La música de las esferas

Astronomía y matemáticas

Rosa Maria Ros

El mundo es matemático

© 2010, Rosa Maria Ros por el texto
© 2011, RBA Coleccionables, S.A.

Realización: EDITEC
Diseño cubierta: Llorenç Martí
Fotografías: Age Fotostock, iStockphoto, Corbis

Reservados todos los derechos. Ninguna parte de esta publicación puede ser reproducida, almacenada o transmitida por ningún medio sin permiso del editor.

ISBN: 978-84-473-6979-9
Depósito legal: NA-1674-2011

Impreso y encuadernado en Rodesa, Villatuerta (Navarra)

Impreso en España - *Printed in Spain*

Sumario

Prefacio 7

Capítulo 1. Ángulos cruciales y distancias necesarias: el abc de la astronomía 11
Dos ángulos para determinar posiciones 11
Localizar astros sobre la esfera celeste 14
Una primera opción: altura y azimut 14
Una segunda (y mejor) opción: declinación y ascensión recta o ángulo horario 16
El problema de la distancia 19
Experiencia de paralaje con un dedo 22
Determinación de paralajes 26
Los cazadores de planetas 28
Neptuno: descubierto con lápiz y papel 31

Capítulo 2. Y nosotros ¿dónde estamos? 35
Geocentrismo y heliocentrismo: un conflicto superado pero crucial 35
El sistema ptolemaico y los epiciclos 36
El heliocentrismo: la explicación más sencilla 39
El «novelón» de Galileo y la Iglesia 44
Los sólidos de Kepler 48
La música de las esferas según la NASA 50
¿Qué es un planeta y qué no lo es? 52
El caso de Plutón 53
¿Pueden chocar dos planetas? 56
El «código de barras» de los planetas 56
¿Qué son los exoplanetas? ¿Existen? 59

Capítulo 3. Eclipses y tránsitos: puntos de encuentro 65
La geometría de los eclipses 65
Zonas de umbra y penumbra 69
Un gran espectáculo: un eclipse total de Sol 72
La aportación de los eclipses al desarrollo científico de la humanidad 74
Lentes gravitacionales: no eclipsan, aumentan 77

Ver más allá en el espacio y en el tiempo 81
Otro tipo de eclipses: los tránsitos de Mercurio y Venus 83
¿Cuándo se observó el primer tránsito? 85
¿Por qué motivo los tránsitos de Venus se presentan por pares? 87
Las campañas de los siglos XVIII y XIX 89
Los tránsitos de planetas extrasolares 94

Capítulo 4. La medida del tiempo 97
La gran tragedia de los relojes de sol: hay que saber leer la hora 97
Relojes de sol para medir el tiempo 102
Reloj de sol ecuatorial 104
Reloj de sol horizontal 106
Reloj de sol vertical orientado 107
Relojes de sol como calendarios 108
El origen de las estaciones 109
Las líneas zodiacales, cónicas en la calle 112
Cómo solucionar los problemas de los relojes 117
La longitud: un problema de tiempos 119
El camino astronómico 122
La solución en las manos de un relojero 124
Los satélites nos guían: el Sistema de Posicionamiento Global 128

Capítulo 5. Los grandes tiempos 129
Las estrellas, evolución y otras características 129
¿Cómo surgió el sistema solar? 132
Estudios sobre las estrellas del entorno solar 134
Magnitudes estelares y logaritmos 137
La guerra de las galaxias 139
La colisión de la Vía Láctea y Andrómeda 144
La estructura del universo 145

Anexo. Para los que quieran saber más y hacer algunos cálculos 151

Bibliografía 169

Índice analítico 171

Prefacio

La definición de «astronomía» que da el Diccionario de la Real Academia Española es: «Ciencia que trata de cuanto se refiere a los astros, y principalmente a las leyes de sus movimientos». También en el mismo diccionario se define ciencia como: «Conjunto de conocimientos obtenidos mediante la observación y el razonamiento, sistemáticamente estructurados y de los que se deducen principios y leyes generales».

