta. En el laboratorio, haciendo chocar electrones con átomos, es decir, produciendo una descarga eléctrica en el interior de un tubo que contiene un gas se logra ionizar a éste, arrancando a sus átomos uno, dos, o más electrones. Se necesitarían descargas muy intensas (diferencias de potencial eléctrico muy grande) para arrancar de un átomo de uranio p. ejm., todos sus electrones.

En el interior de las estrellas, en particular en las enanas blancas los átomos deben estar casi totalmente ionizados con lo cual sus volúmenes se reducen casi al volumen del núcleo.

Imaginemos una substancia bien compacta en la cual sus átomos estén en contacto unos con otros, es decir que sus capas externas se toquen.

Si estos átomos perdieran algunos de sus electrones exteriores su diámetro se reducirá y si admitimos que el nuevo diámetro es la centésima parte del primitivo, el mismo número de átomos podrá ocupar un volumen 1.000.000 de veces menor con lo cual su densidad se hará un millón de veces mayor. No es pues extraordinario que siendo la temperatura de millones de grados y la presión de miles de millones de atmósferas la materia pueda alcanzar una densidad

que en algunos casos es superior a varios millones de $\frac{\text{gr.}}{\text{cm.}^3}$. En efecto:

el récord de densidad lo constituye la *estrella ultraenana* descubierta por G. P. KUIPER de Leyde en 1934. Su temperatura superficial es de 28.000° y su densidad media es $35.10^6 \frac{\text{gr.}}{\text{cm.}^3}$ ¡35 toneladas por centímetro cúbico!

365. RAYOS COSMICOS. — A cualquier hora del día o de la noche se nota que inciden sobre la Tierra radiaciones especiales que se reconocen y se miden por su enorme poder de ionización. Si se tiene un electrómetro cargado en una atmósfera de un gas cualquiera, aun estando aquél perfectamente aislado se observa que se va descargando con más o menos rapidez. Esto revela que el gas que envuelve al electrómetro se hace conductor o sea que se ioniza. Un efecto análogo producen los rayos X (luz de longitud de onda muy corta) y también las radiaciones (rayos α , β y γ) emitidas por los cuerpos radioactivos.

En cuanto a los rayos cósmicos se sabe que provienen de todos los puntos del Cielo, pues su poder de ionización aumenta al aumentar la altura sobre el nivel del mar en que se efectúan los experimentos. Así se comprueba que el 99 % de su energía es absorbida por la atmósfera.

El poder de penetración de estos rayos es enorme. Se han efectuado experimentos sumergiendo la cámara de ionización en profundos lagos situados en las cumbres de algunas montañas, habiéndose comprobado así que dichos rayos pueden atravesar una capa de unos 500 m. de agua equivalente a unos 30 m. de plomo. Por lo tanto, sería necesario una coraza de plomo de este espesor para evitar la influencia buena o mala que puedan tener dichos rayos sobre nuestro organismo.

En lo que se refiere a la naturaleza de estas radiaciones se pensó en un principio que se trataba de rayos gamma, o sea rayos X muy penetrantes (de longitud de onda extremadamente corta). Pero se advirtió bien pronto la influencia que sobre la distribución de los mismos ejerce el campo magnético terrestre. Esta orientación de los rayos por un campo magnético prueba que se trata de partículas electrizadas.

La energía de estas partículas debe ser, de acuerdo a los resultados de las medidas, del orden de la energía que adquiriría un electrón al moverse entre dos puntos de un campo eléctrico cuya diferencia de potencial fuera igual a 10 mil millones de volt. Se ha pensado que estos rayos estarían constituidos por "electrones pesados" o sea partículas con la carga eléctrica elemental y una masa intermedia entre la masa del electrón (o del positrón) y la masa del protón (o del neutrón).

La energía que en forma de rayos cósmicos llega a la Tierra se calcula igual a la mitad de la que en forma de luz y calor recibimos de las estrellas. Puede deducirse de aquí el total de la energía de esa forma, resultando ser unas 100 veces mayor que la que en forma de fotones (de luz y de calor) atraviesa el espacio en todo sentido. En cuanto al origen de los rayos cósmicos ellos pueden provenir de la desintegración de la materia, desintegración que tendría lugar en galaxias lejanas, o bien en materialización de la energía.

Se ha calculado que el cuerpo de un hombre es atravesado por unos 60 corpúsculos cósmicos en un segundo. La importancia de estas radiaciones que recién comienzan a estudiarse es enorme y su conocimiento aclarará muchos fenómenos relativos a la evolución de nuestro Universo.

EJERCICIOS Y PROBLEMAS

291. Siendo la distancia focal del objetivo $f_1 = 2$ m. y la del ocular $f_2 = 4$ cm., calcular el aumento.

$$R.: a = 50.$$

292. Siendo $f_1 = 2$ m., hallar f_2 para obtener un aumento de 100 diámetros.

$$R.: f_2 = 2 \text{ cm.}$$

293. Siendo el diámetro del objetivo del anteojo de los ejercicios anteriores $D = 20$ cm. hallar el diámetro de la pupila de salida cuando $f_2 = 4$ cm. y $f_1 = 2$ cm.

$$R.: d = 4 \text{ mm.}; \text{ y } d = 2 \text{ mm.}$$

294. Siendo $f_1 = 2$ m., $f_2 = 4$ cm., $D = 20$ cm., y el diámetro de la pupila del ojo del observador $\delta = 4$ mm., hallar la relación entre la claridad C' observando con el anteojo y la claridad C observando a simple vista.

$$R.: \frac{C'}{C} = 1.$$

295. Hallar la misma relación $\frac{C'}{C}$ cuando $f_2 = 2$ cm.

$$R.: \frac{C'}{C} = \frac{1}{4}.$$

296. Siendo aproximadamente el diámetro del objetivo del ecuatorial del Observatorio Nacional de La Plata $D = 40$ cm. y su distancia focal $f_1 = 10$ m. hallar el aumento normal para $\delta = 4$ mm. y calcular la distancia focal f_2 , del ocular correspondiente.

$$R.: a_n = 100; f_2 = 10 \text{ cm.}$$

297. Calcular la magnitud de las estrellas más débiles que pueden percibirse con un objetivo $D = 140$ cm. y $\delta = 4$ mm.

$$R.: m = 18,7.$$

298. Hallar el poder separador del anteojo anterior.

$$R.: \alpha = 0'',14.$$

299. Hallar el aumento mínimo exigible a_e para el anteojo anterior.

$$R.: a_e = 430.$$

300. Calcular la separación angular de los componentes de una estrella doble sabiendo que las franjas de interferencia desaparecen para $D_0 = 2$ m., siendo $\lambda = 6.000 \text{ \AA}$.

$$R.: \beta = 0'',03.$$

301. Si la estrella del ejemplo anterior tiene una paralaje de $0'',1$ hallar la distancia de las componentes.

$$R.: d = 0,3 \text{ u. a.} = 45.10^6 \text{ km.}$$

302. Hallar el diámetro de una estrella para la cual las franjas de interferencia desaparecen para $D_0 = 6$ m. sabiendo que la paralaje es $0'',02$ ($\lambda = 6.000 \text{ \AA}$).

$$R.: \text{diámetro} = 1,25 \text{ u. a.} = 187.10^6 \text{ km.}$$

303. Calcular la energía de cada fotón de luz correspondiente a la línea $H\alpha$.

$$R.: E = 3.10^{-12} \text{ erg.}$$

304. Calcular la longitud de onda de la primera línea de la serie de Lyman ($n = 2, l = 1$).

$$R.: \lambda = 1.216 \text{ \AA.}$$

305. ¿Cuántas calorías por segundo y por cm.^2 irradia un cuerpo negro cuya temperatura absoluta es 1.000° ?

$$R.: 1,37 \text{ cal.}$$

306. ¿Qué temperatura efectiva tendrá una estrella para la cual $\lambda_m = 1 \text{ \mu}$?

$$R.: T = 2.900^\circ \text{ absolutos.}$$

307. Si la temperatura absoluta efectiva de una estrella es $T = 11.600^{\circ}$, ¿cuánto vale λ_m ?

$$R.: \lambda_m = 0,25 \mu.$$

308. Considerando que el Sol tiene una magnitud igual a -27 , hallar el diámetro aparente de una estrella de igual tipo espectral y de primera magnitud.

$$R.: \delta = 0'',005.$$

309. Efectuar el cálculo anterior suponiendo que la temperatura efectiva de la estrella es doble de la del Sol y que se trata de magnitudes bolométricas.

$$R.: \delta' = \frac{1}{16} \delta = 0'',0003.$$

310. Hallar la densidad media de la estrella anterior suponiendo que su paralaje es $0'',1$ y su masa igual a la del Sol.

$$R.: d = 36 d_{\text{sol}} = 42 \frac{\text{gr.}}{\text{cm.}^3}.$$

311. Hallar la densidad media de una "enana blanca" de undécima magnitud cuya paralaje es $0'',001$ y su temperatura 24.000° (4 veces mayor que la del Sol) y su masa un medio de la del Sol.

$$R.: d = 85.000 \frac{\text{gr.}}{\text{cm.}^3}.$$

312. Calcular el corrimiento hacia el rojo para una estrella (enana blanca) de masa igual a la mitad de la masa solar y de radio igual a la centésima parte del radio del Sol para $\lambda = 6.000 \text{ \AA}$.

$$R.: \Delta\lambda = 0,6 \text{ \AA}.$$

313. ¿Cuánto debe valer la densidad de la energía radiante para que la presión de radiación sea igual a una atmósfera?

$$R.: \mathcal{E} = 980.000 \left[\frac{\text{erg.}}{\text{cm.}^3} \right].$$

CAPITULO SEGUNDO

ESTRELLAS*

366. **CATALOGOS ESTELARES.** — Para el estudio del Cielo se han formado catálogos estelares, donde se procura dar la posición de cada estrella en la forma más exacta posible, valiéndose de sus coordenadas ecuatoriales absolutas (50). El primer catálogo de estrellas está contenido en el “ALMAGESTO” de TOLOMEO, en el cual se dan la longitud y latitud de 1.025 estrellas. Pese a las deficiencias

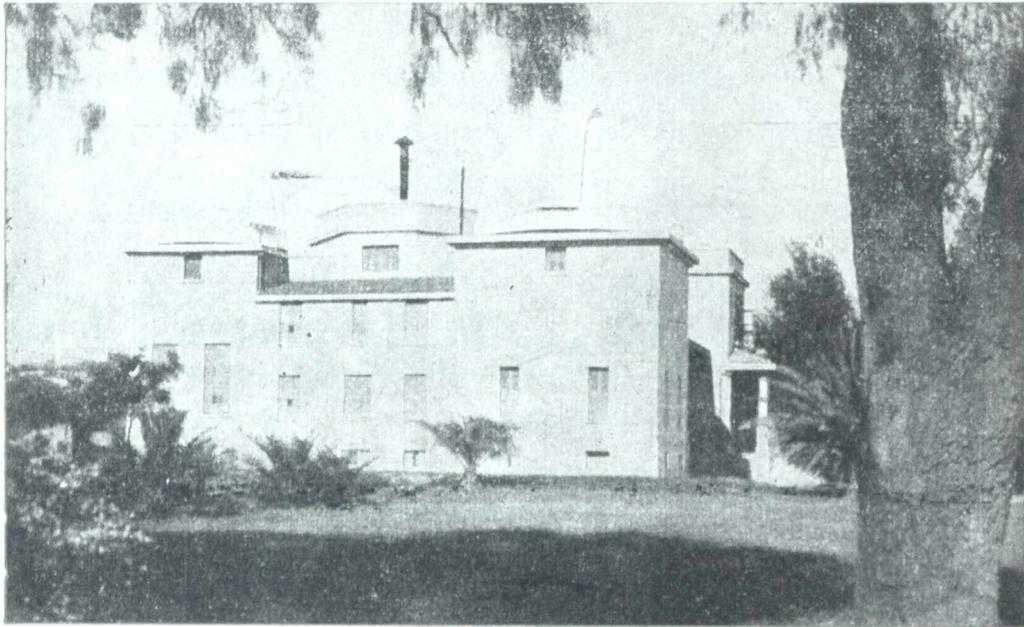


Fig. 291. -- Observatorio N. de Córdoba fundado por Sarmiento en 1870.

de este catálogo primitivo, derivadas de la imperfección de los instrumentos utilizados por HIPARCO y TOLOMEO en la determinación de las posiciones ocupadas por aquellos astros sobre la esfera celeste, el catálogo mencionado ha servido de precioso instrumento para demostrar que el aspecto que ofrece el Cielo estrellado en la actualidad, es el mismo que ofrecía hace 19 siglos, pues las figuras de las diversas constelaciones han permanecido poco menos que inalterables.

* Véase capítulo IV de Libro I.

Con la aplicación del antejo a la observación de los astros han podido confeccionarse, sucesivamente, una serie de catálogos cada vez más perfectos y de mayor amplitud en cuanto al número de estrellas consignadas. Hacia fines del siglo XVII el astrónomo inglés FLAMSTEED, (1646 - 1719), publicó uno conteniendo 2.866 estrellas. El de ARGELANDER contiene alrededor de 325.000 comprendidas entre el polo celeste norte y el paralelo celeste de 2° de declinación austral. Este notable catálogo es incrementado con otras 133.659 estrellas hasta la declinación de 23° austral por SCHÖNFELD y posteriormente fué continuado por THOME, del



Fig. 292. — Vista panorámica del Observatorio N. de La Plata.

observatorio argentino de Córdoba, quien lo amplió hasta el paralelo celeste austral de 61° . Su prematuro fallecimiento, acaecido en el año 1908, interrumpió la tarea de extenderlo hasta el polo celeste sur, pero a pesar de ello, el catálogo así formado, y que se publicó en 1914, alcanza a registrar 580.000 estrellas hasta la 10^{a} magnitud.

En el año 1863 se constituyó una asociación internacional a fin de dar con la mayor precisión la posición de las estrellas de todo el Cielo hasta la 9^{a} magnitud. Hacia el año 1925 ya se habían catalogado 138.000 de tales estrellas, comprendidas entre los paralelos celestes de 80° norte y 2° sur. En la actualidad se prosiguen los trabajos para completarlo, correspondiendo al OBSERVATORIO NACIONAL DE LA PLATA el estudio de la zona celeste abarcada entre los paralelos australes de 22° y 33° .

Es digno de mención entre los últimos catálogos publicados el de BOSS, que da la posición de 4.188 estrellas visibles a simple vista hasta la 6^{a} magnitud y, además, de otras 2.000 de menor brillo.

En la actualidad el llamado "Catálogo Boss" contiene las posiciones de 33.342 estrellas.

Las coordenadas asignadas a todas esas estrellas corresponden al año 1909.

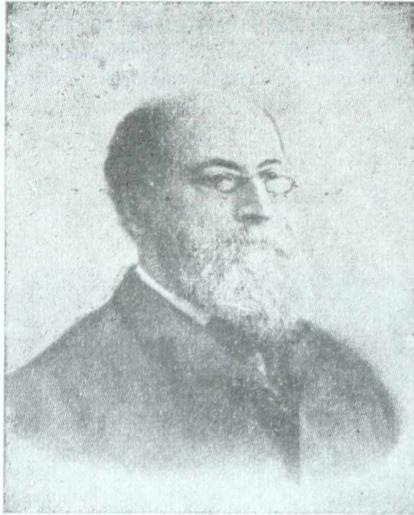


Fig. 293. B. A. Gould.

Además de los catálogos estelares, se han confeccionado para el estudio del Cielo *cartas celestes* (66) y aun *globos celestes* (65). La mejor carta del hemisferio austral la constituye la "URANOMETRÍA ARGENTINA" de GOULD, donde se dan las posiciones de todas las estrellas australes visibles a simple vista. El mismo Gould desde el OBSERVATORIO DE CÓRDOBA confeccionó un catálogo del cielo austral que contiene 105.608 estrellas hasta la 9ª magnitud. Una buena carta celeste del hemisferio boreal es la "URANOMETRÍA NOVA", de ARGELANDER.

En los últimos tiempos se ha aplicado con notable éxito la fotografía para la confección de catálogos estelares. En el "CATÁLOGO FOTO-

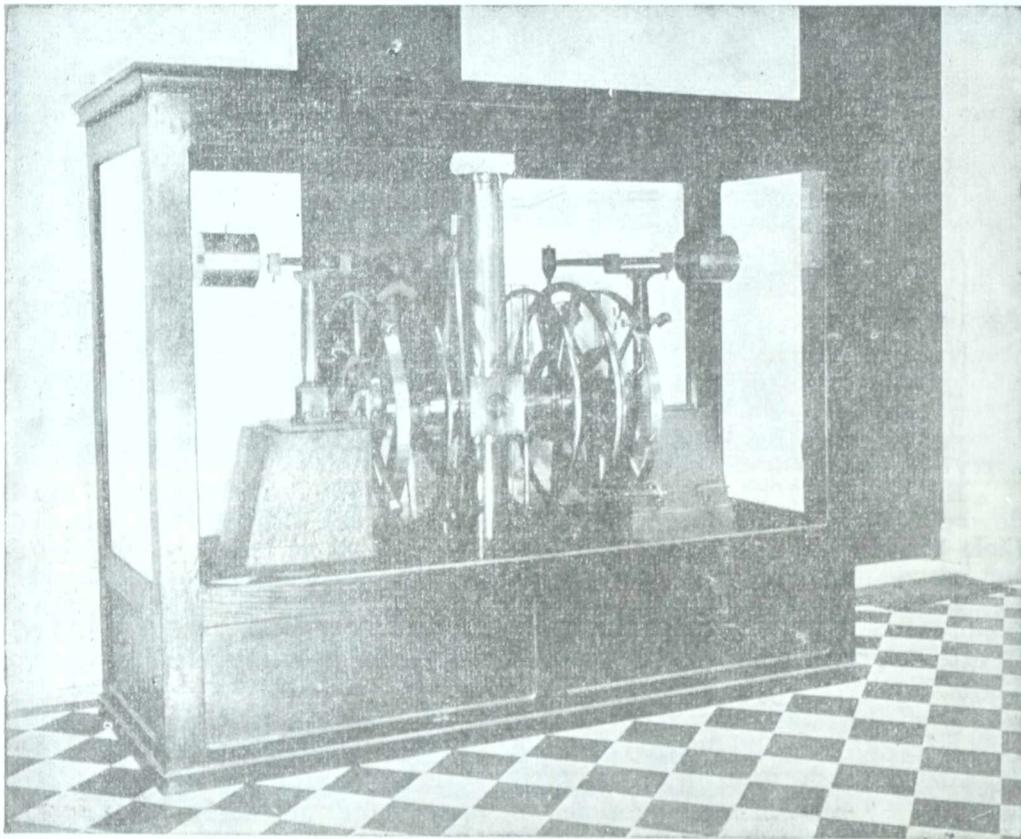


Fig. 294. Antiguo círculo meridiano Repsold del Observatorio de Córdoba conservado en el mismo lugar en que estuvo en uso durante 40 años. Se han efectuado con él más de medio millón de observaciones para fijar la posición de estrellas australes.

GRÁFICO DE EL CABO”, de GILL y KAPTEYN, aparecen 454.875 estrellas hasta la 10^a magnitud, comprendidas entre el polo celeste austral y el paralelo celeste del 19^o sur.

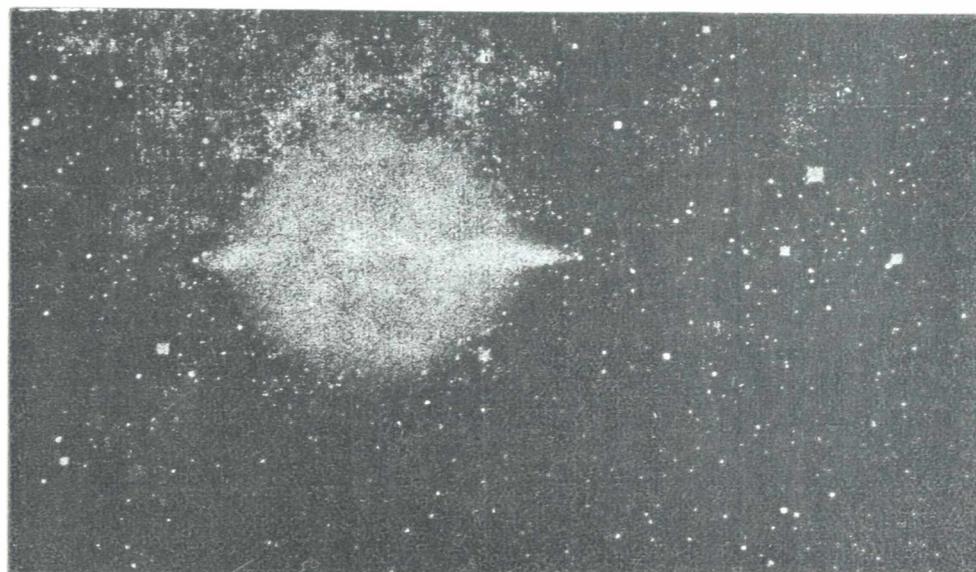


Fig. 295. — Fotografía de una región del Cielo en la constelación del Cochero. Arriba con corta exposición sólo aparece una estrella de 9^a magnitud. Abajo la misma estrella con el halo fotográfico por la larga exposición, con otras de menor brillo. (Obs. de Mount Wilson).

367. DISTANCIA A LAS ESTRELLAS. AÑO LUZ Y PARSEC.

— Los pequeños valores de las paralajes estelares (163), demuestran las enormes distancias que separan a tales astros del Sistema Solar. Las unidades utilizadas en la medición de esas distancias, son el “AÑO LUZ” y el “PARSEC”.

El año luz es la distancia que recorre el rayo luminoso en un año y representa, aproximadamente, 9,5 billones de kilómetros. Luego la Próxima del Centauro, la más cercana de las estrellas, situada a 4,2 años luz, estaría separada de nosotros en 40 billones de kilómetros, y un avión desplazándose a 500 kilómetros por hora, tardaría en cubrir esa distancia más de 9.100 siglos.

El Parsec (par. paralaje; sec, segundo), es la distancia a que debiera estar ubicada una estrella, u otro objeto del Cielo, para que su paralaje anual tomara el valor de 1". Equivale, aproximadamente, a 3,26 años luz.

El Sol llevado a la distancia de un parsec, se vería como una estrella amarilla de igual brillo que La Cabra, aproximadamente.

Agreguemos que muchos millones de estrellas distan del Sistema Solar centenares y hasta millares de parsecs.

Cuando decimos p. e. que una estrella situada a 50.000 años luz está en las proximidades del Sol, debemos considerar al alcance de la mano a las que sólo distan de nosotros, como las del cuadro, decenas o centenas de años luz.

Damos un cuadro donde se consignan las paralajes y distancias, en años luz y parsecs, de las veinte estrellas primarias.

DISTANCIAS DE LAS 20 ESTRELLAS PRIMARIAS

Estrella	Brillo comparado	Paralaje	DISTANCIAS	
			En años luz	En parsecs
α del Centauro	2,40	0",76	4,3	1,3
Sirio	10,70	0,37	8,7	2,7
Proción	1,60	0,31	10	3,1
Altair	1,10	0,21	15	4,6
Fomalhaut ...	0,76	0,14	23,3	7,1
Arturo	1,92	0,12	27,2	8,4
Vega	2,20	0,12	27,2	8,4
La Cabra	2,10	0,07	46,6	14,3
Aldebarán	0,91	0,06	54,5	16,7
Polux	0,83	0,06	54,5	16,7
Achernar	1,58	0,05	65,3	20
Acrux	1,00	0,05	65,3	20
β del Centauro	1,20	0,04	81,7	25
Betelgeuse	1,10	0,03	108,9	33,4
Antares	0,76	0,03	108,9	33,4
Régulo	0,76	0,03	108,9	33,4
Rigel	1,81	0,02	163,4	50
Canopus	5,60	0,01	326,8	100
La Espiga ...	0,83	0,01	326,8	100
Deneb	0,76	?	?	?

368. DETERMINACION FOTOGRAFICA DE LA PARALAJE. — Actualmente para las estrellas relativamente cercanas, casi el único método empleado en la determinación de paralajes (163) es el fotográfico. Se toman con este objeto sobre una misma placa varias fotografías de una misma región del Cielo en el transcurso de un año. Las estrellas muy lejanas de esa región impresionan siempre el mismo punto de la placa, en tanto que las más cercanas se desplazan con respecto a aquéllas. Esta placa se examina luego con un microscopio apropiado para medir esos desplazamientos, de los cuales se obtienen las paralajes.

Supongamos que el máximo desplazamiento de la estrella sobre la placa, debido al movimiento anual de la Tierra, sea igual a d . Como la placa estaba colocada en el plano focal del objetivo de distancia focal f , el desplazamiento angular será $\frac{d}{f}$. La paralaje ω de la estrella será en consecuencia:

$$\omega = \frac{d}{2f}.$$

EJEMPLO: Sea $d = 9,7 \mu$ y $f = 10 \text{ m.}$, resulta:

$$\omega = \frac{9,7 \mu}{2 \cdot 10^7 \mu} \text{ radianes} = 0'',1.$$

Si suponemos que el objetivo del antejo tiene una abertura a de 1 m, el diámetro de la imagen de la estrella producido por la difracción (326) será igual a $1,22 \frac{\lambda}{a} f$, que en este caso resulta de unos $7,4 \mu$.

Esto quiere decir que los círculos imágenes de esa estrella correspondientes a dos fotografías tomadas con un intervalo de seis meses, no quedan en la placa del todo separados. Debe medirse entonces cuidadosamente la distancia entre los centros de los pequeños círculos imágenes de la estrella.

Las medidas pueden llevarse a cabo con una precisión del orden del centésimo de segundo, por lo cual con este método sólo es posible hallar la paralaje de estrellas distantes de nosotros en menos de 100 parsecs.

369. MAGNITUDES ABSOLUTAS. — Hemos definido en otro lugar (59) lo que se entiende por magnitud aparente de una estrella. Los brillos aparentes B y B' de dos estrellas, cuyas magnitudes son m y m' , guardan entre sí la relación:

$$\frac{B}{B'} = 2,512^{m'-m}. \quad [1]$$

Estos brillos aparentes dependen de los brillos intrínsecos y de las distancias.

Se llama *brillo absoluto de una estrella* al brillo aparente que tendría si estuviera colocada a una distancia de 10 parsecs (32,6 años luz).

Consideremos, p. ejem., una estrella de 6ª magnitud aparente y cuya distancia fuera igual a 100 parsecs. Su paralaje será, pues, 0",01. Si dicha estrella estuviera a 10 parsecs, la distancia se reduciría a la décima parte y su brillo aparente sería 100 veces mayor, pues la *intensidad de iluminación varía en razón inversa del cuadrado de la distancia*. La estrella aparecería, entonces, como de 1ª magnitud.

La *magnitud que tendría una estrella colocada a 10 parsecs, se llama magnitud absoluta*. En el ejemplo anterior la magnitud absoluta es 1, y la magnitud aparente 6.

370. FORMULA DE POGSON. — Sea B el brillo aparente de una estrella distante de nosotros en d ; llamemos B_A a su brillo absoluto que corresponde a la distancia de 10 parsecs, que indicaremos con d_A . Se tendrá:

$$\frac{B}{B_A} = \left(\frac{d_A}{d} \right)^2. \quad [2]$$

Si la paralaje de la estrella es ω llamando ω_A a la paralaje de 0",1, por estar las distancias en razón inversa de los paralajes, se tendrá:

$$\frac{B}{B_A} = \left(\frac{\omega}{\omega_A} \right)^2. \quad [3]$$

Si m es la magnitud aparente y M la absoluta debe tenerse de acuerdo a [1]:

$$\frac{B}{B_A} = 2,512^{M-m}. \quad [4]$$

De ésta y de la anterior resulta:

$$2,512^{M-m} = \left(\frac{\omega}{\omega_A} \right)^2. \quad [5]$$

Tomando logaritmos:

$$(M - m) \cdot 0,4 = 2 \log \omega + 2,$$

ya que siendo $\omega_A = 0,1$ su logaritmo es -1 .

Se tiene pues:

$$M = m + 5 + 5 \log \omega. \quad [6]$$

En esta fórmula se ha supuesto que la intensidad de la luz decrece en razón inversa del cuadrado de la distancia, es decir, propagándose en los espacios interestelares sin absorción alguna, lo que no es del todo exacto.

371. LUMINOSIDAD. — 1. Se llama *luminosidad L de una estrella*, a la relación entre la cantidad total de luz emitida por la misma,

y la que emite el Sol. El cuadro siguiente ilustra sobre la magnitud absoluta y luminosidad de estrellas importantes, según cálculos de ARMELLINI, utilizando las magnitudes aparentes y paralajes tomadas de los catálogos de Harvard:

Estrella	Magnitud absoluta M	Luminosidad L	Estrella	Magnitud absoluta M	Luminosidad L
S Dorada	— 8,90	300.000	Altair	2,44	9
Rigel	— 5,77	18.000	Proción	2,95	6
Betelgeuse	— 2,95	1.300	α Centauro	4,46	1,5
Antares ..	— 1,70	420	Sol	4,85	1,00
Scheat ...	— 1,47	340	61 Cisne (principal)	8,40	0,04
La Cabra	— 0,41	127	Satélite de Sirio ...	11,20	0,003
Arturo ...	— 0,25	111	40 Eridano (satélite)	11,20	0,003
Aldebarán	— 0,16	100	Estrella de Barnard	13,40	0,0004
Vega	+ 0,60	51	Estr. de Van Maanen	14,50	0,0001
Sirio	1,26	28			

La luminosidad L se halla fácilmente teniendo en cuenta la diferencia de magnitudes absolutas, entre la estrella dada y el Sol. Así, p. ejm.: entre *S Dorada* y el Sol la diferencia de magnitudes es 13,7; luego:

$$2,512^{13,7} = L = 302.000.$$

Como se aprecia por el cuadro anterior, la insignificante, al parecer estrella *S* de la Dorada, emite una cantidad de luz 300.000 veces mayor que la de nuestro Sol, el cual si estuviera a 10 parsecs se vería como una estrella minúscula de 5ª magnitud (4,85).

MOVIMIENTOS ESTELARES

372. MOVIMIENTO PROPIO DE LAS ESTRELLAS. EFECTO DOPPLER. — La distancia que nos separa de las estrellas hace que sus movimientos propios hayan pasado poco menos que inadvertidos durante un largo lapso. Sin embargo, las estrellas se desplazan en el espacio con velocidades lineales más o menos considerables.

El astrónomo HALLEY (1656 - 1742) y también CASSINI (1677 - 1750), fueron los primeros en observar desplazamientos de algunas estrellas con respecto a otras comparando sus posiciones, dadas por

el "Almagesto", con las que ocupaban en su época. MAYER, fundándose en las observaciones de RÖMER, controló movimientos propios en 80 de las estrellas visibles a simple vista. El catálogo de MÄDLER publicado a mediados del siglo XIX registra unas 3.200 y el de BOSS de 1910, más de 6.000.

De todas esas estrellas, sólo las seis que se consignan en el cuadro que sigue se desplazan con una velocidad angular superior a los 5" por año.

Estrella	Magnitud	Movimiento anual en segundos	Desplazamiento en mil años
Flecha de Barnard .	9,7	10",3	2°52'
Córdoba Z, 243	8,3	8,7	2°25'
Groombridge 1880 ..	6,5	7,1	1°58'
Lacaille 9352	7,4	7,0	1°56'
Córdoba G. C. 32416	8,3	6,0	1°40'
61 Cisne	6	5,2	1°27'

En la mayoría de las estrellas la magnitud angular del movimiento es medida en segundos por siglo. Como término medio del desplazamiento secular encontró Mädler para 65 estrellas de 1ª y 2ª magnitud, el valor 22",2, promedio que decae con el brillo, ya que es de presumir que las estrellas más lejanas son las de menor brillo.

Las observaciones hechas hasta la fecha muestran a los movimientos estelares como rectilíneos, por más que si no lo fueran, no podrían medirse las curvaturas en razón de su insignificancia.

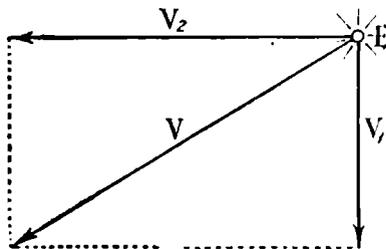


Fig. 296. — Velocidad radial y velocidad proyectada.

EFEECTO DOPPLER. — Representemos por un vector V a la velocidad de una estrella en su movimiento propio (fig. 296). Podremos descomponer a la

velocidad V en otras dos V_1 y V_2 , dirigidas la primera según el rayo visual a la estrella y la segunda según la normal al mismo. La primera de ambas componentes, es decir V_1 , se denomina *velocidad radial* y la segunda V_2 , *velocidad proyectada*.

La *velocidad radial* V_1 de una fuente luminosa se mide, aproximadamente, por el efecto o principio de Doppler, establecido en acústica y aplicado luego al campo de la óptica. Según dicho principio, *la altura de un sonido aumenta o disminuye, según que la fuente sonora se acerque o aleje del observador*.

La aplicación de este principio a las ondas luminosas, dada la gran velocidad de éstas, ofreció grandes dificultades que fueron

sin embargo superadas por BELOPOLSKY y GALITZIN, al determinar con gran aproximación las velocidades radiales de la Luna y varios planetas. Para ello se coteja el espectro producido por una fuente terrestre (espectro de comparación) con el espectro de la fuente luminosa cuyo movimiento se pretende determinar. *Si la fuente luminosa se acerca al observador, las rayas de su espectro, con respecto al de comparación, se corren hacia el violeta y si aquella se aleja el corrimiento tiene lugar hacia el rojo.* Si λ es la longitud de onda el corrimiento $\Delta\lambda$ es tal que:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{v}{c},$$

siendo v la velocidad de la fuente respecto al observador y c la de la luz. Como en la determinación de la diferencia $\Delta\lambda$ se alcanza hasta 0,01 angstrom, pueden determinarse así velocidades hasta de 1 kilómetro por segundo. Como espectro de comparación suele tomarse el del hidrógeno por ser éste el elemento predominante en la mayoría de las estrellas.

Para estrellas visibles a simple vista las velocidades radiales obtenidas son siempre inferiores a los 80 kilómetros por segundo, considerándose las como positivas o negativas, según que las estrellas se alejen o se acerquen a la Tierra. Entre las estrellas telescópicas se han encontrado alrededor de 20 con velocidades radiales comprendidas entre los 100 y 340 kilómetros por segundo en uno u otro sentido.

En el cuadro que damos a continuación se consignan las velocidades radiales de las 20 estrellas primarias, tomadas con respecto al Sol.

VELOCIDADES RADIALES RESPECTO AL SOL

Estrella	Velocidad km. por seg.	Estrella	Velocidad km. por seg.	Estrella	Velocidad km. por seg.	Estrella	Velocidad km. por seg.
Régulo ...	+ 55	Acrux	+ 7	Achernar ..	?	Sirio	- 8
La Cabra ..	+ 30	Fomalhaut	+ 7	Antares ..	- 3	Régulo	- 9
Rigel	+ 23	Polux	+ 4	Arturo	- 4	Vega	- 14
Canopus ..	+ 21	La Espiga ...	+ 2	Proción ..	- 4	α del Centauro	- 22
Betelgeuse.	+ 21	β del Centauro	?	Deneb	- 4	Altair	- 35

VELOCIDAD PROYECTADA. — La velocidad proyectada V_2 de una estrella, se la calcula conociendo la magnitud del arco α recorrido por la estrella en un año y la distancia d de la misma a la Tierra.

Se obtiene:

$$V_2 = \frac{\alpha d}{365,25 \cdot 24 \cdot 60 \cdot 60} \left[\frac{\text{km.}}{\text{seg.}} \right].$$

Para Sirio resulta: $V_2 = 16 \frac{\text{km.}}{\text{seg.}}$, pues el arco α recorrido en un año es de $1'',32$ y su distancia d puede calcularse por su paralaje anual ($0'',37$).

VELOCIDAD PROPIA. — Determinados los valores de la velocidad radial V_1 y de la velocidad proyectada V_2 , se calcula la velocidad propia V de la estrella, como resultante entre V_1 y V_2 .

Para gran número de estrellas, sus velocidades con respecto al Sol son del orden de las decenas de kilómetros por segundo; pero para otras, suelen alcanzar valores elevados, como lo muestra el cuadro que sigue donde se consideran 7 estrellas cuya velocidad sobrepasa a los $300 \frac{\text{km.}}{\text{seg.}}$.

ESTRELLA	Velocidad km. por seg.
A. G. Berlin 1366	194
A. Oc. 14318/20	491
Lalande 45290	467
A. Oc. 20452	391
Lalande 13995	372
Lalande 1966	364
Lalande 27274	322

373. CORRIENTES ESTELARES. — El estudio estadístico de las velocidades de las estrellas de determinada constelación, nos revela si las mismas pertenecen o no a una misma familia estelar o si, simplemente, aparecen próximas las unas a las otras por efectos de perspectiva. En el caso de la Osa Mayor, p. ejm., se ha encontrado que sus siete estrellas principales se desplazan paralelamente y con velocidades casi iguales, lo que hace suponer que todas ellas pertenecen a un mismo grupo o enjambre, tanto más, si se agrega la circunstancia de que todas dan espectros análogos. Algo semejante ocurre con estrellas de la constelación del Toro.

Si se trata, en cambio, de estrellas independientes entre sí, representando la velocidad de cada una de ellas, prescindiendo de su posición, por vectores del mismo origen, se observa que los extremos

de dichos vectores quedan en el interior de una esfera cuyo radio representa la velocidad máxima de las estrellas del grupo. Por lo tanto no hay ninguna dirección de privilegio contrariamente a lo que sucedía en los casos anteriores. De este modo, en 1905, el astrónomo KAPTEYN, representando el movimiento propio de unas 8.000 estrellas cercanas al Sol y situadas hacia todas las direcciones de la bóveda celeste, encontró que los vectores representativos de sus velocidades se podían disponer en el interior de un elipsoide alargado. Ello significa que según el eje mayor del elipsoide situado en la dirección que une al Sol con la constelación de *Sagitario* (centro de la Vía Láctea) las velocidades estelares son máximas. Existirían, pues, dos grandes corrientes estelares denominadas por KAPTEYN. *corrientes* I y II, de direcciones paralelas y sentidos contrarios.

Los puntos del Cielo hacia los cuales se dirigen esas corrientes son los llamados *vertex* I y II, determinados por la dirección del eje mayor del elipsoide.

Las primitivas coordenadas de los *vertex* determinadas por KAPTEYN eran:

$$\begin{aligned} \text{Vertex I. } \alpha &= 85^\circ & \delta &= -11^\circ \\ \text{Vertex II. } \alpha &= 260^\circ & \delta &= -48^\circ \end{aligned}$$

En resumen, las estrellas de una misma corriente estelar se desplazarían, utilizando una imagen del mismo Kapteyn, como una multitud de peces que se mueven en todas direcciones, pero que son arrastrados en conjunto por la corriente del río.

374. TRASLACION DEL SISTEMA SOLAR. — Al igual que las demás estrellas, el Sol tiene su propia traslación participando en ella todos los astros de su sistema. En tal movimiento, el Sol se dirige hacia un punto del Cielo denominado *apex*, alejándose de otro diametralmente opuesto o *antiapex*. Las coordenadas del apex obtenidas por Boss y Newcomb van a continuación:

POSICION DEL APEX

Determinador	Ascensión recta	Declinación
Boss	271°	+ 34°
Newcomb	280°	+ 35°

Para HERSCHEL, el apex era un punto situado en la constelación de HÉRCULES, pero recientes determinaciones lo ubican en La Lira, cerca de la estrella Vega, de la que según Newcomb distaría unos 4°.

La posición del apex sobre la esfera celeste sería variable, si se admite como probable que el recorrido del Sol en su traslación, se efectúa alrededor del centro de la Vía Láctea, como se verá más adelante.

En cuanto a la velocidad en el desplazamiento, se la ha determinado tomando la media aritmética de las velocidades radiales de un número de estrellas situadas hacia el ápex, y otro número igual situadas hacia el antiápex, habiéndose obtenido una diferencia entre ambos valores de unos 20 kilómetros por segundo.

Además de este movimiento debemos considerar que el Sol, lo mismo que las demás estrellas, debe tomar parte en una de las grandes corrientes estelares de Kapteyn. En el día se le considera como una de las estrellas integrantes de la corriente II.

ESTRELLAS DOBLES

375. ESTRELLAS DOBLES Y MÚLTIPLES. — Se denominan estrellas dobles o múltiples a estrellas muy cercanas entre sí formando sistemas físicos regidos por las leyes de la gravitación universal. En todo sistema doble aparece siempre un astro principal y otro secundario llamado *acompañante* o *satélite*.

En algunos casos, los acompañantes son dos o más astros constituyendo sistemas triples, cuádruples y hasta séxtuples.

En los sistemas dobles, los integrantes describen órbitas elípticas alrededor del centro común de gravedad en la forma vista al referirnos al problema de los dos cuerpos (250).

En los sistemas múltiples, las órbitas son en general muy complicadas.

Las estrellas dobles, muy numerosas en el Cielo, y las múltiples en general, aparecen a ojo desnudo como un solo astro, siendo una excepción el sistema MIZAR - ALCOR situado en la cola de la OSA MAYOR, donde los integrantes pueden separarse a simple vista, aun cuando con alguna dificultad.

A las estrellas dobles se las suele clasificar en dos categorías:

- a) *Estrellas dobles visuales* o *telescópicas*;
- b) *Estrellas dobles espectroscópicas*.

Las primeras son aquellas que pueden ser separadas por el anteojo, haciéndose en consecuencia visible el acompañante. No deben ser confundidas con estrellas visualmente cercanas (*compuestas ópticas*) que son astros independientes entre sí, pero casi alineados con la Tierra.

Las estrellas dobles espectroscópicas, son las que no se desdoblán con el telescopio y que sólo revelan su carácter por anomalías observadas en sus espectros luminosos.

376. ESTRELLAS DOBLES TELESCOPICAS O VISUALES; ORBITA DEL SATELITE, PERIODO DE REVOLUCION; VELOCIDAD RADIAL DE LOS INTEGRANTES. — El primer astrónomo que sugirió la hipótesis de que en el Cielo pudieran existir sistemas físicos de estrellas fué W. HERSCHEL (1738 - 1832) quien de inmediato se dedicó a individualizarlos.

En 1804 pudo presentar a la Sociedad Real de Londres, una lista de 50 estrellas dobles con movimientos estudiados cuidadosamente. W. STRUVE en 1837, catalogó 2.700 de estos pares, y tiempo después J. HERSCHEL, publica 6 catálogos de estrellas dobles boreales, con 4.500 pares, y otro con 2.100 del Cielo austral.

El "*General Catalogue of Double Star*" publicado en 1906, contiene cerca de 14.000 estrellas dobles con datos precisos sobre las mismas; en 1915 este número se amplifica con otras 4.000 dadas a conocer por AITKEN, y comprendidas en las 9 primeras magnitudes, de las cuales, el propio AITKEN había descubierto unas 3.000.

Con el refractor del Observatorio de La Plata W. J. HUSSEY descubrió, entre 1911 y 1914 cerca de 200 pares de estrellas, habiendo realizado al efecto unas 1.000 medidas micrométricas. Entre 1914 y 1937, B. H. DAWSON, efectuó con el mismo instrumento, unas 10.000 medidas, logrando descubrir así, 170 pares más, pertenecientes todos al hemisferio austral.

En 1844, previó BESSEL que Sirio y Proción debían ser estrellas dobles, por irregularidades observadas en sus movimientos propios, y 17 años después, CLARK en Cambridge, encontró al satélite de Sirio como un astro de 8ª o 9ª magnitud difícil de percibir por ser eclipsado su brillo por el de la estrella principal. También se confirmó la previsión de BESSEL respecto a Proción, al descubrirse en 1896 al acompañante de esta estrella con el gran refractor del Observatorio de Lick, a pesar de aparecer dicho satélite como un débil astro de 13ª magnitud.

Casi siempre, los acompañantes en los sistemas dobles aparecen con luz coloreada, tal vez por contraste con la luz del astro principal, predominando los tonos, rojo, anaranjado, amarillo, verde y azul, a veces fuertemente pronunciados.

Entre las 20 estrellas primarias, son dobles visuales SIRIO, VEGA, LA CABRA, RIGEL, PROCIÓN, ACRUX, α DEL CENTAURO y ANTARES. En las inmediaciones de α del Centauro se encuentra la estrella de *Innes* o *Próxima del Centauro*, que es la más cercana a la Tierra. Estrellas triples son ϵ del PEGASO, ζ del ESCORPIÓN y ϵ del Cáncer, y entre las cuádruples se citan σ de ORIÓN y ϵ de LA LIRA. La estrella θ de ORIÓN, situada en la nebulosa del mismo nombre, es SÉXTUPLE, formando sus integrantes el conocido grupo llamado "TRAPECIO".



Fig. 297. — W. Struve.

ORBITA DEL SATÉLITE. — El acompañante en toda estrella doble aparece describiendo siempre alrededor del astro principal, una órbita que se proyecta sobre la esfera celeste según una elipse. Dicha órbita es recorrida en conformidad con la ley de las áreas, pudiéndonela suponer plana y de la misma forma.

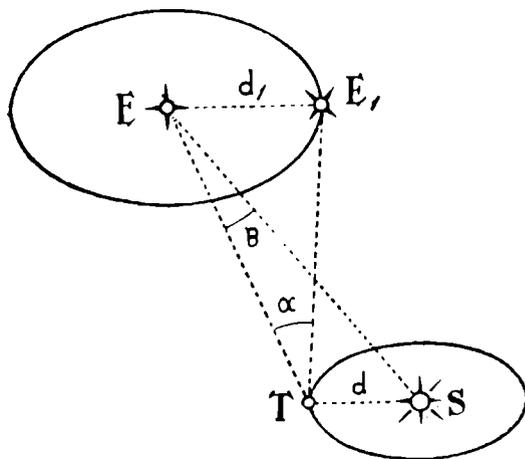


Fig. 298. — Órbita del satélite de una estrella doble.

Conocida la órbita elíptica que describe la estrella satélite, puede calcularse, aproximadamente, el semieje mayor de la misma, comparándolo con la distancia Sol-Tierra. Sea E una estrella y E_1 una posición del satélite sobre su órbita (figura 298). Designemos por T a una posición de la Tierra sobre su trayectoria anual. Los ángulos θ y α de la figura, así como las longitudes d_1 y d resultan ser:

- d_1 , longitud del semieje mayor de la órbita del satélite.
 α , magnitud angular del semieje d_1 visto desde la Tierra.
 d , distancia Sol-Tierra.
 θ , paralaje anual de la estrella E .
 Se deduce, con aproximación:

$$\frac{d_1}{d} = \frac{\alpha}{\theta} \quad ; \quad d_1 = \frac{\alpha}{\theta} d,$$

y tomando d como unidad astronómica de distancia:

$$d_1 = \frac{\alpha}{\theta}.$$

Aplicada al satélite de Sirio la fórmula anterior, y teniendo en cuenta que para éste es: $\alpha = 8''$ y $\theta = 0'',37$, resulta:

$$d_1 = 21;$$

es decir, que el semieje mayor de la órbita del acompañante de Sirio equivale en longitud a 21 unidades astronómicas de distancias.