En cualquier caso, está claro que el lenguaje que usa la astronomía para sistematizar y estructurar el resultado de las observaciones son las matemáticas y, de hecho, en ocasiones las matemáticas han sido absolutamente fundamentales para el desarrollo de esta ciencia. Pero la astronomía tiene sus propias particularidades. La astronomía nunca podrá repetir un experimento en el laboratorio en el instante que se quiere y modificando alguna de las condiciones. Bueno, realmente sería genial que pudiéramos tener eclipses a la carta el día que quisiéramos y con las condiciones específicas que eligiéramos. ¡Que sea uno de Sol parcial! ¡O no, mejor uno total!

La astronomía nace con la humanidad. El hombre primitivo, como no tenía televisión, probablemente pasaba las noches observando el cielo, o por lo menos lo observaba mucho más que cualquiera de nosotros. Así fue como comenzó a darse cuenta de que algunos fenómenos se repetían, y que estas repeticiones le permitían de alguna manera saber cuándo era mejor plantar sus semillas y en qué periodo los animales se iban a aparear y sería más fácil cazarlos. Sin duda esto influyó en su modo de alimentarse y en su supervivencia, y, por lo tanto, fue una de las primeras utilidades del conocimiento científico. Además, ciertos aspectos inexplicables para ellos fueron «interpretados» como obra de los dioses, y así se llegó a la sacralización de algunos fenómenos, a la ritualización de las conductas. El deseo y la necesidad de conocer y prever cuándo tendrían lugar fue uno de los objetivos de los sacerdotes de diversos cultos primitivos.

De hecho, la astronomía siempre ha estado muy en contacto con el hombre de la calle. Quizás incluso antes más que ahora. Mi abuelo era campesino y recuerdo que sabía algunas cosas que ahora la gente de ciudad generalmente desconoce. Por ejemplo, me contaba que la luna salía cada noche una hora más tarde (realmente son unos 50 minutos, pero para un campesino, esto es una hora). Mi abuela sabía que el sol iba más alto en verano que en invierno: entraba por la ventana y llegaba más o menos al fondo de las habitaciones según la época del año. Aunque algunos de estos conocimientos se han escapado del saber de la gente en general, sí es verdad que algunas personas, no necesariamente los profesionales, han conseguido profundizar

en ellos; me refiero a los astrónomos amateurs. Siempre me ha parecido notable que la ciencia con más amateurs diseminados por todo el mundo sea la astronomía. No es muy inusual encontrar personas que, aunque su quehacer diario esté al margen del campo científico, dediquen sus ratos de ocio a actividades científicas. De hecho, existen personas que se dedican a recoger y clasificar fósiles o a observar y estudiar las aves, pero el universo de asociaciones de astrónomos amateurs que existe en todo el mundo supera con creces cualquier otro conjunto de aficionados. Posiblemente porque todos tenemos un cielo encima de nuestras cabezas, aunque algún día esté nublado, pero no hay en todas partes de la superficie terrestre zonas en las que puedan hallarse fósiles cruzando la calle o una marisma al lado de casa en la que aniden las aves. Los astrónomos amateurs son sin duda una de las características propias de la astronomía. De hecho, es una constatación «numérica» de la apreciación conocida por todos los comunicadores científicos de que la astronomía «comunica muy bien» y, como decimos algunos, «la astronomía se vende sola».

Sinceramente, creo que la astronomía se comunica de forma más fácil que otras ramas de la ciencia porque es muy visual. Es muy difícil explicar los últimos hallazgos en temas matemáticos, por ejemplo, de teoría de números o de geometría diferencial, pero, en cambio, es muy fácil mostrar las últimas imágenes del Telescopio Espacial Hubble. ¿Quién no se queda sin hipo con algunas de sus fotografías? Pero es que además la astronomía bien explicada tiene emoción y engancha como un serial. ¿Quién no se sorprende al conocer que las estrellas nacen, se desarrollan y mueren, y algunas de forma dramática? ¿Quién no se emociona al saber que en el vientre de las estrellas es donde se generan los elementos más pesados que constituyen los átomos de nuestro cuerpo? ¿Quién no se siente parte del cosmos al saber que nosotros no somos más que hijos de las estrellas, polvo de estrellas? Pero es que además, por ejemplo, las galaxias también van evolucionando y chocan entre ellas. En fin, la astronomía es un mundo, en algún sentido, parecido al que compartimos con los vecinos de nuestra escalera: es la vida misma, solo que en «dimensiones astronómicas» y con unas imágenes bellísimas. ¿Cómo no va a gustar?

A la gente le gusta saber más sobre temas astronómicos, quizá porque de alguna forma nos hablan del pasado, de los albores de la rotación de la Tierra, del sistema solar, del cosmos y, por tanto, de nuestra casa. Nos dice de alguna forma de dónde venimos.

Pero la astronomía también tiene otra característica que la define: «la predicción»; predice algunas cosas que van a suceder: la secuencia de las estaciones, los eclipses, las posiciones de los planetas y de las estrellas en el cielo, etc. Esta caracte-

rística en ocasiones ha sido utilizada por las pseudociencias para intentar prever otras cosas distintas del comportamiento de los cielos. Pero, posiblemente, esta situación es una consecuencia inmediata de las propias características de la humanidad. La inseguridad frente al futuro hace que el hombre intente alcanzar seguridad por cualquier medio, y las predicciones astrológicas van por ese camino, aunque realmente muy poco, o nada, tienen que ver con la astronomía.

En el camino de la predicción existe una especial relación entre la astronomía y las matemáticas. Las predicciones astronómicas son fruto de cálculos matemáticos y, de hecho, las necesidades de la astronomía se han visto satisfechas con desarrollos de nuevos ámbitos matemáticos. Todo lo mencionado con anterioridad justifica de forma clara el interés del gran público por conocer y saber más sobre astronomía y, en particular, sobre el binomio astronomía-matemáticas.

Espero que el lector disfrute con este libro, encuentre respuesta a algunas preguntas que le rondaban por la cabeza y, por qué no, sienta nacer en su interior algunas nuevas cuestiones que desee averiguar; precisamente éste es el camino de la ciencia. Todo investigador se siente «atrapado» por dos aspectos: por una parte, la sensación difícilmente descriptible de haber conseguido entender o resolver algo que no comprendía y, por otra, el «gusanillo» de una nueva pregunta que le reconcome. Así pues, al igual que no hay científicos que se aburran cuando trabajan en su campo, espero que el lector disfrute del mismo modo con estas páginas. Debo reconocer que para mí ha sido un placer escribirlas; espero que sientan lo mismo.

El libro consta de cinco capítulos centrados en los temas cruciales en astronomía con contenidos matemáticos: posiciones y tiempos, los dos primeros relativos a posiciones y distancias, y los dos últimos, el cuarto y el quinto, a temas relacionados con el tiempo. El capítulo central, el tercero, trata de los eclipses, situaciones especiales de posiciones relativas y coincidencia de tiempos.

Capítulo 1

Ángulos cruciales y distancias necesarias: el abc de la astronomía

Es obvio que una ciencia que se dedica a la observación y al estudio de los objetos —unos objetos particulares, ciertamente— tenga como preocupación básica conocer la posición de aquéllos. Ya en este primer y crucial ámbito las matemáticas desempeñan un papel esencial, y lo hacen en forma de tres valores: dos ángulos que nos orientarán en la esfera celeste y la distancia a la que el objeto se encuentra de nosotros. La determinación de los dos ángulos en cuestión es relativamente sencilla. Conocer la distancia a la que se encuentra un astro, sin embargo, es una de las cuestiones más problemáticas de toda la astronomía, y en este breve repaso del abc de esta apasionante disciplina vamos a dedicarle una especial atención.