PERÍODO DE REVOLUCIÓN. — Los períodos de revolución de los sistemas dobles telescópicos o visuales, suelen ser largos. El menor conocido hasta la fecha corresponde a la estrella WOLF 630 cuyo período es de 1,7 años. En cambio, el par que constituye la estrella 61 del CISNE, invierte en su revolución 783 años; el de CASTOR, alrededor de 994 años, y el de la estrella doble τ de ACUARIO se ha calculado en 1758 años.

VELOCIDADES RADIALES DE LOS INTEGRANTES. — Observando los espectros de los dos astros componentes de una estrella doble, tomados al mismo tiempo, puede apreciarse siempre por aplicación del principio de Doppler (372), que mientras uno de los astros se acerca a la Tierra el otro se aleja.

En consecuencia, las velocidades radiales de los astros integrantes de una estrella doble, prescindiendo de la velocidad de conjunto del Sistema, son de signos contrarios, anulándose cada una de ellas dos veces durante el período de revolución para cambiar luego de signo, efecto fácil de comprender si se tiene en cuenta que durante la mitad del recorrido orbital el astro se acerca a nuestro Sistema; y durante la otra mitad se aleja.

377. MASA DE LAS ESTRELLAS DOBLES. — En el párrafo 250 se ha determinado la fórmula [4] que permite calcular la masa de un sistema doble determinando el período T de revolución y la distancia d entre los integrantes.

Aplicando esa fórmula al sistema Sol - Tierra, si llamamos M a la masa del Sol y despreciamos la masa de la Tierra, se tendrá:

$$\frac{4\pi^2}{KM} = 1,$$

si se mide T en años y d en unidades astronómicas. Se tiene así para la masa m total de la estrella doble el valor:

$$m = \frac{d_1^3}{T_1^2} M,$$

siendo d_1 la distancia entre las componentes del sistema medida en unidades astronómicas y T_1 el tiempo de revolución en años.

Tomando a la masa del Sol por unidad resulta, simplemente:

$$m = \frac{d_1^3}{T_1^2}.$$

Pero d_1 , o sea, la relación entre el semieje mayor de la órbita del sistema de la estrella doble, y la distancia Sol - Tierra, es la misma relación que liga al diámetro aparente α de dicho semieje y la paralaje θ de la estrella (fig. 298), de modo que:

$$m = \left(\frac{\alpha}{\theta} \right)^3 \cdot \frac{1}{T_1^2}, \quad [1]$$

fórmula que permite calcular la masa total de la estrella doble en función de tres magnitudes determinables.

Como masa de Sirio obtendríamos, teniendo en cuenta que $\alpha = 8''$, $\theta = 0'',37$ y el período de revolución T_1 de su satélite es de 52,2 años:

$$m = 3,8 \text{ (masas solares).}$$

378. **PARALAJE DINAMICA.** — La [1] del párrafo anterior muestra que si m fuera conocida, determinando α y T_1 , podría hallarse el paralaje de la estrella doble. Considerando que m sea igual a 2, se obtiene lo que se llama la *paralaje hipotética*.

Si se calculan las masas con el auxilio de alguna otra hipótesis, se obtienen las llamadas *paralajes dinámicas*. Se han determinado así los paralajes de unas 2.500 estrellas, pero los datos son muy inseguros debido a que en general es muy difícil determinar la inclinación con que vemos la órbita del Sistema.

En cuanto a la hipótesis utilizada para determinar la masa se basa en general en la relación entre ésta y la magnitud absoluta (397).

Se tienen, entonces, dos incógnitas, masa y paralaje, y dos ecuaciones, una la [1] y la otra la que vincula la masa con la magnitud absoluta que es función de la magnitud aparente conocida, y de la paralaje.

379. **ESTRELLAS DOBLES ESPECTROSCOPICAS.** — Su carácter de astros dobles es revelado por el espectro, pues comúnmente aparecen duplicadas las rayas denotando la superposición

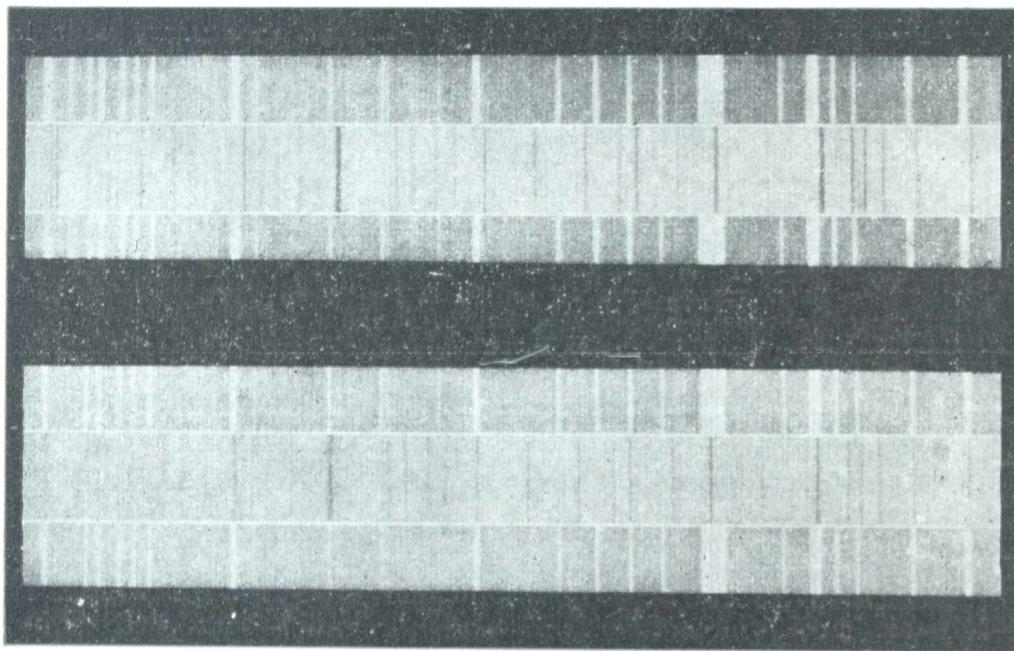


Fig. 299. — La binaria espectrográfica β de Orión, con corrimientos periódicos de sus rayas espectrales.

de dos espectros correspondientes a otros tantos astros, de los cuales uno permanece invisible. Algunas estrellas de este tipo presentan corrimientos periódicos de sus rayas espectrales, en uno y otro sentido, por alejarse y acercarse del observador (fig. 299).

En la actualidad se conocen más de 1.000 pares espectroscópicos, muchos de ellos descubiertos por PICKERING utilizando fotografías espectrales. Entre los pares más importantes pueden citarse: ALGOL cuyo carácter de doble fué confirmado por VOGEL en 1890; LA

ESPIGA, en que el período de duplicación de sus rayas espectrales es de cuatro días, en cuyo tiempo el satélite cumple una revolución alrededor del astro principal; CASTOR, doble visual, cuyas componentes α_1 y α_2 son dobles espectrográficas, de modo que donde a simple vista sólo percibimos una estrella, hay en realidad cuatro; Mizar, o τ de la OSA MAYOR, que revela pertenecer a esta categoría por un desdoblamiento periódico de la raya del calcio.

La POLAR NORTE, cuyas variantes en velocidad radial acusan un período de revolución de casi cuatro días para el acompañante; LA CABRA, cuyo satélite cumple su traslación alrededor de la estrella principal en unos 104 días, etc. Entre las primarias son dobles espectroscópicas, BETELGEUSE y β DEL CENTAURO, además de las mencionadas antes.

De todos los sistemas físicos estelares, el más maravilloso del Cielo es, indudablemente, el MIZAR - ALCOR, ya citado. Mizar forma con Alcor un sistema doble cuyas componentes, caso único en el Cielo, pueden desdoblarse a simple vista. Una de dichas componentes, Mizar, se desdobla telescópicamente en otras dos, α_1 y α_2 , cada una de las cuales es doble espectroscópica, y en cuanto a la otra, o sea, Alcor, también es doble espectrográfica, resultando en resumen que el sistema citado está integrado por seis astros distintos que gravitan mutuamente entre sí, percibiéndose tres con el telescopio.

En cuanto a los períodos de revolución de los sistemas dobles espectroscópicos, suelen ser cortos. En algunos sólo llega a una fracción de día, siendo raro el par donde aquél alcanza un año o más. Como casos excepcionales pueden citarse las dobles espectroscópicas β de CAPRICORNIO y α del FÉNIX, cuyos períodos son 3,3 y 10 años, respectivamente. La de más corto período, de sólo algunas horas, es β del CAN MAYOR.

A continuación damos un cuadro con datos relativos a estrellas dobles telescópicas de órbitas conocidas.

ORBITAS DE ESTRELLAS DOBLES

Estrella	Período en años	Semieje mayor "	Excentricidad
δ Caballo Menor .	5,8	0",45	0,17
γ Pegasus	11,4	0,42	0,49
85 Pegasus	24,0	0,89	0,39
Sirio	52,2	8,03	0,62
η Casiopea	195,8	8,21	0,51
γ León	407,0	1,98	0,73
61 Cisne	782,6	29,48	0,17
Castor	993,7	7,21	0,35
ζ Acuario	1758,3	7,64	0,65

ESTRELLAS VARIABLES

380. GENERALIDADES. — Se llaman así, a las estrellas que acusan variaciones más o menos considerables en sus brillos, en lapsos a veces reducidos, a veces dilatados. En la actualidad se conocen alrededor de 10.000 de tales estrellas.

En muchas estrellas variables, los cambios de brillo están sujetos a períodos más o menos fijos de tiempo, cuya amplitud puede oscilar entre unas pocas horas y muchos años. En cuanto a las variaciones de brillo en algunas estrellas no alcanza a 0.1 de magnitud, mientras en otras llega hasta 9 magnitudes.

Cuando las variaciones tienen períodos fijos, éstos en la mayoría de los casos están comprendidos, bien entre 200 y 400 días, *variables a largo período*, bien entre algunas horas y 10 días, *variables a corto período*. Esta duración está comúnmente ligada al color de la estrella, pues mientras las variables a corto período son por lo general blancas, las de largo período son casi siempre rojas, y de un rojo tanto más intenso cuanto más dilatado es aquél.

Las variaciones en el brillo de estas estrellas se ponen de manifiesto por gráficos llamados *curvas de brillo*, donde se toman en ordenadas, las magnitudes luminosas y en abscisas, los tiempos.

Un párroco de Frisia, DAVID FABRICIUS, es el primero que llama la atención, en agosto de 1596, sobre las variaciones de brillo experimentadas por la estrella llamada más tarde "*Mira Ceti*" (Maravillosa de la Ballena).

Esta estrella cambia de brillo en forma muy irregular en un año, aproximadamente, llegando a brillar en el máximo, en ocasiones, como estrella de 4ª magnitud, y en ocasiones alcanzando hasta la 2ª. Alrededor de 70 años después descubre FONTANARI que la estrella ALGOL, o β de PERSEO, varía en un período inferior a los tres días.

En el año 1782 sólo se conocían cuatro estrellas variables incluyendo las mencionadas, y en 1840 su número ascendía a 23 entre las cuales ya se contaban β de la LIRA y δ de CEFEO. A partir de entonces se intensificó el interés por esta clase de astros debido a los esfuerzos de ARGELANDER, SCHÖNFELD y otros, quienes dieron a conocer muchas variables. Posteriormente, el empleo de la fotografía permitió descubrir un buen número de tales estrellas, habiendo catalogado PICKERING en 1907, alrededor de 900. A fines del año 1921, la publicación "ASTRONOMISCHE GESELLSCHAFT" presenta una lista de 2.145.

A las estrellas variables de la misma constelación se las clasifica por el nombre de ésta, precedido por una de las letras *R, S, T, ... hasta Z*; así, *R Sagitario* es la primera variable descubierta en tal constelación, *S Sagitario* la segunda, ... etc. En caso de agotarse para estrellas de una constelación las letras de *R* a *Z*, a las variables que se sigan descubriendo se las designa por combinaciones de aquellas letras, siguiendo el orden *RR, RS, RT, ... RZ, SS, ST, ... SZ*, etc*. Algunas variables importantes conservan los nombres con que aparecen en los catálogos

* Después de *ZZ* se las sigue clasificando con la sucesión natural de los números 1, 2, 3, ..., etc.

estelares comunes, tales como β de Perseo (Algol), β de la Lira, δ de Cefeo, etc.

381. CLASIFICACION DE LAS ESTRELLAS VARIABLES *.

— Para estudiar con más propiedad a estos astros, se los divide en grupos con caracteres afines, tomando para cada uno de ellos una *estrella tipo*. Entre las diversas clasificaciones, era muy seguida la de PICKERING, cuyos tipos fundamentales son:

- I. *Variables a eclipse tipo Algol.*
- II. „ „ „ „ β de La Lira (*Líridas*).
- III. „ *regulares a corto período tipo δ de Cefeo (Cefeidas).*
- IV. „ *irregulares tipo α de Casiopea.*
- V. „ *a grandes cambios de brillo tipo Mira Ceti.*
- VI. „ *temporarias (estrellas novas) tipo estrella Tycho en Casiopea.*

382. **VARIABLES A ECLIPSE TIPO ALGOL.** — Son estrellas sujetas a variaciones de brillo que se llevan a cabo en periodo corto

de tiempo, pero de rigurosa constancia. En la actualidad se conocen más de 100. Las variantes son muy regulares, como puede verse en la curva de brillo de la figura 300, que es la de Algol. La duración del período de ésta es de 2d 20h 49m, pasando de la 2ª a la 4ª magnitud. Durante 2d 10h su brillo permanece constante en el máximo, después decrece

5 horas seguidas hasta la magnitud 3.5 a partir de cuyo instante y en otras 5 horas vuelve a alcanzar el máximo.

Durante las variaciones, los espectros de las estrellas de este tipo no experimentan cambios, por lo cual se atribuyen las variantes de brillo a eclipses producidos por un acompañante más oscuro que se interpone entre el astro principal y la Tierra. Luego las variables tipo Algol son estrellas dobles, en que los integrantes están tan allegados, que no alcanzan a separarlos nuestros telescopios.

En el cuadro pueden apreciarse datos relativos a variables de este grupo.

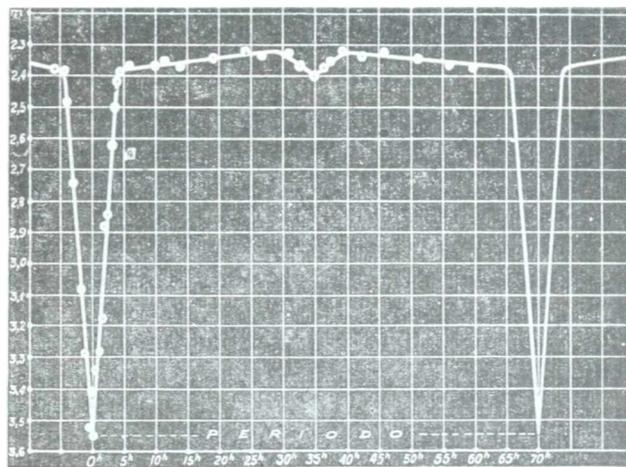


Fig. 300. — Curva de brillo de Algol. Los puntos representan medidas fotométricas.

* Esta clasificación adolece de fallas, por lo que es poco seguida en el día. Por ejemplo, el brillo de la α de Casiopea es constante. Por otra parte tal vez sea aventurado clasificar entre las variables a las "novas" y "supernovas".

VARIABLES TIPO ALGOL

Estrella	Periodo en días	Brillo máximo Magnitud	Brillo mínimo Magnitud	Duración de la variación en horas
<i>U</i> de Ofiuco	0,8	6,0	6,7	5
<i>R</i> Can Mayor	1,1	5,9	6,7	5
δ de Balanza	2,3	5,0	6,2	12
<i>RS</i> Sagitario	2,4	6,4	7,5	13
Algol	2,8	2,3	3,5	10
λ del Toro	3,9	3,4	4,2	10

383. **VARIABLES A ECLIPSE TIPO β DE LA LIRA (LIRIDAS).**— Se conocen actualmente unas 20 estrellas de este grupo. La estrella tipo tiene un período de casi 13 días, presentando entre dos mínimos principales (fig. 301), un mínimo secundario que se verifica 6,5 días después que cada uno de aquéllos.

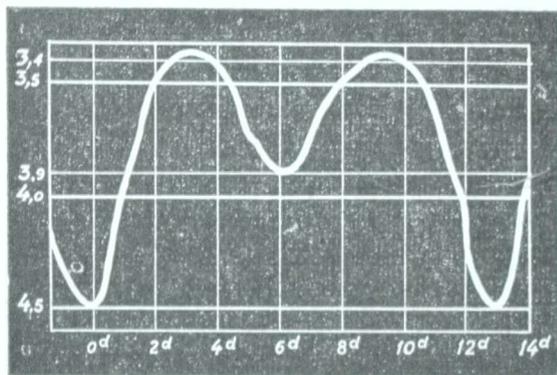


Fig. 301. — Curva de brillo de β de la Lira

En el mínimo principal el brillo de esta estrella corresponde a la magnitud 4,5, en el secundario a la 3,9, y en el máximo a la 3,4. Se ha observado que la duración del período de β de La Lira aumenta, de uno al siguiente, en $\frac{2}{3}$ de segundo. La estrella de más corto período en este grupo es *U* de PEGASO (9 horas), y la de período más amplio *W* de LA CRUZ (198d 12h). Siete de las líridas tienen un período inferior a un día y otras siete superior a cuatro días.

El mínimo secundario se explica admitiendo que el satélite que produce el eclipse posee también un cierto brillo, por lo cual al ocultarse detrás del astro principal, sólo permite advertir el brillo de éste.

384. **VARIABLES REGULARES A CORTO PERIODO, TIPO δ DE CEFEO (CEFEIDAS).**— La característica importante de las cefeidas, es que el aumento de brillo se lleva a cabo en menor tiempo que el empleado en la disminución, como lo muestra la curva de la

estrella tipo (fig. 302). Además la rama ascendente de dicha curva es siempre regular, mientras que la descendente, en la mayoría de los casos, presenta sinuosidades más o menos pronunciadas que varían de una estrella a otra del grupo. El período es corto, como en las variables tipo Algol, pero la diferencia entre éstas y las cefeidas, es que en estas últimas el brillo crece y decrece constantemente, mientras que en aquéllas permanece inalterable durante un tiempo. Entre el par de centenas de cefeidas conocidas, exceptuando las de las nebulosas, hay unas 70 con períodos inferiores a un día, y sólo cinco cuyos períodos están comprendidos entre 30 y 45 días. El período más corto (3h 15m) corresponde a las estrellas RV de los PERROS DE CAZA, y XX del CISNE, habiéndose observado que los períodos son tanto más largos cuanto mayor es el brillo absoluto de la cefeida.

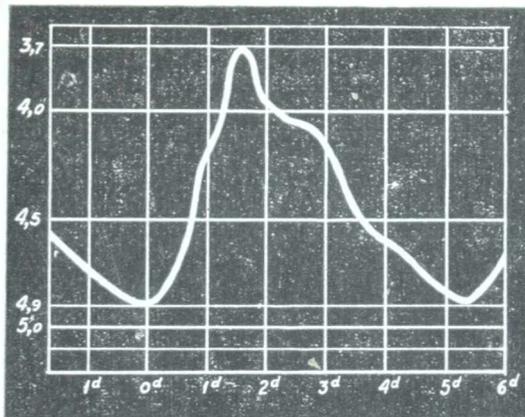


Fig. 302. — Curva de brillo de δ de Cefeo.

SHAPLEY opina que estas variables son estrellas gigantes, mucho más brillantes que nuestro Sol.

En cuanto al espectro de las cefeidas, se intensifica por lo general hacia la región del azul, cuando dichos astros presentan el brillo máximo, y hacia el rojo cuando pasan por el mínimo, acusando variaciones de temperaturas.

Se ha comprobado que las velocidades radiales de las cefeidas son mayores en las de cortos períodos y que varían también para una misma estrella. Estas variaciones han hecho suponer a numerosos astrónomos que las estrellas de este tipo son en realidad dobles espectroscópicas, con un período de revolución igual al de variación luminosa. Con ello las cefeidas presentarían analogías con las variables a eclipses, tipo Algol o β de La Lira.

En la actualidad va ganando terreno la llamada "hipótesis de la pulsación" desarrollada por EDDINGTON, según la cual estas voluminosas estrellas al estado gaseoso, se dilatan y comprimen alternativamente efectuando como latidos que al aumentar y disminuir su superficie las hace aparecer más o menos brillantes. Las estrellas tipo δ de Cefeo, así como las de otros tipos de variables, suelen agruparse preferentemente en los cúmulos estelares que se estudiarán más adelante.

385. PARALAJE POR LAS CEFIDAS. LAS DOS "POBLACIONES" DE BAADE. — En 1913 MISS LEAVITT encontró que el brillo medio de las Cefeidas de la pequeña nube de MAGALLANES era

tanto mayor cuanto mayor era el período de la variación de brillo de las mismas.

Considerando que se trate, en el caso de las Cefeidas, de estrellas pulsátiles, se comprende que las de mayor masa tardarán un tiempo también mayor en cumplir una oscilación; y como a mayor masa debe corresponder mayor brillo, se explica que la luminosidad intrínseca media de estas variables dependa del período. Como todas las Cefeidas de la pequeña nube de Magallanes pueden considerarse igualmente distantes de nosotros, sus brillos aparentes son proporcionales a sus brillos absolutos y la ley establecida por MISS LEAVITT



Fig. 303. -- Miss H. Leavitt.

se refiere, por lo tanto, a estos últimos. En la figura 304 se ha representado la dependencia entre la luminosidad y el período indicándose además algunas curvas de variación de brillo. Así, p. ejem., el recuadro superior es la curva de una Cefeida de período de 27 días, a la cual corresponde una luminosidad 4.500 veces la del Sol. Para el período de un día la luminosidad es igual a 100 tomando la del Sol como unidad.

Claro está que conociendo la luminosidad intrínseca y la magnitud aparente, puede calcularse la distancia y con ello la paralaje de estrellas sumamente alejadas.

EJEMPLO. -- Una Cefeida de *duodécima magnitud aparente* media tiene un período de oscilación de 50 días: deseamos hallar su paralaje. A un período de 50 días corresponde una luminosidad igual a 10.000 (el punto cae fuera de la porción de curva representada en la figura), lo que significa que colocada a igual distancia que el Sol su brillo sería 10.000 veces mayor que el de éste. Si llamamos x a la diferencia de magnitud entre el Sol y la estrella, tendremos,

$$2,5^x = 10.000,$$

y tomando logaritmos:

$$x \cdot 0,4 = 4 \quad ; \quad x = 10.$$

Consideremos, para emplear números enteros, que la magnitud absoluta del Sol sea igual a 5; la de la estrella, entonces, es de -5 .

Conociendo la magnitud absoluta y la aparente, deducimos de la fórmula de Pogson (370) la paralaje ω :

$$5 \log \omega = M - m - 5,$$

de donde reemplazando los valores numéricos supuestos, tenemos:

$$\log \omega = -(22/5) = 5,600 \quad ; \quad \omega = 0",00004.$$

La distancia será:

$$d = (1/0,00004) = 25.000 \text{ parsecs} \approx 80.000 \text{ años luz.}$$

Este valor sería más reducido si se tomara en cuenta la absorción que experimenta la luz al atravesar la materia diseminada en el espacio. El cálculo de la absorción es un problema complejo y que está aún lejos de ser resuelto.

Si la estrella del ejemplo anterior tuviera una magnitud aparente de 17,5 en lugar de 12, estaría a una distancia de un millón de años luz.

Determinaciones de esta naturaleza han permitido a HUBBLE (1925), calcular las distancias a las nebulosas espirales.



Fig. 304. — Dependencia entre la luminosidad y el período en las cefeidas.

LAS DOS "POBLACIONES ESTELARES" DE BAADE. Este astrónomo demostró que, en realidad, existen dos clases de cefeidas, comportándose las mismas como dos habitantes de un país que pertenecieran a dos razas diferentes. En la llamada **POBLACIÓN I** de BAADE, las estrellas gigantes de la misma son azules, en tanto que, en la **POBLACIÓN II**, son rojas. Esto debe tenerse muy en cuenta cuando se determinan distancias a partir del período de variabilidad. Como las estrellas que se habían utilizado en la determinación de esas enormes distancias pertenecían — sin que entonces se supiera tal cosa — a la población II de Baade, y no a la I, resultó, después de rehacer los cálculos, que todas las *distancias extragalácticas* determinadas antes de 1950 deben ser duplicadas.

386. VARIABLES IRREGULARES TIPO α DE CASIOPEA *.

— Son estrellas de poca variación caracterizadas por la amplitud de sus períodos, si es que lo tienen.

Casi todas son rojas y la variación en brillo sólo por excepción alcanza a las dos magnitudes. Entre las estrellas conocidas de este

* En la actualidad se considera que la estrella α de Casiopea es de brillo constante.

grupo, algo más de 300, deben citarse en primer lugar α de Casiopea, que suele tomarse como estrella tipo y después a Betelgeuse.

Los cambios de brillo están sujetos, en estas estrellas, a continuas variaciones y suelen oscilar entre los 45 y los 90 días. Algunas ofrecen características afines, en cierto modo, con las estrellas "novas" que se verán más adelante.

387. VARIABLES A GRANDES CAMBIOS DE BRILLO TIPO MIRA CETI. — Se distinguen por sus largos períodos, de los cuales en la actualidad se conocen unos 600, por más que falta determinar el de otras muchas estrellas del mismo tipo, que son, entre las variables, las que más abundan en el Cielo.

El menor período conocido corresponde a la estrella T DEL CENTAURO y es de 90 días, mientras el mayor que es el de S DE CASIOPEA, alcanza a 611 días, estando comprendidos, los más de ellos, entre los 200 y 400 días. Por otra parte, estos períodos suelen experimentar fuertes variaciones en una misma estrella, pues el de R de la Hidra que a fines del siglo XVIII era de unos 500 días, en la actualidad ha bajado a 400 días. La variación del brillo es más sensible en el crecimiento que en el decrecimiento, pareciéndose en este carácter a las cefeidas, aun cuando las curvas de brillo de éstas son más simétricas.

La estrella tipo o MIRA CETI, presenta un período variable entre 320 y 370 días y en los máximos el brillo oscila entre las magnitudes 2ª y 4ª, mientras en los mínimos la magnitud del brillo es la 8ª o la 9ª. El espectro de Mira Ceti, presenta rayas de absorción y otras brillantes de emisión superpuestas a aquéllas y desplazadas hacia el violeta con relación a las oscuras. Entre las rayas de emisión se destacan las del hidrógeno (serie de Balmer), y después otras correspondientes al helio, hierro, magnesio, silicio, etc. Algunas rayas del hidrógeno se duplican y hasta triplican en algunos máximos, mientras que en los mínimos se ensanchan formando bandas corridas hacia el rojo. En cambio, las rayas del hierro y del magnesio se intensifican al declinar el brillo de la estrella, indicando menor temperatura.

Las velocidades radiales de las estrellas tipo Mira Ceti, permanecen constantes, de lo que puede deducirse que no son estrellas dobles espectroscópicas. Dichas velocidades, que son de 33 kilómetros por segundo en término medio, son menores en las de largo período.

388. VARIABLES TEMPORARIAS (ESTRELLAS NOVAS). — Este tipo original entre las estrellas variables, suele observarse con más frecuencia de lo que se cree desde los observatorios astronómicos, calculando BAYLEY, que aparecen, término medio, unas nueve por año, cuyo brillo en el máximo alcanza a la 9ª magnitud. Se trata de astros de magnitudes inferiores, a veces ya registradas en los catálogos estelares, y otras no, que inusitadamente aumen-

tan de brillo en un corto período de tiempo, y después de alcanzar el máximo inician una declinación algo más lenta hasta volver al brillo primitivo, y en ocasiones a otro inferior.

Es célebre en el historial de estas variables la nova aparecida en 1572 en la constelación de CASIOPEA y observada por TYCHO-BRAHE, la cual se hizo visible en pleno día. Las crónicas registran apariciones de tales astros desde el año 134 antes de nuestra era, en que fué observada una nova muy brillante en la CABEZA DEL ESCORPIÓN.

Entre las novas aparecidas en las últimas décadas, se destaca, en primer lugar, la del AGUILA, vista por primera vez en la noche del 7 de junio de 1918.

Como el proceso de todas las novas en sus variantes suele ser con ligeras diferencias el mismo, pasamos a describirlo para la nova últimamente mencionada.

Cuando esta estrella reveló su condición de variable temporaria, su brillo había alcanzado la 1ª magnitud, figurando anteriormente en los catálogos estelares como un astro de 11ª. Al día siguiente el brillo alcanzado llegaba a la magnitud $-0,6$, apareciendo en consecuencia con la luminosidad de CANOPUS, y cinco días después de su aparición sólo brillaba como estrella de 4ª, siguiendo el proceso descendente con alguna lentitud hasta que a fines del año 1921 el telescopio la registraba como un astro de 10ª. En la actualidad aparece como una tenue nebulosa de color verdoso con un diámetro aparente superior a 3". Se alcanzó a comprobar que las declinaciones de brillo no eran regulares, sino que se producían a "saltos", como se había ya observado en otras estrellas de éste grupo.

Otro fenómeno común a todas las novas, es el cambio de color que experimentan durante las variaciones. El color primitivo que por regla general es el blanco, pasa rápidamente al amarillo y de éste al rojo, iniciándose a continuación el proceso inverso y volviendo a tomar el astro su color inicial. Las variaciones de color no deben atribuirse exclusivamente a cambios de temperaturas, pues el espectro varía durante la explosión por otras causas.

Muchas estrellas novas van tomando, al declinar en brillo, un aspecto difuso adquiriendo la apariencia de una débil nebulosa, como ocurrió con las novas del COCHERO (24 de enero de 1892), y CISNE (20 de agosto de 1920) además de la ya vista.

El espectro de la mayoría de las novas se presenta muy complejo. En un principio para la del AGUILA era continuo, muy intenso en la región del azul, con muchas de sus rayas de absorción, en especial las del hidrógeno, corridas hacia el violeta. En dicho espectro, lo mismo que en el de la NOVA DE LOS GEMELOS, aparecían casi todas las rayas de la cromoesfera (143) indicando eleva-

das temperaturas como también rayas del hierro, el titanio y el silicio ionizados. Los fuertes corrimientos de las rayas espectrales hacia el violeta indican (efecto Doppler 372) grandes velocidades radiales de acercamiento, que según mediciones alcanzaron en la NOVA DEL AGUILA entre los días 10 y 12 de junio de 1918, a unos 2.000 kilómetros por segundo. Para la NOVA DE PERSEO del 21 de febrero de 1901, el efecto Doppler acusaba una velocidad radial de 1.500 kilómetros por segundo, y alrededor de la mitad de ésta para la del COCHERO antes mencionada. Esto prueba que el aumento de brillo se debe en gran parte al notable incremento de la superficie.

Según VOGEL, la aparición de las novae se debe al choque de dos estrellas, convirtiendo su masa por el calor desarrollado en gases incandescentes. Lo que no alcanza a explicar esta hipótesis es la rapidez del enfriamiento que ocasiona el considerable descenso del brillo en pocos meses, así como tampoco la frecuencia con que aparecen.

SEELIGER, a raíz de sus observaciones sobre la NOVA DEL COCHERO, opinó en 1892 que ciertas regiones del espacio están pobladas por masas absorbentes oscuras constituidas por gases fríos o polvo cósmico, y que la nova se origina al penetrar una estrella en una de tales masas. A causa de la resistencia ofrecida a la penetración, el calor producido alcanza a provocar la incandescencia de la superficie del astro, lo mismo que la de una gran porción de la masa absorbente. Los fenómenos observados en 1901, a raíz de la aparición de la NOVA DE PERSEO, parecen confirmar esta hipótesis, con la cual se explicaría la nebulosidad que después envuelve a las novae.

Actualmente parece fuera de duda que la formidable explosión que da origen a las novae proviene de energía interatómica, puesta súbitamente en libertad por un proceso aun desconocido.

En el cuadro de la página siguiente se consignan algunos datos sobre las novae más brillantes en orden de aparición.

389. LAS SUPERNOVAS. — Las novae pueden alcanzar una magnitud absoluta igual a -7 , lo que equivale a un brillo de unas 90.000 veces mayor que el del Sol. Otras novae llamadas *supernovas* alcanzan una magnitud absoluta igual a -14 . Su brillo, en breve intervalo, llega a ser cientos de millones de veces superior al del Sol. Hasta 1938 se habían estudiado 18 de estas estrellas. El astrónomo WHIPPLE, del Observatorio de Harvard, en una memoria publicada en 1939, sostiene que las supernovas se originan por el choque de dos estrellas.

Después del extraordinario aumento de brillo producido por la colisión podría originarse una nebulosa, por la expansión brusca de los gases al aumentar la temperatura. LUNDMARK, director del Observatorio de Upsala (Suecia), cree, p. ejem., que la nebulosa del Cangrejo* de la constelación del Toro, haya sido originada por

* Este nombre le fué dado por LORD ROSSE, debido a su forma que la halló parecida a la de aquel crustáceo.

ESTADÍSTICA DE NOVAS IMPORTANTES *

Nº	Constelación	Fecha de aparición	Brillo máximo en magnitudes	Brillo primitivo en magnitudes
1 ...	Escorpión ...	Julio 134 a. de J. C.	1	?
2 ...	Ofiuco ...	Dic. 23 a. de J. C.	1	?
3 ...	Centauro ...	10 diciembre 173	1	?
4 ...	?	Marzo 369	?	?
5 ...	Sagitario ...	Abril 386	Muy brillante	?
6 ...	Escorpión ...	Abril 393	Muy brillante	?
7 ...	Escorpión ...	Abril 827	1	?
8 ...	Casiopea ...	Abril 945	Muy brillante	?
9 ...	Aries ...	Mayo 1012	"Considerable"	?
10 ...	Escorpión ...	Julio 1202	1	?
11 ...	Ofiuco ...	Diciembre 1230	1	?
12 ...	Casiopea ...	Julio 1264	Muy brillante	?
13 ...	Casiopea ...	11 noviembre 1572	— 3	4 a 5
14 ...	?	Febrero 1578	"Considerable"	?
15 ...	Escorpión ...	1 julio 1584	Muy brillante	?
16 ...	Cisne ...	18 agosto 1600	3	4 a 5
17 ...	Serpentario ...	10 octubre 1604	— 2	4 a 5
18 ...	?	1609	"Considerable"	?
19 ...	Zorro ...	20 junio 1670	3	4 a 5
20 ...	Sagitario ...	28 septiembre 1690	4	?
21 ...	Serpentario ...	28 abril 1848	5	9 a 10
22 ...	Corona ...	12 mayo 1866	2	10 a 11
23 ...	Cisne ...	24 noviembre 1876	3	9 a 10
24 ...	Cocheo ...	24 enero 1892	4 a 5	13 a 14
25 ...	Sagitario ...	Marzo 1898	4,7	15 a 16
26 ...	Perseo ...	21 febrero 1901	0,1	13 a 14
27 ...	Gemelos ...	16 marzo 1903	5	16 a 17
28 ...	Gemelos ...	13 marzo 1912	3,7	15
29 ...	Aguila ...	7 junio 1918	—0,5	10 a 11
30 ...	Cisne ...	20 agosto 1920	1,8	15 a 16

* El Dr. Bernardo H. Dawson, del Observatorio Astronómico de La Plata, descubrió a principios de noviembre de 1942 la "NOVA RUPIS" que alcanzó en su brillo la magnitud 1.

una supernova que según crónicas chinas y japonesas fué observada en esa región del Cielo en el año 1054.

EJERCICIOS Y PROBLEMAS

314. ¿A qué distancia en kilómetros se encuentra la estrella Canopus que dista de la Tierra 100 parsecs?
R.: $3,1 \cdot 10^{15}$ km.
315. La distancia de Rigel a la Tierra es de 163,4 años luz. Expresar dicha distancia en kilómetros.
R.: $1,6 \cdot 10^{15}$ km.
316. ¿A cuántos parsecs de distancia está la estrella α de la Cruz del Sur, sabiendo que su paralaje es de $0'',05$?
R.: 20 parsecs.
317. A cuántos años luz se encuentra Betelgeuse, si su paralaje anual es de $0'',03$?
R.: 109 años luz = 33 parsecs.
318. ¿A qué distancia kilométrica está la estrella Antares, cuya paralaje es $0'',03$?
R.: 10^{15} km.
319. ¿Qué paralaje corresponde a la estrella Régulo, que dista 33,4 parsecs?
R.: $0'',03$.
320. ¿Qué paralaje tendrá Canopus cuya distancia a la Tierra es de 327 años luz?
R.: $0'',01$.
321. Hallar la magnitud absoluta y la luminosidad de Canopus, sabiendo que su magnitud aparente es $-0,9$, su paralaje $0'',01$ y la magnitud absoluta del Sol, 4.85.
R.: $M = -5,9$; $L = 20.000$.
322. En un cúmulo estelar aparece una nova que en su máximo de brillo alcanza la 8ª magnitud aparente. Admitiendo que su magnitud absoluta sea igual a -7 , hallar su paralaje ω y su distancia en parsecs y años luz.
R.: $\omega = 0'',0001$; $d = 10.000$ parsecs = 32.600 años luz.

CONSTITUCION DE LAS ESTRELLAS

390. COLOR DE LAS ESTRELLAS. — De las estrellas visibles a ojo desnudo, son muy pocas las que se apartan del color blanco o blanco azulado. Las escasas estrellas coloreadas son rojas, anaranjadas o amarillas, encontrándose entre las primeras tres estrellas primarias, ALDEBARÁN, BETELGEUSE y ANTARES; entre las anaranjadas, ARTURO y entre las amarillas, LA CABRA.

Observadas con anteojos, las coloraciones que ofrecen las estrellas son las mismas que presentan a simple vista. Entre las estrellas **dobles** telescópicas (376) suelen aparecer acompañantes de colores verde y azul, coloraciones que se atribuyen al contraste entre la luz que emite el astro principal y la más débil que emana del satélite.

Las estrellas rojas y anaranjadas, han sido objeto de gran atención por parte de los astrónomos, debido a que la mayor parte de las variables (380) suelen presentar esas coloraciones durante el proceso del cambio de brillo, sobre todo las "*novas*" que pasan del blanco al anaranjado y de éste al rojo, para iniciar a continuación el proceso inverso terminado en el color primitivo.

Se han publicado catálogos de estrellas de color, entre ellos uno muy completo de MÜLLER y KEMPF que contiene unas 14.000. Los mismos autores hacen notar la influencia que ejerce el color sobre el brillo de las estrellas, pues en algunos casos la determinación fotométrica de las magnitudes de estrellas coloreadas conduce a errores que suelen alcanzar hasta casi 0,4 de magnitud.

Como dato ilustrativo, consignamos que la estrella más roja del Cielo, según J. Herschel, es una de 8ª magnitud situada cerca de β de la Cruz.

391. ESPECTROS ESTELARES: CLASIFICACIONES DE SECCHI Y VOGEL. — El padre SECCHI (1818 - 1878), es el primero que clasifica a las estrellas según las características de sus espectros, relacionando éstos con el color de aquellos astros. La clasificación de SECCHI comprende cuatro grupos o *tipos* que se pasan a detallar:

TIPO I. — Pertenecen a este grupo las estrellas blancas y blanco-azuladas, cuyos espectros se caracterizan por líneas en general anchas y oscuras correspondientes al hidrógeno. Estos espectros, muy ricos en radiaciones azules y violetas, ponen de manifiesto elevadas temperaturas capaces de disociar en átomos a todas las moléculas de las

Astronomía al infrarrojo

El Día, 12/12/1965

Científicos del Instituto de Tecnología de California a la búsqueda de un cielo infrarrojo. Utilizan un telescopio con espejo de plástico, capaz de descubrir zonas donde las astros son fríos. Estas estrellas tienen una irradiación semejante a la de una lámpara de 100 wats.

NUEVA York (ANSA). — Si el ojo del ser humano fuera sensible a las radioondas, el cielo sería muy distinto para un observador común. También nos asombraría una visión del universo, si nuestras pupilas fuesen sensibles a las radiaciones infrarrojas.

Algunos científicos del Instituto Tecnológico de California están empeñados en la búsqueda de "un cielo infrarrojo". Entre ellos es posible citar a Gorry Neugebauer, Robert B. Leighton y D. E. Martz. Tanto en California como en la Universidad de Arizona los estudiosos utilizan un telescopio con espejo de plástico, capaz de explorar grandes zonas del cielo en poco tiempo. Una vez

hallada la "mancha infrarroja" entra en función el gran telescopio óptico de Monte Palomar, para ver qué cosa existe en tal punto. En general, se descubren estrellas insignificantes y los límites de la visibilidad. Estos objetos celestes se denominan "estrellas frías".

Hasta el momento se han descubierto una docena de estrellas frías en regiones de fácil individualización. Las dos más notables se encuentran en las constelaciones del Toro, con una temperatura superficial de apenas 650° centígrados, y en el cruce de los brazos de la constelación del Cisne, no lejos de la estrella Gamma y con una temperatura de 420°.

Los astrónomos aún no saben si estas estrellas son vecinas o no: si son grandes o pequeñas, jóvenes o viejas. "Si fuesen vecinas —dice Leighton— podrían ser clasificadas como enanas rojas, es decir, estrellas con una radiación y una masa inferiores. Pero si estuviesen separadas en la Galaxia, tendrían un diámetro tan grande como mil veces el diámetro del Sol".

Semejantes a lamparitas

El modo de irradiación de estos objetos celestes es semejante al de una común lamparita de 100 wats, que emana mucho más en lo infrarrojo que en lo visible. La ener-

gía luminosa de estas lámparas no supera al 2 por ciento, mientras que casi todo el resto es energía infrarroja, incluido el 5 por ciento en las dos zonas espectrales infrarrojas estudiadas por los astrónomos. Todo esto da a entender que las estrellas en cuestión, por lo menos en lo que respecta a su temperatura superficial, son mucho menos cálidas que una lámpara.

Estos estudios forman parte del sector de la astronomía que algunos llaman: "astronomía al infrarrojo"; con tal nombre se desea subrayar el particular dominio del espectro electromagnético, puesto en examen por medio de las técnicas relativas y de los instrumentos adecuados: radio, fotocélulas, etc.

La "astronomía del infrarrojo" no es un descubrimiento reciente. Ya en 1800, el científico William Hershell concibió la idea de observar al Sol con anteojos oscuros de distintos tonos. Del mismo Hershel es la famosa experiencia de los termómetros puestos sobre los colores del espectro, con los cuales demostró la existencia de los rayos infrarrojos.

substancias conocidas. A las estrellas de este tipo, se las subdivide en tres subtipos:

En el subtipo Ia, están agrupadas las estrellas de carácter nebuloso, llamadas *estrellas Wolf-Rayet*. Estas estrellas situadas todas en la *Vía Láctea* (73), presentan espectros de emisión a rayas brillantes correspondientes al helio y al hidrógeno.

Al subtipo Ib pertenecen las llamadas *estrellas a helio*, apenas separadas del estado nebuloso. Aparecen también en la *Vía Láctea*, y sus espectros en la región del violeta, están surcados por rayas brillantes y oscuras de *helio* e *hidrógeno* muy intensas, apareciendo

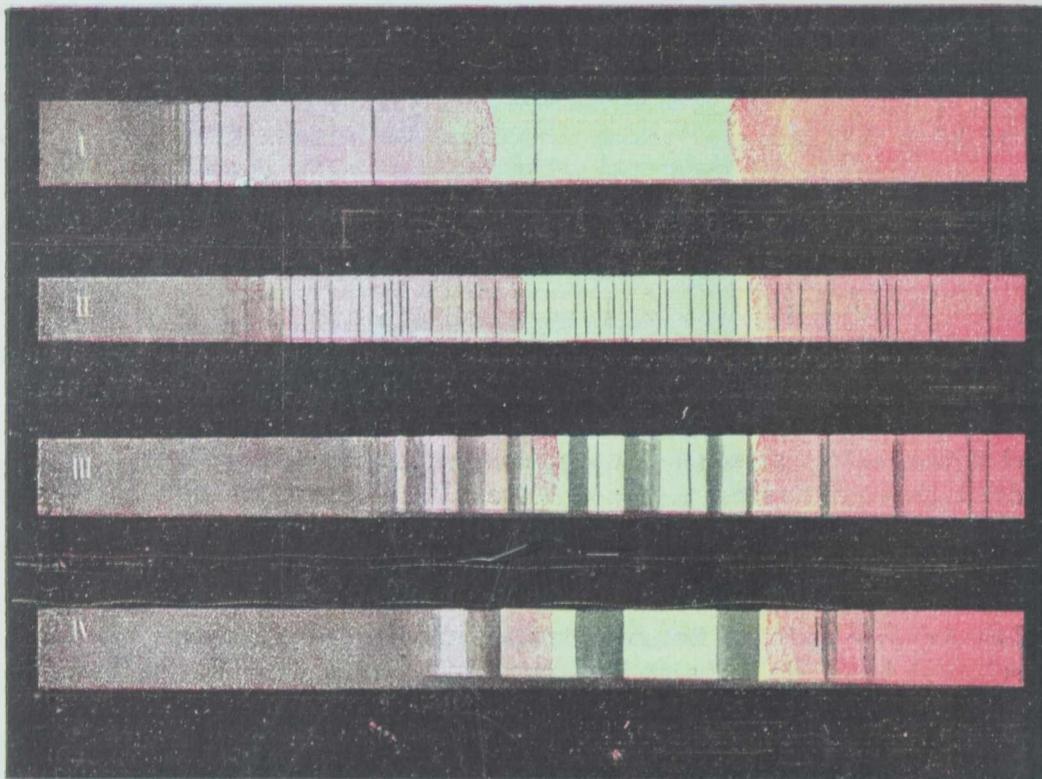


Fig. 209. — Los 4 tipos espectrales de Secchi.

más débiles las rayas de otros elementos, como ser, silicio, magnesio, nitrógeno y oxígeno. A este subtipo pertenecen *Rigel*, *Régulo*, *La Espiga*, *Bellatrix*, *Alcyone* y otras muchas estrellas.

El tercer subtipo, o sea Ic, comprende a las denominadas *estrellas a hidrógeno*, astros de luz blanca, entre ellos *Sirio* y *Vega*. En los espectros de tales estrellas predominan las rayas del *hidrógeno*, apareciendo otras mucho más débiles correspondientes al *hierro* y al *calcio*.

TIPO II. — Está formado por estrellas amarillentas con espectros análogos al de nuestro Sol. La temperatura de estas estrellas es inferior a las del tipo I, siendo por consiguiente sus espectros menos

ricos en radiaciones azules y violetas. Forman parte de este grupo, además del Sol, *La Cabra* o *Capella*, la *polar norte α de la Osa Menor*, *Polux*, α de la *Osa Mayor*, etc.

En los espectros tipo II, son muy numerosas las rayas metálicas, en tanto que las del hidrógeno van perdiendo la intensidad que las caracterizaba en el tipo I. A algunas estrellas de este grupo se las suele llamar *estrellas solares*, entre ellas a *La Cabra*; en cambio otras como *Proción*, parecen estar en el límite de separación de los tipos I y II, mientras *Aldebarán* estaría en el deslinde de los grupos II y III.

Las estrellas del tipo II son menos numerosas en el Cielo que las estrellas blancas y blancoazuladas del grupo anterior.

TIPO III. — Está constituido por estrellas rojas y anaranjadas con temperaturas inferiores a la del Sol. Sus espectros son relativamente débiles en radiaciones azules y violetas, predominando en ellos una serie de anchas bandas oscuras al par que muchas rayas finas de absorción. *La presencia de bandas, revela la existencia de moléculas*, lo que prueba que la temperatura reinante, relativamente baja, no alcanza el valor necesario para producir la disociación de las mismas en átomos.

Las bandas en los espectros estelares del tipo III de SECCHI, se caracterizan por ser bien limitadas hacia el violeta y esfumadas hacia el rojo, y por su posición, revelan la presencia de *óxidos metálicos*, sobre todo de *titanio* y *manganeso*. A tales estrellas, entre las cuales pueden citarse *Betelgeuse*, *Antares* y la variable *Mira Ceti*, se las suele llamar *estrellas oxidadas*.

TIPO IV. — El último tipo de la clasificación de Secchi, comprende a estrellas de color *rojo - rubí* cuyos espectros presentan bandas más anchas que las del tipo III, pero que se esfuman ahora hacia el violeta. Dichas bandas que corresponden al *carbono* y a los *hidrocarburos*, hacen que a tales astros se los designe a veces con la denominación de *estrellas a carbón*. Estas, cuyo número es muy reducido, pues no pasa de algunos centenares, son las de menor temperatura de todas las estudiadas en la clasificación, y en cuanto a su brillo son muy raras las que alcanzan la 6ª magnitud, entre las cuales debe citarse la 19 de los Peces.

El espectro de las estrellas rojas de los tipos III y IV, revela que éstas no poseen hidrógeno al estado libre, sino combinado con otros elementos, siendo ésta una de las características diferenciales con las estrellas de los grupos I y II, donde el hidrógeno libre es el elemento más abundante.

La clasificación espectral de Vogel, puede considerarse como una ampliación de la del padre SECCHI. Los tipos espectrales de VOGEL son solamente tres: I, II y III, pero el tipo III lo subdivide en IIIa y IIIb, correspondientes, respectivamente, a los tipos III y IV de SECCHI.

Al agrupar VOGEL en un solo tipo a las estrellas de los tipos III y IV de SECCHI, lo hace con la finalidad de evitar confusiones respecto al grado evolutivo de los astros comprendidos en los mismos. En efecto: por la clasificación de SECCHI, pareciera deducirse que las estrellas del tipo IV son más evolucionadas que las del III, y que, en consecuencia, pertenecieron a este tipo anteriormente. En cambio VOGEL considera que ambos tipos derivan paralelamente del II, de modo que las estrellas de este último siguen su proceso evolutivo, bien hacia el tipo III (*IIIa de Vogel*), bien hacia el tipo IV (*IIIb de Vogel*).

392. CLASIFICACION ESPECTRAL DEL HARVARD COLLEGE. — La clasificación de VOGEL, lo mismo que la del padre SECCHI, seguidas durante largo tiempo, resultaron insuficientes para



Fig. 306. -- Miss Annie Cannon.

poner de manifiesto las diversas gradaciones y características de los espectros estelares cuando se conocieron los de unas 200.000 estrellas que aparecen en "*The Henry Draper Catalogue*" publicado en los anales del *Observatorio de Harvard* por PICKERING, en colaboración con Miss CANNON.

Para la confección del tal catálogo, Miss CANNON utiliza tipos, o clases espectrales que designa por letras.

Los tipos espectrales utilizados en la actualidad son los designados con las letras Q, P, O, B, A, F, G, K, M, N, R y S. De ellos, los dos últimos, R y S, fueron introducidos en la clasificación de Miss CANNON, el R en

el año 1908, y el S en 1922 por el CONGRESO INTERNACIONAL DE ASTRONOMÍA DE ROMA.

Antes de entrar a la descripción de los tipos espectrales de Harvard, es necesario para su fiel interpretación, tener en cuenta que el espectro de un astro, está íntimamente ligado a varios factores variables de astro a astro y de los cuales los fundamentales son:

- a) *Temperatura.*
- b) *Constitución química de su atmósfera.*
- c) *Presión.*

En cuanto a los dos últimos, debe tenerse en cuenta que la presión de las atmósferas estelares es en general muy baja y la composición química poco variable de una a otra estrella, de modo que el *factor activo* que dará lugar a uno u otro tipo espectral, es el *estado de excitación* imperante en la atmósfera de cada estrella,

el cual depende de la temperatura, y también de los choques entre átomos y electrones libres, así como de la absorción de las radiaciones de pequeña longitud de onda, etc.

En consecuencia: si los espectros de los astros dependen del estado de excitación de sus respectivas atmósferas, o sea de un determinado grandor, dichos espectros darán lugar a una sucesión continua, que suele designarse por "*serie lineal*", de modo tal, que entre los espectros de dos estrellas dadas, e_1 y e_2 , existirán otros intermedios con ligeras diferencias entre sí que darán lugar a una serie bien determinada donde cada tipo o subtipo espectral tendrá caracteres afines con otros muy cercanos: el que le precede y el que le sigue.

La clasificación de Harvard, cuyos tipos pasamos a describir proporciona precisamente, dentro de las posibilidades, esa sucesión natural de los diversos espectros estelares.

TIPO Q. — Este tipo espectral es el que ofrecen las *estrellas novas* estudiadas en el párrafo 388. Sus características ya han sido vistas en el mismo.

TIPO P. — Es el que corresponde a las *nebulosas planetarias* que se verán en el párrafo 408, al cual nos remitimos.

TIPO O. — Se agrupan en este tipo a los espectros de *estrellas blancas y blancoazuladas* con temperaturas efectivas (en la superficie) comprendidas entre los 22.000°C y los 15.000°C .

Tales estrellas pueden considerarse como astros de enlace entre las estrellas ya formadas y las nebulosas planetarias (futuras estrellas). En los espectros del tipo O, aparecen líneas correspondientes al *oxígeno, carbono y nitrógeno doblemente ionizados y silicio triplemente ionizado*, las que denotan un alto grado de excitación. En algunas estrellas de este tipo, aparecen bandas brillantes de emisión (345), y hasta líneas estacionarias debidas al calcio.

Entre el centenar de estrellas catalogadas en el tipo O, todas de la Vía Láctea, la más luminosa es γ del Navío de 2^{a} magnitud.

PLASKETT, deduce para las estrellas de este tipo:

Distancia media: 3.000 años luz.

Masa: de 40 a 50 veces la del Sol.

Densidad: 0,1 a 0,01 la del Sol.

Magnitud absoluta: — 4.

El valor considerable de la masa indica, según PICKERING, que la presión de la luz en el interior de estas estrellas alcanza a los 0,8 de la fuerza gravitacional, por lo que tales astros mostrarían una fuerte tendencia a la disgregación, siendo en consecuencia de poca estabilidad.

Por características espectroscópicas, se dividen las estrellas O en dos clases:

1^o ESTRELLAS A EMISIÓN O WOLF-RAYET, con bandas de emisión anchas y difusas debidas a hidrógeno, helio neutro e ionizado, oxígeno, nitrógeno y silicio triplemente ionizado. Las 3 primeras estrellas de esta clase fueron descubiertas por los astrónomos cuyos nombres llevan.

2º ESTRELLAS A ABSORCIÓN, con espectros a anchas líneas de absorción debidas a los elementos citados en la clase 1ª. A menudo aparecen en estas estrellas las líneas brillantes del nitrógeno doblemente ionizado, y del helio ionizado.

En el "catálogo de Draper", aparecen las estrellas tipo O, subdivididas en 6 subtipos: *Oa*, *Ob*, *Oc*, *Od*, *Oe* y *Oe₅*.

Entre las estrellas del tipo O pueden citarse además de la γ del Navío, las que siguen: τ de la Popa (Popa del Navío); λ de Cefeo; 29 del Can Mayor, etc.

PLASKETT, propuso la subdivisión del tipo O en 10 subtipos: *O₀*, *O₁*, ..., *O₉*, por más que hasta la fecha no ha sido descubierta estrella alguna que pueda encuadrar en los 5 primeros de esos subtipos, presumiéndose que podrán descubrirse en lo sucesivo.

TIPO B. — Se clasifican en este tipo a las llamadas *estrellas a helio*. Son estrellas de color blancoazulado con temperatura efectiva comprendida entre 15.000° C y 10.000° C. Aparecen en la Vía Láctea y sobre todo en la región ocupada por Orión, por lo cual suele llamárseles *oriónidas*.

El espectro de estas estrellas, se caracteriza por la gran intensidad de las líneas de absorción del *helio neutro*. Aparecen además en sus 10 subtipos *B₀*, *B₁*, ..., *B₉*, las líneas del hidrógeno de la

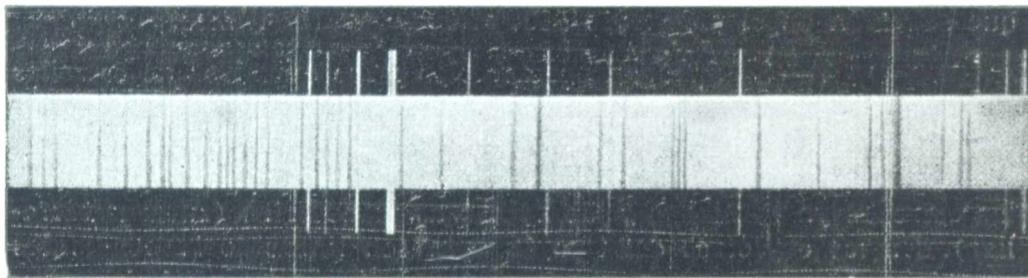


Fig. 307. — Espectro de la estrella ϵ de Perros de Caza. (Tipo B). (Ob. Yerkes).

serie de Balmer, oxígeno y magnesio ionizados, y silicio triplemente ionizado.

Pertenecen al tipo B: ϵ de Orión (*B₀*); *Agena* (*B₁*); *Bella-triz* (*B₂*); *Algol* (*B₃*)..., etc. Se ha calculado para estas estrellas una masa 10 veces superior a la del Sol, en término medio.

TIPO A. — Está constituido por las designadas bajo el nombre de *estrellas a hidrógeno*. Son blancas y con temperaturas comprendidas entre 10.000° C y 8.000° C. El espectro se caracteriza por la gran intensidad que presentan las líneas del hidrógeno. En sus 10 subtipos *A₀*, *A₁*, ..., *A₉*, aparecen las líneas del calcio y del magnesio ionizados, mientras que desde *A₂* en adelante, pueden considerarse como *desaparecidas las del helio*. La intensidad de las líneas del calcio, sobre todo la *K*, va aumentando con el orden de los subtipos, hasta superar en el *A₅* a la línea *H δ* de la serie del hidrógeno.

Entre los varios millares de estrellas A catalogadas, pueden citarse a *Sirio* (*A₀*); δ de la *Osa Mayor* (*A₂*); β del *Triángulo* (*A₅*)..., etc.

SEARES, asigna a las estrellas del tipo *A*, una masa media 6 veces superior a la del Sol.

TIPO F. — Comprende a las *estrellas a calcio* o *estrellas pre-solares*.

Su temperatura está comprendida entre los 8.000°C y los 6.000°C , destacándose en sus espectros, en primer término, las *rayas H y K del calcio ionizado*. En los subtipos F_0, F_1, \dots, F_9 , las líneas del hidrógeno van declinando, aumentando en cambio la *K* del calcio y apareciendo la *G de Fraunhofer*. Desde F_5 , comienzan a presentarse diversas líneas metálicas.

El tipo *F*, lo mismo que el que le precede y el que le sigue, es de los que agrupan mayor número de estrellas visibles a simple vista, perteneciendo al mismo *Canopus* (F_0); π del *Sagitario* (F_2); *Proción* (F_5), \dots , etc. Todos los tipos espectrales de Harvard, hasta aquí vistos, forman el tipo I de SECCHI.

TIPO G. — Comprende a las *estrellas solares* de color blanco amarillento, y con temperatura efectiva entre los 6.000°C y los 5.000°C . Su espectro es análogo al del Sol que se toma como tipo para todo el grupo. Las líneas del hidrógeno van siendo cada vez más débiles en los subtipos G_0, G_1, \dots, G_9 , apareciendo muchas líneas metálicas entre las cuales destacan cada vez más las del hierro. También aparecen muy intensificadas las *H y K del calcio* con respecto al tipo anterior, así como la *G de Fraunhofer*.

En el tipo *G*, además del Sol (G_0), se clasifican: *La Cabra* (G_0); β de la *Hidra* (G_0); α del *Reticulo* (G_5), \dots , etc.

TIPO K. — Se agrupan en este tipo, las denominadas *estrellas postsolares* de color amarillo rosado y temperatura efectiva de 5.000°C a 4.000°C . Lo mismo que las del tipo anterior, pertenecen al II de SECCHI. Ya en el tipo *K* aparece el llamado espectro de arco

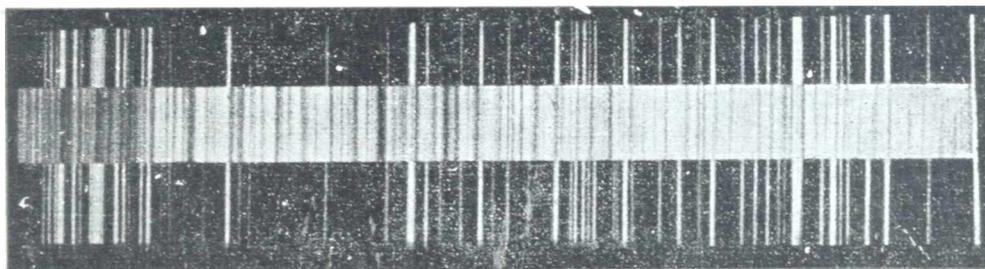


Fig. 308. — Espectro de α del Toro (Aldebarán). (Tipo K). (Ob. Yerkes).

perteneciente a líneas de átomos metálicos no ionizados, habiéndose debilitado la región azul-violeta debido a la temperatura relativamente baja de los astros integrantes con respecto a los de los tipos anteriores. En los diversos subtipos K_0, \dots, K_9 , se van intensificando las líneas *H y K* del calcio ionizado, así como la *G* de Fraun-

hofer y las correspondientes al calcio y al hierro neutros, mientras la serie de Balmer es cada vez más débil. Desde K_5 comienzan a diseñarse *bandas de absorción del óxido de titanio*, apareciendo también las del *cianógeno*, que ya se notaban, aun cuando muy débiles en el tipo anterior G.

Son estrellas notables del tipo K: *Arturo* (K_0); α *del Fénix* (K_0); *Aldebarán* (K_5), ..., etc.

TIPO M. — Se le llama también *tipo del titanio*, comprendiendo a las estrellas de color rojo con temperatura efectiva entre los 4.000°C y los 3.000°C . Son en realidad las estrellas que Secchi agrupa en el tipo III. El espectro de estos astros, se hace típico por el desarrollo adquirido por las bandas del óxido de titanio que aparecen esfumándose hacia el rojo y bien definidas hacia el violeta.

Dichas bandas están ubicadas en las regiones del azul, azul verdoso, verde y amarillo. En los diversos subtipos (M_a , M_b , M_c y M_d , actualmente M_0 , M_1 , ..., M_9) se van notando algunas variantes como ser: en el M_a (M_0) la línea G de Fraunhofer se desdobra en sus componentes y adquieren mucha intensidad las líneas del hierro neutro; en el M_b (M_3) toman más consistencia las bandas del óxido de titanio y se ensanchan las líneas del calcio neutro; en el M_c (M_8) el espectro continuo se debilita en las pequeñas longitudes de onda; y en el llamado *tipo de las estrellas variables a largo período*, aparecen líneas brillantes de emisión debidas al hidrógeno, con intensidad luminosa variable.

Cuando el espectro de la estrella presenta líneas de emisión, se le agrega al subtipo la letra e, como ser: M_{3e} .

Son del tipo M: *Betelgeuse* (M_0); γ *de la Grulla* (M_3); *W del Cisne* (M_8); *Mira Ceti* (M_{3e}).

TIPO N. — Se le llama también *tipo del carbono*. Se agrupan en él a las estrellas de color rojo vivo y temperatura inferior a los 3.000°C . Pertenecen a este tipo, alrededor de 100 estrellas poco luminosas, pues sólo 7 de ellas superan la 6ª magnitud. Este tipo, junto a los dos que siguen, forman el IV de Secchi, quien dijo que los astros que lo integran aparecen como "*gotas de sangre en el campo del antejo*".

El espectro de las estrellas de este tipo es muy característico, pues aparece surcado de bandas de compuestos del carbono que se esfuman hacia el violeta, entre las cuales las del espectro de Swan vistas en el estudio de los cometas. Otras bandas debidas al cianógeno, se escalonan en las cortas longitudes de onda. RUSSELL opina, que el espectro de SWAN se debe a compuestos no oxigenados del carbono (se las atribuyó al protóxido de carbono). Suelen aparecer también en los espectros del tipo N, líneas de absorción y aun de emisión.

El "*Catálogo de Draper*" admite 3 subtipos: N_a , N_b y N_c , en conformidad con la caída de intensidad de la región del violeta, que se hace invisible en el N_c . Pertenecen al tipo N las estrellas: *19 de Peces* (N_a); *VX de Andrómeda* (N_c), ..., etc.

TIPO R. — Se le designa bajo el nombre de *segundo tipo del carbono*. Se parece mucho al tipo anterior diferenciándose por la mayor intensidad que en el tipo R adquiere la región del violeta,

así como por el color de sus estrellas, que es de un amarillo pronunciado en el tipo que estudiamos, en cuyo carácter se asemeja a los tipos *K* y *G* de los cuales difiere esencialmente en el espectro.

En los diversos subtipos R_0, \dots, R_9 , aparecen las rayas *H* y *K* del calcio y la *banda de Swan* muy ancha e intensa (sobre todo de R_0 a R_2). Se notan también las bandas debidas al carbono y al cianógeno, y rayas del calcio neutro. La intensidad de la región del violeta decae de R_0 a R_9 .

TIPO S. — Es el llamado *tipo del zirconio*. Se clasifican en él a estrellas variables irregulares y también a algunas variables a largo período, en número muy reducido, y de color rojo intenso.

El carácter fundamental de su espectro, es la banda de absorción debida al *bióxido de zirconio*, la cual se esfuma hacia las grandes longitudes de onda. Otras bandas del mismo compuesto, aparecen en las regiones del rojo, el amarillo y el azul.

Se diferencia este tipo del *N*, en que las bandas espectrales se esfuman en sentidos contrarios.

En algunas estrellas del tipo *S*, aparecen en el espectro líneas brillantes de emisión correspondientes al hierro ionizado, difíciles de explicar si se atiende a las bajas temperaturas de estos astros. También suelen presentarse entre las líneas de absorción, las del *bario ionizado* y las del *estroncio neutro*.

En el cuadro de pág. 512 se consignan las características más importantes de los diversos tipos espectrales. Se mencionan en él las temperaturas correspondientes y en los ejemplos figuran todas las estrellas primarias. Las cruces que acompañan a algunos símbolos químicos indican el grado de ionización: O^{++} indica que aparecen en el espectro las líneas de absorción del átomo de oxígeno doblemente ionizado o sea que ha perdido dos de los ocho electrones que posee en estado neutro.

393. ESTRELLAS GIGANTES Y ENANAS. RADIOS Y VOLUMENES. — El astrónomo HERTZSPRUNG, propuso en 1908 llamar estrellas *gigantes* a las de gran brillo absoluto, y *enanas* a las de débil brillo absoluto. Supongamos dos estrellas de igual tipo espectral en la clasificación de Harvard, p. ejm., del tipo *K*, la una de magnitud absoluta 0, y la otra de magnitud absoluta 8. Dichas estrellas por pertenecer al mismo tipo espectral, tendrán más o menos la misma temperatura, vale decir que el brillo emanado por unidad de superficie en ambas es el mismo. Pero, como la primera de ellas es 2.512^8 (59) veces mayor en brillo que la segunda, podremos deducir que su superficie es también 2.512^8 veces mayor, o lo que es lo mismo, que la estrella de magnitud absoluta 0 es en superficie unas 1.600 veces mayor que la de magnitud absoluta 8. Luego, suponiéndolas esféricas, correspondería a la primera un radio 40 veces mayor que el de la segunda y en consecuencia su volumen

CLASIFICACION DE HARVARD

Tipo Espectral	Nombres característicos	Particularidades del espectro	Temperatura en °C	Ejemplo
Q	Novas	Espectro variable. Líneas de absorción corridas hacia el violeta. Anchas líneas de emisión.	8.000 - 10.000	Nova del Aguila.
P	Nebulosas planetarias	Espectro de fluorescencia. Estrella excitatriz tipo Oe. Líneas "prohibidas" del O y N ("Nebulio").	—	Nebulosa anular de la Lira.
O (Blanco - azuladas)	Gigantes blancas Masa = 40 -- 50 Densidad = 0,1 — 0,01	Líneas de O ⁺⁺ , C ⁺⁺ , N ⁺⁺ y Si ⁺⁺⁺ . Líneas y bandas de emisión.	22.000 - 15.000	γ del Navío.
B (Blanco - azuladas)	Estrellas a Helio (Oriónidas) Masa = 10	Líneas de O ⁺ , Mg ⁺ y Si ⁺⁺⁺ . Líneas intensas del H ϵ .	15.000 - 10.000	Rigel, Régulo, ε de Orión, β del Centauro, Algol, Acrux, Achernar, Espiga.
A (Blancas)	Estrellas a hidrógeno Masa = 6	Línea K del Ca. Serie de Balmer en absorción muy intensa.	10.000 - 8.000	Sirio, Vega, Altair, Deneb, Fomalhaut.
F (Blanco - amarillento)	Estrellas presolares a calcio	Muy intensas líneas H y K del Ca.	8.000 - 6.000	Canopus, Proción, Polar Norte.
G (Amarillo - blancuzco)	Estrellas solares	Además de las líneas H y K del Ca ⁺ la G del Fe.	6.000 - 5.000	Sol, la Cebra, α del Centauro.
K (Amarillo - rosado)	Estrellas post-solares	Líneas de átomos metálicos no ionizados.	5.000 - 4.000	Arturo, Aldebarán, Polux.
M (Rojo)	Estrellas a titanio	Bandas de TiO.	4.000 - 3.000	Betelgeuse, Mira Ceti, Antares.
N (Rojo - sangre)	Estrellas a carbono	Bandas de compuestos del C.	< 3.000	19 Peces.
R (Amarillo - rosado)	Segundo tipo de estrellas a carbono	Bandas de compuestos del C. Espectro más intenso hacia el violeta que en N.	< 3.000	α = 19h17m. δ = -10°54'.
S (Rojo)	Estrellas a zirconio	Bandas de ZrO.	< 3.000	R Andrómeda.

sería también unas 64.000 veces mayor. Atendiendo a las consideraciones anteriores, se han podido calcular con cierta aproximación, los radios de muchas estrellas, y con ello el volumen tomando como unidad de medida el radio del Sol (359).

En las tablas que siguen se dan algunos de los resultados obtenidos para estrellas gigantes y enanas.

TABLA I

RADIO Y VOLUMEN DE ESTRELLAS GIGANTES

ESTRELLA	RADIO Unidad: radio solar	VOLUMEN Unidad: volumen solar
Arturo	27	19.700
Aldebarán	38	55.000
Scheat	40	64.000
Betelgeuse	300	27.000.000
Mira Ceti	300	27.000.000
α Hércules	400	64.000.000
Antares	450	91.000.000

TABLA II

RADIO Y VOLUMEN DE ESTRELLAS ENANAS

ESTRELLA	RADIO Unidad: radio solar	VOLUMEN Unidad: volumen solar
Agna	11,0	1.330
Vega	2,4	14
Proción	1,9	7
Sirio	1,8	7
Altair	1,4	4
Rigil Kenturus ..	1,0	1

394. DETERMINACION DE DISTANCIAS CON EL ESPECTROGRAFO.—No sólo la composición y la temperatura de una estrella es lo que puede leerse sobre la placa de su espectro. Dos estrellas pueden tener la misma temperatura e igual composición

química y sus espectros, aunque sean del mismo tipo, no son nunca idénticos. Varía de uno a otro la relación entre las intensidades de las líneas y también el ancho de las mismas.

La presión, que depende del grandor absoluto de la estrella, influye también en la relación de las intensidades de las líneas espec-

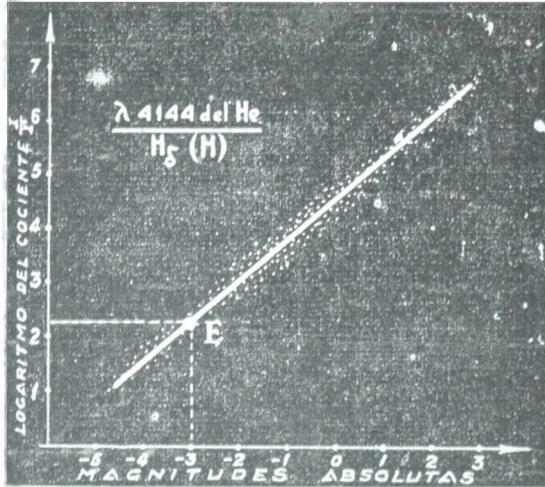


Fig. 309. — Dependencia entre la relación de intensidades de dos líneas espectrales y la magnitud absoluta para estrellas del tipo B. Los puntos corresponden a observaciones de distintas estrellas.

troscópicas. Para calcular por este método la distancia de las estrellas se procede del modo siguiente. Se comienza por hacer una gráfica, para estrellas de tipo espectral determinado y de distancias conocidas, entre la relación de intensidades de dos líneas espectrales y las magnitudes absolutas de las estrellas. Una vez hecha la gráfica (*) (fig. 309) y hallada la relación entre las intensidades de esas dos líneas para una estrella cualquiera de ese tipo espectral, se conocerá inmediatamente la magnitud absoluta de la mis-

ma. De ésta y de la magnitud aparente se deduce la paralaje y en consecuencia la distancia.

Por este método debido a ADAMS (1914) que había sido sugerido por HERTZSPRUNG (1909) se han determinado ya las distancias de miles y miles de estrellas.

Tiene la ventaja, esta determinación espectrográfica de paralajes, que se puede aplicar con la misma facilidad a estrellas cercanas o lejanas. La medida de la relación de intensidades de las dos líneas elegidas se lleva a cabo con un fotómetro de cuña. A título de ejemplo mencionaremos que para estrellas del tipo K se elige la cupla formada por las líneas $\lambda = 4.455$ del calcio y $\lambda = 4.216$ del estroncio.

Podemos, pues, concluir, que una vez descifrado el espectro de una estrella, se leen en él como si se tratara de un mensaje, todos los datos a ella concernientes: presión, temperatura, composición química, masa y distancia; y también, su probable estado de evolución.

395 RELACION ENTRE LA MAGNITUD ABSOLUTA Y EL TIPO ESPECTRAL DE LAS ESTRELLAS: DIAGRAMA DE HERTZSPRUNG-RUSSELL. ENANAS BLANCAS. — Consideremos

* El logaritmo de la relación de intensidades resulta ser una función lineal de la magnitud absoluta.

un sistema cartesiano octogonal (fig. 310), sobre el cual se llevan como abscisas los tipos espectrales de Harvard, y como ordenadas las magnitudes absolutas. De este modo a cada estrella de magnitud absoluta y tipo espectral conocidos le corresponderá un punto imagen. En tal caso, y según lo hizo RUSSELL en 1913, valiéndose de varios centenares de estrellas, y después HERTZSPRUNG utilizando unas 3.000, se aprecia en la gráfica obtenida por ambos astrónomos, que las imágenes de las estrellas estudiadas se disponen en tal diagrama según una *Z* invertida cuya rama inferior aparece muy raleada. La rama media inclinada con respecto al eje de las abscisas es

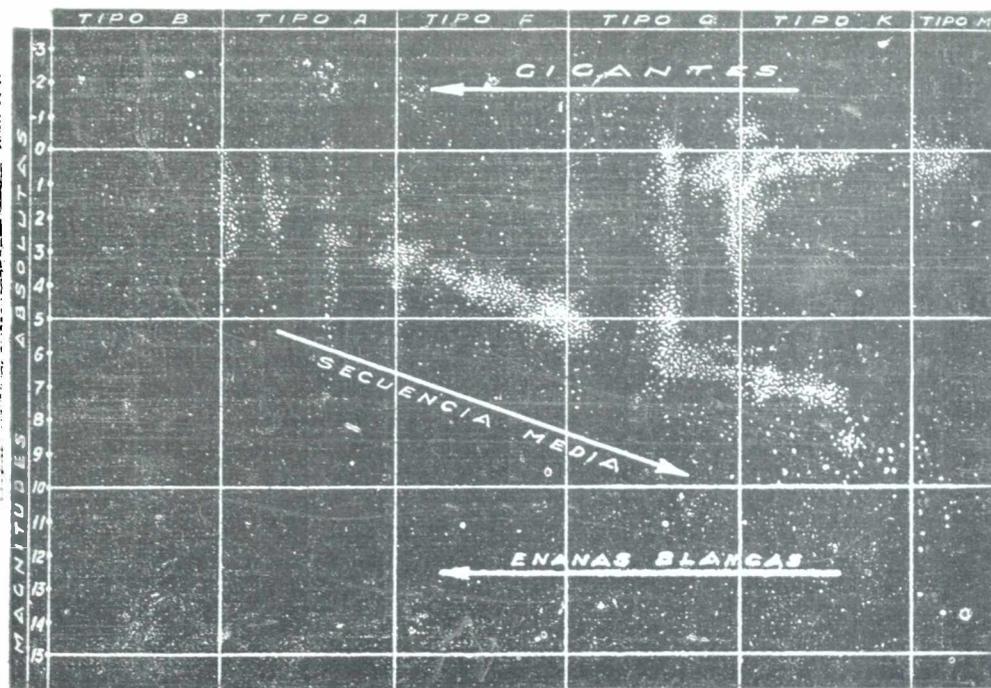


Fig. 310. -- Diagrama de Hertzsprung - Russell.

llamada por PICKERING "*secuencia media*" y corresponde a las estrellas enanas. En dicha rama, la más nutrida de las tres, está ubicado el Sol en el lugar indicado por un pequeño círculo, ofreciendo el máximo de condensación en la región correspondiente a las estrellas del tipo *F* y en parte del *G*. Las estrellas gigantes forman una rama casi paralela al eje de las abscisas con gran condensación en la región correspondiente a las estrellas de los tipos *G* y *K*, presentando otra condensación parcial en el tipo espectral *M*.

En conformidad con el gráfico de HERTZSPRUNG - RUSSELL, pueden considerarse tres ramas más o menos definidas, para estos astros:

1ª RAMA: Es la de las estrellas gigantes, que podríamos llamar "*jóvenes*", donde el astro en razón de su poca densidad ofrece un gran volumen, y en consecuencia, gran superficie de brillo.

2ª RAMA: La forman las estrellas de la "secuencia media", con menores temperatura y brillo absoluto que las de la rama anterior, presentando en cambio mayores densidades, como se verá en párrafo siguiente.

3ª RAMA: Es la de las estrellas "enanas blancas" (360; 364) con temperaturas muy elevadas, como lo indica el color, y grandes densidades. Entre éstas pueden citarse además del *satélite de Sirio*, el de la *estrella 40 de Eridano* y la llamada *estrella de Van Maanen* *.

396. DENSIDAD DE LAS ESTRELLAS. — Cuando se trata de estrellas variables a eclipses tipo Algol (382) las densidades pueden determinarse por las curvas de brillo. En estas determinaciones han conseguido destacarse SHAPLEY y RUSSELL, obteniendo los resultados que pueden apreciarse en el cuadro que sigue, donde se ha tomado como unidad la densidad del Sol.

DENSIDAD	Número de estrellas de cada tipo de Harvard				
	B	A	F	G	K
Entre 3 y 1	--	-	-	2	--
„ 1 y 0,3	-	11	7	1	--
„ 0,3 y 0,1	8	24	3	1	-
„ 0,1 y 0,03	5	13	--	--	-
„ 0,03 y 0,01	3	6	1	1	-
„ 0,01 y 0,001	-	-	-	--	-
„ 0,001 y 0,0001	--	-	-	2	1

SHAPLEY da como densidad media de las estrellas del tipo espectral B, el valor 0,12, para las del tipo A, 0,21 y para las del tipo F, 0,41. La mayor densidad encontrada para una variable a eclipse del tipo Algol corresponde a la estrella W de la Osa Mayor, y la menor a una estrella del tipo F, la ϵ del Cochero, para la cual se ha encontrado el ínfimo valor de 0,00000001 (10^{-8}).

También se han podido determinar densidades de estrellas dobles de órbitas conocidas, en función del brillo de tales astros.

En el cuadro que sigue se consignan algunos resultados obtenidos para las densidades de estrellas gigantes, de la secuencia media y enanas blancas, tomadas con respecto al agua. Las figuras 311 y 312, dan los tamaños comparados de algunas estrellas gigantes, enanas y enanas blancas.

* En la actualidad se conocen numerosas "enanas blancas" de densidades fantásticas. Desde el Observatorio de Córdoba (R. A.) los astrónomos Dr. William J. Luyten y Martín Dartayot descubrieron, a partir del 2 de abril de 1946, alrededor de 25 "enanas blancas".

DENSIDAD DE ESTRELLAS

GIGANTES		SECUENCIA MEDIA	ENANAS BLANCAS . .		
Scheat	0,0000020	Agna	0,02	Satélite de Si- rio	50.000
Antares	0,0000003	Vega	0,11	Satélite 40 de Eridano	64.000
Betelgeuse	0,0000006	Proción	0,16	Estrella de Van Maanen	400.000
Aldebarán	0,00002	Sirio	0,42	Estrella de G. P. Kuiper	35.000.000
Arturo	0,0003	Altair	0,60		
La Cabra	0,0024	Rigil Kenturus	1,10		
		Sol	1,41		

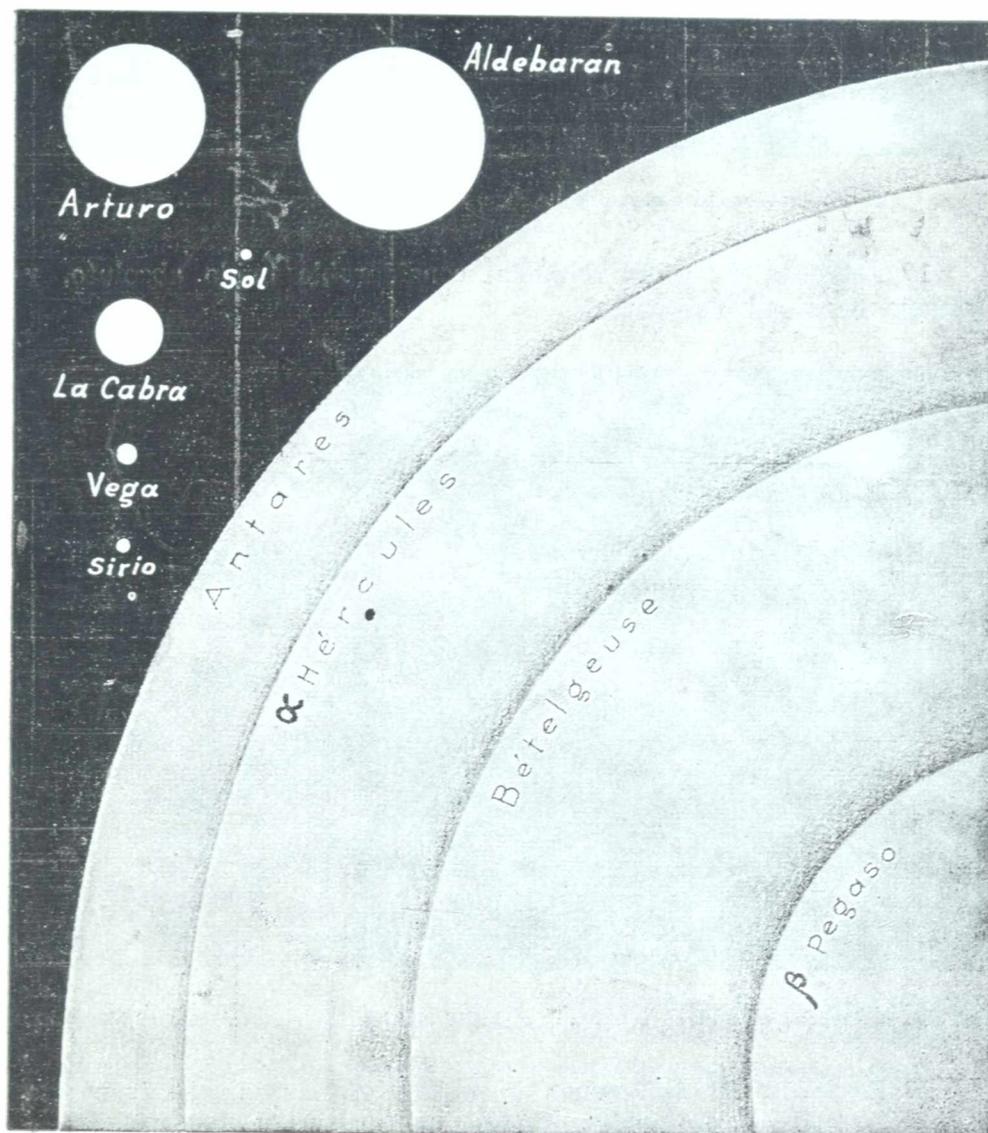


Fig. 311. — Gigantes y enanas de la secuencia media.

En resumen, a partir del tipo espectral *F* de Harvard, y teniendo en cuenta la densidad, pueden considerarse dos grandes categorías de estrellas:



Fig. 312. -- Tamaño comparado de algunas enanas blancas con la Tierra.

1º Estrellas de gran volumen, considerable brillo absoluto, y pequeña densidad (gigantes).

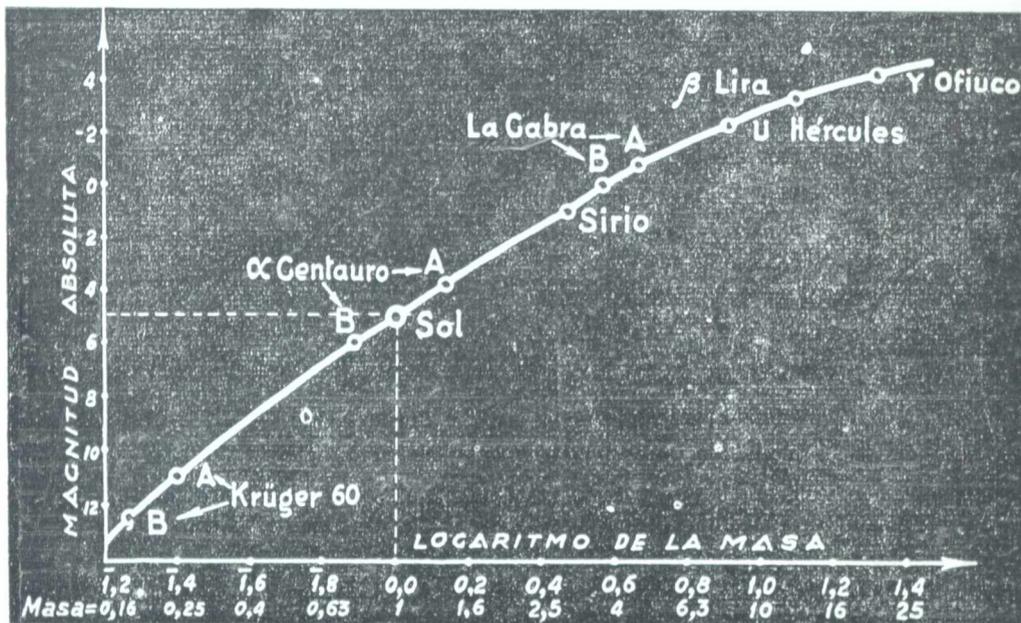


Fig. 313. -- Dependencia entre la masa y el brillo absoluto de las estrellas. (Eddington).

2º Estrellas de volúmenes y brillos absolutos relativamente pequeños, y de densidades ya considerables (secuencia media y enanas blancas).

397. RELACION ENTRE LA MASA Y LA MAGNITUD ABSOLUTA DE LAS ESTRELLAS. — Los conocimientos relativos a las masas de las estrellas son más bien escasos. El cálculo aproximado, es posible en los sistemas binarios visuales y espectroscópicos (379) sobre todo cuando estos últimos corresponden a variables a eclipses (382). Sin embargo se ha conseguido determinar la masa media de las estrellas de los distintos tipos espectrales de Harvard, basándose en que *la magnitud absoluta de las estrellas, depende de la masa de las mismas* (fig. 313).

EDDINGTON dedujo por procedimientos teóricos, que la magnitud absoluta (369) de una estrella, depende de su masa y de su temperatura efectiva, y con ello de su tipo espectral. Las masas así calculadas llamadas "*masas teóricas*", coinciden sensiblemente con aquéllas que han podido ser obtenidas por la observación, como lo pone de manifiesto, el siguiente cuadro donde sólo se consignan algunas:

MASAS ESTELARES

Magnitud absoluta	Masa teórica	Masa observada
— 2,5	10,1	12,0
0,0	3,7	4,0
5,0	0,92	0,91
10,0	0,31	0,34
15,0	0,11	0,14

En dicha tabla se ha tomado como masa unitaria a la del Sol.

Según estos resultados, las masas de las estrellas pueden considerarse comprendidas entre 0,1 y 10, siendo en consecuencia la masa del Sol una media geométrica entre las masas extremas (363).

EVOLUCION DE LAS ESTRELLAS

398. PRELIMINARES. PARADOJA DE LANE. — Para formarse idea de como se desenvuelve la vida de los innumerables astros que noche tras noche contemplamos en el Cielo, la primer preocupación consistirá en considerar un gran número de ellos, y tratar de establecer sus caracteres afines y diferenciales.

A pesar de las distintas teorías elaboradas en las últimas décadas por LOCKYER, RUSSELL y otros astrónomos modernos, el problema de la evolución de las estrellas no puede considerarse como resuelto.

PARADOJA DE LANE. — Imagina LANE un astro que en un principio está constituido por gas perfecto, es decir que cumple en

absoluto las *leyes de Mariotte y Gay Lussac*. En tales condiciones demuestra el mencionado investigador, que: *un astro que se contrae en equilibrio convectivo, genera una cantidad de calor, superior a la energía que entre tanto irradia*, o lo que es lo mismo: *el astro que se contrae* (en aquellas condiciones) *irradia calor y se calienta al mismo tiempo*. A este resultado paradójal, el teorema debe su nombre. Debemos agregar que la paradoja de LANE sólo es váida en el supuesto de que el astro no pierda materia por transformación en energía, y admitiendo además, que la presión de radiación sea tan pequeña que permita no tomársela en cuenta.

399. EVOLUCION DE LAS ESTRELLAS: LAS DOS HIPÓTESIS. — Ya que todas las estrellas del Cielo, de las cuales en la actualidad se conocen el tipo espectral y la magnitud absoluta, forman su imagen en el diagrama en una u otra de las 3 ramas de la *Z* invertida (395), es lógico admitir que el proceso evolutivo según el cual se desarrolla la vida de estos astros, debe guardar una relación estrecha con dicho diagrama.

El estudio del mismo conduce a dos hipótesis acerca de la forma en que evolucionan posiblemente las estrellas:

HIPÓTESIS A. — *La estrella durante su vida recorre en imagen la Z invertida según el camino indicado por las flechas 1 (fig. 314). En tal caso el astro comienza por ser una estrella gigante, y en un proceso cuya duración se contaría en millones de*

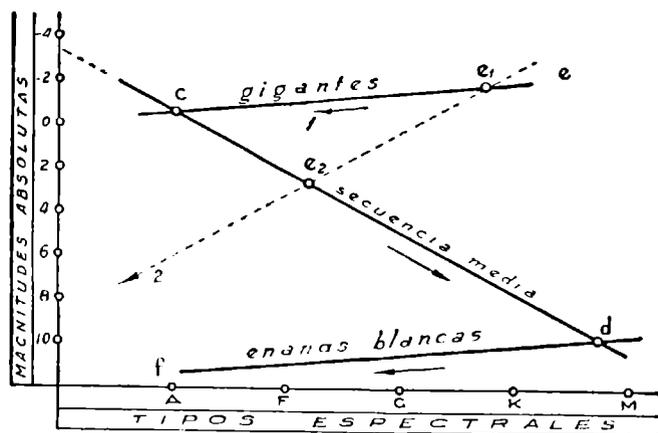


Fig. 314. — Diagrama de la *Z* invertida.

milenarios, después de convertirse en estrella enana de la "secuencia media", termina su vida de astro luminoso en la recta de las enanas blancas, con gran densidad y pequeño volumen.

HIPÓTESIS B. — *La estrella en imagen, no recorre la Z invertida del diagrama, siendo las ramas de éste, simples lugares de estacionamiento.*

400. TEORIAS EVOLUTIVAS DE LOCKYER Y RUSSELL. — 1. LOCKYER, desconociendo aún las magnitudes absolutas de las estrellas, consideró que el tipo espectral de las mismas era función

de dos variables: temperatura y densidad. En su esquema evolutivo, dispone a las estrellas en 16 tipos, agrupando en los 8 primeros a aquéllas de temperatura y densidad creciente, y en los 8 últimos a las de temperatura decreciente y densidad creciente.

La rama de temperatura ascendente está constituida por los tipos que llamó *Antariano* (estrellas tipo Antares, espectro M_0); *Aldebariano* (del tipo de Aldebarán, espectro K_5); *Polariano* (tipo α de la Osa Menor, espectro F_8); *Cisniano* (tipo Deneb, espectro A_2); *Rigeliano* (tipo Rigel, espectro B_8); *Tauriano* (tipo τ del Toro, espectro B_3); *Cruciano* (tipo β de la Cruz, espectro B_1); y por fin un tipo vacante comprendido entre el Polariano y el Cisniano.

En la rama de temperatura descendente, agrupó los siguientes tipos: *Achernariano* (tipo Achernar, espectro B_7); *Algoliano* (tipo Algol, espectro B_8); *Markabiano* (tipo Markab, espectro A_0); *Siriano* (tipo Sirio, espectro A_8); *Procioniano* (tipo Proción, espectro F_5); *Arturiano* (tipo Arturo, espectro K_0); *Pisciano* (tipo 19 de los Peces, espectro N_8), y otro tipo vacante comprendido entre el Markabiano y el Siriano. Según esto la temperatura de Antares tendría que ir en aumento y la de Sirio en descenso; ésta estrella sería mucho más vieja que aquélla.

2. La primera teoría evolutiva de RUSSELL enunciada en el año 1913, corresponde a la parte del diagrama llamado *siete invertido* integrado por las rectas de las gigantes y la secuencia media (395) pudiéndosela considerar como consecuencia inmediata del descubrimiento verificado a principios del siglo XX, de que dentro de un mismo tipo espectral de Harvard se agrupan estrellas gigantes y estrellas enanas, como lo demuestran las magnitudes absolutas de tales astros.

Para Russell, las estrellas no son cuerpos al estado líquido, como se las consideró antes, pues bajo este punto de vista no podría explicarse la débil densidad de las estrellas gigantes. Consideró entonces

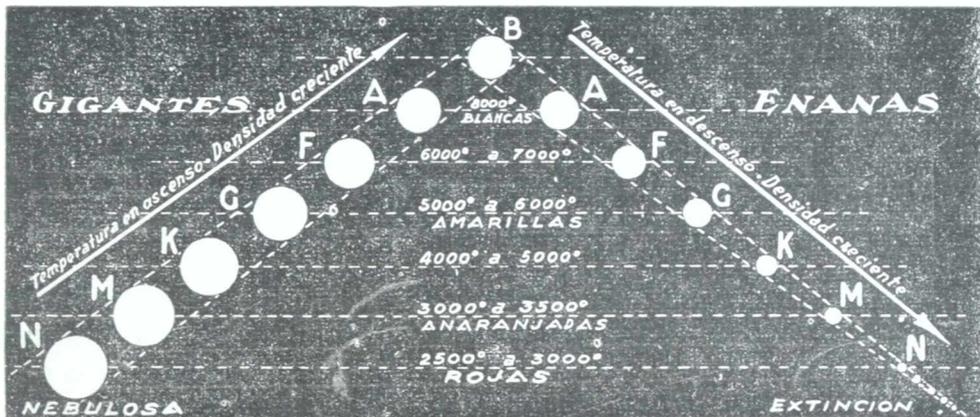


Fig. 315. — Evolución estelar según la primitiva teoría de Russell.

que esos astros deben formarse de materia fría contenida en las nebulosas, de modo que en un principio no serían más que forma-

ciones gaseosas más o menos globulares de debilísima densidad y baja temperatura. Esta, al contraerse la masa así formada, irá en ascenso según lo visto en la *paradoja de Lane*, con lo cual el astro irá tomando las coloraciones roja, anaranjada, amarilla, blanca y blanca azulada, ínterin el tipo espectral recorre la escala $M, K\dots, A, B$ (fig. 315).

Durante este proceso, la estrella es gigante y su imagen se desplaza de derecha a izquierda en el diagrama del parágrafo 395, hasta que la densidad por haber llegado a un valor relativamente alto, hace inaplicable la paradoja de Lane, por no ajustarse ya la masa estelar a las leyes de los gases perfectos. En estas condiciones, la temperatura del astro comienza a descender debido al calor perdido por irradiación, mientras su masa sigue contrayéndose dando lugar a una disminución de la luminosidad, que en la primer etapa se había mantenido casi constante. A raíz de todo ello, el astro pasa a la condición de estrella enana, y su imagen recorre en el diagrama la secuencia media, volviendo a pasar por los mismos tipos espectrales recorridos sobre la recta de las gigantes, pero en sentido inverso $B, A\dots, K, M$.

Para Russell, la masa de la estrella juega un rol importante en el proceso evolutivo, pues cuando es pequeña, no alcanza el astro a adquirir la temperatura necesaria para que su espectro sea del tipo, B, A , etc., en cuyo caso las estrellas pierden su carácter de gigantes, a veces al llegar a A , y otras en $F, G\dots$, etc., pasando en seguida a la categoría de enanas de la secuencia media. En consecuencia, las estrellas son gigantes o enanas, no ya por su masa, sino por su superficie.

La teoría de Russell apareció en un principio como una verdadera solución del problema relativo a la evolución estelar, pues daba razón de diversos hechos antes inexplicables, como ser, la mayor masa que por lo general tienen las estrellas de los tipos espectrales A y B ; el porque de la división de las estrellas en gigantes y enanas, así como la mayor densidad de estas últimas. Sin embargo, el descubrimiento de las estrellas enanas blancas, que transforma el diagrama a siete invertido, o *diagrama de Russell*, en otro a zeta invertida, hicieron que se la abandonara después de un corto reinado de 10 años.

Por otra parte, en la actualidad, se dan como probados dos hechos en abierta contradicción con la teoría esbozada. En primer lugar, la fuente del calor estelar no hay que buscarla ya en la contracción de la masa del astro, sino en la transformación en energía de parte de su materia; y en segundo, que EDDINGTON ha conseguido poner en evidencia, que las estrellas enanas de la secuencia media se comportan como si estuvieran constituídas por gas perfecto, y que en consecuencia la paradoja de Lane les es en un todo aplicable.

Ante tales comprobaciones, el propio RUSSELL abandona la teoría expuesta elaborando otra en base del diagrama a zeta invertida, y donde las ramas no son ya el recorrido de la imagen de las estrellas, sino como se dijo antes, simples lugares de estacionamiento. En esta nueva teoría, admite RUSSELL que además del calor desarrollado por la contracción de la estrella según la paradoja de Lane, interviene también en el proceso evolutivo, el calor derivado de la transformación de materia en energía, considerando a esta transformación tanto más veloz, cuanto mayor sea la temperatura adquirida por el astro.

CUMULOS ESTELARES Y NEBULOSAS

401. CUMULOS O CONGLOMERADOS ESTELARES. — Las estrellas del Cielo que venimos de estudiar en capítulos I y II del libro VI, no siempre aparecen aisladas, existiendo regiones de la esfera celeste donde pueden verse a ojo desnudo, o telescópicamente, grandes aglomeraciones de tales astros, la mayor de todas ya estudiada en el párrafo 73, bajo el nombre de Vía Láctea, o Camino de Santiago.

Dentro de este gran conjunto de astros, o en sus inmediaciones, aparecen grupos numerosísimos de estrellas, tan apiñadas, que sólo en contados casos la vista puede desdoblar a algunos de sus integrantes, requiriéndose casi siempre la ayuda de poderosos telescopios para darse cuenta que aquello que en un principio parece una tenue luminosidad, es en realidad un verdadero enjambre de estrellas. A estas condensaciones de astros, casi siempre invisibles a simple vista, se les denomina conglomerados estelares o cúmulos (figura 316).

Los cúmulos visibles a ojo desnudo, ya eran conocidos por el hombre desde tiempos muy remotos, siendo varios los poetas de la antigüedad griega que citan a las *Pléyades* y las *Hyadas*, hablándonos también HIPARCO y TOLOMEO de otros dos cúmulos importantes, el de *Praesepe* y el de la constelación de *Perseo*, no resolubles en estrellas a simple vista.

El hecho de que la gran mayoría de estos conglomerados no se resuelvan a ojo desnudo, ha dado lugar a que durante mucho tiempo se confundieran los cúmulos y las nebulosas, clasificándose a aquéllos entre éstas, hasta que, con el descubrimiento del antejo, se hizo un distingo entre los unos y las otras, si bien agrupando a ambos bajo la denominación general de nebulosas, de las cuales a las que se resuelven en estrellas ante la potencia de los instrumentos de óptica, se las llamó *reductibles*, para diferenciarlas de las *irreductibles* o no resolubles. Como se comprenderá, a medida que fueron perfeccionándose los medios de observación, muchas de las llamadas nebulosas irreductibles, pasaron a la categoría de reductibles, o cúmulos, por haberse comprobado su carácter de aglomeraciones estelares.

Como los descubrimientos de cúmulos y nebulosas fueron haciéndose paralelamente, ambas categorías de objetos celestes tienen una historia común, agrupándose en los mismos catálogos.

PEIRESC, en 1610, descubrió la nebulosa de Orión y dos años después SIMÓN MARIUS la de Andrómeda, pero quien más se distinguió en la búsqueda de estas formaciones fué MESSIER, que publicó dos catálogos



Fig. 316. — Región del cúmulo estelar del Escudo de Sobieski en la Vía Láctea. Exposición 4h30m. (Del catálogo de Barnard).

en 1771 y 1777, que contenían más de 100 entre cúmulos y nebulosas, a los cuales se les sigue designando con los números que aquél les asignara, precedidos por su nombre: p. ejem., *Messier 13* es el importante cúmulo visible en la constelación de *Hércules*. Posteriormente W. HERSCHEL, estudia y descubre otras muchas de estas formaciones, a punto tal que en 1802 ya tiene una lista de más de 2.000, casi todas descubiertas por él. Su hijo JOHN continúa sus estudios trasladándose al Cabo de Buena Esperanza, desde donde descubre otros muchos del cielo austral publicando tres catálogos, de los cuales el último, "GENERAL CATALOGUE", contiene 5.097, estando comprendidos en este número, cúmulos y nebulosas. De los mismos, son visibles a simple vista, siempre que se conozca bien la ubicación, unos 20.

Aplicando un equipo fotográfico a un pequeño telescopio, se obtienen fotografías de cúmulos y nebulosas donde aparecen los menores detalles de estas interesantes formaciones celestes. En la actualidad lo más corriente es designarlas por el número que les asigna el "NEW GENERAL CATALOGUE", p. ejem., N. G. C. 3.523.

En lo que sigue, llamaremos cúmulo o conglomerado estelar, a aquellas formaciones que pueden ser resueltas en estrellas, total o parcialmente, por los medios ópticos más potentes al alcance del hombre. Se caracterizan las estrellas de un cúmulo, con respecto a otras que aparecen casi sobre el mismo rayo visual, en que las primeras están ligadas físicamente por un movimiento de conjunto, del cual no participan las últimas.

Los casos de dudas entre cúmulos y nebulosas, son resueltos en la actualidad, en última instancia, por el espectroscopio, puesto que las últimas presentan en su espectro las rayas brillantes de emisión propias de las masas gaseosas en incandescencia. Las nebulosas en espiral presentan el espectro de absorción característico de los cúmulos, siendo con toda seguridad grandes aglomeraciones estelares, pero se estudian entre las nebulosas en razón de que hasta ahora no se ha podido separar, en la mayoría de los casos, a las estrellas integrantes.

402. COORDENADAS GALACTICAS. — Las coordenadas por las cuales se fija comúnmente la posición de los astros, ascensión recta y declinación, si bien son de fácil determinación por medio del instrumental de los observatorios astronómicos, y también de cómoda aplicación para individualizar a los astros sobre la esfera celeste, adolecen de una falla esencial como es la de estar tomadas respecto a un sistema de referencia que no es fijo en absoluto respecto a las estrellas, ya que los movimientos de precesión y nutación del eje de rotación de la Tierra, haciendo variar la posición del Ecuador, hace que tales coordenadas varíen con el tiempo.

Opinaba HERSCHEL, que la base de referencia del Sistema Sideral debía ser la *Vía Láctea*, y en efecto, las coordenadas obtenidas en tal base para las estrellas y demás objetos del Cielo, pueden considerarse como prácticamente fijas durante larguísimo períodos de tiempo.

La parte media de la Vía Láctea determina, aproximadamente, sobre la esfera celeste un círculo máximo llamado **ecuador galáctico** (fig. 317); los polos Q y Q' de este círculo son los polos galácticos boreal y austral, respectivamente.

Longitud galáctica del astro A es su abscisa esférica OB referida al ecuador galáctico y a un punto O de origen. Se mide en sentido directo.

Latitud galáctica es su ordenada esférica AB .

En cuanto a la posición de los polos galácticos Q y Q' , el primero o boreal está situado muy próximo a una estrella de 5ª magnitud de la *Cabellera de Berenice*, y el Q' en la constelación del *Escultor*.

Según el Observatorio de Harvard, las coordenadas ecuatoriales del polo boreal (principal) Q , son:

$$\alpha = 180^{\circ} \quad ; \quad \delta = 28^{\circ}.$$

Como punto O de origen de las longitudes galácticas, el Congreso Internacional Astronómico reunido en 1925 en Cambridge (Inglaterra), propuso a la estrella *Deneb* de 1ª magnitud que se encuentra casi sobre el ecuador galáctico y además es de muy débil movimiento propio. Otros astrónomos creen más conveniente considerar como punto de origen, a la intersección del ecuador galáctico con el semicírculo determinado por los polos galácticos y el *apex* (374).

403. CUMULOS ESTELARES ABIERTOS. — Los astrónomos clasifican a los cúmulos en dos grupos fundamentales.

1º *Cúmulos abiertos.*

2º *Cúmulos esféricos o globulares.*

Los cúmulos abiertos no tienen límites ni formas determinadas, apareciendo sus estrellas a veces separadas, como en el de las *Pléyades* (fig. 318), a veces formando conjuntos abigarrados más o menos condensados en sus diversas regiones, como el que puede verse en la figura 316. Estos cúmulos suelen abarcar diámetros aparentes más o menos apreciables.

Se han efectuado numerosas tentativas por parte de los astrónomos procurando descubrir movimientos internos entre los astros integrantes de los conglomerados abiertos, valiéndose del heliómetro, el micrómetro y las fotografías sistemáticas, sin llegar a resultado alguno. Entre esas tentativas son dignas de mención la de BESSEL, en 1841, sobre el grupo

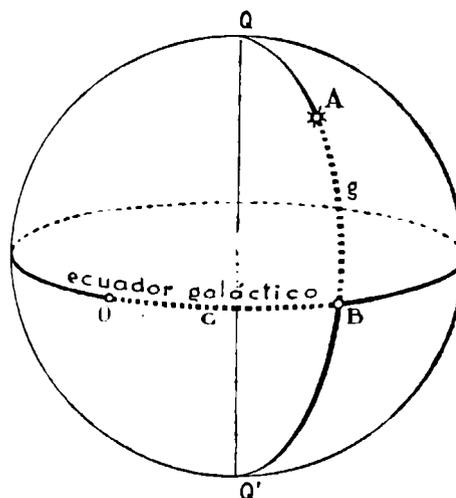


Fig. 317. — Coordenadas galácticas.

de las Pléyades, y la de GOULD, relativa a 62 cúmulos, quien por métodos fotográficos trató infructuosamente de controlar movimientos internos en algunos de ellos. El fracaso de éstas y otras muchas investi-



Fig. 318. -- Cúmulo estelar abierto y nebulosa difusa de las Pléyades en la constelación del Toro. (Del catálogo de Barnard).

gaciones al respecto, debe atribuirse a la enorme distancia que nos separa de esos objetos del Cielo.

Los cúmulos abiertos se apartan poco de la Vía Láctea; la mayor parte de ellos aparecen entre los 20° , y -20° de latitud galáctica, siendo pocos los que se alejan entre los 20° y 30° de aquella gran aglomeración de estrellas y nebulosas. Sin embargo, puede citarse el caso excepcional de un cúmulo situado en la Cabellera de Berenice alejado en 85° , es decir, próximo al polo galáctico boreal. Debido a la proximidad de la Vía Láctea, es difícil poder dar el número de conglomerados abiertos con cierta precisión. Por métodos fotográficos, MELOTTE catalogó 162 de los mismos con diámetros aparentes mayores que $1'$, y cuyas estrellas tenían un brillo superior a las magnitudes 16^a y 17^a .

Se ha podido determinar los movimientos propios de conjunto de algunos cúmulos abiertos, encontrándose para el grupo de las Pléyades $0'',053$ por siglo; para el de Praesepe $0'',036$; y para el de la Cabellera de Berenice $0'',05$.

Las paralajes determinadas hasta la fecha, varias de ellas debidas a los esfuerzos de KAPTEYN y COEBERGH, demuestran las grandes distancias que separan a estos cúmulos del Sistema Solar, contándose entre los más cercanos, los de *Praesepe*, las *Hyadas* y la *Cabellera de Berenice*, cuyas paralajes se estiman en $0'',024$, $0'',023$ y $0'',012$, que corresponden a distancias de 137, 141 y 274 años luz. respectivamente.

Entre las paralajes menores determinadas, se cuentan las de los cúmulos *N. G. C.* 6.705, y *N. G. C.* 6.603, que sólo alcanzan a $0'',00055$ y $0'',00031$, o lo que es lo mismo, que están alejados de nuestro sistema en 6.000 años luz el primero y en 11.000 el segundo.

Los tipos espectrales (392) de las estrellas de un mismo cúmulo abierto, son variados, como puede apreciarse en el siguiente cuadro, debido a PICKERING.

NOMBRES	Tipos B y A	Tipo F	Tipo G	Tipo K	Tipo M
Pléyades	59	14	9	9	—
Praesepe	28	41	9	11	1
N. G. C. 3523	190	2	6	6	—
Cabellera de Berenice ...	18	52	9	36	2
N. G. C. 6405	68	4	4	13	2
N. G. C. 6475	269	34	10	31	—
Cúmulo del Navío	55	2	1	6	—

404. CUMULOS ESFERICOS O GLOBULARES. — Se diferencian en primer lugar de los cúmulos abiertos, por su forma regular, ya que aparecen ante el anteojo como aglomeraciones de estrellas dispuestas en un espacio esférico o elipsoidal (fig. 319). HERSCHEL conocía 83 de estas formaciones y en la actualidad se tienen catalogadas algo más de un centenar.

Lo mismo que los cúmulos abiertos, los esféricos muestran cierta tendencia por las pequeñas latitudes galácticas, aun cuando menos pronunciada que aquéllos, ya que 30 de ellos están a menos de 10° de la Vía Láctea, a uno y otro lado, 63 no se apartan más que 30° , y sólo 25 se alejan más, entre ellos algunos muy allegados a los polos



Fig. 319. — Fotografía del cúmulo globular del Tucan, obtenida por el astrónomo M. Dartayet desde el Ob. de Córdoba con 1 hora de exposición. (5 setiembre de 1939).

galácticos. La mayor parte de estos cúmulos se agrupan entre las longitudes galácticas comprendidas entre los 235° y 5° , formando una condensación hacia los 325° , diferenciándose por tal carácter de los conglomerados abiertos, donde la repartición en longitud es más bien regular.

En la figura 320 puede verse el gran cúmulo esférico ubicado en la constelación de Hércules, distante 16.000 años luz.

El número de estrellas contenidas en estos cúmulos es muy grande, calculándose para el N. G. C. 5.272, unas 40.000, y para el Messier 5 de Libra, 100.000, aun cuando los números obtenidos deben ser en mucho inferiores a los reales, si se tiene en cuenta que los más grandes telescopios, como el de Mount Wilson, no permiten la observación de estrellas con brillos inferiores a las magnitudes 21^a ó 22^a .

Según trabajos realizados por PEASE y SHAPLEY, entre otros, parece ser que en realidad la forma de los conglomerados globulares es elipsoidal, aun cuando muchos de ellos, debido a la inclinación de sus ejes con respecto al rayo visual, aparezcan como esféricos.

Los diámetros aparentes de estas formaciones oscilan entre un mínimo de $0",7$ y un máximo de $30'$. No se han podido controlar movimientos internos entre las estrellas que los integran, pero SHAPLEY ha medido velocidades radiales (372) para los más brillantes, habiéndose podido determinar en algunos, hasta la magnitud absoluta (369) de su brillo, y el tipo espectral con que aparecen, considerados como un astro único. En el cuadro que sigue se dan detalles interesantes sobre los cúmulos globulares, habiéndose ubicado en la última columna las dis-

tancias en años luz correspondientes a las paralajes calculadas, utilizando las variaciones de brillo de las Cefeidas (385) que se encuentran por decenas y aun por centenas en esos conglomerados.

CUMULO	Diámetro aparente	Velocidad radial km./seg.	Espectro total	Brillo absoluto en magnitudes	Distancia en miles de años luz
N. G. C. 288....	4,2	—	—	—	30
.. 5024....	5,5	-170	F	-8,6	25
.. 5139....	30,0	—	—	—	15
.. 5272....	7,0	-125	F	-9,1	20
.. 5904....	8,6	+ 10	G	-8,8	18
.. 6205....	10,6	-300	F—G	-9,4	16
.. 6229....	1,1	-100	F	-9,6	70
.. 6333....	3,2	+225	—	-9,7	40
.. 6341....	8,0	-160	F	-9,2	18
.. 6626....	4,7	0	—	-8,4	28
.. 6934....	1,4	-410	F	-8,6	65
.. 7006....	0,7	—	—	-9,4	90

En cuanto al brillo aparente de los conglomerados esféricos, varía entre la magnitud 5,8, apreciable a simple vista para el cúmulo N. G. C. 6.202, y la magnitud 10,5 que corresponde al N. G. C. 6.760.

Las dimensiones de los cúmulos globulares, son sencillamente grandiosas, ya que el diámetro del mayor (N. G. C. 5.272) equivale a 15 millones de veces la distancia Sol-Tierra, es decir, a unos 2.200 billones de kilómetros, empleando el rayo luminoso en recorrer tal distancia alrededor de 240 años.

Un curioso fenómeno observado por SHAPLEY y confirmado después por otros observadores, consiste en que a la inversa de lo que pasa con las estrellas aisladas, las estrellas cumulares de menor brillo son las azuladas y no las rojas, fenómeno éste muy aprovechado para distinguir a los cúmulos esféricos de los abiertos. Se sigue de aquí que las estrellas de estos cúmulos, en su enorme mayoría, son gigantes (393).

405. SISTEMA LOCAL. — Las estrellas principales de las constelaciones que observamos en el Cielo en todas direcciones, pertenecen posiblemente a un cúmulo estelar del cual el Sol es solamente uno de los componentes. Este cúmulo no se diferenciaría esencialmente de los otros que observamos en la Vía Láctea, pues su diferencia de aspecto provendría únicamente de que a este último lo observamos desde su interior. Estadísticamente se encuentra que sus estre-

llas están distribuídas formando una especie de lente cuyo plano central estaría inclinado con respecto al plano galáctico en 12° . Se ha sugerido que este cúmulo, al cual se denomina *sistema local*, sea

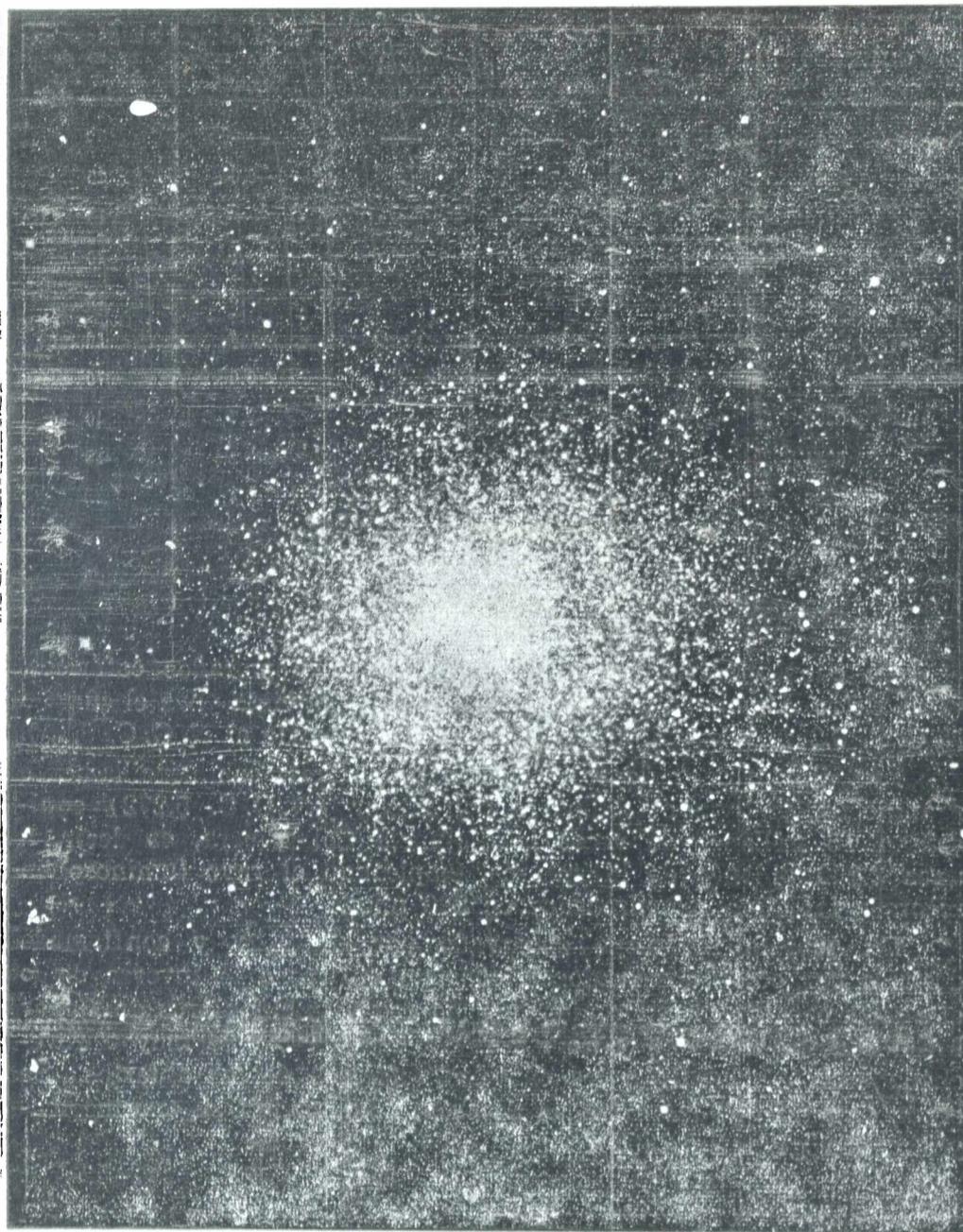


Fig. 320. -- Cúmulo globular de Hércules. Ob. Mount Wilson. Exposición 11 horas.

simplemente resultado de una ilusión óptica. Este criterio es el que prevalece actualmente, pues hasta la fecha no aparece confirmada la existencia de tal cúmulo.

N E B U L O S A S

406. **CLASIFICACION DE LAS NEBULOSAS.** — El grupo de las nebulosas comprende a todas aquellas formaciones celestes que no han podido ser resueltas en estrellas. Muchas de ellas se suponen constituidas por enormes aglomeraciones de gases y polvo cósmico, no siendo pocos los astrónomos que admiten en tales masas la presencia de numerosos meteoritos para la explicación de ciertos fenómenos observados en ellas.

El análisis espectral demuestra que muchas nebulosas, entre las que adoptan la forma de espiral, son en realidad grandes aglomeraciones de estrellas, análogas a los cúmulos abiertos o conglomerados estelares.

Desde hace mucho tiempo la Uranografía clasifica a las nebulosas atendiendo a sus formas, en *planetarias, espirales, anulares*, etc.; pero en la actualidad, y para su mejor estudio suele adoptarse la clasificación de HUBBLE, quien las separa en dos grandes clases:

- I. NEBULOSAS GALÁCTICAS, pertenecientes a la Vía Láctea.
- II. NEBULOSAS EXTRAGALÁCTICAS.

Cada una de estas clases es dividida a su vez en dos subclases.

Las nebulosas galácticas pueden ser:

- A. NEBULOSAS DIFUSAS.
- B. NEBULOSAS PLANETARIAS.

Las nebulosas extragalácticas se clasifican en:

- A. NEBULOSAS REGULARES.
- B. NEBULOSAS IRREGULARES.

Cada una de las subclases suele dividirse en tipos, que serán mencionados en el estudio particular de cada una de las grandes clases A y B, que se hace a continuación.

I. NEBULOSAS GALACTICAS

407. **A. NEBULOSAS DIFUSAS.** — Pueden considerarse tres tipos de nebulosas difusas:

- 1. PREVALENTEMENTE LUMINOSAS.
- 2. PREVALENTEMENTE OSCURAS.
- 3. CAMPOS NEBULOSOS.

TIPO 1. PREVALENTEMENTE LUMINOSAS. — Aparecen en el Cielo como nubes de cierta luminosidad, considerándose las constituidas por grandes aglomeraciones de moléculas gaseosas y polvo cósmico, irradiado tal vez por las estrellas bajo el efecto de las presiones originadas por la energía radiante. La luminosidad de que están dotadas estas formaciones se debe, en unos casos, a la reflexión de la luz



Fig. 321. — Region de la Vía Láctea en Escorpión y Libra. (Cúmulos y Nebulosas).
(Catálogo de Barnard).

que reciben de estrellas cercanas, y en otros, a fenómenos de *fluorescencia*, análogos a los que ocasionan las auroras polares, y también probablemente las colas cometarias, motivados por radiaciones de carácter luminoso o corpuscular (bombardeo electrónico) de las estrellas más próximas que se comportan en tales casos como *astros excitadores*. En la actualidad se conocen alrededor de 100 nebulosas prevalentemente luminosas con bajas latitudes galácticas. En su configuración suelen presentar filamentos luminosos algo pronunciados y una coloración con tendencia al verde. Los espectros son preferentemente discontinuos, surcados de *rayas brillantes de emisión*, por lo

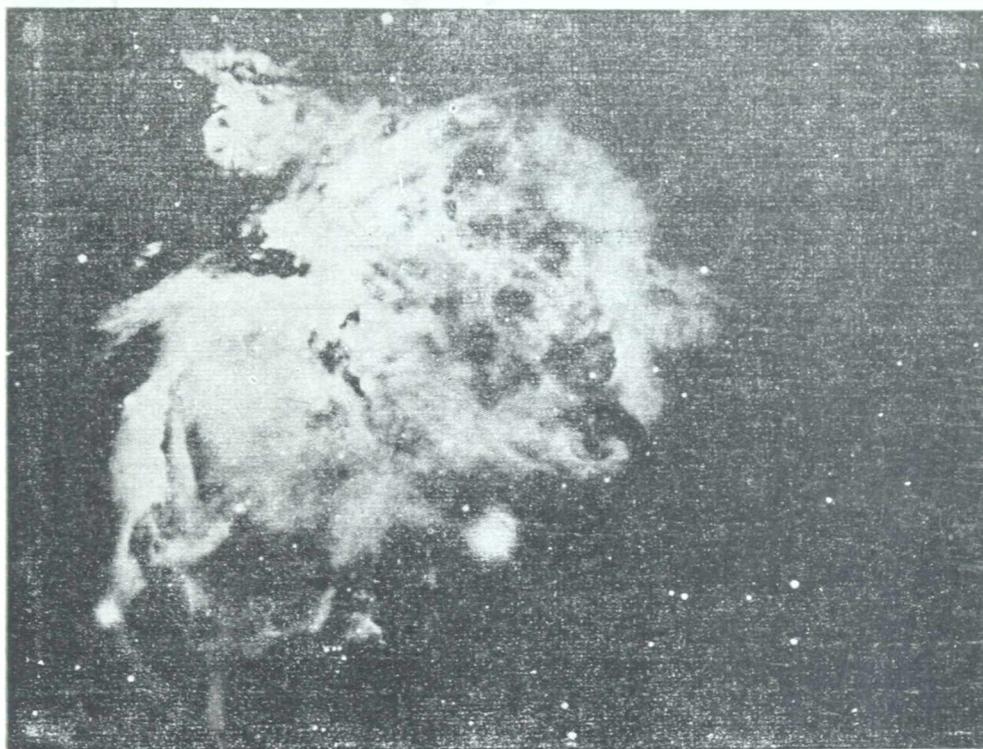


Fig. 322. — La gran nebulosa de Orión. (Ob. Mount Wilson).

cual se diferencian de otras no pertenecientes a esta clase cuyos espectros son continuos y presentan además una coloración blanca en toda la masa.

En ocasiones, estas nebulosas difusas y luminosas, aparecen amalgamadas con otras oscuras del tipo 2, dando lugar a formaciones abigarradas con los más variados juegos de luces y sombras, recordando con frecuencia el aspecto que suele observarse en algunos incendios, cuando las llamas pugnan por prevalecer sobre las columnas de humo que las envuelven.

Las dimensiones aparentes de las nebulosas del tipo que se estudia, son muy variadas: la de *Orión* (fig. 322), fuera de su núcleo



Fig. 323. — Nebulosa Norte América. (Catálogo de Barnard).

principal situado en la "Espada", se extiende en forma tal que desborda de los límites del enorme cuadrilátero formado por *Rigel*, *Bellatrix*, *Betelgeuse* y *Saiph*, mientras que otras ofrecen diámetros

aparentes tan inapreciables, que sólo a costa de grandes esfuerzos se las diferencia de las estrellas.

Las nebulosas difusas preferentemente luminosas, están vinculadas a las estrellas cercanas, como en los casos de la de Orión y la que envuelve al grupo de las Pléyades (fig. 318), reflejando la luz que reciben de dichas estrellas. Se tuvo la seguridad de esta vinculación en el año 1912, cuando SLIPHER desde el Observatorio de Lowell, encontró que el espectro de la nebulosa últimamente citada, era el mismo que el de las estrellas que integran ese grupo.

Estudios muy minuciosos relativos a la luminosidad de las nebulosas difusas, parecen demostrar que las estrellas cercanas a aquéllas con temperaturas superiores a los 15.000°, son las únicas que pueden excitar fenómenos de fluorescencia.

La obtención de los paralajes de este tipo de nebulosas es muy dificultosa, y se basa en la determinación de los paralajes de las estrellas excitatrices. Se han encontrado para tales paralajes valores que ubican a estas formaciones a distancias de algunos centenares de parsecs. A este respecto, las nebulosas de las *Pléyades* y *Orión*, que son de las más cercanas, distarían 100 y 150 parsecs, respectivamente, y para los diámetros de las mismas se han calculado longitudes correspondientes a 3 parsecs para la de *Orión*, y 17 parsecs para la de las *Pléyades*.

Se conocen pocas velocidades radiales de nebulosas difusas y éstas son más bien débiles, pues, los valores obtenidos son:

NEBULOSA	Velocidad radial
N. G. C. 1976. Orión	+ 17,5 kilóm. por seg.
.. 6514. Trífida (Sagitario) ..	+ 11,0
.. 6523. M. 8 de Sagitario	- 3,0
.. 6960. Cisne	- 18,0
.. 6992. Cisne	+ 100,0

Algunas nebulosas difusas se expanden aumentando su diámetro aparente año tras año. Entre ellas, la nebulosa del Toro (389), lo hace a razón de 0",13 por año en toda dirección, y la del Cisne (N. G. C. 6.992), a razón de 0",05 en el mismo lapso.

Las velocidades radiales de estas nebulosas varían de un punto a otro de las mismas, denotando movimientos rotatorios de toda la masa, complicados con otros movimientos internos. La del Cisne (N. G. C. 6.992) en un borde tiene una velocidad radial (alejamiento) de + 100 km. por segundo, y en el otro (acercamiento) de - 18 km. por segundo. La nebulosa de Orión parece que cumple una rotación completa en medio millón de años.

La densidad de estos objetos celestes es pequeñísima y se la calcula por procedimientos espectroscópicos. Los resultados obtenidos les asignan valores cercanos a 10^{-21} con respecto al agua. Conocida la densidad y las dimensiones de las nebulosas, se obtienen sus masas encontrándose, para la de Orión, una masa igual a 4.000 veces la del Sol. La probable presencia de meteoritos en el seno de las nebulosas haría aumentar considerablemente los valores obtenidos por el cálculo. Por las densidades calculadas, parece resultar que cada centímetro cúbico de materia nebulosa contendría unos 20 átomos, entre éstos los del oxígeno dos veces

ionizado, cuyas líneas de emisión no identificadas en un comienzo, se atribuyeron al "Nebulio" (346).

En el espectro de las nebulosas que emiten luz propia se reconocen



Fig. 324. — La Trífida. Nebulosa gaseosa de Sagitario. (Obs. Yerkes).

las rayas del nitrógeno, simplemente ionizado, líneas del hidrógeno de la serie de Balmer, y otras de oxígeno doblemente ionizado, y también, en especial en la nebulosa de Orión, oxígeno simplemente ionizado.

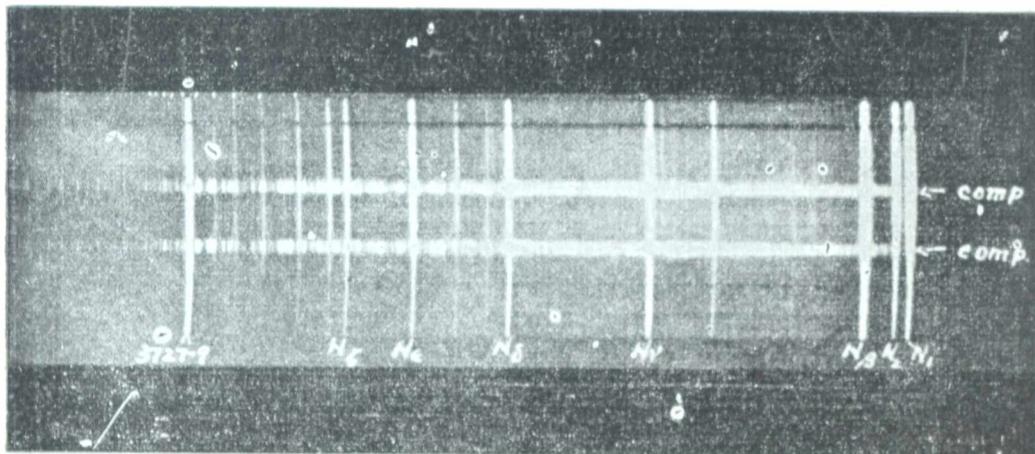


Fig. 325. — Espectro de la nebulosa de Orión. Las flechas señalan los espectros de comparación. (Obs. Lowell).

TIPO 2. PREVALENTEMENTE OSCURAS. -- El descubrimiento de estas nebulosas a las cuales se asignó particular importancia en los últimos tiempos, es muy reciente. Ya a mediados del siglo XIX, W. HERSCHEL llamó la atención sobre los "vacíos" interestelares formando contrastes con regiones ricas en estrellas, los cuales "vacíos" parecían guardar una cierta relación con las nebulosas. Los estudios fotográficos más recientes efectuados por MAX WOLF y BARNARD, demostraron que dichos "vacíos" sólo son aparentes, y se

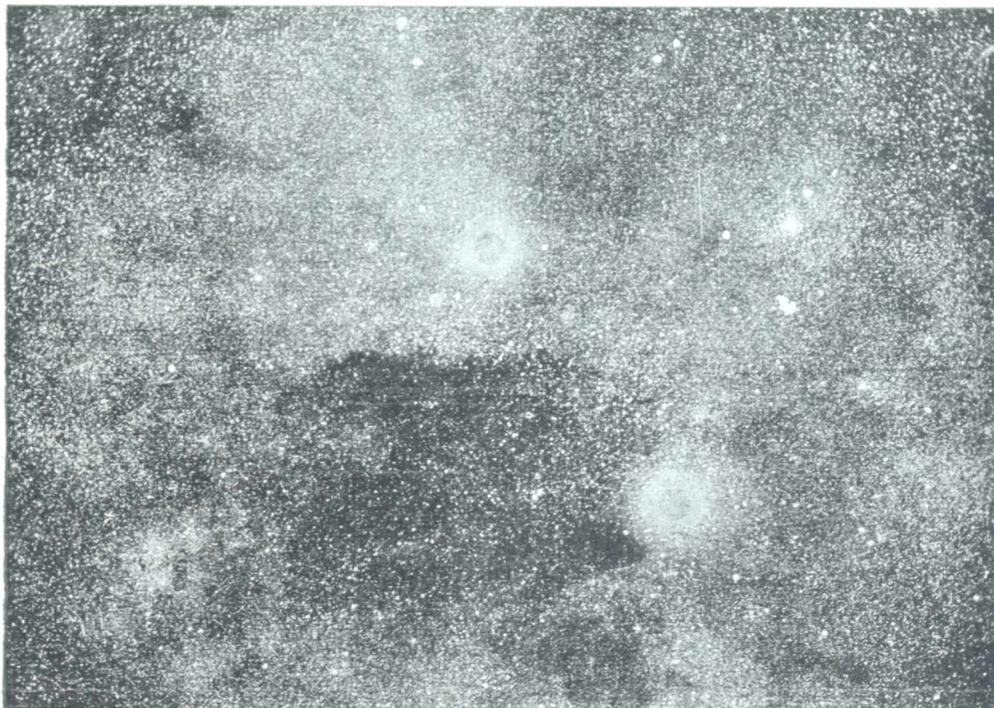


Fig. 326. — Fotografía de la "Bolsa de Carbon" tomada por M. Dartayet desde el O. de Córdoba con 2 horas de exposición. Las dos estrellas brillantes rodeadas del halo fotográfico son α y β de la Cruz. Se ve también en la parte superior cerca del borde de la figura a γ y a la derecha a δ completando la cruz. El norte está hacia arriba. (16 de julio de 1939).

deben a masas absorbentes oscuras o nubes cósmicas, que a modo de pantalla ocultan a las estrellas más alejadas (figs. 326 y 327).

La mayor nebulosa oscura de toda la esfera celeste, es sin duda alguna la comprendida entre las dos ramas en que se divide la Vía Láctea entre las constelaciones del Cisne, en el hemisferio boreal, y el Centauro en el austral, cubriendo un arco de unos 100° de extensión.

SLIPHER y MAX WOLF, han encontrado que ciertas regiones de ese enorme campo oscuro, dan lugar a un débil espectro estelar que demuestra la existencia de materia que refleja, aún cuando con poca intensidad, la luz proveniente de las estrellas. A raíz de tal comprobación, las nebulosas oscuras deben considerarse constituidas por los mismos gases y polvos cósmicos que forman a las luminosas, con la diferencia de que

aquéllas no están excitadas como éstas por las radiaciones de estrellas cercanas.

En cuanto a las dimensiones de las formaciones oscuras, son muy variadas, y parecidas, en tal carácter, a las luminosas. Los estudios más completos sobre estas masas absorbentes, se deben a BARNARD y J. HAGEN, habiendo publicado el primero un catálogo conteniendo 182 de estas nebulosas y que en el día se ha amplificado hasta registrar unas 350. Su número total es sin embargo mucho mayor, pues MELOTTE y LUNDMARK.



Fig. 327. Nebulosa oscura ("Cabeza de Caballo"), sobrepuesta a nebulosidades luminosas de Orión. (Obs. Mount Wilson).

examinando cartas fotográficas del Cielo, contaron 1.550, calculando además, que en conjunto cubren 0,02 de la esfera celeste, o sean unos 850 grados cuadrados (véase nota al pie de la pág. 555).

Lo mismo que las luminosas, las nébulas oscuras muestran marcada preferencia por la Vía Láctea o sus cercanías, y sólo en casos excepcionales alcanzan grandes latitudes galácticas. Las que aparecen sobre la Vía Láctea ofrecen todo el aspecto de canales oscuros por contraste con el brillo de las regiones circundantes. Las mayores nebulosas oscuras están ubicadas en las constelaciones de *Orión*, el *Toro*, *Ofiuco* (fig. 328) y *Escorpión*.

TIPO 3. CAMPOS NEBULOSOS. — En ciertas regiones del Cielo de 2 a 3 grados cuadrados cada una, la esfera celeste parece perder su diafanidad apareciendo como cubierta de pequeñas nubes. HERSHEL encontró 52 de tales regiones, llamadas actualmente campos nebulosos, los cuales fueron muy estudiados por HAGEN y fotografiados después por ROBERTS.

Estos campos, fueron clasificados por BECKER, en campos rojos, y campos blancos. En los primeros el color de las estrellas manifiesta una marcada tendencia hacia el rojo, en discrepancia con el color que debiera corresponderles por sus tipos espectrales, mientras que en los campos blancos la tendencia es hacia este color.

Se presume que los campos rojos están constituidos por tenues condensaciones de gases y polvo cósmico que absorbiendo las radiaciones azules y violetas de la luz, producen el efecto anotado; pero, hasta ahora, no se ha conseguido explicar satisfactoriamente el efecto producido por los campos blancos.

De los 52 campos nebulosos estudiados y fotografiados, 4 se encuentran en la constelación de Los Peces, 6 en Andrómeda, 6 en El Toro, 7 en Orión, 4 en la Osa Mayor, 3 en El Cisne y 6 en Pegaso, estando los 16 restantes repartidos en diversas constelaciones.

408. B. NEBULOSAS PLANETARIAS. — Estas nebulosas cuyo número en todo el Cielo es más bien reducido, son formaciones globulares gaseosas, conteniendo en su parte central a un astro de elevada temperatura o *estrella excitatriz*. Según cálculos, en la mayor parte de los casos, este astro central o *núcleo* de la nebulosa, debe tener una temperatura de 40.000 a 50.000 grados centígrados en su superficie.

Modernamente, se ha emitido la hipótesis de que estos objetos del Cielo se originan a raíz de la explosión de un astro, p. ejm., de una estrella nova (388). Se funda la hipótesis, en que a menudo, las nebulosas planetarias presentan formas más bien irregulares y que sólo groseramente se parecen a cuerpos de revolución, y además en que según lo revela el espectro, los gases envolventes están sujetos a un movimiento de expansión en todo sentido con velocidades más o menos considerables.

Dado el pequeño número de nebulosas planetarias existentes en todo el Cielo, se admite que sean fases excepcionales de la vida de ciertas estrellas.

Atendiendo al aspecto ofrecido por las nebulosas planetarias, se clasifican en 3 grupos:

a) NEBULOSAS ANULARES, con aspecto de anillo más o menos luminoso, cuyo brillo decae hacia la parte central que aparece oscura.

b) NEBULOSAS PLANETARIAS PROPIAMENTE DICHAS, donde el disco aparece iluminado casi uniformemente, ofreciendo en muchos casos el aspecto de un planeta de lo cual proviene su nombre.

c) ESTRELLAS NEBULOSAS, que aparecen como astros envueltos en una tenue aureola.

De las 130 nebulosas planetarias conocidas, 78 estudiadas y fotografiadas por CURTIS están comprendidas entre el polo celeste



Fig. 328. -- Nebulosidades oscuras en las cercanías de la estrella ρ de Ofiuco.
(Catálogo de Barnard).

Norte, y el paralelo celeste de 34° austral. De éstas, 16 son anulares; en 23 no se alcanza a distinguir el astro central excitador; y 4 se muestran con uno o más en el interior. El mayor diámetro aparente corresponde a una situada en la constelación zodiacal de Acuario (N. G. C. 7.293) que alcanza $15'$, pero en la mayoría de ellas no llega a 1, siendo a veces tan insignificante, que la nebulosa, más que tal, parece una estrella. En estos casos el espectro resuelve las dudas.

Los astrónomos creyeron antes, que las nebulosas anulares eran realmente formaciones en forma de anillo, y por consiguiente con

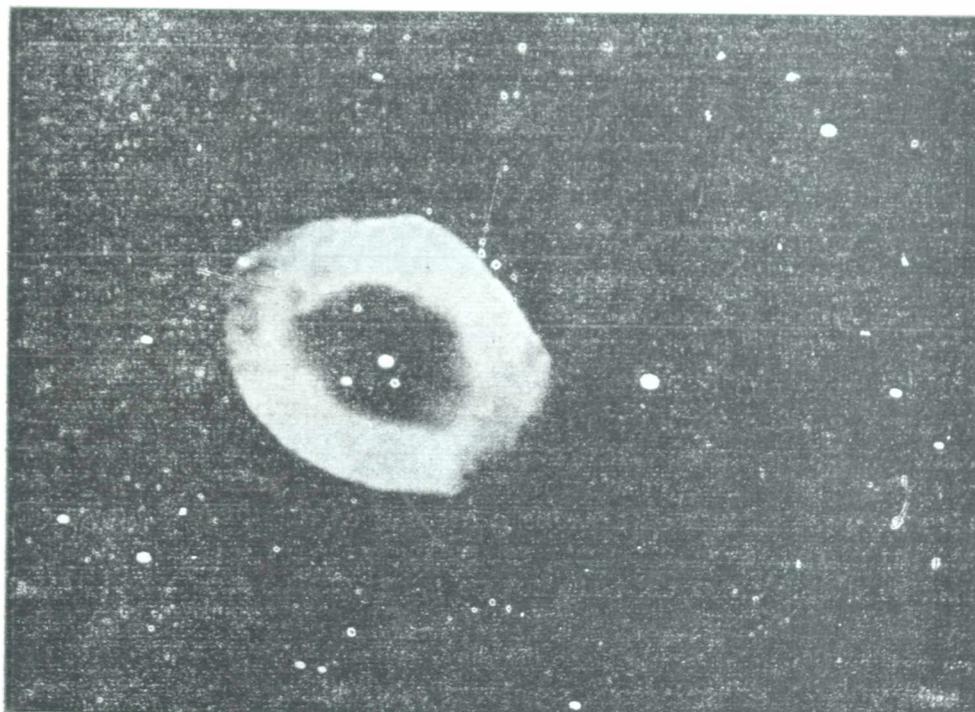


Fig. 329. — Nebulosa anular de la Lira. (Obs. Mount Wilson).

un hueco privado de materia en su parte central; pero, en realidad son como las demás nebulosas planetarias, es decir, objetos más o menos esféricos con mayor luminosidad en la periferia que en la parte central. Ello se comprueba por algunas fotografías obtenidas, donde la región aparentemente oscura muestra en realidad estar dotada de una débil luminosidad indicando la presencia de materia. Por otra parte, las observaciones efectuadas sobre su distribución con respecto a la Vía Láctea, tipo espectral, velocidad radial, etc., demuestran que todas las nebulosas planetarias tienen una constitución semejante. La diferencia aparente entre los tipos a), b) y c) depende en realidad del espesor del estrato gaseoso envolvente de la estrella central, pues si éste es muy grande, la nebulosa

aparece bajo los dos tipos últimos y si es pequeño (relativamente) adquirirá la forma anular a).

Se ha comprobado que si dos nebulosas, una difusa y otra planetaria, son excitadas por estrellas de igual brillo, la última aparece



Fig. 330. --- Nebulosa planetaria en los Gemelos. (Obs. Mount Wilson).

más luminosa que la primera. Además, en toda nebulosa planetaria, el estrato gaseoso envolvente es más luminoso que el núcleo o estrella excitatriz, lo que comprueba la gran temperatura de éstas, las que

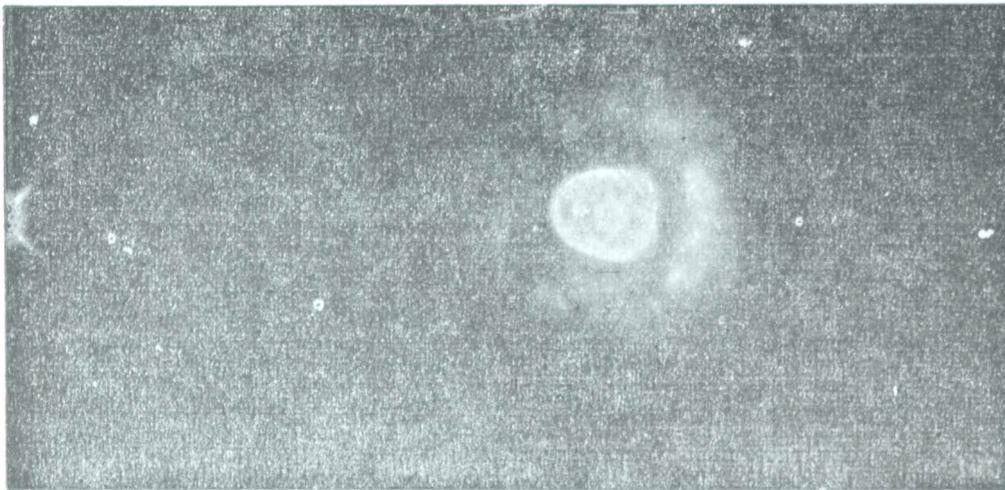


Fig. 331. --- Estrella nebulosa de los Gemelos. (Obs. Mount Wilson).

según determinaciones de ZANSTHA estarían comprendidas entre 32.000° y 170.000° , siendo por tal razón los astros de mayor temperatura conocidos. Determinaciones posteriores con aplicación de la ley de WIEN (352) confirman los resultados obtenidos por ZANSTHA.

Las nebulosas planetarias muestran en su distribución una acentuada preferencia por la Vía Láctea, y en particular por la *región central de ésta hacia la constelación del Sagitario*. También aparecen en las *Nubéculas de Magallanes*, pero éstas deben considerarse como nebulosas extragalácticas.

La ubicación de tales nebulosas en la Vía Láctea se explica ampliamente por los valores obtenidos para sus paralajes que en término medio es de $0",0007$ correspondiente a 5.000 años luz.

El diámetro medio calculado por ANDERSON para las nebulosas planetarias, parecer ser igual a 110.000 veces la unidad astronómica, ocupando en consecuencia volúmenes fantásticos, a pesar de que las masas en término medio sólo alcanzan a ser unas 200 veces superiores a la del Sol. En tales condiciones, la densidad media correspondiente a las nebulosas planetarias sería igual a una trillonésima parte de la del Sol, siendo en consecuencia del mismo orden que la ya vista para las nébulas difusas.

409. FORMA Y DIMENSIONES DE LA GALAXIA. — Los miles de millones de estrellas reveladas por los instrumentos modernos forman parte de un inmenso sistema al cual pertenece nuestro Sol. Ese sistema es el de la *Vía Láctea* o *Galaxia*, cuya forma ya determinada por W. HERSCHEL es la de una inmensa lente biconvexa de

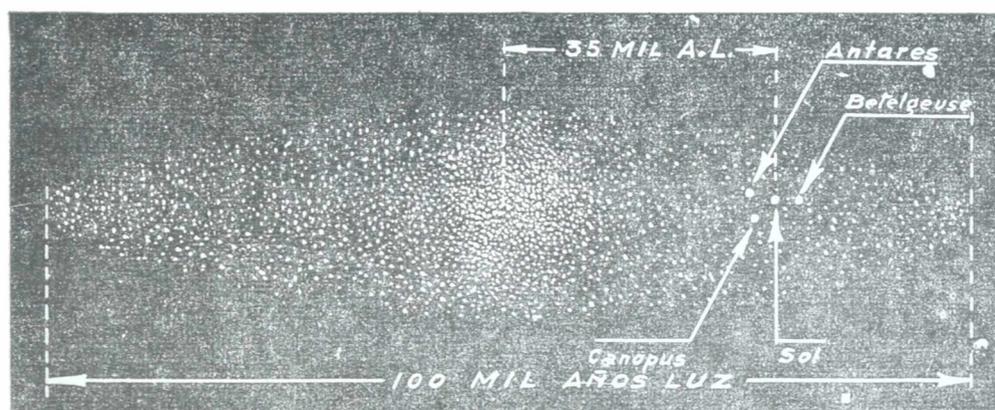


Fig. 332. — Posición del Sol en la Galaxia.

unos 100.000 *años luz de diámetro* y cuyo grosor se calcula en unos 5.000 años luz.

Hasta hace poco se le atribuían a este sistema dimensiones casi dobles de las que hemos consignado, pues, no se apreciaba en su justo valor la absorción que experimenta la luz por parte de la materia diseminada en todo el espacio galáctico. Al no tomarse en cuenta dicha absorción y al suponer por lo tanto que la disminución de brillo de ciertas estrellas provenía únicamente de su lejanía, debía suponerse a las mismas a una distancia mayor que la real. La figura

332 muestra un esquema de nuestro sistema galáctico. Se comprende que estando nosotros en el interior del mismo, veremos mayor acumulación de estrellas sobre el plano ecuatorial de la galaxia que aparece cortando a la esfera celeste por la región media de la Vía Láctea. El centro de nuestro sistema galáctico se encuentra en la dirección de Sagitario que es la región más densa de la Vía Láctea (fig. 333).



Fig. 333. — — Fotografía de la región más densa de la Vía Láctea. (Escorpión Sagitario), tomada por M. Dartayet desde el Observatorio de La Plata, con 2 horas de exposición. Abarca 1.280 grados cuadrados, o sea $\frac{1}{32}$ de la esfera celeste. El norte está hacia arriba, (4 de agosto de 1937).

410. **ROTACION DE LA GALAXIA.** — Hacia el centro de nuestro sistema galáctico la densidad estelar va aumentando y de no existir un movimiento de rotación, por la acción gravitatoria, todas las estrellas deberían “caer” hacia ese centro. Por lo tanto, apenas W. HERSCHEL puso de manifiesto la estructura de ese sistema, se sospechó en un movimiento de rotación de todo el conjunto, que, sin embargo, recién pudo ser puesto de manifiesto en estos últimos años.

Claro está que la rotación de la Galaxia no se lleva a cabo en la forma en que lo haría una rueda rígida. Las estrellas más cercanas al centro cumplen su revolución en un tiempo menor que las más alejadas, de acuerdo a la tercera ley de Kepler. Nuestro Sol y las estrellas vecinas, cumplirían una rotación completa en sentido retrógrado en unos 250 millones de años, estando animados de una velocidad próxima a los 300 kilómetros por segundo. El hecho de que nuestro Sol, lo mismo que las estrellas más próximas se desplazan a igual velocidad, fué justamente lo que hizo dificultoso poner de manifiesto la presentida rotación. No debe confundirse este movimiento del Sol con el ya estudiado hacia el Apex; este último es comparativamente insignificante (20 kilómetros por segundo) y se trata de un desplazamiento con respecto a la posición media de las estrellas cercanas.

411. **EFFECTOS DE LA ROTACION GALACTICA.** — LINDBLAD en 1925 y OORT en 1927 dieron la teoría de la llamada rotación dife-

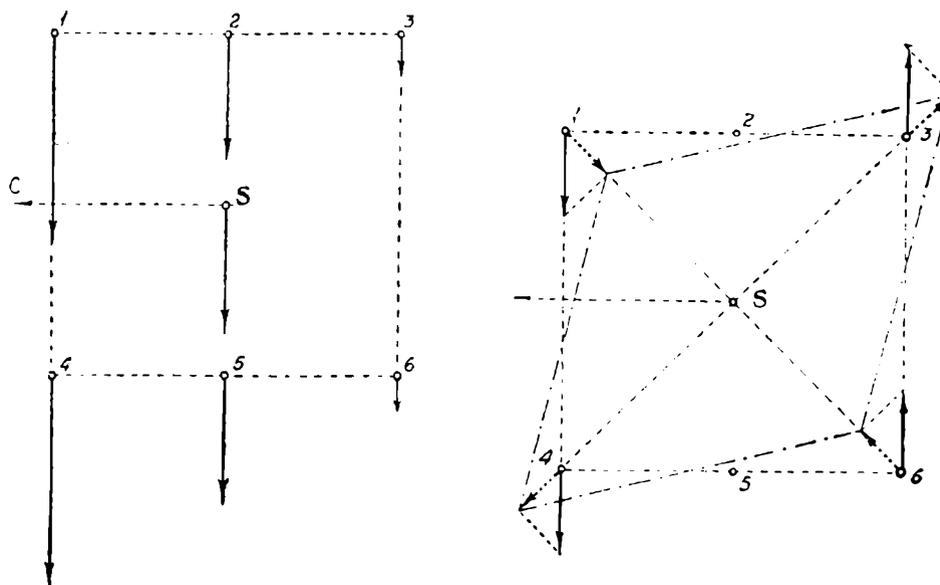


Fig. 334. — Rotación diferencial de la Galaxia. Efecto Oort.

rencial de la Galaxia. Sea S el Sol (fig. 334), encontrándose en la dirección C el centro de rotación de la Galaxia cuyo plano de giro está representado por el mismo plano del dibujo. Los puntos 1 y 4

representan estrellas más cercanas al centro de rotación y animadas por lo tanto de mayor velocidad que el Sol, en tanto que 3 y 6 tendrían velocidades menores y 2 y 5 iguales a la del Sol. Las velocidades que podemos medir son relativas, por lo cual las estrellas 1 y 4 parecerán moverse con una velocidad igual a la diferencia entre la propia y la del Sol en el mismo sentido de la rotación Galáctica, en tanto que 3 y 6 parecerán moverse en sentido contrario. Las estrellas 1 y 6 parecen acercarse, ya que la componente radial de sus velocidades relativas se dirige hacia el Sol; en cambio 3 y 4 parecen alejarse. Este efecto llamado *efecto Oort*, es justamente el que se observa: según cierta dirección (1 - 6) las estrellas tienen (estadísticamente) una velocidad radial negativa y según la dirección (3 - 4) su velocidad radial es de alejamiento. La bisectriz de ambas direcciones determina la dirección del centro de rotación que se ha encontrado, como se dijo, hacia la constelación de Sagitario coincidiendo con el centro de simetría de los cúmulos estelares, centro que había sido así determinado por SHAPLEY.

Conociendo la rotación de la Galaxia puede hallarse un valor aproximado de la masa de la misma, necesaria para equilibrar a la fuerza centrífuga en cada punto. Resulta así que la masa total de la Galaxia sería del orden de 160 mil millones de veces la masa del Sol. Como el número de estrellas de toda la Galaxia se calcula en unos cuarenta mil millones solamente, resultaría de aquí la existencia de gran cantidad de estrellas apagadas. En cuanto a la forma aplastada de la misma se explicaría igualmente como consecuencia de su movimiento rotatorio.

Velocidades radiales de acercamiento de algunas nebulosas espirales (la mayoría se alejan) se explicarían también por el movimiento del Sol a razón de 300 kilómetros por segundo en su rotación galáctica.

II. NEBULOSAS EXTRAGALACTICAS

412. NEBULOSAS EXTRAGALACTICAS: CLASIFICACION.

—Según lo que venimos de estudiar en párrafos anteriores, las nebulosas galácticas son conglomerados de gases y polvo cósmico probablemente con numerosos uranolitos en el interior de sus masas; las extragalácticas, en cambio, son formaciones constituídas por millones y millones de estrellas, entre las cuales aparecen entremezcladas numerosas variables del tipo de las cefeidas (384) y también estrellas novas (388).

Se las agrupa en dos tipos o clases que sólo difieren por la mayor o menor regularidad de sus formas:

- A. NEBULOSAS EXTRAGALÁCTICAS REGULARES.
- B. NEBULOSAS EXTRAGALÁCTICAS IRREGULARES.

Las del tipo A, el más importante, y que reúne el 97 % de estas nebulosas, se ponen de manifiesto por sus figuras más bien geométricas presentándose como núcleos en forma de elipsoides de revo-



Fig. 335. — Grupo de nebulosas galácticas y extragalácticas. (Obs. Yerkes).

lución achatados o mejor aun de lente biconvexa, de los cuales emergen, en la gran mayoría de los casos, dos brazos que se encorvan en espiral.

413. GENERALIDADES RELATIVAS A LAS NEBULOSAS EXTRAGALÁCTICAS. — De estas lejanas formaciones celestes, sólo cuatro son visibles a simple vista, de las cuales las dos *nubes* (o *Nubéculas*) de *Magallanes* pertenecen a la categoría de las irregulares, y las dos restantes situadas en *Andrómeda* y el *Triángulo* a la de las regulares, siendo estas últimas las más conocidas de las nebulosas en espiral, sobre todo la primera (fig. 336).

MISS AMES, guiada en sus trabajos por BARNARD, encontró:

20	nebulosas	extragalácticas	con	brillo	superior	a	la	10 ^a	magnitud.
50	con	brillos	comprendidos	entre	las	magnitudes	10 ^a	y	11 ^a .
221	„	„	„	„	„	„	11 ^a	„	12 ^a .
734	„	„	„	„	„	„	12 ^a	„	13 ^a .

Por otra parte, y pasando a magnitudes inferiores, calculó SEARES que en todo el cielo existen unas 300.000 nebulosas extragalácticas con brillo superior a la magnitud 18,6, de las cuales 170.000 están ubicadas al norte de la Vía Láctea y las restantes al sur. Las más pequeñas, que probablemente son también las más lejanas, presentan en su color una cierta tendencia hacia el rojo, siendo por lo general el núcleo, de coloración más acentuada que los brazos en espiral, atribuyéndose ello a una mayor evolución de las estrellas que forman dichos brazos, con respecto a las que constituyen el núcleo, las cuales serían estrellas en formación, rojas o anaranjadas, en su proceso evolutivo ascendente.

La fotografía moderna a larga exposición, ha alcanzado tal perfeccionamiento, que por su intermedio se ha conseguido resolver en estrellas los brazos, y aun ciertas porciones de la periferia del núcleo, de varias nebulosas extragalácticas, entre ellas las nubes de Magallanes.

Las nebulosas extragalácticas sin brazos, llamadas elípticas (fig. 338) y las regiones centrales de los núcleos de las nebulosas en

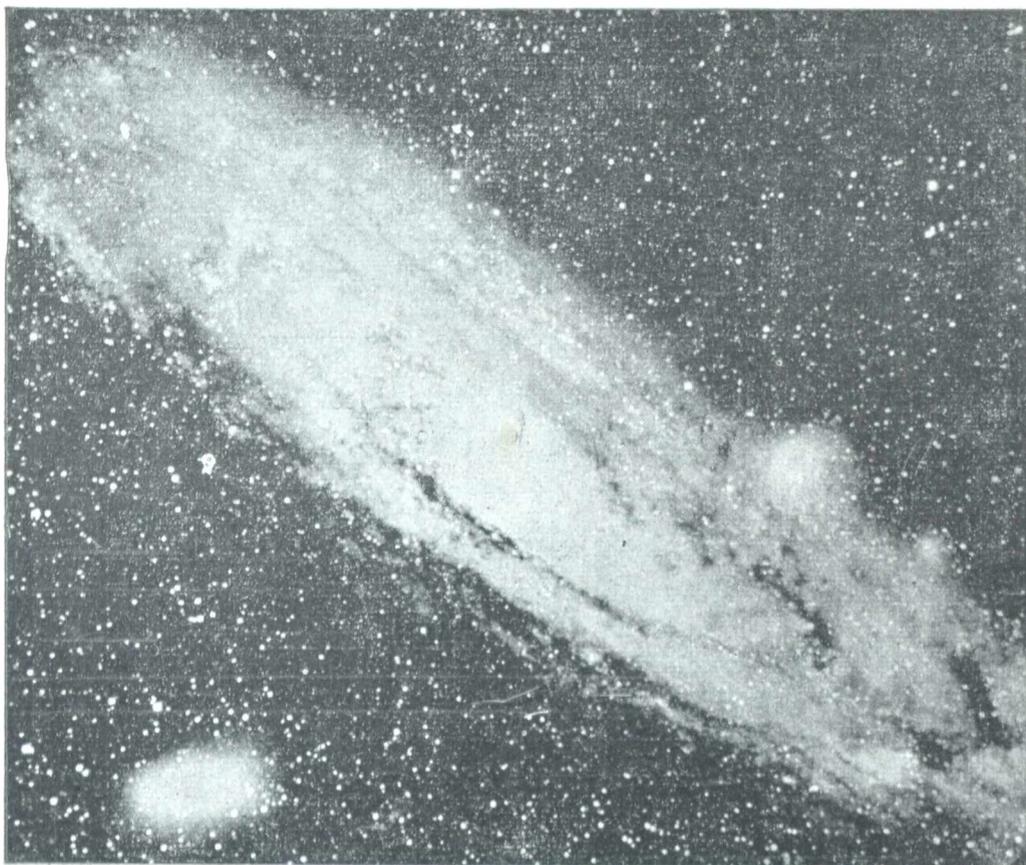


Fig. 336. La gran nebulosa espiral de Andrómeda. (Obs. Yerkes).

espiral, no han podido hasta ahora desdoblarse en estrellas, pese a los esfuerzos realizados en ese sentido.

El análisis espectral demuestra sin embargo, que tanto el núcleo como los brazos de las nebulosas extragalácticas, están constituidos por densísimas condensaciones de estrellas, predominando en los espectros, en primer lugar el tipo *G* de Harvard, al cual pertenece nuestro Sol, y después el *F* (392). Es de excepción, la presencia en tales espectros de rayas brillantes de emisión, pero al aparecer algunas, se las atribuye a formaciones gaseosas análogas a las nebulosas difusas de la Vía Láctea.

No es aventurado admitir, que siendo esos remotos Universos análogos al de nuestra Vía Láctea, contengan diseminados en el vasto espacio en que se extienden, numerosas formaciones de gases y polvo cósmico semejantes a las nebulosas galácticas luminosas y oscuras. Se cree también que las estrellas nucleares sean muy pequeñas, y tal vez envueltas

en dichas nubes de gases y polvos, siendo muy sugerente el hecho de que en la *Nube Menor de Magallanes*, hayan podido ser controladas numerosas nébulas de aquella naturaleza, al par que muchos cúmulos estelares esféricos (404), manifestándose las primeras por las rayas brillantes que ocasionan en el espectro. En la misma nebulosa nombrada, se cree haber constatado la existencia de nébulas oscuras.

Un hecho que desde un principio llamó la atención de los astrónomos, es el que sólo por excepción las nebulosas extragalácticas aparecen en latitudes galácticas inferiores a los 20° en valor absoluto. Además se ha podido establecer que el número de las mismas, crece con la latitud galáctica, notándose verdaderas aglomeraciones en las cercanías del polo boreal de la Vía Láctea, sobre todo en la *Cabellera de Berenice*.



Fig. 337. — La nebulosa espiral de los Perros de Caza. (Obs. Yerkes).

Se abriga la creencia que la escasez de tales nebulosas en las cercanías de la Vía Láctea, se deba a las numerosas formaciones oscuras que la bordean análogas a las de figura 328, las cuales se interpondrían entre el ojo del observador y la correspondiente región de la esfera celeste. Sin la existencia de esas masas absorbentes las nebulosas extragalácticas aparecerían distribuidas más o menos regularmente en todo el Cielo.

Un resultado notable por las consecuencias que de él se derivan es el que cree haber obtenido HUBBLE acerca de las relaciones entre el número de nebulosas extragalácticas y los respectivos brillos aparentes medidos en magnitudes. Según el citado investigador, si designamos por N_m al número de extragalácticas cuyo brillo sea igual o superior al que corresponde a la magnitud m (cuanto menor es m , mayor es el brillo)

y por N_{m+1} al número de las mismas con brillo igual o superior a la magnitud $m+1$, entre ambos números existe la relación que sigue:

$$N_{m+1} = 4 N_m.$$

Agreguemos que las observaciones de HUBBLE para tal determinación llegan hasta las extragalácticas de la magnitud 18^a . De ser válida, como parece, la relación anterior, y si suponemos que sean verdaderos los resultados obtenidos por MISS AMES consignados al principio de este párrafo, según los cuales hasta la magnitud 13^a hay 1.025 nebulosas



Fig. 338. -- Nebulosa extragaláctica elíptica en la Virgen. Nótese la gran nube absorbente del centro en forma de aro. (Obs. Yerkes).

extragalácticas, hasta la magnitud 14^a habría 1.025×4 , es decir 4.100; hasta la 15^a magnitud 4.100×4 , o sean 16.400 y así sucesivamente. Siguiendo esta progresión encontraríamos que hasta de magnitud 20^a existirían en todo el Cielo más de 16 millones de nebulosas extragalácticas, que serían otros tantos Universos.

Como inmediata consecuencia del hallazgo de Hubble, podría deducirse que las nebulosas extragalácticas tienen igual magnitud absoluta (369) la cual según cálculos conduciría al valor $-14,5$, con un esplendor equivalente, para cada una, a 100 millones de veces el del Sol.

Dada la forma lenticular de la mayor parte de las nebulosas extragalácticas (regulares) puede presumirse que todas ellas rotan alrededor de un cierto eje de simetría. MAX WOLF por determinaciones espectrales, comprobó en efecto la rotación de la *nebulosa espiral de la Osa Mayor*, alrededor del menor de sus ejes.

Debido a lo enorme que resultan las distancias que separan a las extragalácticas de nuestro Sistema, los astrónomos han utilizado para ciertos casos, como unidad de distancia, el *megaparsec*, equivalente a un millón de *parsecs*, o sean 3.200.000 años luz. Entre las más cercanas pueden citarse las *Nubes de Magallanes* a 180.000 años

luz; la N. G. C. 6.822 del Sagitario, irregular como las anteriores, a más de 1.200.000 años luz; la del Triángulo a unos 1.400.000 años luz, y la de Andrómeda a 1.800.000 de las mismas unidades. Las más lejanas de las conocidas parecen ser las descubiertas por BAADE en la *Cabellera de Berenice*, para las cuales se ha calculado una distancia de 160 megaparsecs, vale decir, unos 520 millones de años luz.

Los diámetros reales de las nebulosas se obtienen por un sencillo cálculo que consiste, en multiplicar la distancia media en parsecs, por el diámetro aparente de la nebulosa expresado en segundos. Este producto da la longitud del diámetro de la nebulosa en unidades astronómicas de longitud.

Si designamos por D al número que mide la distancia a la nebulosa en parsecs; δ al que mide el diámetro aparente en segundos; d el que resulta para la longitud del diámetro en unidades astronómicas, se tendrá:

$$d \text{ (unid. astr.)} = D \text{ (parsecs)} \cdot \delta \text{ (seg.)}.$$

Ejemplo: Calcular el diámetro real de la nebulosa espiral de los Perros de Caza, sabiendo que dista 1.840.000 parsecs y que su diámetro aparente es de 10' (600").

Se tendrá:

$$d = 1.840.000 \times 600 \text{ unid. astr.} = 1.104.000.000 \text{ unid. astr.}$$

Es decir que el diámetro de esa nebulosa equivale a 1.104 millones de veces la distancia Sol-Tierra. Haciendo las reducciones correspondientes podría expresarse la misma en años luz o en parsecs.

414. LEY DE HUBBLE. — La gran mayoría de las formaciones extragalácticas se alejan de nosotros a altas velocidades como si el

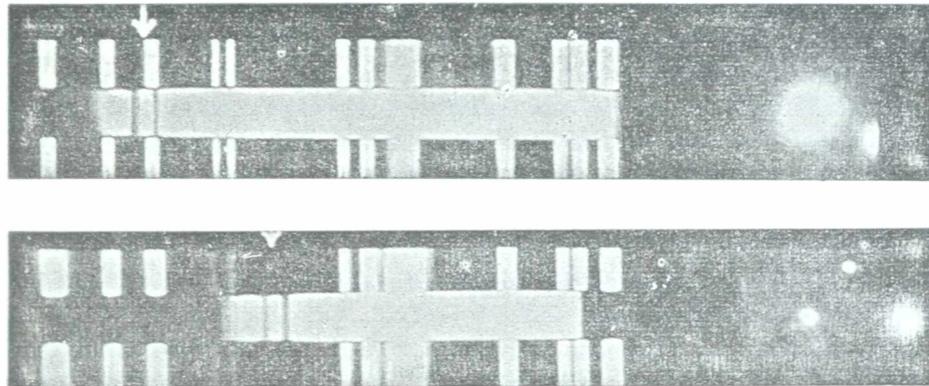


Fig. 339. — Espectro y fotografía (a la derecha), de dos nebulosas espirales. Arriba: N. G. C. 385. Velocidad de alejamiento: 5 000 km por seg. Distancia: $D = 46$ millones años luz. Abajo: Nebulosa en el cúmulo del León. Velocidad de alejamiento: 20.000 km. por seg. Distancia: $D = 200$ millones años luz. Las flechas indican la posición de las líneas H y K muy corridas hacia el rojo. Las rayas blancas son del espectro de comparación.

Universo todo tendiera a expandirse separándose entre sí los diversos Sistemas integrantes.

Las velocidades radiales de las extragalácticas se obtienen por los espectros que presentan (fig. 339), aplicando a los mismos el principio de Doppler.

Como ya se dijo, la gran mayoría de tales formaciones acusan velocidades radiales positivas (en el sentido de alejamiento) controladas por el corrimiento de las líneas espectrales hacia el rojo.

La siguiente tabla muestra las fuertes velocidades radiales de 52 nebulosas extragalácticas según determinaciones de KNOX SHAW, efectuadas en el año 1933. Las distancias han sido corregidas teniendo en cuenta las dos poblaciones de Baade y lo dicho en el párrafo 385.

Número de nebulosas	Distancia D en megaparsecs	Velocidad radial V en km./seg.	Relación $V : D$
8	0,5	130	260
9	1,5	430	287
8	2,1	700	333
8	2,9	800	275
7	3,6	1.200	333
7	6,7	2.000	300
5	15,0	4.000	267

Puede observarse por los valores anotados en el cuadro, que la *relación de velocidad*, o sea, el cociente entre la velocidad y la distancia, se mantiene poco menos que constante. De tal constancia es lícito deducir la importante ley que pasamos a enunciar:

La velocidad radial de las nebulosas extragalácticas, es aproximadamente proporcional a sus respectivas distancias a la Tierra. (Ley de Hubble 1929).

El coeficiente de proporcionalidad que resulta del promedio de miles de observaciones es muy cercano a los 260 km./seg. por cada megaparsec, pudiéndose escribir entonces:

$$V = 260 D,$$

donde V es la velocidad radial expresada en km. seg. y D la distancia medida en megaparsecs.

Esa asombrosa relación, llamada *ecuación de la velocidad*, sirve de punta de partida a la más moderna de las teorías relativas a la *expansión del Universo* (419) *.

415. PRINCIPALES NEBULOSAS EXTRAGALACTICAS IRREGULARES. — Entre las más importantes de esta categoría pueden mencionarse:

* Otras consecuencias trascendentales de la *ley de Hubble* podrán apreciarse en el párrafo 435 sobre "Cosmología Relativista".

Las NUBES DE MAGALLANES (Nubécula Mayor y Nubécula Menor), conocida la Mayor desde el siglo X en que el astrónomo persa AL SUFI la llamó "El Baker". Posteriormente, al iniciar MAGALLANES el primero de los viajes de circunnavegación, uno de los hombres de su expedición en sus "Apuntes de Viaje" las describe con profusión de detalles. llamándolas *Nubéculas*. La mayor (fig. 340), está ubi-



Fig. 340. -- La gran nube de Magallanes. (De las cartas fotográficas de Franklin - Adams).

cada en la *constelación de la Dorada* y la Menor (fig. 341), en el *Tucán*, siendo sus latitudes galácticas de -32° y -43° , respectivamente, y apareciendo a simple vista como formaciones casi circulares. Sus diámetros medios, observados telescópicamente, son de $7^{\circ},2$ para la Mayor y $3^{\circ},6$ para la Menor, abarcando la primera unos 42 grados cuadrados* y alrededor de 10 de los mismos la segunda, con lo cual la Mayor cubre en el Cielo una superficie más de 200 veces mayor que la que abarca el Sol.

Entre los millones de estrellas contenidas en ambas nubéculas, MISS LEAVITT encontró más de 800 variables en la Mayor y cerca de mil en la Menor, casi todas del tipo de las *Cefeidas* y algunas del tipo *Mira Ceti*.

Además pueden contarse en ellas gran cantidad de cúmulos estelares esféricos y muchas nebulosas planetarias.

Por medio de las *Cefeidas* (385), determinó SHAPLEY los valores $0'',000034$ y $0'',000031$ como paralajes de las Nubéculas Mayor

* La superficie de la esfera expresada en grados cuadrados es: $S = \frac{4 \cdot 180^2}{\pi} = 41.260.$

y Menor respectivamente, de los cuales se deducen distancias de 90.000 a 100.000 años luz. En cuanto a sus diámetros han sido apreciados en 15.000 y 12.000 años luz, para la Mayor y la Menor, en el orden indicado.

En cuanto al brillo absoluto de las mismas nebulosas, es de $-16,5$ para la Nube Mayor, y -15 para la Menor. Los cúmulos contenidos en

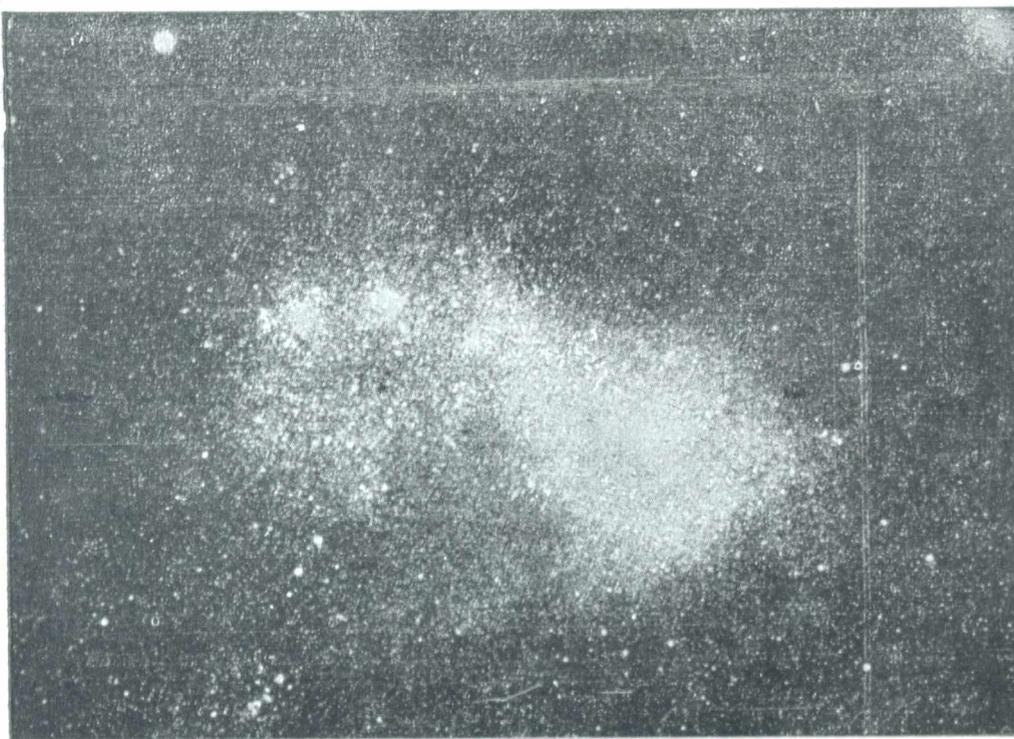


Fig. 341. — La pequeña Nube de Magallanes. (Observatorio de Harvard, en Arequipa).

ambas presentan el tipo espectral *G* (análogo al del Sol), y en término medio tienen una magnitud absoluta de -9 , que corresponde a un brillo 800.000 veces superior al del Sol.

Las nebulosas difusas también son numerosas en ambas Nubéculas, llamando la atención sobre todo la N. G. C. 2.070 (30 de la Dorada) que brilla alrededor de 40 millones de veces más que el Sol y es considerada la más importante de todo el Cielo, con un diámetro de unos 300 años luz. Las velocidades radiales son de 280 km./seg. y 170 km./seg. para la Mayor y Menor, respectivamente, y se ha encontrado que la velocidad real de ambas es de 625 km./seg., alejándose de la Vía Láctea casi paralelamente.

416. LA GRAN NEBULOSA ESPIRAL DE ANDROMEDA. —

Constituye todo un Universo aislado, con nebulosas planetarias y difusas, cúmulos globulares, estrellas variables y también muchas novas. Es de las nebulosas en espiral una de las más cercanas, no alcanzando su distancia al millón de años luz.

En 1612, MARIUS descubrió su carácter de nebulosa, y ROBERTS que la fotografió en 1886, se dió cuenta de que del núcleo partían los brazos en forma de espiral. Su carácter estelar fué obtenido espectroscópicamente por SCHEINER en 1899, y PEASE en 1917 comprobó, también por el espectro, su rotación.

Su diámetro aparente es casi de 7° abarcando en el Cielo un área de unos 30 grados cuadrados. Su parte central es de color blanco y completamente insoluble en estrellas, mientras que la periferia se ha resuelto, en parte, lo mismo que los brazos donde aparecen varios conglomerados.

Su diámetro resulta de unos 120.000 años luz, siendo en consecuencia del mismo orden de magnitud que nuestra Vía Láctea, a la cual corresponde un diámetro de unos 200.000 años luz. La luminosidad total de esta nebulosa equivale a unos 1.000 millones de veces la del Sol, calculándose su masa en 3.000 millones de masas solares.

Se han descubierto en ella alrededor de 90 estrellas novas, siendo entre ellas la más importante la *S de Andrómeda*, para la cual se ha calculado la magnitud absoluta —15, que equivale a una luminosidad 100 millones de veces superior a la del Sol. La nebulosa se acerca a la Tierra con una velocidad radial de 270 km./seg., mientras rota alrededor de un eje en 17 millones de años, aproximadamente.

Cerca de la nebulosa principal de Andrómeda pueden verse, telescópicamente, otras dos muy pequeñas, cuyas velocidades radiales de acercamiento son de unos 300 km./seg. Se las considera como dos Universos satélites del Universo de Andrómeda.

417. LOS GRUPOS NEBULARES EXTRAGALACTICOS. —

Muchas nebulosas extragalácticas aparecen agrupadas en ciertas regiones formando *verdaderos cúmulos de nebulosas*, constituyendo por su grandiosidad las formaciones más sorprendentes del Cielo. Cada uno de estos grupos comprende millares de nebulosas extragalácticas que son otros tantos Universos análogos a nuestra Galaxia. Están tan alejados, que sólo los más grandes reflectores modernos logran captarlos en la esfera celeste.

Los más importantes aparecen en las cercanías del polo boreal de la Vía Láctea, en las constelaciones de la Virgen y la Cabellera de Berenice, teniendo por lo tanto altas latitudes galácticas.

EL GRUPO NEBULAR DE LA VIRGEN, situado hacia los 71° de latitud galáctica entre las constelaciones de la Virgen y la Cabellera de Berenice, es el más importante de los conocidos, conteniendo entre sus miles de nebulosas integrantes a las que llevan los nombres de las constelaciones citadas (N. G. C. 4.254 y N. G. C. 4.321, respectivamente), y a 16 de las 34 nebulosas extragalácticas del catálogo de MESSIER.

EL GRUPO NEBULAR DE LA CABELLERA DE BERENICE comprende a su vez otros dos grupos parciales, llamados *Coma I*, y *Coma II* (Cabellera I y II).

En el grupo *Coma I*, muy cercano al polo boreal de la Vía Láctea se han contado más de 800 nebulosas con magnitudes aparentes superiores a la 20^a. Su descubrimiento se hizo a raíz de unas fotografías



Fig. 342. - Parte central de la nebulosa de Andromeda. Comparese con la figura 336.

tomadas por WOLF en marzo de 1901, pero algunas integrantes del grupo eran conocidas desde el año 1865 por D'ARREST. Como valor de su paralaje obtuvo HUBBLE $0'',000000055$, equivalente a una distancia de unos 60 millones de años luz. El diámetro real se ha calculado en función del valor precedente, cercano a los 2 millones de años luz.

Por el espectro de 8 nebulosas de este grupo, se ha estimado por el principio de Doppler (372), que la velocidad radial del conjunto en el sentido de alejamiento alcanza el enorme valor de 7.360 km./seg.

El grupo *Coma II*, situado a los 85° de latitud galáctica, fué descubierto por BAADE, constituyendo la formación celeste más lejana que se conoce hasta nuestros días. Su distancia debe ser seguramente superior a los 260 millones de años luz.

En la actualidad el número de grupos nebulares catalogados por SHAPLEY, alcanza a 25, pero probablemente se descubrirán otros cuando se entre a escrutar el Cielo con el gran reflector de 5 metros (324).

Entre esos grupos, además de los nombrados, pueden mencionarse los situados en las constelaciones de *Andrómeda*, *Los Peces*, *Perseo*, *Los Gemelos*, *Cáncer*, *Leo (I y II)*, *Osa Mayor*, *Corona Boreal* y *Pegaso*. Los de *Andrómeda* y la *Corona Boreal* se caracterizan por las grandes distancias a nuestro sistema, que se calcula superior a los 130 millones de años luz, y el de *Los Gemelos*, por la gran velocidad radial que según determinaciones de HUMASON, alcanzarían a los 24.000 km./seg. en el sentido de alejamiento.

Finalizamos este capítulo con la tabla que sigue, donde se dan algunos datos relativos a las principales nebulosas extragalácticas estudiadas en líneas anteriores:

Nebulosa	Constelación	Forma	Distancia años luz	Diámetro años luz	Velocidad radial km./seg.	Ascensión recta	Declinación
N.G.C. 6.822	Sagitario	Irregular	1.400.000	10.000	— 150	19h 39m	—15° 0'
.. 598	Triángulo	Espiral	1.600.000	30.000	— 285	1h 28m	30° 9'
.. 224	Andrómeda	1.660.000	120.000	— 270	0h 37m	40° 43'
.. 3.031	Osa Mayor	4.800.000	40.000	— 30	9h 47m	69° 32'
.. 5.194	Perros de Caza	..	6.000.000	20.800	+ 270	13h 25m	47° 43'
.. 5.457	Osa Mayor	6.000.000	46.800	+ 300	13h 59m	54° 50'
.. 4.382	Cabo de Berenice	..	7.400.000	8.600	+ 500	12h 20m	18° 45'
.. 437	La Virgen ..	Elíptica	12.000.000	7.000	+1.050	12h 20m	13° 25'

Las velocidades radiales negativas corresponden a acercamientos.

418. GALAXIA Y NEBULOSAS ESPIRALES. — Si alguna estrella, de los millones que contiene la nebulosa de Andrómeda, tuviera un planeta análogo al nuestro, habitado por seres parecidos al hombre, desde allí verían a nuestro sistema galáctico en forma parecida a como nosotros vemos aquella nebulosa.

Sobre la identidad entre nuestra Galaxia y las nebulosas espirales no puede ya haber duda alguna: las dimensiones son del mismo orden de magnitud, nuestra Galaxia rota lo mismo que aquéllas, el número de cúmulos globulares tributarios de nuestra Galaxia y catalogados hasta la fecha (alrededor de 100) es del mismo orden de

magnitud que los hallados en M. 31 de Andr6meda por HUBBLE en 1932, donde alcanz6 a contar 140. Sin duda alguna, si no fuera por las nebulosas oscuras de nuestra Vía Láctea, el número de cúmulos que percibiríamos sería mayor.

En cuanto al diferente período de rotación, que en las nebulosas espirales es de unos 25 millones de años, siendo el de nuestra Galaxia en las



Fig. 343. — Nuestra Galaxia y Andr6meda.

vecindades del Sol diez veces mayor, cabe hacer notar que lo que percibimos como borde de una nebulosa espiral es una regi6n muy pr6xima al centro. Desde Andr6meda, con nuestros medios, no percibirían la regi6n de nuestra Galaxia donde se encuentra el Sol; supondrían a dicha Galaxia menor de lo que es y el período de rotación del “borde” desde allí observado, muy pr6ximo a la regi6n central, resultaría probablemente de unos 40 millones de años.

En la figura 343 se ha representado en escala de distancias a



Fig. 344. - Universo hipersférico.

nuestra Galaxia, a las nubes de Magallanes M y a la nebulosa de Andr6meda.

419. FORMA Y DIMENSIONES DEL UNIVERSO. EXPANSION*. — Hemos visto que las nebulosas extragalácticas están distribuidas más o menos uniformemente en el espacio (413), y pudiéndose conocer, aproximadamente el número de ellas y la masa de cada una, puede hallarse la densidad media de la materia diseminada en el Universo. Esta densidad sería:

$$\delta = 7 \cdot 10^{-29} \frac{\text{gr.}}{\text{cm.}^3}$$

De aquí puede calcularse el radio de la hiperesfera de todo el Universo (263) y el volumen del mismo (fig. 344).

* Véanse párrafos 434 y 435.

Este volumen no está dado como podría parecer por la fórmula $\frac{4}{3} \pi R^3$, sino por la que se ha escrito sobre la figura y que es el producto de una circunferencia máxima, $2 \pi R$, por el área del círculo máximo πR^2 , pues debe tenerse presente que se trata de una variedad de tres dimensiones análoga a la variedad de dos dimensiones que llamamos superficie esférica. Conociendo el volumen y la densidad media, puede hallarse la masa total del Universo, para la cual se obtiene en orden de magnitud:

$$M = 10^{55} \text{ gramos.}$$

Pero el radio de este Universo de EINSTEIN no puede ser constante como lo presumió ya en 1922 FRIEDMAN, habiendo dado LEMAITRE en 1927, y EDDINGTON más tarde, la teoría de la expansión (fig. 345). Al aumentar el radio, la "superficie" esférica AB

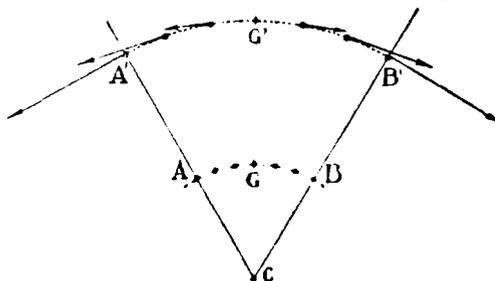


Fig. 345. — Expansión del Universo.

pasa en cierto tiempo a la posición $A'B'$ y los puntos de la misma (las nebulosas espirales) se alejan los unos de los otros como lo harían puntos dibujados sobre un globo de goma que se infla. Claro está que así, desde cualquier galaxia G se verá alejarse a las demás con velocidades proporcionales a las distancias de acuerdo a la ley de HUBBLE (414).

No hay que pensar que exista algo en el "interior" o en el "exterior" de la hiperesfera. *Todo* el espacio sería la variedad curva de tres dimensiones que asimilamos a una superficie esférica. Para representar esa hiperesfera en un espacio euclídeo sería necesario un espacio de seis dimensiones y no de cuatro como podría parecer.

420. LA NUBE COSMICA. — El llamado vacío interplanetario no es tal, como lo demuestra la caída continua de uranolitos y estrellas fugaces sobre la superficie de la Tierra. Tampoco existiría un vacío perfecto en los espacios intersidiales interiores a nuestra Galaxia, como lo revelan las llamadas líneas estacionarias H y K del calcio ionizado descubiertas por HARTMANN. Este astrónomo encontró desde el observatorio de Postdam en 1904, examinando la estrella doble espectroscópica S de Orión, que las líneas de su espectro se corrían alternativamente hacia el rojo y el violeta denotando su circulación alrededor de otro astro oscuro. Pero de esas líneas, dos, la H y la K permanecían fijas. Esto revelaba la existencia de átomos de calcio ionizado en el trayecto seguido por el rayo luminoso.

Se han encontrado más tarde líneas estacionarias provenientes también del sodio y se supone que la nube cósmica, no sólo estaría constituida por esos elementos, sino también por muchos otros que, dadas sus características, no son tan fácilmente revelables con el espectroscopio. En 1933 PLASKETT y PEARCE encontraron el efecto OORT (411) para las líneas estacionarias H y K , lo que revela que la nube cósmica participa del movimiento de rotación de toda la Galaxia.

La absorción que produce esta nube sobre la luz debe tomarse en cuenta cuando se calculan las distancias de los cúmulos estelares lejanos. En cuanto a la densidad de la nube cósmica, sería realmente insignificante. Calcula EDDINGTON que existe en ella sólo un átomo por cm^3 , término medio. Por otra parte, es aventurado todo cálculo sobre la densidad media de la materia diseminada en los espacios del Universo. Todo lo que se puede decir, en el día, sobre esa magnitud, es que debe oscilar alrededor del valor:

$$\delta = 1,3 \times 10^{-28} \frac{\text{gramos}}{\text{cm.}^3}$$

En cambio, los espacios intergaláxicos pueden considerarse vacíos en absoluto ya que se calcula que en un trayecto en el cual la luz emplee más de 50 millones de años, pierde en intensidad menos de una magnitud.

EJERCICIOS Y PROBLEMAS

323. ¿Cuántas nebulosas extragalácticas hasta la magnitud 18^a existirían en conformidad con la relación de HUBBLE, admitiendo que existen 1.025 hasta la magnitud 13^a?

R.: 1.049.600.

324. ¿A cuántos megaparsecs corresponde la distancia de 260 millones de años luz calculada para las nebulosas extragalácticas de la Cabellera de Berenice?

R.: 80 megaparsecs.

325. ¿Cuál es el diámetro real de la nebulosa espiral de los Perros de Caza, sabiendo que dista 3 millones de años luz y su diámetro aparente es de 10'?

R.: 552 millones de unidades astronómicas.

326. ¿A qué distancia se encuentra una nebulosa extragaláctica de la Cabellera de Berenice, para la cual se ha calculado una paralaje anual de 0'',00000012?

R.: 80 megaparsecs.

327. ¿Qué velocidad radial tendrá la nebulosa extragaláctica de la Cabellera de Berenice que dista 80 megaparsecs, según la ecuación de la velocidad?

R.: 32.000 km./seg.

328. ¿Qué velocidad radial tendrá según la ecuación de la velocidad una nebulosa extragaláctica situada a 500.000 parsecs de distancia?

R.: 300 km./seg.

329. La línea *K* (del *Ca* ionizado), tiene una longitud de onda $\lambda = 3.934 \text{ \AA}$ y en el espectro de una nebulosa aparece con una longitud $\lambda' = 3.974 \text{ \AA}$. Hallar la velocidad radial.

$$R.: v = c \frac{\Delta \lambda}{\lambda} \sim 3.000 \frac{\text{km.}}{\text{seg.}}$$

330. La magnitud aparente de una nebulosa es 10,5. Hallar su distancia sabiendo que la magnitud absoluta es —14,5. (Véase fórmula de Pogson).

R.: $D = 100.000 \text{ parsecs} = 326.000 \text{ años luz.}$

CAPITULO QUINTO

COSMOGONIA

421. **COSMOGONIA.**— La Cosmogonía (del gr. Kosmogonia, de Kosmogonos; de Kosmos, mundo, y gignomai, ser, producirse) es la ciencia que estudia el génesis del Universo, abarcando las hipótesis y teorías que tienden a explicar su evolución en el espacio y en el tiempo.

Desde las épocas más remotas el hombre ha forjado variadas hipótesis sobre el origen del Mundo, muchas de ellas de carácter fantástico, como la de los hindúes que lo atribuyen al dios BRAHMA, quien sentado en profunda meditación desde miles de años antes sobre una hoja de loto, lo forma al fin de un inmenso huevo, dentro del cual ubica a la Creación entera. Así como esta, van apareciendo sucesivamente otras hipótesis cosmogónicas, surgidas de las religiones primitivas las unas, y de meditaciones filosóficas las otras. Entre estas últimas, en tiempos relativamente modernos, la imaginación del hombre ha elaborado algunas, no carentes tal vez de un fondo de verdad, pese a la falta de cimentación científica, y a los necesarios espejismos acarreados por el vuelo del pensamiento. Pueden citarse como dignas de consideración a este respecto, las de DESCARTES, LEIBNITZ y BUFFON.

422. **EL CAOS PRIMITIVO.**— Del estudio de las estrellas, puede preverse, que tales astros aparecen en su período de formación como masas nebulosas más o menos sujetas a las leyes físicas encontradas por el hombre. Pero, es de presumir que tal estado nebuloso del astro al comienzo de su vida propia, debió estar precedido por otros de gestación, cuando su propia materia, muy difusa, formó parte de abigarradas y extensas nébulas que formaban verdaderas masas caóticas.

Remontándonos entonces al origen del Universo, debemos admitir para ulteriores especulaciones sobre la formación de los mundos que lo integran, la existencia de tales masas solicitadas por fuerzas que provocando en ellas los más complejos movimientos, acabaron por separar definitivamente las unas de las otras, dando lugar a un gran número de nebulosas que se distribuyeron en el espacio hasta ocupar las posiciones con que las percibimos en la actualidad. Una de esas formaciones habría originado nuestro sistema galáctico, y las otras los numerosos universos extragalácticos estudiados en el capítulo relativo a las nebulosas.

Por otra parte, cada universo, por condensaciones progresivas, ha ido, y sigue, formando sus propios astros en un lento proceso

de transformación de su materia, hasta alcanzar el estado con que se presenta a la observación del hombre en el momento actual. (Véase parágrafos 363 y 399).

HIPOTESIS COSMOGONICAS

423. HIPOTESIS DE KANT.— El primer filósofo que funda una hipótesis cosmogónica partiendo de la nebulosa primitiva, es MANUEL KANT (1724 - 1804).

Su hipótesis se apoya en la constitución del Sistema Solar y en la atracción newtoniana. Observa KANT dos hechos sugestivos en nuestro Sistema: 1º Que los 6 planetas y 9 satélites conocidos en su tiempo, describen todos órbitas aproximadamente circulares alrededor del Sol, en el sentido en que se verifica la rotación de este astro, y que además, los planos de las órbitas planetarias coinciden sensiblemente con el plano ecuatorial del Sol. 2º Que el espacio en que se mueven los planetas es vacío, pues en caso de contener alguna materia no se la podría considerar como tal por su insignificante densidad, ya que su acción sobre los movimientos planetarios no se manifiesta en forma alguna. Es de suponer entonces, para obtener una trabazón entre ambos hechos, que en un principio hubo de haber una vinculación material entre los integrantes del Sistema Solar, constituyendo un todo inicial que sería la nebulosa primitiva.

Las sustancias que forman el Sol, los planetas, satélites y cometas, en su estado elemental, opina Kant, debieron en un principio llenar todo el espacio interplanetario sin existir todavía en su masa ninguna forma sólida. Por condensaciones sucesivas se fué formando un núcleo atrayente central, el Sol, envuelto todavía en una gran masa nebulosa, cuyas partículas no podían seguir movimientos rectilíneos dirigidos hacia el núcleo, debido a la "*elasticidad de la materia*" interpuesta entre ellas, y a los choques de las unas con las otras. De este modo dichas partículas debieron seguir necesariamente trayectorias curvas, formando remolinos que actuando sobre el núcleo central, o sea el Sol, imprimieron a éste un movimiento rotatorio. Pero muchas de las partículas, aun participando en el movimiento común de las otras, no alcanzaron a incidir sobre la masa atrayente nuclear, debido a continuos choques con otras, dando lugar a condensaciones parciales, que originaron después la formación de otros cuerpos de diversas dimensiones, que serían los planetas, los cuales, en consecuencia, debieron moverse en el mismo sentido en que rotaba el núcleo central y en planos coincidentes con el ecuador del mismo.

En cuanto a la formación de los satélites, se explicaría en una forma en un todo análoga.

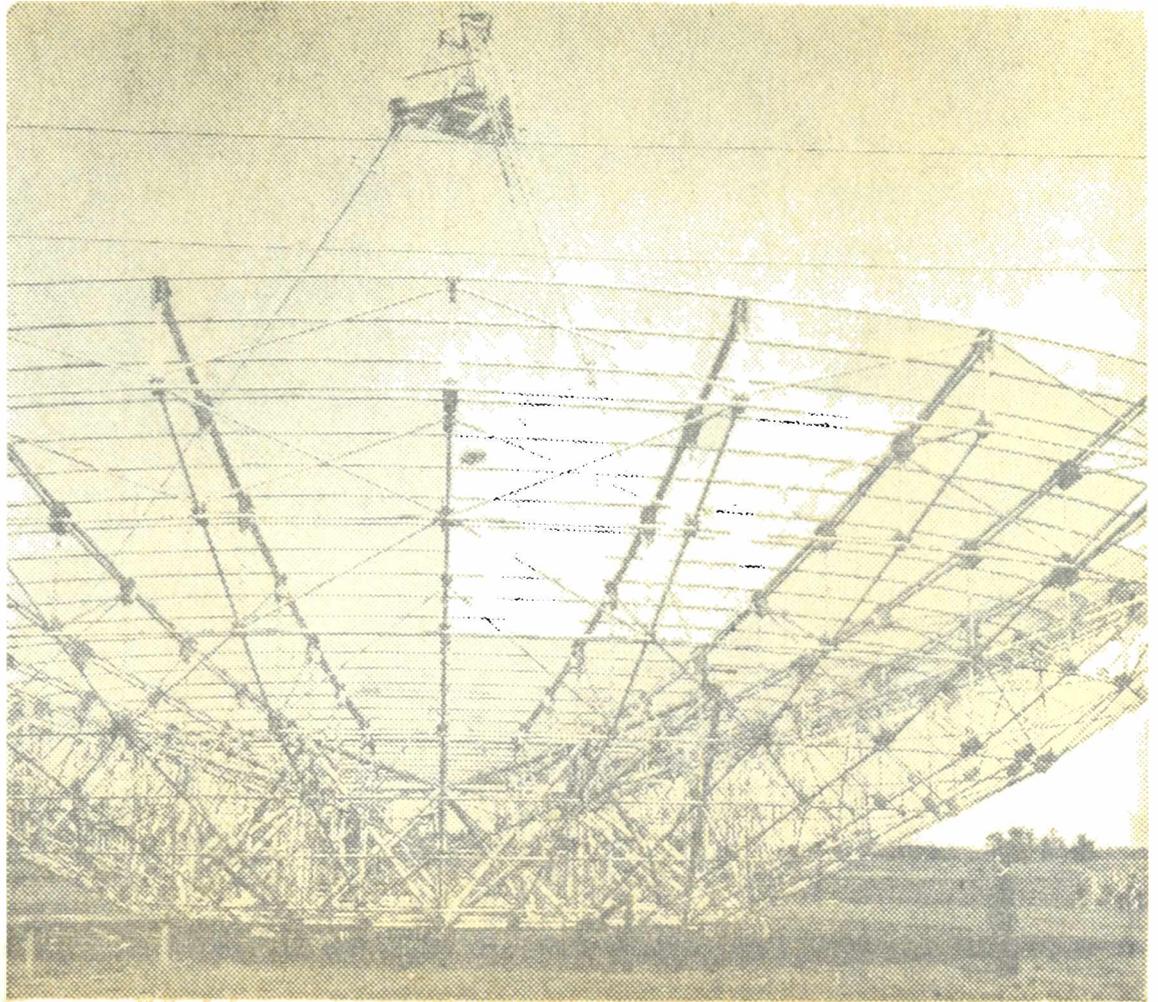
La hipótesis de KANT así bosquejada, encierra un fondo de innegable valor científico mezclado a graves deficiencias en sus detalles. Una de ellas, la constituye el hecho de que las formaciones parciales de la

EL RADIOTELESCOPIO

Inauguran hoy el centro científico en Pereyra Iraola

HOY, a las 10.30, en el Instituto Argentino de Radioastronomía, ubicado en el parque Pereyra Iraola a la altura del kilómetro 40, se inaugurará la Estación Radioastronómica construida por ese organismo y que operará conjuntamente con la Carnegie Institution of Washington. La obra ha sido realizada con el auspicio del Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas, la Comisión de Investigación Científica de la Provincia y las Universidades de La Plata y Buenos Aires. La Estación consiste en un radiotelescopio que permitirá realizar importantes investigaciones científicas. El mismo comprende una sección móvil de forma parabólica de treinta metros de diámetro. Esta sección tiene una parte central de 10 metros de diámetro de caños de acero de 10 centímetros de diámetro y una parte superpuesta a esta, formada por treinta y dos "costillas" de aluminio unidas entre sí por caños del mismo material. La antena está recubierta por una malla también de aluminio, que refleja las ondas electromagnéticas que las lleva a un foco común sobre la parabola, sostenido por tres torres de acero de 15 metros de longitud.

Esta sección móvil va montada sobre dos ejes perpendiculares entre sí, lo que permite moverla en las dos coordenadas. La montura es de tipo ecuatorial. Los ejes van fijados sobre un pedestal de hormigón. Montada la antena, el vértice de la misma queda a una altura de 26 metros sobre el nivel del terreno. El peso de la parte móvil es de 16 toneladas y toda la estructura pesa 25 toneladas. Los cimientos lo constituyen tres bloques de hormigón armado de aproximadamente 25 metros cúbicos. El costo de la antena se estima en 20.000.000 de pesos incluyendo materiales, costo del diseño y mano de obra. El receptor comprende una parte que se coloca en el vértice de la antena y de allí se envían las señales por cable coaxial al grueso del receptor que se ubica en una sala de controles. El receptor ocupa una



Una vista de la importante instalación con que se contará a partir de hoy para las investigaciones científicas

superficie de aproximadamente 15 metros cuadrados y utiliza los elementos más avanzados de la electrónica moderna. Consta en realidad de sesenta receptores sincronizados que inscriben su información en un registrador. Se prevé la posibilidad de que la información proveniente del receptor se inscriba directamente en tarjetas o cintas perforadas para ser procesadas en una computadora electrónica. El receptor requiere condiciones muy estrictas de control de temperatura y humedad. El costo del receptor se estima en 10.000.000 de pesos.

Además del radiotelescopio grande de treinta metros, el Instituto ha instalado un interferómetro de seis antenas para el estudio de la corona solar. Las antenas están distribuidas sobre una longitud de 1.000 metros y el instrumento funciona en forma regular desde junio de 1964. El Instituto está construyendo otro radiotelescopio solar, una parabola de dos metros de diámetro para el estudio de la cromósfera. Se espera

poner esta instalación en funcionamiento antes de fin de año.

Proyecciones futuras

Durante el próximo verano estarán funcionando la antena de treinta metros y los dos instrumentos solares. Al estar instalado este radiotelescopio, habría dos en funcionamiento en el hemisferio austral, uno de ellos en Australia y el otro argentino en el parque Pereyra Iraola.

El personal y las instalaciones actuales son suficientes para mantener estos equipos en funcionamiento y aprovecharlos en su máxima capacidad. El Instituto Carnegie ha demostrado en diversas oportunidades estar sumamente satisfecho con la marcha de las construcciones en el Instituto Argentino de Radioastronomía y ha manifestado su decidido interés en ampliar las instalaciones con dos antenas de 33 ó 36 metros de diámetro que se comenzarán a construir durante la segunda mitad de 1966 y se instalarían

una al sud y la otra al oeste de la antena actual, montadas sobre rieles de unos 300 metros de longitud y una distancia mínima de 100 metros de la antena actual.

El propósito de estas construcciones es el de formar un interferómetro capaz de estudiar en dos dimensiones las radiofuentes más pequeñas y más alejadas de nosotros, contribuyendo así a la resolución de los más fascinantes problemas cosmológicos. Esta ampliación de las instalaciones significará una nueva contribución del Instituto Carnegie del orden del medio millón de dólares (m\$u. 950.000) y haría de nuestro Instituto uno de los mejores equipados del mundo.

Para aceptar semejante compromiso, el Instituto debe tener la garantía de un presupuesto que le permita ciertas ampliaciones inmobiliarias de un monto relativamente pequeño y la posibilidad de emplear más mano de obra, tanto de científicos como de técnicos y obreros.

hipótesis o sean los planetas y satélites, de haberse formado en un proceso como el que admite KANT, no habrían tardado en precipitarse sobre el núcleo central, formándose un astro único con la reunión de todos ellos.

424. HIPOTESIS DE HERSCHEL. — Este astrónomo fundamenta su hipótesis en numerosas observaciones efectuadas sobre las nebulosas, que a su modo de ver están formadas por grandes aglomeraciones de vapores o de polvo fosforescente. Supone que tales masas van aumentando paulatinamente de densidad alrededor de un centro, hasta que por fin se van transformando en estrellas.

Estudiando detenidamente muchas nebulosas, Herschel, creyó ver en las diferencias entre unas y otras, las diversas gradaciones evolutivas de esas masas, pasando de un estado primitivo nebular a otro de astro o aglomeraciones de astros.

Como podrá apreciarse, la hipótesis de Herschel, más que una teoría cosmogónica, es una recopilación de observaciones, de las cuales parece deducirse el proceso evolutivo de las nebulosas hasta convertir su materia primitiva en estrellas a raíz de condensaciones debidas a fuerzas naturales cuya esencia no entra a discutir.

425. HIPOTESIS DE LAPLACE. — De todas las hipótesis relativas al origen de nuestro Sistema Solar, formuladas hasta hace pocos años, la de mayor validez científica fué la concebida por PEDRO SIMÓN, MARQUÉS DE LAPLACE (1749 - 1827) célebre geómetra, astrónomo y físico que descolló en Francia a principios del siglo XIX. Para LAPLACE, lo mismo que para KANT, el hecho de moverse todos los planetas y satélites conocidos en su tiempo, en el sentido directo igual al de la rotación solar, no podía ser una mera coincidencia, como tampoco debían serlo las pequeñas inclinaciones y excentricidades de las órbitas descritas por aquellos astros alrededor del Sol. A consecuencia de ello, opina Laplace que la causa originaria de tales coincidencias, no puede ser otra que la de una nebulosa inicial *animada de un cierto movimiento de rotación* que llenaba, en un principio, los espacios interplanetarios. Al irse contrayendo por enfriamiento fué

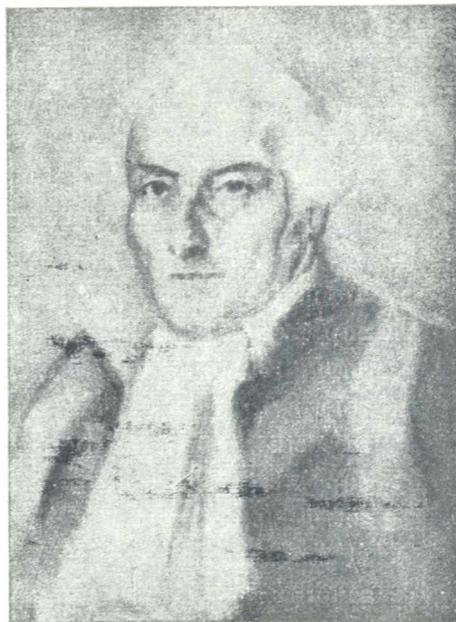


Fig. 345. — Laplace.

aumentando su velocidad angular de rotación, como consecuencia de la ley mecánica de la conservación del impulso rotatorio. En cierto momento, la fuerza centrífuga en la periferia, al igualar a la atracción ejercida por el núcleo central, dió lugar a un primer desprendimiento de la masa gaseosa externa. La masa desprendida, en virtud del impulso continuó desplazándose alrededor del núcleo central en el mismo sentido de la rotación de éste, no tardando en disponerse según un anillo de forma circular dotado de un movimiento giratorio.

El rozamiento entre las partículas del anillo, aceleró el movimiento de las unas y retardó el de las otras, hasta alcanzar todas la misma velocidad, con lo cual el anillo continuó su movimiento giratorio como un todo sólido. Durante este proceso, el núcleo central seguía condensándose cada vez más, hasta que nuevamente, en su periferia, la fuerza centrífuga igualando a la atracción del centro, originó un nuevo desprendimiento formándose un segundo anillo concéntrico con el primero y ubicado entre éste y el núcleo. De este modo la masa nebular incandescente que llenaba el espacio interplanetario, se dispuso según una serie de anillos gaseosos todavía incandescentes, moviéndose todos ellos en el sentido de la rotación del núcleo central o sea el Sol. Con el transcurso del tiempo, las masas anulares por enfriamientos sucesivos, van dando lugar a condensaciones en sus regiones más densas produciéndose en ellas un proceso de solidificación y formándose núcleos parciales que van aumentando a expensas de los materiales gaseosos de los anillos. Con ello, los distintos anillos van adquiriendo densidades muy desiguales en sus diversas regiones, con lo cual cada uno acaba por fraccionarse en porciones de distintos tamaños que siguen moviéndose alrededor del Sol en el mismo sentido en que lo hacían los anillos. Si se supone ahora, que una de las porciones de cada anillo tuviera el grandor necesario como para reunir por atracción a todas las demás, quedaría explicada la formación de los planetas, que en un principio no serían más que otros pequeños soles envueltos todavía en atmósferas incandescentes de espesor más o menos considerable. Del mismo modo que lo ya visto para la atmósfera del Sol, las de los planetas dieron lugar a la formación de otros anillos que por procesos análogos se convirtieron en satélites.

La persistencia del anillo corpuscular de Saturno, en contradicción con la hipótesis expuesta, la explica Laplace, suponiendo que uno de los primitivos anillos del planeta nombrado, resultó tan homogéneo en toda su extensión, que las condensaciones de sus distintas partes dieron lugar a corpúsculos cuyas fuerzas mutuas de atracción fueron insuficientes para reunirlos, con lo cual no varió su forma.

Además concibe LAPLACE en la atmósfera solar, la existencia de materia tan poco densa, que no alcanzó a condensarse como la que dió lugar a los anillos planetarios. Esa materia diseminada alre-

dedor del Sol, y dotada de un movimiento giratorio de conjunto en torno de ese astro, es la que da lugar a la luz zodiacal.

En cuanto a los cometas, los considera Laplace como pequeñas nebulosas que se desplazan de un sistema sideral a otro, y que se forman por condensaciones de la tenue materia esparcida en el espacio. Estos astros, penetrando en el campo de atracción solar, son obligados por fuerzas que emanan del Sol, a seguir trayectorias elípticas o hiperbólicas con todas las inclinaciones y excentricidades posibles.

426. DISCUSION DE LA HIPOTESIS DE LAPLACE. — Entre las virtudes de esta hipótesis cosmogónica, deben mencionarse las explicaciones satisfactorias que proporciona para los siguientes hechos:

a) La uniformidad del sentido de las rotaciones y revoluciones planetarias conocidas en el Sistema Solar en la época de LAPLACE, las cuales se llevan a cabo en el mismo sentido en que rota el Sol alrededor de su eje.

b) La pequeñez de la inclinación de las órbitas planetarias con respecto al ecuador solar, así como la débil excentricidad de las mismas que las hace aparecer como sensiblemente circulares.

c) El origen igneo de la Tierra revelado por hechos geológicos.

d) La densidad decreciente de los planetas a medida que están más alejados del Sol, así como la densidad creciente de los materiales terrestres ínterin nos allegamos al centro del planeta.

Entre las diversas objeciones formuladas a dicha hipótesis, pueden consignarse como principales las siguientes:

1º Los últimos satélites de Júpiter y Saturno, así como todos los de Urano y el de Neptuno, se desplazan en el sentido retrógrado y no en el directo que acondiciona la hipótesis de LAPLACE.

2º La velocidad de revolución de Phobos el más cercano de los satélites de Marte, superior a la velocidad de rotación del planeta, hecho inexplicable en la hipótesis de LAPLACE.

3º La inclinación de la órbita de Plutón, el último de los planetas descubiertos que puede considerarse grande (se la calcula en 17º8') así como su fuerte excentricidad evaluada en 0,2485.

Aparte de las objeciones anteriores, se han hecho otras de carácter teórico, formuladas especialmente por FAYE, DARWIN y NEWCOMB. Una de las más fundadas, se refiere al supuesto desprendimiento de anillos de la nebulosa esférica que toma por base Laplace para desarrollar su hipótesis.

Según Newcomb, en el supuesto de que los anillos concéntricos alcanzaran a formarse, las partículas integrantes de los mismos deben moverse alrededor del Sol en conformidad con las leyes de Kepler, no desmentidas en caso alguno en la Naturaleza, y en consecuencia, no podrían haberse concentrado. El único caso de anillo observable que nos ofrece el Universo, es el de Saturno, en abierta contradicción con la hipótesis apuntada.

Por otra parte, el hecho de que en la hipótesis de LAPLACE las rotaciones y traslaciones de planetas y satélites deben efectuarse en igual sentido que el de la rotación solar, es una deducción errónea, puesto que de haberse formado los planetas de los anillos, sus rotaciones debieron ser en el sentido contrario al de la rotación solar, desde que según las leyes de KEPLER, la velocidad lineal de las partículas interiores de los anillos, debe ser mayor que la de los exteriores, en contradicción con lo que supone LAPLACE. Luego la uniformidad en el sentido de los movimientos rotatorios de los astros del Sistema Solar, antes que confirmar, tienden más bien a desvirtuar la célebre hipótesis.

A pesar de las objeciones anotadas, el gran matemático francés POINCARÉ, sostuvo que con algunas correcciones, la hipótesis de LAPLACE era la más verosímil de todas las enunciadas hasta entonces y que varias de las objeciones que se le formulan, podrían desaparecer, teniendo en cuenta factores no considerados por los impugnadores, entre los cuales



Fig. 347. H. Poincaré.

no serían los de menor importancia el proceso de enfriamiento de las atmósferas enrarecidas y la magnitud de las mareas ocasionadas por potentes centros de atracción sobre masas de extrema fluidez.

427. OTRAS HIPOTESIS COSMOGONICAS. — Posteriormente a Laplace y hasta nuestros días, se han confeccionado otras numerosas hipótesis, la mayor parte de ellas tendientes a perfeccionar o completar a aquella. Entre ellas damos los detalles más salientes de algunas dignas de consideración:

PICKERING y STRATTON. — Suponen que las rotaciones de planetas y satélites fueron en un principio retrógradas y que por efectos de las mareas cambiaron de sentido.

MOULTON y CHAMBERLIN. — Admiten que nuestro Sistema Solar puede haberse formado de una nebulosa espiral proveniente del choque de dos estrellas.

FAYE. — Supone a la nebulosa primitiva animada de movimientos en torbellino, admitiendo además que el Sistema Solar no sería más que un pequeño cúmulo o conglomerado estelar con una estrella central (el Sol) de mayor masa que las demás. En la hipótesis de Faye, la Tierra, Marte, Júpiter y Saturno, se habrían formado antes que el Sol, y después de éste, Urano y Neptuno. Los cometas serían originados por materia ajena a los torbellinos que no tomó parte en ninguna de las diversas condensaciones.

LOCKYER y SEE. — Opinan que el Sol, y demás astros de su sistema, pueden haberse formado a expensas de nubes de meteoritos captados por un núcleo central, y otros núcleos secundarios.

POINCARÉ y DARWIN. — Estudian las formas que debe adquirir una masa gaseosa de forma esférica e inicialmente homogénea en el supuesto de que siga siéndolo durante su rotación. Han demostrado a este respecto que la masa se achata hasta tomar la forma de un elipsoide de revolución, convirtiéndose a continuación en otro a tres ejes desiguales. Continuando el movimiento, el todo adquiere la forma de una pera, y más tarde la de una ampollita o reloj de arena, cuyo cuello se va adelgazando hasta romperse y dar lugar a dos masas parciales sensiblemente esféricas.

Esta teoría, ajena en un todo a la formación del Sistema planetario, puede dar una idea acerca de como se forman los sistemas de estrellas dobles y hasta podría explicar la formación de la Luna como un desprendimiento de la masa terrestre cuando aun se hallaba al estado gaseoso.

428. **HIPOTESIS DE JEANS.** — Según este autor, la historia de nuestro sistema planetario sería la siguiente: Hace más de dos mil millones de años, por puro azar, pasó por las cercanías de nuestro Sol, que entonces no tenía séquito alguno de planetas, otra estrella mucho más grande que aquél. Se produjo entonces en la superficie solar una especie de marea, de dimensiones colosales. A medida que la estrella causante del fenómeno se iba acercando, surgía de la superficie solar, algo así como un inmenso brazo que se agrandaba, dirigiéndose por la acción gravitatoria hacia la otra estrella. Esta debía tener con respecto al Sol una velocidad muy grande (superior a la velocidad parabólica) por lo cual después de alcanzar la distancia mínima y recorrer un arco de hipérbola comenzó a alejarse, siendo hoy absolutamente imposible individualizarla. El brazo de materia solar que como una inmensa llamarada se dirigía hacia la otra estrella fué girando alrededor del Sol siguiendo a aquella en su movimiento, comunicando

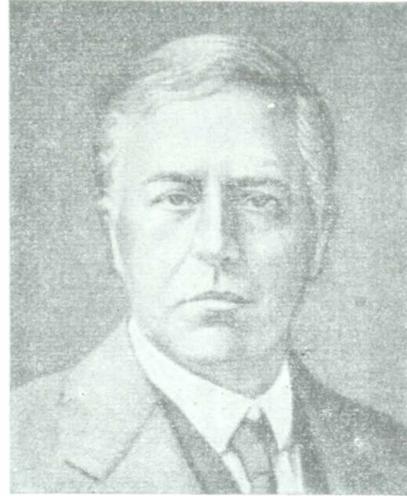


Fig. 348. — James Jeans.
Nacido en 1877.

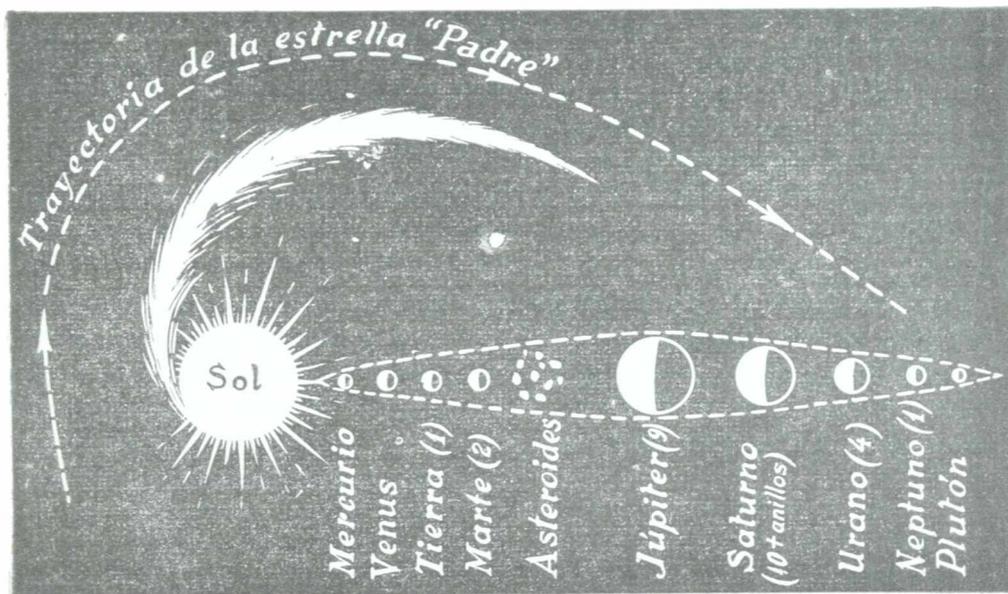


Fig. 349. — Hipótesis de Jeans. (S. D.).

a su vez a la masa solar, un movimiento rotatorio del mismo sentido. De esa inmensa lengua gaseosa (fig. 349) que según JEANS habría tenido la forma de un cigarro habano, se fueron formando

los planetas a medida que la masa se condensaba. En los comienzos las órbitas de esas "gotas" (*futuros planetas*) aun incandescentes, debían ser elipses muy alargadas que fueron tomando forma circular por la resistencia que encontraban en su movimiento, pues el espacio que rodea al Sol, después de catástrofe semejante, debió quedar lleno de residuos de materia solar, residuos que aun hoy darían origen a las estrellas fugaces y a los cometas.

Los satélites se habrían formado en forma parecida. Cuando los planetas eran aun pequeños soles, por ser sus órbitas muy excéntricas, en el perihelio se acercaban "*peligrosamente*" al Sol, el cual producía en ellos desprendimientos de materia gaseosa que al condensarse originaba los satélites. Según esta teoría los planetas de mayor masa deben ser los más ricos en satélites, pues, por su mayor volumen inicial, los desprendimientos originados en ellos por el Sol debían ser mayores*.

429. FORMACION DE LOS ANILLOS DE SATURNO. FRONTERA DE ROCHE. — ROCHE demostró que si un satélite se acerca demasiado al planeta, hasta llegar a una distancia de tan solo 2,4 radios planetarios, siendo la densidad del planeta y del satélite la misma, éste, por efecto gravitatorio debe estallar en pedazos. Este estallido se debe a que las partes del satélite más próximas al planeta deben girar a su alrededor en un tiempo mucho menor que las partes más distantes, de acuerdo a la tercera ley de KEPLER, lo que produce el dislocamiento. Los anillos de Saturno no serían más que restos de satélites, que se acercaron demasiado a la superficie del planeta. Si la Luna se acercara a la Tierra y traspusiera la frontera de ROCHE, se convertiría igualmente en un anillo como los de Saturno. Estos resultados teóricos, son confirmados por el hecho de que las órbitas de todos los satélites conocidos son exteriores a la frontera de Roche.

430. COMPARACION ENTRE LAS HIPOTESIS DE LAPLACE Y JEANS. LA VIDA EN EL UNIVERSO. — En ambas hipótesis los planetas son desprendimientos de masa solar. En la hipótesis de LAPLACE, este desprendimiento se habría formado al mismo tiempo que el Sol se iba contrayendo y por lo tanto la "*edad*" de aquél no diferiría mucho de la de la Tierra. Esto contradice los datos que acerca de la vida media de las estrellas pueden deducirse de la evolución estelar.

En la hipótesis de LAPLACE habría que pensar que casi todas las estrellas tienen su cortejo de planetas, en tanto que en la de JEANS la formación de un sistema planetario sería un acontecimiento rarísimo. Sin embargo, aun admitiendo con JEANS que la probabilidad de un tal acontecimiento es sólo de uno sobre cien mil, calcula

* Respecto a los 10 satélites indicados en la figura para Saturno, véase párrafo 292.

LABÉRENNE, teniendo en cuenta los millones de estrellas que hay en los millones de Galaxias que existen en el Universo hasta ahora explorado por el hombre, no menos de diez mil millones de sistemas planetarios análogos al nuestro. Es pues posible que existan millones de planetas pertenecientes a diversas estrellas, en los cuales las condiciones reinantes sean parecidas a las de la Tierra, no siendo entonces ilógico pensar que en muchos de ellos puedan existir seres como nosotros.

Agregaremos que actualmente la hipótesis de Jeans es la que aceptan en general los astrónomos versados en la materia.

431. EDAD DEL UNIVERSO Y EVOLUCION ESTELAR. LAS DOS ESCALAS DE TIEMPO. — El helio que se conserva en las rocas provenientes de procesos radioactivos, o también el plomo originado por la desintegración del Uranio, sirven en forma admirable para medir la edad de la Tierra. Se calcula de este modo, y este cálculo coincide con los valores obtenidos de datos geológicos *, que la corteza terrestre comenzó a solidificarse hace unos 2.000 millones de años.

Si se admite que las estrellas recorren efectivamente el diagrama de la pág. 520 puede calcularse su edad aproximada. Admitamos que al “*nacer*” su masa fuera del orden de 10^{35} grs. (363) o sea unas 50 veces mayor que la del Sol. Calcula EDDINGTON admitiendo que la velocidad con que decrece la masa, por efecto de la radiación, es proporcional al poder luminoso de la estrella, que se necesitan más de 10^{12} años para que aquélla llegue a tener una masa igual a la del Sol. Nuestro Sol sería entonces 10^{12} años más viejo que las estrellas gigantes rojas, y para que la masa del Sol se reduzca a la mitad habría que esperar unos 10^{14} años (“*escala larga*” de tiempo). En estos últimos años, el mismo EDDINGTON hubo de abandonar su teoría pues pueden hacérsele a ella graves objeciones. Entre ellas cabe mencionar el frecuente acoplamiento de estrellas formando pares de tipos diversos y por lo tanto de edades diferentes. Además, como se ha visto (419), el radio del Universo aumenta en 1 % cada 20 millones de años, lo que significa, admitiendo una velocidad constante de expansión, que hace solamente 2.000 millones de años toda su masa estaría concentrada.

Según EDDINGTON el radio mínimo del Universo sería de unos mil millones de años luz, o sea aproximadamente la décima parte del radio actual.

Para ese radio mínimo da el autor citado la fórmula:
$$R = \frac{\pi}{4K} \cdot \frac{\epsilon^3}{m^3 M}$$
 donde K es la constante de gravitación, ϵ la carga del electrón, m la

* Uno de los métodos para determinar la edad de la Tierra consiste en calcular el tiempo que habrá tenido que transcurrir para que los ríos llevaran a los océanos la sal que éstos poseen actualmente, pues dicha sal es arrastrada por el “agua dulce” de aquéllos.

masa del mismo y M la del protón. Calcula también que la masa total del Universo estaría dada por $\mathfrak{m} = \frac{\pi^2 c^2}{16K^2} \cdot \frac{\epsilon^4}{m^2 M}$, siendo c la velocidad de

la luz. Esta masa sería constante, pues, comprende también a la energía. Su magnitud es del orden de 10^{55} gramos.

Admitiendo que en el comienzo la velocidad de expansión fuera menor, podrá suponerse una edad no muy superior a diez mil millones de años. La edad del Universo sería, en consecuencia, del mismo orden de magnitud, según estos cálculos, que la edad de la Tierra (*"escala corta" de tiempo*). Habría pues que admitir que las estrellas, salvo las novas y algunas variables, son actualmente casi iguales a lo que fueron en sus comienzos. *No habría pues, según esto, evolución estelar.* Tendría que buscarse otra explicación a la distribución de las estrellas en el diagrama de RUSSELL.

Otra circunstancia que obliga a desechar la llamada *escala larga del tiempo* es la rotación de las galaxias.

En la hipótesis de la llamada *"escala larga"* del tiempo, ya habrían dado estas nebulosas miles de vueltas. Su forma no hubiera podido conservarse.

Se tienen pues dos teorías contradictorias en lo referente a la edad del Universo: según la llamada *"escala corta"* ésta sería del orden de 10^{10} años, y según la *"escala larga"* de 10^{14} años (diez mil veces mayor que la otra). De ambas escalas la que subsiste es la *"escala corta"*.

DIMENSIONES ASTRONOMICAS COMPARADAS

ESCALAS	MAGNITUDES	Representación
Base geodésica realmente medida (10 km.) = 1 milímetro.	Radio terrestre Circunferencia terrestre	64 centímetros 4 metros
Radio terrestre = 1 milímetro.	Radio lunar Distancia Tierra - Luna Radio solar Distancia Tierra - Sol " Sol - α del Centauro ..	0,3 milímetros 6 centímetros 11 " 23 metros 6.000 kilómetros
Distancia Tierra - Sol = 1 milímetro.	Distancia Sol - α del Centauro .. " Sol - Canopus Diámetro de la Galaxia	220 metros 17 kilómetros 5.000 "
Distancia Sol - α del Centauro = 1 milímetro.	Distancia Sol - Canopus Diámetro de la Galaxia Distancia a nebulosa de Andrómeda Distancia nebulosa extragaláctica más lejana Circunferencia del Universo	8 centímetros 25 metros 250 " 60 kilómetros 15.000 "

ESCALA DEL TIEMPO

ESCALA	MAGNITUDES	Representación
100 años = 1 milímetro	Era cristiana Período histórico Aparición del hombre Edad de la Tierra Edad del Sol	2 centímetros 10 " 10 metros 20 kilómetros 100.000 " (?)

432. HIPOTESIS COSMOGONICAS MAS RECIENTES. — Las más aceptadas, por sus bases científicas, son las dos que siguen:

- a) TEORÍA DE LOS REMOLINOS del académico alemán C. VON WEIZSACKER desarrollada en 1943. El Sol y los planetas, con sus satélites, provienen de una misma nebulosa agitada por remolinos análogos a los que se forman en los ríos debido a la corriente, más rápida en el centro que en las orillas.
- b) TEORÍA DE LA CAPTACIÓN del físico ruso O. SCHMIDT. Según ella los planetas, y sus satélites, no provienen de la nebulosa originaria del Sol, sino que este astro, en su traslación por espacios poblados por materias extrañas a la propia, fué captando de ellas, las porciones que les darían origen.

433. ORIGEN DE LAS ESTRELLAS. — Es un hecho comprobado que, en diversas regiones del espacio, existen extensas *nubes de materia gaseosa y, polvo - gaseosa*, de las cuales se notan residuos en nuestra Vía Láctea.

Según BAADE la presencia de ese *polvo inter - estelar* es el fenómeno primario que dará lugar a la aparición de las estrellas de la *Población I* de su clasificación (par. 385).

Los astrónomos, SCHWARZSCHILD, SPITZER y WILDT, basados en estas y otras consideraciones, formulan notables sugerencias sobre el posible *origen de las estrellas*.

Comienzan por suponer que la Galaxia, en los primeros tiempos de su formación, no contenía polvo inter - estelar el cual fué formándose después por sublimación del gas originario. En consecuencia, la formación de las estrellas, de la Población I, sólo pudo llevarse a cabo cuando dicho polvo abundó en el Sistema.

En cuanto a las estrellas de la Población II de Baade, necesariamente se formaron en la Galaxia antes que las de la Población I, provenientes, directamente, del gas inter - estelar, con lo cual la Población II es más antigua que la Población I.

En resumen: Las estrellas, según esta dirección del pensamiento, provienen de una materia primitiva no condensada, gases o mezcla polvo-gaseosa, materias éstas, que constituyen un 10 %, o más, de la masa galáctica.

Veamos, a continuación, en que puede apoyar la teoría esbozada.

Sabido es que existen, en el mundo estelar, innumerables *sistemas binarios* (estrellas dobles) y hasta los hay ternarios y múltiples.

Se han forjado dos teorías sobre su origen:

a) Teoría de la "captación".

b) Teoría de la "fisión".

Si se admite la teoría a) se observa, por sencillas apreciaciones estadísticas, que el número de sistemas binarios, que podrían formarse, resulta algunos millones de veces inferior al número real dado por la observación astronómica.

Si admitimos, en cambio, la teoría de la "fisión" tropezaremos, inmediatamente, con dificultades insalvables de las cuales sólo citaremos las contradicciones relativas a las masas que debieran tener, de acuerdo a las leyes de la Física, la "estrella madre" y el "satélite".

Todo ello nos lleva a la siguiente conclusión:

Para que tengan razón de existencia los sistemas binarios, y más todavía los sistemas múltiples y los cúmulos estelares, habrá que admitir que las estrellas que los constituyen se han formado juntas y simultáneamente a expensa de la materia cósmica diseminada en las diversas regiones del espacio Universal.

434. EDADES DEL UNIVERSO Y DE LA TIERRA. — El corrimiento de las líneas espectrales de las nebulosas extragalácticas hacia el rojo, interpretado por el efecto DOPPLER (par. 372), demuestra que aquellas nebulosas se alejan de nosotros.

Referida la *velocidad de alejamiento* al centro de nuestra Vía Láctea (descontada la velocidad de 270 kilómetros por segundo del Sol arrastrado por la rotación galáctica), se encuentra que, dicha velocidad de alejamiento *es proporcional a la distancia* (ver tabla de par. 414), como lo enunció HUBBLE en 1929, según sus observaciones y las de SLIPHER y HUMASON, estableciendo la maravillosa relación:

$$V = 260 D = HD, \quad [1]$$

donde V es la *velocidad*, D la *distancia* y H la *constante de Hubble*.

A una distancia de 115 megaparsecs (375 millones de años luz), la velocidad de alejamiento llega al valor de 30.000 kilómetros por segundo o sea a la décima parte de la velocidad de la luz. Como:

$$1 \text{ megaparsec} = 3,086^{19} \text{ km.}$$

resultará:

$$H = \frac{260 \text{ km/seg.}}{3,086 \times 10^{19} \text{ km}},$$

y si se tiene en cuenta que:

$$1 \text{ seg.} = \frac{1}{365 \times 24 \times 60 \times 60} \text{ año,}$$

se obtendrá:

$$H = 2,66 \times 10^{-10} \frac{1}{\text{año}},$$

y su valor inverso será:

$$\frac{1}{H} = 3,76 \times 10^9 \text{ años} = T. \quad [2]$$

Esta *expansión* es extraordinaria. Suponiendo que, en un instante dado, se invirtiera ese movimiento de todas las galaxias y que se iniciara, en consecuencia, el acercamiento a nosotros siguiendo siempre con la velocidad asignada por la ley de Hubble dada por la [1], resultaría que al cabo del tiempo T que nos da la [2], se produciría la espantosa catástrofe del choque simultáneo de todas las galaxias terminando su ciclo el Universo actual. Téngase en cuenta que al lugar del choque todas las galaxias llegarían juntas dado el vínculo que liga a las distancias con las velocidades.

Sin embargo, el choque de las galaxias se produciría en menor tiempo que el dado por la [2], puesto que, en el acercamiento, la velocidad de todas ellas iría en continuo aumento por efecto de las mutuas atracciones.

Se ha calculado que, si admitimos que el espacio es euclídeo, ese tiempo que llamaremos T_0 equivaldría a los $\frac{2}{3}$ del dado por la [2], es decir:

$$T_0 = \frac{2}{3} \times 3,76 \times 10^9 \text{ años} = 2,5 \times 10^9 \text{ años.} \quad [3]$$

En realidad, el tiempo que da la [3] sería (en las condiciones actuales) el que ha transcurrido entre el momento en que toda la materia del Universo estaba reunida en un "punto" (*momento cero* del Universo) y el momento actual.

En resumen: T_0 sería la edad actual del Universo.

Vemos, por consiguiente, que el tiempo transcurrido entre la *hora cero* y el *momento actual* del Universo es del orden inverso de la *constante H* de Hubble, es decir designándolo por t :

$$t = N \frac{1}{H},$$

donde N es un coeficiente cuyo orden de magnitud es uno. En consecuencia, procediendo por aproximación, se podrá establecer:

$$t = \text{EDAD DEL UNIVERSO} \cong 2 \times 10^9 \text{ años.} \quad [4]$$

Para calcular la *edad de la Tierra* se ha recurrido a la radioactividad del *uranio*, habiéndose encontrado que, el tiempo de desintegración de dicho elemento es de

$$4,5 \times 10^9 \text{ años,}$$

después de cuyo período se transforma la mitad de la masa inicial en un isótopo del plomo (radio G).

Por el análisis de rocas uraníferas y por la relación entre las masas de uranio y plomo, contenidas en ellas, se puede determinar el tiempo en que tales rocas comenzaron a solidificarse. Para ciertas rocas de Winnipeg (Canadá) se encontró que están al estado sólido desde hace un tiempo t_1 (edad de la Tierra) que es:

$$t_1 = \text{EDAD DE LA TIERRA}^* = 1,7 \times 10^9 \text{ años.} \quad [5]$$

En consecuencia, comparando este valor con el de la [4], se puede afirmar que la Tierra tiene casi la edad del Universo y además

* Esta edad, como se aprecia, es contada desde la solidificación de la corteza terrestre.

considerar que, hasta la fecha, el uranio consumido desde la *hora cero* del planeta no alcanza siquiera a la mitad.

Parece ser que la corta diferencia entre las edades, dadas por las relaciones [4] y [5], apenas si alcanzaría a un lapso de algunos cientos de millones de años.

435. COSMOLOGIA RELATIVISTA. NACIMIENTO Y MUERTE DE UN UNIVERSO. — Se ha calculado que si la *densidad media* de la materia del Universo δ fuera:

$$\delta = 1,27 \times 10^{-28} \frac{\text{gramos}}{\text{cm}^3},$$

el espacio sería *abierto* y de estructura euclídea y el conjunto *evolucionaría* hasta ser: $\delta = 0$. Con ello se habría llegado a la muerte natural del Universo. El valor mencionado más arriba de esa densidad crítica se calcula a partir de la constante de Hubble.

Según lo hace notar EINSTEIN, la muy probable existencia de *masas oscuras* incontroladas, hacen posible, como se demuestra experimentalmente, que el valor de δ sea superior al consignado, con

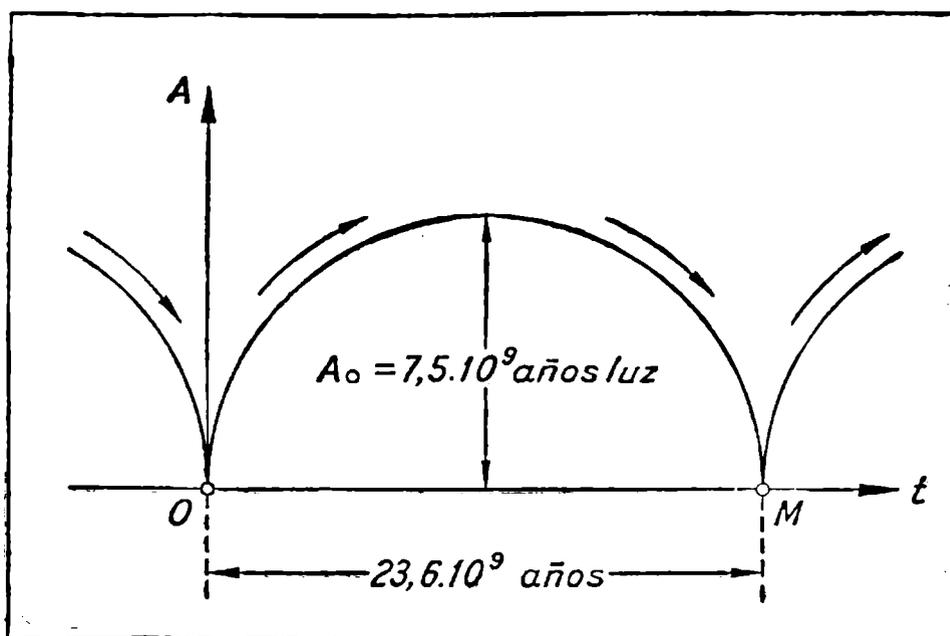


Fig. 350. — Nacimiento y muerte de un Universo.

lo cual se llegaría a un espacio físico *cerrado* que cambiaría totalmente el panorama evolutivo del Universo cuyo radio *variaría periódicamente* hasta alcanzar un valor máximo a partir del cual comenzaría a contraerse hasta alcanzar en *M* (fig. 350) el valor cero.

A partir del momento en que el radio universal alcanzó su máximo valor, comenzaría la contracción ya mencionada, con lo cual las lejanas galaxias se irían aproximando las unas a las otras y, si para esa época (probablemente dentro de algunos miles de millones de años), subsistieran nuestro Sol y el hombre sobre la Tierra, éste vería los espectros de las nebulosas extragalácticas con sus líneas desplazándose no ya hacia el rojo sino hacia el violeta. Las *velocidades* de acercamiento seguirían siendo *proporcionales a las distancias* avicinándose, cada vez más, el momento inevitable del choque final en que, de nuevo se refundirían la materia y la energía esparcidas en todos los ámbitos del espacio.

Fácil es comprender que un tiempo antes de ese desenlace, que signa la "muerte" de un universo, el apretujamiento de la materia habría tomado características tales, que todo lo existente, materia, energía, radiación cósmica, formaría una masa compacta de densidad fantásticamente grande dentro de un volumen (astronómicamente hablando), ridiculamente pequeño, donde, por las fuertes presiones, hasta los mismos átomos perderían su individualidad acabando por estallar al modo de una "bomba atómica" que explota al juntarse los pedazos que la constituyen.

En el caso del Universo esos pedazos son los miles de millones de galaxias con los miles de millones de soles en ellas contenidos.

Pero de la muerte de nuestro Universo, "cerrado", nada se perdería surgiendo, de inmediato un nuevo Universo donde hasta los átomos tendrían que formarse de nuevo al igual que otras galaxias, otros soles, otros planetas...

La figura 350 muestra la evolución de los distintos universos. En *O* ha *muerto* uno de ellos y ha *nacido* otro que muere en *M* donde vuelve a nacer un tercero, y así sucesivamente.

En dicha figura el radio del Universo se ha tomado en función del tiempo. Los números que aparecen están de acuerdo con los cálculos verificados.

Es digna de mención la circunstancia de que, según los mismos cálculos, toda la materia del Universo, en el momento de su máxima condensación, en *O* y en *M* de figura 350, cabría en una esfera de menor radio que el de la órbita de Júpiter.

Todo lo expuesto, en este párrafo, nos conducen a considerar un *espacio finito*, un *tiempo infinito* y también *infinitos universos* tales que: *cada uno de ellos nace donde muere otro* *.

436. RADIO - ASTRONOMIA. — En el año 1933, el ingeniero radiotécnico KARL J. JANSKY, del personal de los laboratorios de la Bell Telephone Co., publicó en la revista *Popular Astronomy* un trabajo titulado: "*Fenómenos eléctricos que, aparentemente, tienen un origen interestelar*". En dicho trabajo se relata que, al investigar

* Para más detalles puede consultarse el capítulo XI de "Física Relativista" de E. Loedel, Editorial Kapelusz, Buenos Aires, 1955.

las perturbaciones de carácter atmosférico sobre las recepciones radiofónicas de 15 metros de longitud de onda, ciertos “ruidos” percibidos no podían ser atribuidos ni a radiaciones originadas en la ionosfera ni al Sol, pues los mismos se repetían periódicamente cada 24 horas siderales. Además, la intensidad máxima se observaba al dirigir las antenas hacia la Vía Láctea.

Este trabajo de Jansky pasó totalmente inadvertido entre los astrónomos, pero otro ingeniero de radio de Chicago, GROTE REBER, se interesó, vivamente, en hallar el origen de las extrañas ondas que había detectado su colega y, a tal fin, construyó en 1940, en el jardín de su casa, una gran pantalla metálica de forma parabólica, y 10 metros de abertura, en cuyo foco colocó una antena conectada a un receptor sensible de radiotelefonía. De este manera se confirmaron plenamente las observaciones iniciales de Jansky y nació una nueva rama de la Astronomía: la “Radio - Astronomía”.

El poder separador del radiotelescopio de Reber es sumamente pequeño lo que dificulta precisar la dirección del espacio de donde provienen las señales percibidas. El diámetro de la pupila humana es unas diez mil veces mayor que la longitud de onda de la luz visible y, en consecuencia, para que un *radiotelescopio*, que detectara ondas de 20 centímetros, tuviera un poder separador igual al del ojo humano, debería tener una abertura de dos mil metros.

Para obviar este inconveniente los radiotelescopios actuales están constituidos por dos antenas independientes, separadas por unos centenares de metros y conectadas a un mismo receptor. De esta manera, el dispositivo, es la traducción eléctrica del interferómetro de Michelson (par. 334). Con este procedimiento BOLTON, desde Australia, y RYLE, desde Inglaterra, descubrieron, en 1948, varias *radio - estrellas*, que se individualizan como puntos del espacio emisores de ondas de radio pero no de ondas visibles. En la actualidad se han catalogado más de 200 radio - estrellas y se sospecha que existan tantas como estrellas visibles.

Entre las radio - estrellas ya descubiertas, algunas ocupan los lugares que en otro tiempo fueron el centro de formidables explosiones que dieron origen a las “supernovas” (par. 389).

La nebulosa del Cangrejo, por ejemplo, es una fuerte emisora de ondas de radio y ella, al parecer, no es más que el conjunto de los restos gaseosos de una supernova observada, de acuerdo a crónicas antiguas, en el año 1054.

Según esto, gases calientes, en rápida expansión, podrían constituir una de las fuentes posibles de las radio - ondas - celestes.

En la constelación de Casiopea se descubrió otra intensa radio - estrella y, observando ese lugar, con el telescopio de 5 metros de abertura de Mount Palomar, se percibió allí una débil nebulosidad gaseosa que, según BAADE y R. MINKOWSKI (1953) se habría originado por el choque o interpenetración de dos galaxias,

Nuestro Sol emite también, constantemente, ondas electromagnéticas cortas — del orden de los metros — cuya intensidad llega a hacerse hasta mil veces mayor en los períodos de gran actividad, revelados por la presencia de manchas en su superficie.

En el año 1951, EWEN y PURCELL, de Harvard, registraron una radiación electromagnética, de 21 centímetros de longitud de onda, proveniente de diversas regiones del cielo. Se considera que esta línea espectral es originada por *nubes de hidrógeno* *, pues, tal longitud de onda es la que corresponde al pasaje de un átomo de aquel elemento, de un estado a otro, correspondiente a un giro de 180 grados del "spin" del electrón planetario.

En la actualidad, año 1957, se hallan funcionando en todo el mundo varias decenas de radio-telescopios, y entre ellos cabe destacar el que se ha instalado en Inglaterra, en las proximidades de Manchester, cuyo reflector, suspendido por dos grandes pilares, tiene 76 metros de diámetro. Se emplearon en la construcción más de 2.000 toneladas de acero y el costo de la obra supera, en mucho, al millón de dólares.

* Parece ser que estas *nubes de hidrógeno* abundan en el plano de nuestra Vía Láctea, con radiaciones electromagnéticas, precisamente, de 21 centímetros de longitud de onda.

A P E N D I C E

TRIANGULO DE POSICION

El triángulo esférico cuyos vértices son el Cenit z , el Polo Norte celeste P_n y el astro A (fig. I), constituye el llamado triángulo de posición. Los lados del triángulo tienen los valores:

$$P_n z = 90 - \varphi \quad ; \quad P_n A = 90 - \delta \quad ; \quad A z = 90 - h;$$

siendo φ la latitud del lugar que por convención se considera positiva si es boreal y negativa si es austral; δ la declinación del astro para la cual vale la misma convención y finalmente h sería la altura del mismo. En cuanto a los ángulos tienen los valores:

$$z = 180 - a \quad ; \quad P_n = t \quad ;$$

donde a y t son el azimut y el ángulo horario respectivamente. Al ángulo en A se le denomina ángulo paraláctico.

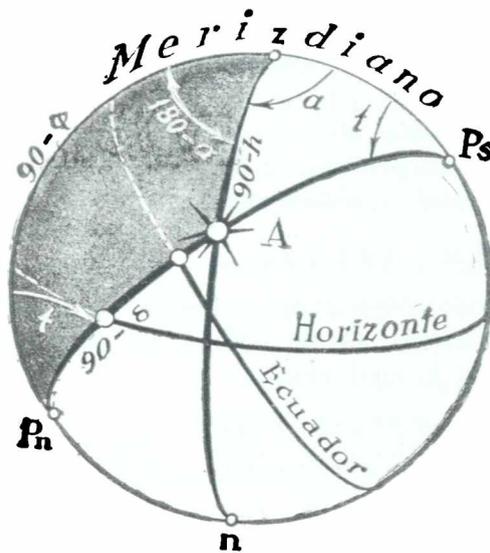


Fig. I. — Triángulo de posición.

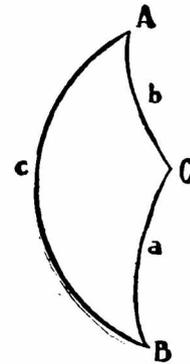


Fig. II. — Triángulo esférico.

Recordemos las fórmulas fundamentales de la trigonometría esférica aplicables a un triángulo cualquiera (fig. II). Ellas son:

$$\begin{aligned} \cos a &= \cos b \cos c + \sin b \sin c \cos A; \\ \sin a \sin B &= \sin b \sin A; \\ \sin a \cos B &= \cos b \sin c - \sin b \cos c \cos A. \end{aligned} \quad [1]$$

Haciendo en estas fórmulas:

$$\begin{aligned} a &= P_n A = 90 - \delta & ; & & b &= A z = 90 - h & ; \\ c &= P_n z = 90 - \varphi & ; & & A &= 180 - a & ; & & B &= t & ; \end{aligned}$$

y recordando que:

$$\begin{aligned} \cos (90 - \alpha) &= \operatorname{sen} \alpha & ; & & \operatorname{sen} (90 - \alpha) &= \cos \alpha & ; \\ \cos (180 - \alpha) &= -\cos \alpha & ; & & \operatorname{sen} (180 - \alpha) &= \operatorname{sen} \alpha & ; \end{aligned}$$

resulta:

$$\begin{aligned} \operatorname{sen} \delta &= \operatorname{sen} h \operatorname{sen} \varphi - \cos h \cos \varphi \cos a; \\ \cos \delta \operatorname{sen} t &= \cos h \operatorname{sen} a; & (A) \\ \cos \delta \cos t &= \operatorname{sen} h \cos \varphi + \cos h \operatorname{sen} \varphi \cos a. \end{aligned}$$

El grupo de fórmulas establecido permite hallar las coordenadas ecuatoriales de un astro conociendo sus coordenadas horizontales.

Análogamente, haciendo en el grupo [1]:

$a = 90 - h$; $b = 90 - \delta$; $c = 90 - \varphi$; $A = t$; $B = 180 - a$;
resulta para las coordenadas horizontales en función de las ecuatoriales:

$$\begin{aligned} \operatorname{sen} h &= \operatorname{sen} \delta \operatorname{sen} \varphi + \cos \delta \cos \varphi \cos t; \\ \operatorname{sen} a \cos h &= \cos \delta \operatorname{sen} t; & (B) \\ \cos a \cos h &= -\cos \varphi \operatorname{sen} \delta + \operatorname{sen} \varphi \cos \delta \cos t. \end{aligned}$$

APLICACIONES. — 1. *Cálculo del ángulo horario de salida o puesta de un astro.* — Si en la primera de las fórmulas (B) hacemos $h = 0$ (el astro en el horizonte), obtenemos:

$$\cos t = -\operatorname{tg} \delta \operatorname{tg} \varphi.$$

Calculemos como ejemplo la hora de salida y puesta del Sol durante el solsticio de diciembre en la latitud de 35° Sur. Es $\varphi = -35^\circ$; $\delta = -23^\circ 27'$ con lo cual resulta:

$$\begin{aligned} \log \operatorname{tg} \delta &= 9,63726 & (n) & & (n) & \text{significa que} \\ \log \operatorname{tg} \varphi &= 9,84523 & (n) & & & \text{se trata de valo-} \\ \log \cos t &= 9,48249 & (n) & & & \text{res negativos.} \\ t &= 180^\circ - 72^\circ 19' = 107^\circ 41' = 7\text{h}10\text{m}44\text{s.} \end{aligned}$$

El Sol saldrá, pues, ese día 7h10m44s antes del mediodía, o sea, a las 4h49m16s, y se pondrá a las 19h10m44s de tiempo solar verdadero.

El azimut de salida o de puesta se calcula igualmente haciendo en la primer fórmula del grupo A, $h = 0$, con lo cual se obtiene:

$$\cos a = \frac{\operatorname{sen} \delta}{\cos \varphi}.$$

2. Hallar la declinación y el ángulo horario de un astro cuya altura es $h = 30^\circ$, y su azimut $a = 150^\circ$, siendo la latitud $\varphi = 35^\circ$ Sur. Aplicamos la primera fórmula del grupo A:

$$\begin{array}{rcl} \log \operatorname{sen} h & = & 9,69897 \\ \log \operatorname{sen} \varphi & = & 9,75859 \quad (\text{n}) \\ \hline & & 9,45756 \quad (\text{n}) \end{array} \qquad \begin{array}{rcl} \log \cos h & = & 9,93753 \\ \log \cos \varphi & = & 9,91336 \\ \log \cos a & = & 9,93753 \quad (\text{n}) \\ \hline & & 9,78842 \quad (\text{n}) \end{array}$$

$$\begin{aligned} \operatorname{sen} h \operatorname{sen} \varphi &= -0,28679 & \cos h \cos \varphi \cos a &= -0,61436 \\ \operatorname{sen} \delta &= -0,28679 + 0,61436 = 0,32757 \\ \log 0,32757 &= \log \operatorname{sen} \delta = 9,51530 \\ \delta &= 19^\circ 7' 20''. \end{aligned}$$

Aplicando ahora la segunda fórmula del grupo A, calculamos t :

$$\begin{array}{rcl} \log \cos h & = & 9,93753 \\ \log \operatorname{sen} a & = & 9,69897 \\ \hline & & 9,63650 \\ \log \cos \delta & = & 9,98428 \\ \hline \log \operatorname{sen} t & = & 9,65222 \\ t & = & 26^\circ 40' 40''. \end{array}$$

3. En forma enteramente análoga se calcularía la altura y el azimut conociendo la declinación, el ángulo horario y la latitud del lugar, utilizando las fórmulas del grupo B.

4. Hallar la latitud de un lugar desde donde se ha observado un astro de declinación igual a -20° con una altura de 60° y un azimut de 110° . Calcular además el ángulo horario del astro en el instante de la observación.

Comencemos por transformar la primera fórmula del grupo (A) haciéndola calculable por logaritmos, lo que además será útil para resolver ejercicios del tipo de los ya propuestos. Hagamos con ese objeto:

$$\begin{aligned} \operatorname{sen} h &= m \cos M, \\ \cos h \cos a &= m \operatorname{sen} M; \end{aligned}$$

introduciendo el número auxiliar m y el ángulo M . Se tiene así:

$$\operatorname{sen} \delta = m \operatorname{sen} (\varphi - M),$$

siendo:

$$\operatorname{tg} M = \frac{\cos a}{\operatorname{tg} h}.$$

Apliquemos estas fórmulas al caso propuesto.

$$\begin{array}{rcl} \log \cos a & = & 9,53405 \quad (\text{n}) \\ \log \operatorname{tg} h & = & 0,23856 \\ \hline \log \operatorname{tg} M & = & 9,29549 \quad (\text{n}) \\ M & = & -11^\circ 10' 10''. \end{array} \qquad \begin{array}{rcl} \log \operatorname{sen} h & = & 9,93753 \\ \log \cos M & = & 9,99169 \\ \hline \log m & = & 9,94584 \end{array}$$

Por ser:

$$\operatorname{sen}(\varphi - M) = \frac{\operatorname{sen} \delta}{m},$$

$$\log \operatorname{sen} \delta = 9,53405 \quad (\text{n})'$$

$$\log m = 9,94584$$

$$\log \operatorname{sen}(\varphi - M) = 9,58821 \quad (\text{n})$$

$$\varphi - M = -21^{\circ} 10' 40''$$

$$\varphi = -32^{\circ} 20' 50''.$$

En cuanto al ángulo horario t se calcula en la forma en que ya se ha visto por la segunda fórmula del grupo (A). En este ejemplo resulta:

$$t = 30^{\circ} = 2 \text{ horas.}$$

Todos estos problemas y muchos otros se pueden resolver aproximadamente con el auxilio de la fig. 43 o con la de la contratapa.

Se obtiene con la figura 43 para el 1: $t = 108^{\circ}$.

Para el 2: $\delta = +19^{\circ}$; $t = 26^{\circ}$.

Para el 4 utilizando la figura de la contratapa se hará girar la hoja transparente hasta que el paralelo de -20° pase por el punto para el cual $h = 60^{\circ}$ y $a = 110^{\circ}$. Se observa que ello ocurre cuando el ángulo formado por $P_s P_n$ con el horizonte es de unos 33° ; luego $\varphi = -33^{\circ}$, viéndose también que $t = 30^{\circ}$.

INDICE CRONOLOGICO DE LOS PROGRESOS DE LA ASTRONOMIA

ANTIGÜEDAD

ORIGEN.—Buscar el origen de los primeros conocimientos astronómicos del hombre sería remontarnos al origen de la especie humana, ya que el movimiento diurno del Sol no pudo pasar desapercibido al hombre prehistórico de las cavernas pudiéndose afirmar otro tanto de la revolución mensual de la Luna con sus distintas fases, y del movimiento de las estrellas en una sola pieza cual si un vínculo material las ligara a todas. Con el andar del tiempo, el ser racional fué tomando conocimiento de otros diversos fenómenos astronómicos, como ser los cambios experimentados por los puntos de salida y puesta del Sol con el correr de los días, los desplazamientos del Sol, la Luna y los planetas entre las estrellas del zodiaco, las variaciones de las sombras proyectadas por una varilla fija y vertical a lo largo del año, la duración del período transcurrido entre dos fases análogas de la Luna, la de la revolución aparente anual del Sol alrededor de la Tierra, etc.

LOS CHINOS.—Pueden considerarse los primeros en la confección de un calendario, previsión de eclipses, fijación de fechas para realizar ceremonias religiosas, etc. Para ello se designaban personas especializadas en su incipiente astronomía, pues ya 2000 años antes de nuestra era se formaban, en ocasiones, tribunales de astrónomos.

LOS CALDEOS.—Determinaron el período SAROS de 18 años 11 días, durante el cual se repiten los eclipses de Sol y Luna. Son los primeros en construir observatorios astronómicos encargados de estudiar los fenómenos del cielo, 1000 años a. J. C.

LOS EGIPCIOS.—Graban en sus templos los signos del zodiaco y orientan sus pirámides.

THALES DE MILETO (639-548 a. de J.C.).—Uno de los “siete sabios de Grecia”, fundador de la escuela Jónica. Conoció el gnomon y el cuadrante solar, creyéndose que fué el primero en predecir el eclipse de Sol del año 585 a. de J.C.

ANAXIMANDEO (610-547 a. J.C.).—Recoge en sus viajes a Babilonia y Egipto algunos conocimientos astronómicos y forja una teoría del infinito.

PITAGORAS (569-470 a. J.C.).—Fundador de la escuela Itálica en Crotona. El mundo es para él medida y armonía. Creyó en la transmigración de las almas de unos seres a otros.

METON (siglo V a. J.C.).—Encontró el ciclo de 19 años llamado “número de oro” y ordenó el antiguo calendario de los griegos.

ARISTÓTELES (384-322 a. J.C.).—Eximio filósofo. En su obra “El Cielo” explica sus ideas astronómico-cosmogónicas. Se ocupa de la Naturaleza en su obra de este nombre.

ERATÓSTENES (276-194 a. J.C.).—Trató de medir el tamaño de la Tierra, siendo el primero en tal tentativa. Se dejó morir de hambre.

ARISTARCO (hacia 265 a. J.C.).—Sostuvo el movimiento de la Tierra alrededor del Sol, e hizo tentativas infructuosas para medir la distancia Sol-Tierra. Más de 17 siglos después, el sistema heliocéntrico de Aristarco de Samos es confirmado por Copérnico.

HIPARCO (190 a 124 a. J.C.).—El más grande de los astrónomos griegos, fundador de la Astronomía matemática. Desarrolló la teoría de los epiciclos, encontró la ecuación del centro (anomalía principal del movimiento lunar); descubrió la precesión y confeccionó el primer catálogo estelar que se perdió después. También determinó los elementos de los movimientos del Sol y la Luna, e introdujo la trigonometría esférica en los cálculos del cielo. Calculó los eclipses, la paralaje de la Luna, la duración del año trópico, la posición del apogeo, la desigualdad de las estaciones, el movimiento medio de los planetas. etc.

SOSIGENES (siglo I a. J.C.).—Aconsejó a Julio César en la reforma del calendario y descubrió las variantes que experimentan los diámetros aparentes del Sol y la Luna.

TOLOMEO, Claudio.—El más famoso de los astrónomos antiguos por su obra el “*Almagesto*”, donde explica el sistema geocéntrico en conformidad con las ideas de la época. Sus trabajos se inspiran en la obra de Hiparco. Descubrió la evección, o sea la segunda anomalía del movimiento lunar. Perfeccionó los instrumentos de observación del cielo, y en su “*Almagesto*” aparece el primer catálogo estelar que se conserva.

EDAD MEDIA

Durante la Edad Media se produce un estancamiento en los progresos astronómicos que había de durar unos 13 siglos. El letargo, es apenas interrumpido por los árabes y uno que otro observador europeo, sin descollar ninguno.

AL-MA' MUN (786-833).—Hijo del célebre califa de Bagdad, *Harún-ar-Raschid*, traduce al árabe el “*Almagesto*” de *Tolomeo* y dirige un Observatorio cercano a Bagdad. Determinó la longitud del arco de 1° de meridiano en la llanura de Sangar situada entre los ríos Tigris y Eufrates.

AL-BATTANI (principios del siglo X).—Determinó los elementos de la órbita del Sol y la precesión no bien determinada anteriormente. Publicó tablas astronómicas, y corrigió ciertos métodos trigonométricos. Es considerado como el más hábil de los astrónomos árabes y murió en 929.

PURBACH (1423-1461).—Profesor vienés. Tradujo el “*Almagesto*” de Tolomeo.

CARDENAL, Nicolás de CUSA (1401-1464).—Se ocupó de la reforma del Calendario. Sostuvo que la Tierra gira alrededor del Sol.

EDAD MODERNA

El hombre es desalojado del centro del Universo por *Copérnico*. *Kepler* enuncia leyes precisas sobre el movimiento de los planetas.

Galileo, al dar los fundamentos de la "NUOVA SCIENZA" consolida el SISTEMA HELIOCÉNTRICO y se comienza a escrutar el cielo con el ANTEOJO. *Newton* crea finalmente la *Mecánica Celeste* demostrando que los objetos del cielo siguen las mismas leyes mecánicas que los cuerpos de la superficie de la Tierra.

JOHANN MÜLLER (1436-1476).—Más conocido por *REGIOMONTANO* por ser oriundo de Königsberg (Monte del Rey). — Observó y estudió el gran cometa de 1572 del cual *Halley* calculó la órbita. Publicó sus notables efemérides del Sol, la Luna y los planetas y una trigonometría. También proporcionó datos relativos a los eclipses. Toda su obra la llevó a cabo en Italia.

COPÉRNICO, NICOLAS (19 de febrero de 1473-24 de mayo de 1543).—Célebre por su sistema astronómico heliocéntrico, que había de reemplazar algún tiempo después de su muerte al geocéntrico de Tolomeo que imperó durante 15 siglos. Su sistema está expuesto en su obra "*De revolutionibus*" publicada después de su muerte. Fué canónigo de la catedral de Frauenburgo, y sus determinaciones sobre la duración del año sirvieron de base 70 años después, para introducir en el calendario la reforma gregoriana.

TYCHO BRAHE (14 de diciembre de 1546-13 de octubre de 1601).—Dinamarqués. Tomó fama por un trabajo sobre la nova de 1572. Construyó por sí mismo notables aparatos astronómicos para sus observatorios de la isla Hven. Su trabajo fundamental lo constituyen las precisas observaciones sobre los movimientos planetarios, que superaron ampliamente a todo cuanto en ese sentido se había hecho hasta entonces, y sirvieron después a *Kepler* para hallar sus célebres leyes. Confeccionó también un sistema astronómico mixto, que no prosperó, tratando de combinar el sistema geocéntrico de Tolomeo con el heliocéntrico de Copérnico.

KEPLER, JOHANNES (27 de diciembre de 1571-15 de noviembre de 1630).—Fué ayudante y discípulo de *Tycho Brahe*, quien lo trató malamente. En su "*Astronomía Nova*" expone sus dos primeras leyes relativas al movimiento planetario. Sus tablas sobre los planetas aparecidas en 1627, fueron utilizadas por todos los astrónomos posteriores hasta principios del siglo XVIII. En cuanto a su tercera ley, se publicó en su obra "*Harmonices mundi libri V*" en 1619. En su vida privada, fué Kepler uno de los hombres más perseguidos por la adversidad.

GALILEI, GALILEO (19 de febrero de 1564-8 de enero de 1642).—En 1597 se declara partidario del sistema de Copérnico. En 1609 construyó el anteojo astronómico de su invención y al año siguiente ya había descubierto las montañas de la Luna, cuatro satélites de Júpiter, Io Europa, Ganymedes y Callisto, además de algunos conglomerados estelares, la "triplicidad" de Saturno, y las fases de Venus. También se atribuye a Galileo el descubrimiento de las manchas del Sol. En una controversia sobre los tres cometas del año 1618, Galileo sostuvo equivocadamente el origen terrestre de tales astros. Su obra "*Diálogo sopra i due Massimi Sistemi del Mondo*" concluida en 1629, se publicó en Florencia en 1632.

Por sus ideas sobre la traslación de la Tierra alrededor del Sol, en apoyo del sistema de Copérnico, fué acusado por el dominico *Lorini* en 1615 ante la Inquisición romana, sin mayores consecuencias. Posteriormente al publicar su "*Diálogo*" en 1632, una comisión de sabios nombrados por el papa Urbano VIII exigió ocho correcciones a la obra, acusando además a *Galileo* por desobediencia a un decreto de 1616, en que se comprometía a no divulgar sus ideas. Después de diversas incidencias fué condenado como culpable de desobediencia imponiéndosele diversas sanciones. Al día siguiente de la condena, obtiene permiso para vivir en el palacio del embajador de Toscana, y posteriormente para trasladarse a Arcetri donde pasó los últimos 8 años de su existencia. Antes de trasladarse a Arcetri tuvo, por algún tiempo, como prisión, el palacio del obispo Piccolomini, donde escribió su libro "*Nuova Scienza*".

FABRICIUS, DAVID (1564-1617).—Párroco en Frisia Oriental. Descubrió las variantes en brillo de la estrella MIRA-CETI en 1596. Su hijo Juan, disputa a Galileo la prioridad del descubrimiento de las manchas del Sol.

BAYER, JOHANNES (1572-1625).—Muy conocido por su "URANOMETRÍA", considerado como el primer trabajo importante al respecto. Utiliza para designar a las estrellas letras griegas (para las más brillantes) y latinas, sistema que persiste en nuestros días.

HEVELIO, JOHANNES (1611-1687).—Es el precursor de la topografía lunar, además de haberse preocupado de los cometas. Su obra "SELENOGRAPHIA" presenta los primeros grabados realmente notables sobre los accidentes del suelo de la Luna.

PICARD, JEAN (1620-1682).—Mide con precisión un grado de meridiano, inventa el círculo mural y aplica el anteojo para medir ángulos.

ROEMER, OLAO (1644-1710).—Determinó la velocidad de la luz, por los eclipses de uno de los satélites de Júpiter, e inventó el anteojo meridiano.

HUYGENS, CRISTIAN (1629-1695).—Ilustre físico creador de la teoría ondulatoria de la luz. Descubrió un satélite de Saturno, el anillo del planeta y la nebulosa de Orión. También inventó el micrómetro.

CASSINI, DOMINGO (1625-1712).—Estudió las rotaciones del Sol, la Luna, Marte y Júpiter. Descubrió la luz zodiacal y cuatro satélites de Saturno. Estudió detenidamente la refracción atmosférica.

NEWTON, ISAAC (5 de enero de 1643-31 de marzo de 1727).—Su descubrimiento fundamental lo constituye la célebre ley que lleva su nombre, siendo su obra más importante la titulada "*Philosophiæ naturalis principia mathematica*", publicada en Londres en 1687. Es el fundador de la Mecánica Celeste, y en su ley gravitatoria se explican las leyes de Kepler, no demostradas anteriormente, la forma de la Tierra, las mareas, la variación de la aceleración de la gravedad con la latitud, la precesión, los movimientos de los cometas, las anomalías en los movimientos de la Luna, la nutación, etc.

FLAMSTEED, JOHN (1646-1719).—Confeccionó un catálogo de estrellas y varias cartas celestes, en las cuales aparecía ubicado como estrella el planeta Urano descubierta después por *Herschel*. Descubrió la anomalía en el movimiento lunar llamada ecuación anual.

HALLEY, EDMUND (1656-1742).—Calculó diversas órbitas cometarias, y entre ellas la del cometa de su nombre. En su obra "*Philosophical Transactions*" indica un notable método para determinar la paralaje del Sol utilizando los pasos de Venus. También parece haber percibido el movimiento de varias estrellas en 1718. Sucedió a *Flamsteed* en la dirección del Observatorio de Greenwich y confeccionó un catálogo de estrellas australes.

BRADLEY, JAMES (1692-1762).—Descubrió la aberración anual de la luz, con lo cual adquirió renombre. Descubrió también la nutación, confeccionando asimismo un catálogo estelar muy exacto.

EULER, LEONHARD (1707-1783).—Eximio matemático. En su "Teoría sobre los movimientos planetarios y cometarios" publicada en 1744, se ocupa sobre todo de las perturbaciones.

LACAILLE, NICOLAS LUIS (1713-1762).—Formó parte de la Comisión que midió en Francia el grado de meridiano. Su "Catálogo estelar del cielo austral" confeccionado desde el Cabo de Buena Esperanza, contiene más de 10.000 estrellas.

CLAIRAUT, ALEXIS CLAUDE (1713-1765).—Hizo cálculos precisos sobre la vuelta del cometa Halley en 1759. También se le deben notables trabajos sobre la forma de la Tierra y los movimientos de la Luna, así como su contribución a la medida de 1° de meridiano en Laponia.

MAYER, TOBIAS (1723-1762).—Publica tablas sobre la Luna e indica métodos para fijar la longitud geográfica en alta mar. También estudió la configuración del suelo de la Luna e hizo estudios precisos sobre la posición de las estrellas. Se le debe también la invención de un círculo de reflexión.

MESSIER, CHARLES (1730-1817).—Gran descubridor de nebulosas de las cuales publica un célebre catálogo. A muchas nebulosas se las designa por el número de este catálogo seguido por el nombre del autor.

LALANDE, JOSEPH GEROME LE FRANÇOIS DE (1732-1807).—Publicó un tratado de Astronomía, y catalogó más de 47.000 estrellas.

HERSCHEL, FRIEDRICH WILHELM (19 de noviembre de 1738-29 de agosto de 1822).—En 1774 fabricó por sí mismo el primer telescopio de cierta potencia. El 13 de marzo de 1781 descubrió el planeta URANO. Siguió aumentando las dimensiones de los telescopios reflectores de los cuales construyó muchos para observatorios extranjeros hasta llegar a dar a uno un metro de abertura. Sus trabajos sobre las estrellas fueron publicados en la "Philosophical Transactions".

PIAZZI, GIUSEPPE (1746-1826).—Descubrió a CERES, el primero de los asteroides conocidos y publicó un catálogo con más de 7.500 estrellas.

BODE, JOHANN ELERT (1747-1826).—Divulgó trabajos astronómicos, entre otros la combinación numérica de *Titius* para obtener las distancias medias de los planetas al Sol. A dicha serie numérica se le llamó después "ley de Bode".

DELABRE, JEAN B. JOSEPH (1749-1822).—Publicó su "Historia de la Astronomía" en 6 tomos. Tomó parte en la determinación del grado de meridiano, del que se dedujo la longitud del metro. Esta determinación es descrita en los 3 tomos de la obra "Base del Sistema métrico". Calculó tablas del Sol, de los planetas y los satélites de Júpiter.

LAPLACE, PIERRE SIMON (13 de marzo de 1749-5 de marzo de 1827).—Se le conoce mucho por su célebre hipótesis cosmogónica de la nebulosa primitiva que subsiste en el día. Publicó las obras "Sistema del Mundo" y "Mecánica Celeste". Descubrió la invariabilidad de los movimientos medios de los planetas.

HERSCHEL, KAROLINE LUCRETIA (1750-1848).—Hermana de Williams. Descubrió 8 cometas y varias nebulosas. Publicó un catálogo de 561 estrellas.

PERIODO CONTEMPORANEO

La Astronomía tiene su época de oro en este período. El hombre se pone en contacto con un Universo cada vez más dilatado ya que sus medios de observación van adquiriendo un desarrollo que sigue un ritmo realmente vertiginoso. Las distancias a numerosos objetos del cielo se miden con singular aproximación en años luz, parsecs y hasta megaparsecs. Surge una nueva ciencia, la *Astrofísica*, que aporta revelaciones trascendentales acerca de la constitución de los astros y demás objetos del cielo y se aplica al estudio de éste la sorprendente sensibilidad fotográfica que permite captar millones y millones de nuevos astros. La Mecánica celeste sigue en franca evolución apareciendo la revolucionaria teoría de la Relatividad de *Einstein* que introduce un cambio fundamental en nuestras concepciones del espacio y del tiempo. Los aparatos de observación alcan-

zan un desarrollo que supera a todo cuanto pudo preverse al respecto.

OLBERS, HEINRICH WILHELM (1758-1840).—Especialista en Astronomía cometaria, descubrió 6 cometas y fijó el método para determinar sus órbitas. Descubrió también a dos de los más grandes asteroides PALLAS y VESTA.

PONS, JEAN LOUIS (1761-1831).—Gran descubridor de cometas, de los cuales entre 1801 y 1827 hizo conocer 37 entre ellos el cometa a corto período *Encke*.

BOUVARD, ALEXIS (1767-1834).—Publicó tablas de planetas, entre ellas la de Urano, que permitieron a *Leverrier* descubrir el planeta NEPTUNO.

GAUSS, KARL FRIEDRICH (30 de abril de 1777-23 de febrero de 1855).—Uno de los más grandes matemáticos de todos los tiempos. Hizo cálculos que permitieron encontrar nuevamente al asteroide CERES cuya posición sobre la esfera celeste se desconocía. Publicó "Theoria motus corporum coelestium" donde da el método a seguirse en la determinación de las órbitas de los astros. Además aporta al cálculo de probabilidades su célebre método de los cuadrados mínimos, que aplicado a los astros reduce notablemente los errores de observación.

BESSEL, FRIEDRICH WILHELM (22 de julio de 1784-17 de marzo de 1846).—Calculó la órbita del cometa *Halley* y la de otros varios. Dedicó muchos años a la corrección de las posiciones de los astros. Dió precisas indicaciones sobre la precesión, la mutación, la aberración de la luz, la refracción y la inclinación de la eclíptica. Catalogó las estrellas hasta la 9ª magnitud entre las declinaciones de +45°, y -15°, y dió notables indicaciones sobre la confección de cartas celestes. Determinó la primer paralaje correspondiente a la estrella 61 del Cisne, estudió las estrellas dobles, los satélites de Júpiter y Saturno, etc. Publicó notables trabajos de astronomía esférica y por sus indicaciones sobre estrellas dobles se pudieron controlar después los movimientos propios de SIRIO y PROCIÓN. En Geodesia descolló determinando la longitud del grado de meridiano en Rusia Oriental junto con *Baeyer* en 1832.

FRAUNHOFER, JOSEPH VON (1787-1826).—Precursor de la Astrofísica. Perfeccionó los anteojos acromáticos y midió las longitudes de onda de las rayas espectrales que llevan su nombre.

BOND, WILLIAM CRANCH (1789-1859).—Construyó un observatorio privado e inventó el cronógrafo eléctrico. Su hijo George Phillips hizo observaciones sobre el cometa de *Donati* y varias nebulosas, entre ellas la de ORIÓN. Aplicó la fotografía con gran éxito al estudio de los cuerpos celestes, tanto para la observación como para la medición.

ENCKE, JOHANN FRANZ (1791-1865).—Calculó las órbitas de diversos asteroides. Determinó la órbita del cometa descubierto por *Pons* y que hoy lleva su nombre. Por los pasos de VENUS calculó la paralaje del Sol, distinguiéndose además en la confección de notables cartas celestes.

HERSCHEL, SIR JOHN FREDERICK (1792-1871).—Hijo de William. Gran observador de estrellas dobles, de las cuales publicó once catálogos. Publicó además el "General Catalogue" de nebulosas, que contiene todas las conocidas en su tiempo, y cuyo número alcanzaba a 5.079, incluso los cúmulos. Se trasladó al Cabo de Buena Esperanza y estudió el cielo austral, publicando nuevos catálogos de estrellas dobles y nebulosas de este cielo, de las cuales muchas descubiertas por él mismo.

STRUVE, FRIEDRICH GEORG WILHELM (1793-1864).—Realizó desde el Observatorio de Dorpat equipado por él con un gran refractor y un notable círculo meridiano, trabajos notables sobre estrellas dobles que lo llevan a publicar un gran catálogo de las mismas que superaba en mucho a los anteriores. Determinó en Rusia la longitud del grado de meridiano. También

verificó notables estudios sobre la constante de aberración, intentando además determinar la constante de nutación. Su hijo *OTTO STRUVE*, lo ayudó eficazmente.

ARGELANDER, FRIEDEICH WILHELM AUGUST (1799-1875).—Su principal obra es el notable catálogo estelar llamado "*Uranometria Nova*". Observó también las estrellas variables. Publicó además un tratado sobre el movimiento propio de nuestro sistema. Con Schönfeld y Krüger, terminaron en 1862 otro gran catálogo de estrellas comprendidas entre el polo norte y el paralelo de 2° austral y que contiene 324.198 estrellas, a las cuales agregó después Schönfeld otras 133.659 comprendidas entre el paralelo citado y el de 23° austral.

LASSELL, WILLIAM (1799-1880).—Construyó grandes telescopios, descubriendo el SATÉLITE DE NEPTUNO, el octavo de SATURNO y dos de los cuatro satélites de URANO. Además desde Malta descubrió más de 600 nebulosas.

PRITCHARD, CHARLES (1808-1893).—Utilizó la fotografía en la astronomía de posición. Descolló en fotometría midiendo el brillo de numerosas estrellas.

LEVERRIER, URBAIN JEAN JOSEPH (1811-1877).—Célebre por el descubrimiento de Neptuno obtenido como una maravilla del cálculo matemático a raíz de las perturbaciones de Urano. Publicó un trabajo relativo a las variaciones seculares de las órbitas planetarias.

GALLE, JOHANN GOTTFRIED (1812-1910).—Enfocó por primera vez al planeta Neptuno, siguiendo las indicaciones dadas por Leverrier. Trabajó también en el estudio de los meteoritos y descubrió tres cometas, publicando posteriormente una tabla con las órbitas de los cometas conocidos hasta su época.

ANGSTROM, ANDRES JONAS (1814-1874).—Se distinguió como astrofísico en estudios espectrales relativos al Sol, al cometa de *Halley*, etc. Publicó "*Spectre normal du Soleil*" utilizando por primera vez en la medida de longitudes de ondas, la unidad que lleva su nombre equivalente a la diezmilionésima de milímetro.

SECCHI, ANGELO (1818-1878).—El primero en clasificar a las estrellas por tipos espectrales, relacionando el tipo al color. Publicó una obra en dos tomos: "*Le Soleil*". Es uno de los precursores de la astrofísica moderna.

FOUCAULT, LEON (1819-1868).—Célebre por sus experiencias del péndulo, que demostraron acabadamente la rotación de la Tierra. Determinó también la velocidad de propagación de la luz y fué un hábil constructor de espejos plateados para aparatos de reflexión.

ADAMS, JOHN COUCH (1819-1892).—Siendo estudiante de Cambridge, obtuvo al mismo tiempo que Leverrier las efemérides del aún desconocido planeta Neptuno. Estudió la órbita de los meteoros de noviembre y la aceleración secular de la Luna.

STRUVE, OTTO WILHELM (1819-1905).—Determinó la constante de precesión, y descubrió numerosas estrellas dobles. Sus publicaciones se refieren a estrellas dobles, cometas, nebulosas, satélites, anillos de Saturno, paralajes estelares, etc. Publicó también un catálogo estelar corregido, que comprendía a las estrellas entre los +15°, y +45° de declinación. Es hijo de *W. Struve* a quien ayudó con gran eficacia.

KIRSCHHOFF, GUSTAV (1824-1887).—Célebre por su ley que relaciona a los poderes absorbentes y emisivos de los cuerpos incandescentes. Esta ley es el fundamento del análisis espectral en el cual descolló netamente sobre todo en la confección de su atlas del espectro del Sol. Se le deben además las importantes leyes de las corrientes eléctricas derivadas.

GOULD, BENJAMIN APTHOEP (1824-1896).—Dirigió la determinación de la diferencia de longitudes entre Europa y América valiéndose del cable transatlántico. Construyó el Observatorio Nacional de Córdoba, desde el cual

extendió al cielo austral, las observaciones realizadas en el hemisferio norte por Bessel y Argelander. En 1879 aparece su valiosa "*Uranometría Argentina*" donde se describen las estrellas más brillantes del cielo austral. En 1884 siguió confeccionando el catálogo por zonas, y dos años después el catálogo general argentino. Fotografió estrellas dobles, conglomerados estelares y estrellas fijas de fuertes movimientos. En 1886 volvió a publicar el conocido "*Astronomical Journal*" que había fundado en 1849, y cuya dirección no pudo atender durante su estada en la Argentina. Nació en Boston y fué director del Dudley-Observatorium, en Albany. Es indudablemente el astrónomo más conocido en Sud América y sobre todo en la Argentina, por sus trabajos sobre el cielo austral que alcanzó a conocer como ninguno.

JANSSEN, JULES (1824-1907).—Demostró al mismo tiempo que *Lockyer*, que las protuberancias del Sol pueden observarse en las fechas que se descen. Sus fotografías del Sol son realmente notables. También estudió las rayas telúricas en el espectro de aquel astro.

HUGGINS, SIR WILLIAM (1824-1910).—Otro gran astrofísico. Probó que el espectro de las nebulosas es el espectro de emisión que corresponde a los gases; aplicó por primera vez el efecto Doppler en la determinación de las velocidades radiales de los astros. Publicó el "*Atlas of Representative Stellar Spektra*" en 1899.

HALL, ASAPH (1829-1907).—Su notoriedad proviene del descubrimiento de los dos pequeños satélites de Marte, *DEIMOS* y *PHOBOS*. Determinó distintas paralajes y la rotación de Saturno, estudiando también los satélites de este planeta.

BREDICHIN, THEODOR (1831-1904).—Célebre por sus minuciosos estudios teóricos relativos a los cometas. Su teoría sobre la formación de las colas de estos astros, es tal vez, la más notable entre todas las forjadas hasta el presente.

YOUNG, CHARLES AUGUSTUS (1834-1908).—Descubrió la capa de inversión de la atmósfera solar. Fotografió las protuberancias y alcanzó a percibir en el espectro de la corona solar la característica raya verde.

NEWCAMB, SIMON (1835-1909).—Gran teórico. Se ocupó de las variaciones seculares de las órbitas de los asteroides; de la determinación de la distancia al Sol; de tablas sobre los planetas Neptuno y Urano; de la teoría de la Luna; de la velocidad de propagación de la luz; de la constitución del Universo; de la velocidad del Sistema Solar; de la distribución de las estrellas, etc.

SCHIAPARELLI, GIOVANNI VIRGINIO (1835-1910).—Descubrió la relación entre las estrellas fugaces llamadas *PERSEIDAS* y el cometa de 1862 III, Observó minuciosamente la topografía de los planetas, sobre todo de Marte creyendo descubrir los llamados "canales" en 1877. Publicó estudios históricos sobre la astronomía, pero su obra principal la constituye los siete tomos dedicados al planeta Marte, bajo el título de "*Observazioni Astronomiche e fisico sulla topografia del pianeta Marte*". Se ocupó también de los posibles períodos de rotación de Mercurio y Venus, opinando que duran tanto, como sus respectivas traslaciones alrededor del Sol.

LOCKYER, SIR NORMAN (1836-1920).—Descubrió, al mismo tiempo que *Jansen*, que las protuberancias solares pueden observarse en cualquier fecha, y es el primero en atribuir ciertas rayas espectrales del Sol a un elemento entonces desconocido que denominó helio. Sus investigaciones sobre espectros y su teoría sobre la evolución de las estrellas ocupan un lugar prominente en el campo de la astrofísica.

RAYET, GEORGES (1839-1906).—Descubrió en 1867 junto con *Wolf* en la constelación del Cisne las estrellas hoy llamadas "*Wolf-Rayet*" de notables características. Posteriormente construyó y equipó el Observatorio de Burdeos.

VOGEL, HERMAN CARL (1841-1907).—Gran astrofísico, dedicándose además a estudios sobre todas las ramas de la astronomía. Sus obras de carácter astrofísico son numerosas, conquistándole gran fama. Contribuyó eficazmente en la instalación del conocido observatorio de Postdam.

THOME, JUAN MACON (1843-1908).—Colaborador y continuador de la obra de Gould, en el Observatorio Nacional de Córdoba. Al fallecer en forma repentina en 1908, ya había casi terminado de catalogar las estrellas australes comprendidas entre los -52° y -61° de declinación. Había nacido en Palmira (Pensilvania).

DARWIN, GEORGES HOWARD (1845-1912).—Se ocupó de las figuras de equilibrio de las masas fluidas en rotación, del problema de los tres cuerpos, de las mareas, de la elasticidad, de las mareas rígidas, etc. En los cuatro volúmenes del "Scientific papers" aparecen detallados todos sus estudios e investigaciones.

TISSERAND, FRANÇOIS FELIX (1845-1896).—Publicó en 4 volúmenes la notable obra "Traité de mécanique céleste" donde encara los más diversos problemas. También tiene una teoría sobre captura de los cometas periódicos.

BOSS, LEWIS (1846-1912).—Su trabajo fundamental es el que se refiere al estudio de las posiciones de las estrellas principales. Es muy consultado su "Preliminary General Catalogue of 6188 Stars for the Epoch 1900". Todas las estrellas estudiadas en este precioso catálogo son visibles a simple vista, salvo unas pocas.

PICKERING, EDWARD CHARLES (1846-1919).—Uno de los más grandes astrofísicos. Determinó con sus colaboradores el espectro de más de 200.000 estrellas. Clasificó, con *Miss Cannon* a las estrellas por sus tipos espectrales, perfeccionando las clasificaciones anteriores de *Secchi* y *Fogel*; también dió una notable clasificación relativa a las estrellas variables. Sus trabajos publicados por el *Harvard College*, son numerosos, y entre ellos pueden citarse como más importante "Revised Harvard Photometry" y "Draper Catalogue of Stellar Spectra".

KAPTEYN, JACOBUS CORNELIUS (19 de enero de 1851 a 18 de junio de 1922).—Una de las figuras cumbres de la Astronomía de las últimas décadas. Investigó sobre las paralajes estelares; estudió los movimientos de estos astros y descubrió las dos grandes corrientes estelares I y II, tratando además de fijar la posición de sus respectivos vertex. También son notables sus investigaciones sobre la constitución del sistema sideral.

POINCARÉ, HENRI (1854-1912).—Como matemático y astrónomo teórico, puede considerarse entre los más grandes de todos los tiempos. Estudió las formas de equilibrio de las masas fluidas en rotación y el problema de los tres cuerpos. Se ocupó también de Mecánica celeste en general y analizó las diversas hipótesis cosmogónicas. Sus obras principales son: "Leçons de Mécanique céleste", "Méthodes nouvelles de la Mécanique céleste" y "Leçons sur les hypothèses cosmogoniques".

STRUVE, HERMANN (1854-1920).—Observó y dió la teoría de los satélites especializándose en los de Saturno. Su hermano *LUDWIG*, se ocupó del movimiento del sistema solar, estrellas dobles, observaciones meridianas y constante de precesión. Son hijos de *Otto Struve* antes mencionada.

LOWELL, PERCIVAL (1855-1916).—El precursor del descubrimiento del más lejano de los planetas conocidos, *PLUTÓN*, cuya existencia había previsto, y para captarlo mandó sacar fotografías sistemáticas de diversas regiones del cielo. Catorce años después de su muerte acaecida en 1916, *Slipher* astrónomo del Observatorio al cual aquel legó su nombre, obtuvo el resultado previsto por el gran astrónomo, descubriendo fotográficamente al último de los grandes planetas conocidos. Las observaciones de *Lowell* sobre el planeta Marte, le dieron justo renombre. Realizó además importantes trabajos espectrográficos, y otros donde la fotografía celeste desempeñaba un rol preponderante. Se ocupó también desde un principio en la observación de las superficies planetarias.

LEAVITT, HENRIETTA SWAN (1868-1921).—Descubrió muchas variables en las nubes de Magallanes y determinó el brillo de numerosas estrellas de la región de la polar del hemisferio boreal. Fué directora de la sección fotográfica de Observatorio de Harvard.

SCHWARZSCHILD, KARL (1873-1916).—Trabajó en fotometría fotográfica, estadística estelar, movimientos propios de las estrellas, etc. Además ejecutó trabajos relativos a casi todas las ramas de la Astronomía.

BARNARD, E. E. (1857-1923).—Desde el Observatorio Yerkes efectuó innumerables trabajos mereciendo citarse su notable catálogo de nebulosas entre las cuales 182 oscuras. Calculó los diámetros de los planetoides más grandes, descubrió la estrella más veloz del cielo (llamada flecha o proyectil), se ocupó de los anillos de Saturno, etc.

HARTMANN, JOHANNES (11 de enero 1865-13 de setiembre 1936).—Estudió el agrandamiento de la sombra de la Tierra en los eclipses de Luna. Confeccionó un método que lleva su nombre para el examen de espejos y lentes muy aplicado hasta la fecha. Trabajó en el perfeccionamiento del espectrógrafo lo mismo que sobre la medición y reducción de espectros. Su "espectro comparador" es utilizado por muchos astrofísicos así como su "microfotómetro". Descubrió las "líneas estacionarias" del calcio en el espectro de δ de Orión. Dirigió desde 1921 a 1934 el Observatorio de La Plata, descubriendo en este período los asteroides Angélica, La Plata y Erfordia, reorganizando también el servicio sísmico de dicho Observatorio.

INDICES

—

INDICE DE AUTORES

Los números indican parágrafos; *ap.*, apéndice.

- | | | |
|---|--|---|
| <p style="text-align: center;">A</p> <p>Adams, 258, 316, <i>ap.</i>
 Adams, W. S., 360.
 Aguilar, 150, 153.
 Airy, 156, 164, 258.
 Aitken, 376.
 Al-Battani, <i>ap.</i>
 Albrecht, 283.
 Al-Hazen, 95.
 Al-Ma'Mun, <i>ap.</i>
 Al-Sufi, 415.
 Ames, 413.
 Anaximandro, 235, <i>ap.</i>
 Anderson, 239, 334.
 "
 Ångström, 342, <i>ap.</i>
 Arago, 3, 258.
 Argelander, 366, 380, <i>ap.</i>
 Aristarco, 135, 239, <i>ap.</i>
 Aristóteles, 3, 243, <i>ap.</i>
 Armellini, 266, 371.
 Augusto, 128.
 Averroes, 3.</p> <p style="text-align: center;">B</p> <p>Baade, 385, 413, 433, 436.
 Balmer, 143, 341, 392, 407.
 Barnard, 285, 288, 372, 407, <i>ap.</i>
 Bayer, <i>ap.</i>
 Bayley, 388.
 Becker, 407.
 Beer, 212.
 Benzenberg, 315.
 Bergman, 282.
 Bessel, 151, 163, 239, 258, 376, 403, <i>ap.</i>
 Bethe, 138.
 Bianchini, 282.
 Biela, 311.
 Bode, 258, 265, <i>ap.</i></p> | <p>Bohr, 338.
 Bolton, 436.
 Bond, 291, 296, <i>ap.</i>
 Borelli, 301.
 Borrelly, 312.
 Boss, 366, 374, <i>ap.</i>
 Bouvard, 258, <i>ap.</i>
 Bowen, 346.
 Bracket, 341.
 Bradley, 164, <i>ap.</i>
 Brahma, 421.
 Brandes, 315.
 Braun, 156.
 Bredichin, 303, <i>ap.</i>
 Brenner, 281.
 Brooks, 309, 312.
 Brosen, 312.
 Bruin, 144.
 Buffón, 421.</p> <p style="text-align: center;">C</p> <p>Calipo, 129.
 Callandreaux, 286.
 Campbell, 283.
 Cannon, 392, <i>ap.</i>
 Cassini, 135, 282, 291, 292, 372, <i>ap.</i>
 Cavendish, 156.
 Celis, 322.
 Cesco, 297.
 Clairaut, 307, <i>ap.</i>
 Clark, 376.
 Clarke, 151, 156.
 Coeberg, 403.
 Coggia, 312.
 Comas Sola, 283, 287, 290, 292.
 Copérnico, 239, 245, 264, <i>ap.</i>
 Cornú, 156.
 Curtis, 395, 408.</p> <p style="text-align: center;">Ch</p> <p>Challis, 258.
 Chamberlin, 427.</p> | <p>Charlier, 292.</p> <p style="text-align: center;">D</p> <p>D'Arrest, 258, 312, 417.
 Dartayet, 396, 404, 407, 409.
 Darwin, 426, 427, <i>ap.</i>
 Dawson, 228, 376, 389.
 De Cusa, <i>ap.</i>
 Delambre, 151, <i>ap.</i>
 Denning, 314, 315, 316.
 Descartes, 421.
 Deslandres, 143.
 De Vico, 282, 312.
 Doello Jurado, 322.
 Donati, 3, 312.
 Doppler, 141, 165, 372, 434.
 Draper, 212, 392.
 Dufour, 3.
 Dyson, 296.</p> <p style="text-align: center;">E</p> <p>Ebert, 213, 217.
 Eddington, 303, 363, 397, 419, 420, 431.
 Einstein, 138, 161, 259, 260, 262, 361, 419, 435.
 Encke, 135, 291, 310, <i>ap.</i>
 Eratóstenes, 148, <i>ap.</i>
 Euclides, 260.
 Eudoxio, 235.
 Euler, <i>ap.</i>
 Ewen, 436.</p> <p style="text-align: center;">F</p> <p>Fabricius, 380, <i>ap.</i>
 Faye, 312, 426, 427.
 Fernel, 150.
 Finlay, 312.
 Flammarion, 160.</p> |
|---|--|---|

Flamsteed, 181, 258,
366, *ap.*
Fleming, 258.
Fontanari, 380.
Forbes, 258.
Foucault, 160, *ap.*
Fowler, 302.
Fraunhofer, 142, 144,
382, *ap.*
Freiberg, 160.
Friedman, 419.

G

Galileo, 71, 140, 212,
244, 270, 288, 291,
ap.
Galle, 135, 258, 291,
ap.
Gauss, 205, 285, *ap.*
Gaviola, 324, 333.
Gay Lussac, 398.
Geissler, 336.
Giacobini, 312.
Gill, 336.
Gould, 61, 366, 403,
ap.
Gray, 409.
Gregorio XIII, 129.
Grote-Rober, 436.

H

Hagen, 407.
Hale, 140, 142, 143.
Hall, 284, 290, *ap.*
Halley, 134, 246, 307,
ap.
Harding, 285.
Hartmann, 285, 420,
ap.
Harun - ar - Raschid,
ap.
Hayford, 151.
Hayn, 198.
Hecker, 153.
Heig, 314.
Heis, 61.
Helmert, 151, 152.
Helmholtz, 138.
Hencke, 285.
Heráclito, 238.
Herrero Ducloux, 322.
Herschel, C. J., *ap.*
Herschel J., 376, 401,
ap.
Herschel W., 258, 294,
376, 401, 410, 424,
ap.

Hertzsprung, 393,
395.
Hévelio, 212, 213, *ap.*
Hi, 5.
Hills, 344.
Hinks, 135.
Hiparco, 3, 80, 81,
129, 135, 238, 366,
401, *ap.*
Ho, 5.
Holmes, 312.
Hooker, 324.
Hopfield, 144.
Hubble, 385, 406, 414,
418, 419, 434.
Huggins, 287, *ap.*
Humason, 417, 434.
Hussey, 376.
Hutchins, 218.
Huygens, 283, 292,
326, *ap.*

I

Innes, 376.
Itzigson, 285.

J

James, 156.
Jansky, 436.
Janssen, *ap.*
Jeans, 363, 428, 430.
Jolly, 156, 252.
Joy, 144.
Julio César, 128.

K

Kant, 423.
Kapteyn, 60, 366, 373,
403, *ap.*
Keeler, 290, 291.
Kempf, 390.
Kepler, 245, 250, 264,
285, 426, *ap.*
Kirchhoff, 142, 337,
344, *ap.*
Klein, 218.
Klepesta, 319.
Knox Shaw, 414.
Krigar Menzel, 252.
Kritzingen, 287.
Kuiper, 364.

L

Labérenne, 430.
Lacaille, 372, *ap.*

Lagrange, 206, 258.
Lalande, 258, 372, *ap.*
Lane, 138, 398, 400.
Langley, 137, 356.
Laplace, 142, 206, 425,
426, 430, *ap.*
Lassell, 294, 296, *ap.*
Lau, 282.
Leavitt, 385, 415, *ap.*
Leibnitz, 421.
Lemaitre, 419.
Lemonnier, 258.
Leverrier, 135, 258,
280, 285, *ap.*
Liebenow, 146.
Lilio, 129.
Lindblad, 411.
Listing, 153.
Lockyer, 400, 427, *ap.*
Loedel, 6, 260, 261.
Loewy, 213.
Lord Kelvin, 138, 146.
Lord Rosse, 218.
Lowell, 258, 284, 296,
ap.
Lundmark, 389, 407.
Luyten, 396.
Lyman, 341, 345.
Lyot, 144.

M

Maclear, 239.
Mädler, 212, 283, 372.
Malus, 348.
Mariotte, 398.
Martínez, 285.
Marius, 401, 416.
Maxwell, 291.
Mayer, 288, 372, *ap.*
Mechain, 151.
Melotte, 288, 403, 407.
Mendelejeff, 342.
Mercator, 182.
Messier, 401, *ap.*
Metón, 127, 129, 205,
ap.
Michelson, 71, 326,
334, 359.
Minkowsky, 436.
Mitchell, 344.
Montigny, 3.
Morehouse, 308.
Mossotti, 3.
Moulton, 427.
Müller, 281, 290, 390,
ap.

N

Nelson, 212.
Newcomb, 135, 374.
426, *ap.*
Newton, 153, 246, 247,
250, 262, 264, 301,
ap.
Nicol, 348.
Nicholson, 288.
Nordmann, 350.
Numa Pompilio, 129.

O

Olbers, 285, 286, *ap.*
Oort, 411.
Oppolzer, 285.

P

Pascal, 1.
Paschen, 341, 345.
Pearce, 420.
Pease, 212, 404, 416.
Peiresc, 401.
Perrine, 288.
Petersen, 258.
Piazzi, 285, *ap.*
Picard, 150.
Pickering, 292, 294,
381, 392, 395, 427,
ap.
Pitágoras, 260, *ap.*
Planck, 353, 357.
Plaskett, 392, 420.
Plateau, 160.
Platón, 235.
Platzeck, 333.
Pogson, 370.
Poincaré, 426, 427,
ap.
Pons, 310, 312, *ap.*
Pouillet, 137, 354.
Pritchard, *ap.*
Puisieux, 213.
Purbach, *ap.*
Purcell, 436.

R

Rayet, 391, 392, *ap.*
Reich, 156.
Repsold, 366.
Respighi, 3.

Riccioli, 212, 213.
Richard, 252.
Roberts, 407, 416.
Roche, 429.
Roemer, 288, 289, *ap.*
Römer, 372.
Rordame, 312.
Russell, 137, 363, 395,
400, 431.
Rydberg, 341.
Ryle, 436.

S

Saha, 346.
Scaliger, 127.
Scheiner, 140, 141,
217, 416.
Scheller, 218.
Schiaparelli, 281, 282,
314, 317, *ap.*
Schmidt, 212, 218,
314, 432.
Schönfeld, 366, 389.
Schröter, 281, 282.
Schu - King, 5.
Schülen, 140.
Schwarzschild, 349,
433, *ap.*
Seares, 413.
Secchi, 391, 392, *ap.*
See, 427.
Seeliger, 291, 388.
Shapley, 396, 404,
411, 417.
Slipher, 258, 283, 407,
434.
Sosigenes, 128, *ap.*
Spencer Jones, 134.
Spitzer, 433.
Stefan, 352, 363.
Stoney, 217.
Strabón, 206.
Stratton, 427.
Struve H., 287, 291,
296, *ap.*
Struve L., *ap.*
Struve O., 296, *ap.*
Struve W., 376, *ap.*
Swan (espectro de),
302, 392.
Swift, 312.

T

Tempel, 312.
Thales, *ap.*

Thome, 366, *ap.*
Thomson, 146.
Tisserand, *ap.*
Titius, 265.
Todd, 258.
Tolman, 432.
Tolomeo, 6, 135, 147,
235, 237, 366, 401,
ap.
Turner, 144.
Tuttle, 312.
Tycho - Brahe, 163,
212, 243, 388, *ap.*

V

Van Maanen, 371, 395.
Very, 218.
Vogel, 282, 290, 295,
379, 391, *ap.*

W

Walker, 258.
Weiss, 317.
Weizsacker, 432.
Wells, 312.
Westphal, 312.
Whipple, 389.
Wieckert, 146.
Wien, 352, 353, 357,
408.
Wild, 282, 287, 290,
293, 295.
Wildt, 433.
Wilsing, 217.
Winnecke, 135, 312.
Witz, 285.
Wolf, 140, 312, 376,
391, 392, 407, 413.

Y

Young, 144, *ap.*

Z

Zanstha, 408.
Zeemann, 345.
Zeiss, 24.
Zenhder, 213.
Zöllner, 348, 349.

CURSO DE COSMOGRAFIA

INDICE ANALITICO

LIBRO PRIMERO

LA ESFERA CELESTE

CAPITULO PRIMERO

NOCIONES PRELIMINARES

	<u>Página</u>
1. Astros	3
2. Visual, distancia angular, diámetro aparente	3
3. Astros fijos o estrellas. Centelleo	4
4. Astros errantes	7
5. Ciencias astronómicas y cosmografía: su importancia y objeto.	8

LA ESFERA CELESTE.

MOVIMIENTO APARENTE DIURNO

6. Esfera celeste	9
7. Movimiento diurno de la esfera celeste. Rotación de la Tierra.	12

DEFINICIONES RELATIVAS A LA ESFERA CELESTE

8. Eje del mundo	13
9. Polos celestes	14
10. Ecuador celeste	15
11. Paralelos celestes	15
12. Círculos horarios o de declinación	15
13. Vertical de un lugar: cenit, nadir. Planos verticales	16
14. Horizontes; distintas clases. Almicantáradas	16
15. Coordenadas esféricas	17
16. Altura	19
17. El meridiano. Culminación de los astros	19
18. La meridiana; orientación. Sentido directo y sentido retrógrado	20
19. Propiedades del meridiano	21
20. Coordenadas geográficas. Longitud y latitud	21
21. Colatitud	22
22. Coordenadas horizontales: azimut y altura	22
23. Distancia cenital	23
24. Teodolito	23
25. Determinación del azimut y la distancia cenital	24
26. Corrección de la altura de un astro	25
27. Refracción atmosférica: diversos efectos	26
28. Altura del polo celeste y latitud geográfica	27
Advertencias	27
<i>Ejercicios y Problemas</i>	28

CAPITULO SEGUNDO

LEYES Y CONSECUENCIAS DEL MOVIMIENTO DIURNO

29. Día estelar o sidéreo	31
30. Leyes del movimiento diurno	31
31. Variaciones diurna y anual del aspecto del Cielo en un mismo lugar de la Tierra	33

ASPECTO DEL CIELO SEGUN LA LATITUD.

LAS TRES ESFERAS

32. Influencia de la latitud sobre el aspecto del Cielo	34
33. Estrellas circumpolares; culminaciones	34
34. Zonas celestes perpetuamente visibles o invisibles para la latitud φ . Declinación	34
35. El Cielo visto desde una latitud intermedia (esfera oblicua) ..	36
36. El Cielo visto desde el Ecuador (esfera recta)	38
37. El Cielo visto desde un polo de la Tierra (esfera paralela)...	38
38. Determinación del meridiano: el gnomon	39
39. Determinación del meridiano: alturas correspondientes	39
40. Determinación de la distancia cenital del polo celeste; dirección del eje del mundo	40
41. Determinación de la latitud de un lugar	41
42. Distancia cenital de la intersección del meridiano del lugar con el Ecuador	41
<i>Ejercicios y Problemas</i>	42

CAPITULO TERCERO

COORDENADAS ECUATORIALES

43. Equinoccios: punto vernal	44
44. Primer sistema de coordenadas ecuatoriales: ángulo horario t y declinación δ	44
45. Distancia polar δ'	45
46. Tiempo sideral de un lugar. Origen del día sidéreo	46
47. Relación entre el tiempo sideral y el ángulo horario del punto vernal	46
48. Ecuatorial	47
49. Determinación del ángulo horario y la distancia polar de un astro	47
50. Segundo sistema de coordenadas ecuatoriales: ascensión recta α y declinación δ	48
51. Relación entre la hora sideral de un lugar y la ascensión recta α del astro que culmina	49
52. Medida de la declinación de un astro	49
53. Anteojo meridiano	50
54. Determinación meridiana de la ascensión recta de un astro...	52
55. Correcciones del anteojo meridiano	52
56. Círculo mural	53
57. Determinación meridiana de la declinación de un astro	53
58. Transformación de coordenadas. Triángulo de posición: problemas relativos	54
<i>Ejercicios y Problemas</i>	55

CAPITULO CUARTO

DESCRIPCION DEL CIELO ESTRELLADO

PRELIMINARES

59. Clasificación de las estrellas por su brillo aparente	57
60. Número de estrellas	60
61. Constelaciones	60
62. Estrellas primarias	61
63. Orientación: su importancia para el conocimiento del Cielo ..	62
64. Fechas en que las estrellas primarias culminan a medianoche..	62
65. Globos celestes	64
66. Cartas celestes	64

DESCRIPCION DE ESTRELLAS Y CONSTELACIONES

67. El Cielo visto desde los 35° de latitud austral	65
68. Estrellas y constelaciones que culminan a medianoche en enero, febrero y marzo, vistas desde los 35° S. de latitud	66
69. Estrellas y constelaciones que culminan a medianoche en abril, marzo y junio, vistas desde los 35° S. de latitud	69
70. Estrellas y constelaciones que culminan a medianoche en julio, agosto y setiembre, vistas desde los 35° S. de latitud	72
71. Estrellas y constelaciones que culminan a medianoche en octubre, noviembre y diciembre, vistas desde los 35° S. de latitud.	74
72. Estrellas y constelaciones invisibles desde los 35° S. de latitud.	79
73. Vía Láctea	80
<i>Ejercicios y Problemas</i>	82

LIBRO SEGUNDO

E L S O L

CAPITULO PRIMERO

EL DIA Y LA NOCHE

INTRODUCCION

74. El Sol: forma del disco; diámetro aparente; distancia a la Tierra: perigeo y apogeo	87
75. Arco diurno y arco nocturno: sus variaciones a lo largo del año.	88
76. Movimiento del Sol en ascensión recta	88
77. Movimiento del Sol en declinación	89

MOVIMIENTO APARENTE ANUAL: LA ECLIPTICA

78. La eclíptica	90
79. Equinoccios y solsticios, coluros	91
80. El zodiaco y sus doce constelaciones	92
81. Oblicuidad de la eclíptica	93
82. El Sol en su recorrido sobre la eclíptica: las estaciones	94
83. Hora del equinoccio vernal	95
84. Año trópico	95
85. Año sideral	96

COORDENADAS ECLIPTICAS

86. Eje y polos eclípticos	96
87. Círculos de longitud	96
88. Círculos de latitud	97
89. Coordenadas eclípticas: longitud y latitud astral	97

CONSECUENCIAS DEL MOVIMIENTO ANUAL DEL SOL
DESIGUALDAD DE LOS DIAS Y LAS NOCHES
EN UN MISMO LUGAR

90. Paralelos celestes recorridos por el Sol a lo largo del año	98
91. Desplazamiento anual del paralelo diurno del Sol	99
92. El día y la noche en la latitud de Buenos Aires y La Plata (35° S.)	99
93. El día y la noche en latitudes especiales de la Tierra	101
94. Duración del día en la latitud φ para la declinación δ del Sol.	102
95. Crepúsculos	106
96. Determinación gráfica de la duración del crepúsculo para la latitud φ	107
<i>Ejercicios y Problemas</i>	108

CAPITULO SEGUNDO

LA ORBITA ANUAL DEL SOL: LEY DEL MOVIMIENTO

97. Determinación de la órbita del Sol	111
98. Forma y posición de la órbita solar: ápsides	112
99. Excentricidad de la órbita	113
100. Velocidad angular del Sol: su variación en el transcurso del año	114
101. Relación entre la velocidad angular del Sol y su distancia a la Tierra	114
102. Ley de las áreas	115
103. Las estaciones: su desigual duración	116

EL DIA SOLAR MEDIO

104. Día solar verdadero: causas que modifican su duración	117
105. El primer Sol ficticio: longitud media del Sol. La ecuación del centro	118
106. El Sol medio. La reducción al ecuador	119
107. Día solar medio	121

VARIACION DE LOS ELEMENTOS DE LA ECLIPTICA

108. Precesión: efectos	121
109. Causas de la precesión	123
110. La nutación: causa y efectos	124
<i>Ejercicios y Problemas</i>	125

CAPITULO TERCERO

MEDIDA DEL TIEMPO

PRELIMINARES

111. Unidad fundamental de tiempo: el día y sus fracciones	127
112. Tiempo de un astro	127

	<u>Página</u>
113. Unidades usuales: tiempos que se derivan	128
114. Tiempo sideral	128
115. Relación entre el tiempo sideral T_s , el tiempo de un astro T_a y la ascensión recta α del mismo	128
116. Tiempo solar verdadero	129
117. Tiempo solar medio	130
118. Tiempo medio astronómico y tiempo medio civil. Tiempo Universal	130
119. La ecuación de tiempo	131
120. Hora local y hora legal	133
121. Husos horarios	133

TRANSFORMACIONES DE TIEMPO

122. Convertir un intervalo de tiempo sidéreo en tiempo medio y recíprocamente	135
123. Dada la hora sideral de un lugar, determinar la hora media y recíprocamente	137
124. Conversión de tiempo verdadero a tiempo medio y recípro- camente	138
125. Conocido el ángulo horario de un astro con respecto al semi- meridiano de un lugar, hallar el tiempo medio de dicho lugar.	139
126. Hallar el tiempo del paso de una estrella por el semimeridiano de un lugar	140

EL CALENDARIO Y SUS REFORMAS

127. Año trópico y año civil: el calendario. Período juliano.	142
128. Reforma juliana	143
129. Reforma gregoriana	144
<i>Ejercicios y problemas</i>	146

CAPITULO CUARTO

MEDIDAS RELATIVAS AL SOL. PARALAJE

130. Paralaje	149
131. Relación entre la paralaje horizontal, la distancia del astro a la Tierra y el radio de ésta	150
132. Expresión de la paralaje horizontal en función de una paralaje en altura	150
133. Determinación práctica de la paralaje horizontal	151
134. Paralaje solar	152
135. Distancia Sol - Tierra: Error que se comete en la determinación	155
136. Dimensiones del Sol	156
<i>Ejercicios y Problemas</i>	158

CAPITULO QUINTO

FISICA DEL SOL

137. Luz y calor del Sol	159
138. Origen de la energía irradiada por el Sol	160

CONSTITUCION FISICOQUIMICA DEL SOL. LAS CAPAS SOLARES Y LAS ATMOSFERAS ENVOLVENTES

139. Estructura del Sol	162
-------------------------------	-----

	<u>Página</u>
a) FOTOESFERA	
140. Fotosfera: manchas solares; periodicidad	163
141. Rotación del globo solar	167
b) CAPA DE INVERSION	
142. Capa de inversión: espectro del Sol	170
c) CROMOESFERA	
143. Cromoesfera; protuberancias; espectroheliogramas	172
d) CORONA	
144. Corona. Luz zodiacal	177
<i>Ejercicios y Problemas</i>	180

LIBRO TERCERO

L A T I E R R A

CAPITULO PRIMERO

ESTRUCTURA, FORMA Y DIMENSIONES

145. La Tierra considerada como astro	185
146. Estructura interior del globo terráqueo	185

FORMA Y DIMENSIONES DE LA TIERRA

147. Pruebas relativas a la redondez de la Tierra	188
148. Determinación aproximada del radio de la Tierra por la depresión del horizonte	189
149. Determinación de la forma de la Tierra	190

NOCIONES DE GEODESIA

150. Medición de arcos de meridiano. Triangulación	192
151. Dimensiones de la Tierra: elipsoide de Hayford	194
152. El péndulo y la forma de la Tierra	196
153. Forma verdadera de la Tierra: el geoide	197
154. Desviación de la vertical	198
155. Superficie y volumen de la Tierra	199
156. Masa y densidad de la Tierra	199
<i>Ejercicios y Problemas</i>	200

CAPITULO SEGUNDO

MOVIMIENTOS DE LA TIERRA. ROTACION

157. Interpretación del movimiento diurno: las dos hipótesis	202
158. Equivalencia cinemática de ambas hipótesis	202
159. El movimiento diurno de las estrellas es aparente	203
160. Rotación de la Tierra: Pruebas experimentales	204

TRASLACION DE LA TIERRA

161. Interpretación del movimiento anual del Sol: las dos hipótesis	209
162. Equivalencia cinemática de ambas hipótesis	210

PRUEBAS RELATIVAS A LA TRASLACION
DE LA TIERRA

163.	Paralaje anual de las estrellas	211
164.	Aberración anual	212
165.	Movimiento relativo anual de las estrellas acusado por el espectroscopio	214

CONSECUENCIAS DE LA TRASLACION DE LA TIERRA

166.	La órbita terrestre: características. Perihelio y afelio	215
167.	Posiciones de la Tierra en las cuatro estaciones del año	215
168.	Carácter astronómico de las zonas	217
169.	Variación de temperatura en un lugar de la Tierra	218
170.	Principales movimientos de la Tierra	220
	<i>Ejercicios y Problemas</i>	222

CAPITULO TERCERO

DETERMINACION DE LAS COORDENADAS
GEOGRAFICAS

171.	Determinación de la latitud	224
172.	Sextante	224
173.	Determinación de la longitud	226

MAPAS GEOGRAFICOS

174.	Globos terrestres	227
175.	Mapas geográficos	228
176.	Confección de un mapa geográfico. Canevá	228
179.	Proyección ortográfica	229
178.	Propiedades de la proyección ortográfica	230
179.	Proyección estereográfica	231
180.	Propiedades de la proyección estereográfica	233
181.	Desarrollo cilíndrico	235
182.	Cartas marinas: sistema de Mercator	235
183.	Desarrollo cónico	236
	<i>Ejercicios y Problemas</i>	238

LIBRO CUARTO

L A L U N A

CAPITULO PRIMERO

MOVIMIENTOS DE LA LUNA

184.	Generalidades	243
185.	Movimiento de la Luna con respecto al Sol: mes lunar	243
186.	Movimiento de la Luna entre las estrellas	244
187.	Elongación: sicigias y cuadraturas	244
188.	Forma del disco lunar: diámetro aparente	245

TRASLACION

189.	Plano de la órbita lunar: inclinación; nodos	245
190.	Forma real de la órbita lunar: perigeo y apogeo; excentricidad	246

	Página
191. Precesión y nutación de la Luna	247
192. Movimiento del perigeo de la Luna	248
193. Revolución sideral y revolución sinódica	249
194. Determinación de la revolución sinódica media	251
195. Determinación de la revolución sideral	251
196. Forma aproximada de la trayectoria lunar con relación al Sol	252

ROTACION DE LA LUNA

197. Rotación	253
198. Forma verdadera de la Luna	254
199. Libraciones	254
200. Variación diurna del diámetro aparente de la Luna	256

CONSECUENCIAS DE LA TRASLACION DE LA LUNA

201. Las fases: preliminares	256
202. Huso iluminado visible desde la Tierra	257
203. Explicación de las fases. Periodicidad	258
204. Fases terrestres vistas desde la Luna. Luz cenicienta	261
205. El número de oro o ciclo de Metón	261
206. Las mareas	263
207. Establecimiento de puerto	268
<i>Ejercicios y Problemas</i>	269

CAPITULO SEGUNDO

MONOGRAFIA DE LA LUNA

208. Paralaje lunar	272
209. Distancia de la Luna a la Tierra	272
210. Radio, superficie y volumen de la Luna	272
211. Masa, densidad y pesantez	273

TOPOGRAFIA LUNAR

212. Aspecto del disco lunar	274
213. Valles de la Luna	275
214. Cráteres lunares	276
215. Montañas lunares	277
216. Las ranuras	279
217. Constitución física de la Luna. Albedo	279
218. Luz y calor de la Luna	281
<i>Ejercicios y Problemas</i>	282

CAPITULO TERCERO

ECLIPSES

219. Generalidades	284
--------------------------	-----

ECLIPSES DE SOL

220. Longitud del cono de sombra proyectado por la Luna	285
221. Períodos eclípticos. Revolución draconítica del Sol	286
222. Eclipse total de Sol	287
223. Penumbra: eclipses parciales de Sol	290
224. Eclipse anular de Sol	291
225. Latitudes de la Luna en los eclipses de Sol	292

ECLIPSES DE LUNA

226.	Posibilidad	293
227.	Períodos eclípticos	295
228.	Eclipse total de Luna	296
229.	Eclipses parciales de Luna	297
230.	Visibilidad de los eclipses de Sol y Luna	297
231.	Influencia de la refracción atmosférica sobre los eclipses de Luna	298
232.	Condiciones de latitud de la Luna durante sus eclipses	299
233.	Frecuencia comparada entre los eclipses de Sol y de Luna ...	299
234.	Periodicidad de los eclipses: saros o período caldeo	299
	<i>Ejercicios y Problemas</i>	301

LIBRO QUINTO

EL SISTEMA SOLAR

CAPITULO PRIMERO

LOS SISTEMAS ASTRONOMICOS

235.	Evolución histórica	305
236.	Movimiento de los planetas entre las estrellas: estaciones y retrogradaciones	306

SISTEMA GEOCENTRICO

237.	Principios básicos del sistema de Tolomeo	308
238.	Explicación de las estaciones y retrogradaciones planetarias en el sistema de Tolomeo: epiciclos	309

SISTEMA HELIOCENTRICO

239.	Sistema de Copérnico	311
240.	Principios básicos del sistema de Copérnico	312
241.	Equivalencia cinemática entre los sistemas de Tolomeo y Copérnico	313
242.	Explicación de los movimientos planetarios en el sistema de Copérnico	314
243.	Sistema de Tycho - Brahe	317
244.	Consolidación del sistema de Copernico: Galileo	317

CAPITULO SEGUNDO

ELEMENTOS DE MECANICA CELESTE

245.	Leyes de Kepler	319
------	-----------------------	-----

GRAVITACION UNIVERSAL. CONSECUENCIAS

246.	Fundamentos de la ley de Newton	321
247.	Enunciado general de la ley de Newton	323
248.	Deducción elemental de la ley Newton	323
249.	La gravedad es un caso particular de la gravitación universal	325
250.	Problemas de los dos cuerpos	326
251.	Perturbaciones	327

MASAS DE LOS ASTROS DEL SISTEMA SOLAR

252.	Determinación de la constante k de gravitación	327
253.	Masa y densidad de la Tierra	328

	<u>Página</u>
254. Masa del Sol y de un astro con un satélite	329
255. Masa de la Luna y demás satélites	331
256. Masa de planetas sin satélites	331
257. Potencial gravitatorio. Orbitas elípticas, parabólicas e hiperbólicas	331
258. Descubrimientos de Urano, Neptuno y Plutón	332

TEORIA DE LA GRAVITACION DE EINSTEIN

259. El tiempo como una cuarta dimensión	335
260. El espacio físico y la geometría	336
261. Representación en dos dimensiones	337
262. Pruebas experimentales	338
263. El Universo finito e ilimitado	338
<i>Ejercicios y Problemas</i>	339

CAPITULO TERCERO

GENERALIDADES SOBRE EL SISTEMA SOLAR

264. Sistema solar	340
265. Distancias medias de los planetas al Sol: Ley numérica de Titius o Bode	340
266. Ley empírica de Armellini	342
267. Planetas inferiores y superiores. Elongación: conjunción, oposición y cuadraturas	343
268. Conjunción de planetas inferiores. Digresión	343
269. Conjunción, oposición y cuadraturas de planetas superiores ..	344
270. Fases de planetas inferiores	345
271. Fases de planetas superiores	346
272. Orbitas planetarias: perihelio y afelio; nodos; pasos de Mercurio y Venus	347
273. Revolución sinódica y sideral de los planetas	348
274. Determinación de la revolución sideral	349
275. Radio, superficie y volumen de los planetas	350
276. Distancia de los planetas a la Tierra: diámetros aparentes ..	351
277. Inclinación y excentricidad de las órbitas planetarias	352
278. Satélites de los planetas: eclipses y ocultaciones	353
279. Determinación de las órbitas planetarias	354
280. Corrimiento del perihelio de Mercurio	354
<i>Ejercicios y Problemas</i>	354

CAPITULO CUARTO

MONOGRAFIAS DE PLANETAS

281. Mercurio	356
282. Venus	358
283. Marte	361
284. Satélites de Marte	364
285. Asteroides	365
286. Hipótesis relativa al origen de los asteroides	369
287. Júpiter	370
288. Satélites de Júpiter	374
289. Velocidad de la luz	376
290. Saturno	377
291. Anillos de Saturno	380

	<u>Página</u>
292. Satélites de Saturno	383
293. Urano	384
294. Satélites de Urano	386
295. Neptuno	387
296. Satélite de Neptuno	387
297. Plutón	388
298. Datos comparados de los cuerpos del sistema solar	389

CAPITULO QUINTO

COMETAS Y METEOROS COSMICOS

COMETAS

299. Aspecto y forma	392
300. Origen de los cometas	394
301. Orbitas cometarias: excentricidad; inclinación	394
302. Constitución de los cometas	396
303. Formación y constitución de las colas cometarias. Teoría de Bredichin	398
304. Brillo, masa y densidad de los cometas	399
305. Número de cometas. Nomenclatura	399
306. Choques con la Tierra	400

MONOGRAFIAS DE ALGUNOS COMETAS IMPORTANTES

307. Cometa Halley	400
308. Cometa Morehouse	401
309. Cometa Brooks	402
310. Cometa Encke	403
311. Cometa Biela	403
312. Otros cometas importantes	404

METEOROS COSMICOS

313. Estrellas fugaces	406
314. Origen de las estrellas fugaces	407
315. Velocidad y altura de las estrellas fugaces	408
316. Puntos radiantes. Periodicidad de los enjambres meteóricos .	410
317. Relaciones entre cometas y meteoros cósmicos	412
318. Estrellas fugaces esporádicas	413

BOLIDOS Y URANOLITOS

319. Bóolidos	414
320. Diferencias esenciales entre bólidos y estrellas fugaces	416
321. Constitución química de los uranolitos	417
322. Uranolitos argentinos	417

LIBRO SEXTO

ESTRELLAS Y NEBULOSAS

CAPITULO PRIMERO

INTRODUCCION A LA ASTRONOMIA ESTELAR

323. Generalidades	423
324. Anteojo astronómico. Refractores y reflectores	424

	<u>Página</u>
325. Observaciones estelares	429
326. Efectos producidos por la difracción	430
327. Imagen de una estrella en un objetivo cilíndrico	431
328. Imagen de una estrella dada por el objetivo de un anteojo ...	432
329. Poder separador de un anteojo	433
330. Aumento exigible	433
331. Campo	434
332. Astrográficos	436
333. Dimensiones de refractores y reflectores	436
334. Interferómetro de Michelson	437
335. Medida de diámetros aparentes estelares con el interferómetro	439

ESPECTROGRAFIA

336. Espectroscopia y espectrografia	441
337. Espectros de absorción	443
338. Mecanismo de la emisión y absorción de la luz por los átomos. Teoría de Bohr	444
339. Excitación de los átomos	445
340. Emisión de luz	445
341. Espectro del hidrógeno	446
342. Espectros de otros elementos	447
343. Espectros de absorción del hidrógeno	447
344. Espectro normal del Sol	448
345. Espectros continuos de los átomos. Efecto Zeemann	449
346. Intensidad de las líneas espectrales. Teoría de Saha. Líneas prohibidas. El "nebulium"	450
347. Espectroheliógrafo	451

FOTOMETRIA

348. Fotometría astronómica	453
349. Fotometría fotográfica	454
350. Espectrofotómetros	455

RADIACION

351. Radiación térmica	455
352. Cuerpo negro. Leyes de Stefan y Wien	456
353. Ley de Planck	458
354. Pirheliómetro. Determinación de la constante solar	459
355. Temperatura efectiva del Sol	460
356. Bolómetro	461
357. Medida de la temperatura de las estrellas	461
358. "Paralaje anual" del Sol	461
359. Diámetro de las estrellas por medidas fotométricas. Deter- minación de la densidad media de una estrella. Magnitudes bolométricas	462
360. Efecto Einstein. Las enanas blancas	464
361. Deducción de la fórmula de Einstein	465
362. Presión de radiación	466
363. Constitución interna de las estrellas	467
364. Átomos y estrellas	469
365. Rayos cósmicos	470
<i>Ejercicios y Problemas</i>	471

CAPITULO SEGUNDO

ESTRELLAS

366.	Catálogos estelares	474
367.	Distancia a las estrellas. Año luz y parsec	478
368.	Determinación fotográfica de la paralaje	479
369.	Magnitudes absolutas	479
370.	Fórmula de Pogson	480
371.	Luminosidad	480

MOVIMIENTOS ESTELARES

372.	Movimiento propio de las estrellas. Efecto Doppler	481
373.	Corrientes estelares	484
374.	Traslación del sistema solar	485

ESTRELLAS DOBLES

375.	Estrellas dobles y múltiples	486
376.	Estrellas dobles telescópicas o visuales; órbita del satélite; período de revolución; velocidad radial de los integrantes ..	487
377.	Masa de las estrellas dobles	489
378.	Paralaje dinámica	490
379.	Estrellas dobles espectroscópicas	490

ESTRELLAS VARIABLES

380.	Generalidades	492
381.	Clasificación de las estrellas variables	493
382.	Variables a eclipse tipo Algol	493
383.	Variables a eclipse tipo β de la Lira (líridas)	494
384.	Variables regulares a corto período tipo δ de cefeo (cefeidas) ..	494
385.	Paralaje por las cefeidas. Las dos "Poblaciones" de Baade ..	495
386.	Variables irregulares tipo α de Casiopea	497
387.	Variables a grandes cambios de brillo tipo Mira Ceti	498
388.	Variables temporarias (estrellas novas)	498
389.	Las supernovas	500

CAPITULO TERCERO

CONSTITUCION DE LAS ESTRELLAS

390.	Color de las estrellas	503
391.	Espetros estelares: clasificaciones de Secchi y Vogel	503
392.	Clasificación espectral del Harvard College	506
393.	Estrellas gigantes y enanas. Radios y volúmenes	511
394.	Determinación de distancias con el espectrógrafo	513
395.	Relación entre la magnitud absoluta y el tipo espectral de las estrellas. Diagrama de Hertzsprung - Russell. Enanas blancas ..	514
396.	Densidad de las estrellas	516
397.	Relación entre la masa y la magnitud absoluta de las estrellas	519

EVOLUCION DE LAS ESTRELLAS

398.	Preliminares. Paradoja de Lane	519
399.	Evolución de las estrellas: las dos hipótesis	520
400.	Teoría evolutiva de Lockyer y Russell	520

CAPITULO CUARTO

CUMULOS ESTELARES

401. Cúmulos o conglomerados estelares	524
402. Coordenadas galácticas	526
403. Cúmulos estelares abiertos	527
404. Cúmulos esféricos o globulares	529
405. Sistema Local	531

NEBULOSAS

406. Clasificación de las nebulosas	533
407. A. Nebulosas difusas	533
408. Nebulosas planetarias	541
409. Forma y dimensiones de la Galaxia	545
410. Rotación de la Galaxia	547
411. Efectos de la rotación galáctica	547

NEBULOSAS EXTRAGALACTICAS

412. Nebulosas extragalácticas: clasificación	548
413. Generalidades relativas a las nebulosas extragalácticas	549
414. Ley de Hubble	553
415. Principales nebulosas extragalácticas irregulares	554
416. La gran nebulosa espiral de Andrómeda	556
417. Los grupos nebulares extragalácticos	557
418. Galaxia y nebulosas espirales	559
419. Forma y dimensiones del Universo. Expansión	560
420. La nube cósmica	561
<i>Ejercicios y problemas</i>	562

CAPITULO QUINTO

COSMOGONIA

421. Cosmogonía	563
422. El caos primitivo	563

HIPOTESIS COSMOGONICAS

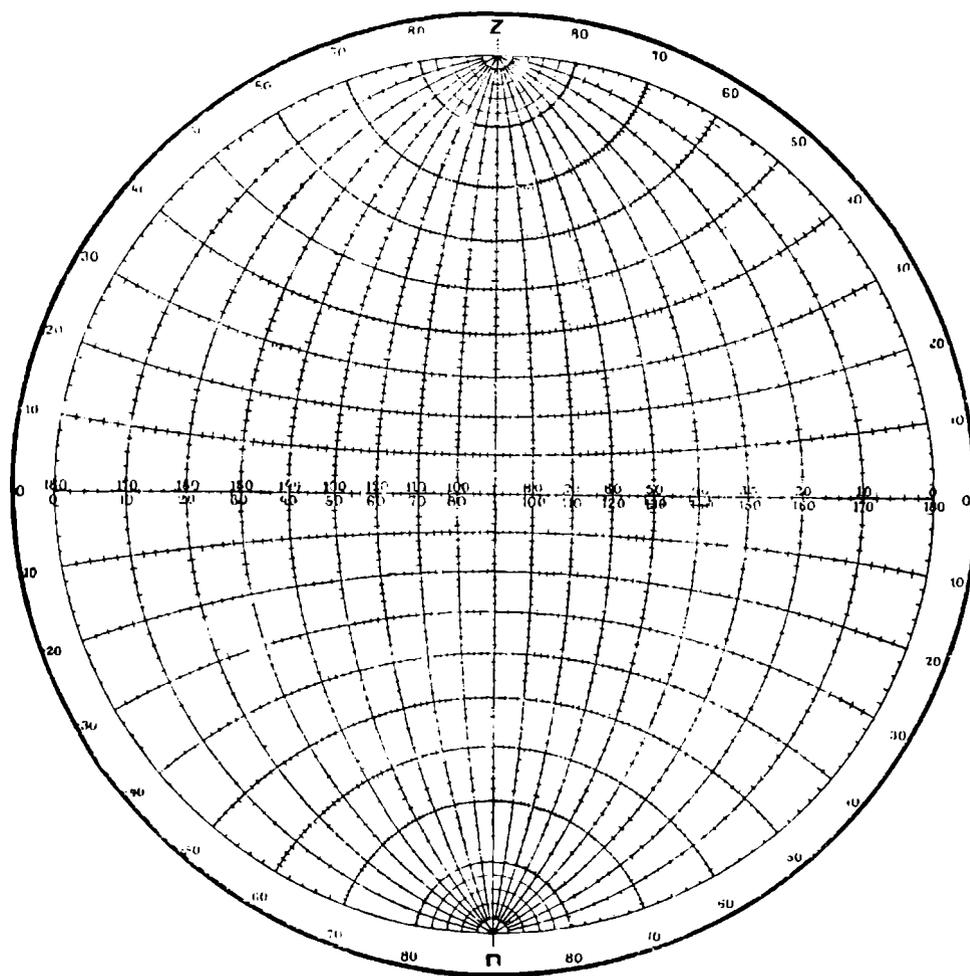
423. Hipótesis de Kant	564
424. Hipótesis de Herschel	565
425. Hipótesis de Laplace	565
426. Discusión de la hipótesis de Laplace	567
427. Otras hipótesis cosmogónicas	568
428. Hipótesis de Jeans	569
429. Formación de los anillos de Saturno. Frontera de Roche ...	570
430. Comparación entre las hipótesis de Laplace y Jeans. La vida en el Universo	570
431. Edad del Universo y evolución estelar. Las dos escalas de tiempo	571
432. Hipótesis cosmogónicas más recientes	573
433. Origen de las estrellas	574
434. Edades del Universo y de la Tierra	574
435. Cosmología Relativista. Nacimiento y muerte de un Universo	577
436. Radio - Astronomía	578

A P E N D I C E

Triángulo de posición: aplicaciones	581
Evolución histórica de la astronomía	585
Indice de autores	597

ESTA QUINTA EDICIÓN
SE TERMINÓ DE IMPRIMIR
EL DÍA 15 DE JULIO DE 1957.
EN LOS TALLERES GRÁFICOS DE LA
"EDITORIAL ESTRADA"
CALLE BOLÍVAR 466
BUENOS AIRES

TRANSFORMACION DE COORDENADAS



Fijese la hoja de papel transparente, impresa en rojo, sobre este dibujo, de modo que la recta SN de aquélla forme con zn un ángulo igual al complemento de la latitud del lugar. Compárese con la fig. 38 de la pág. 44.