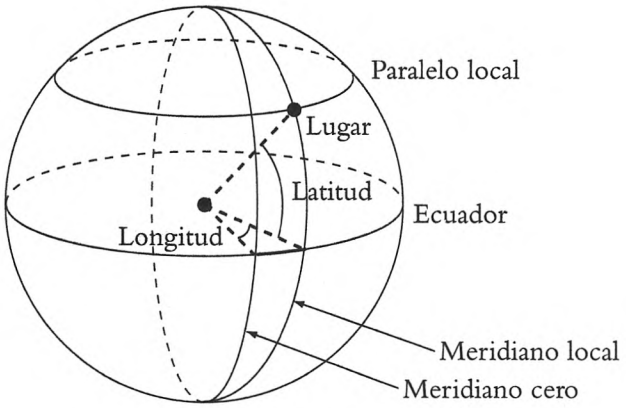
Dos ángulos para determinar posiciones

Para determinar la posición de un objeto en la superficie de la Tierra se emplea el método de las coordenadas. Dado que las observaciones astronómicas dependen en muchas ocasiones de la posición del observador, como veremos más adelante, las coordenadas terrestres resultan absolutamente necesarias a la hora de manejar datos astronómicos. Iniciaremos este trayecto por el sutil arte de la posición astronómica haciendo un breve repaso de cómo funciona este método.

Nuestro planeta gira en torno a un eje, el de rotación, que suele emplearse como referencia para fijar diversos puntos en la superficie del globo. Por ejemplo, los dos puntos de intersección del eje con la superficie del planeta se llaman polos Norte y Sur. Si consideramos el plano perpendicular al eje de rotación en el centro de la Tierra tendremos que el primero intersecta con el segundo en una línea imaginaria que recorre la superficie terrestre: el ecuador. Éste divide el planeta en dos hemisferios, llamados también norte y sur (el remate de cada cual son los polos del mismo nombre). Si imaginamos ahora un número infinito de otros planos paralelos al

ecuador y los hacemos intersectar nuevamente con la superficie del globo obtendremos un número igual de circunferencias, más pequeñas, que reciben el nombre de paralelos.

Imaginemos ahora el planeta como si fuera una naranja con sus gajos. Cada gajo es una circunferencia máxima que pasa por los dos polos y corta perpendicularmente el ecuador. Vamos a poner ahora nombre a esos gajos. ¿Qué tal meridianos? A diferencia del ecuador y de los paralelos, los meridianos son todos iguales y, por tanto, no hay una razón objetiva que los distinga. Por esa razón, en 1884 se decidió tomar uno de ellos como referencia —el «meridiano cero»—, y el elegido fue el que pasa por el Observatorio Real de la localidad británica de Greenwich. Dicho meridiano no fue el primero en recibir esa distinción, pero sí el que la ha conservado hasta nuestros días. De hecho, hasta aquella fecha la mayoría de las Marinas europeas usaban como meridiano de referencia el de la isla canaria de Hierro, en concreto, el que pasaba por la punta de la Orchilla, al oeste de esta isla. La razón es que Ptolomeo situó el final del mundo conocido en Hierro y hasta 1492 no aparecía nada más al oeste de dicho lugar en los mapas, así que durante mucho tiempo se antojó un buen lugar para situar el origen de los meridianos.



Esquema gráfico de las coordenadas geográficas. Latitud y longitud.

Llegamos ya al meollo del asunto. Establecidos los paralelos y los meridianos, localizar un punto sobre la superficie terrestre es tan simple como establecer qué paralelo y qué meridiano se cruzan en él. Para ello nos servimos de dos coordenadas

ALICIA EN EL PAÍS DE LAS MARAVILLAS

Cuando, en el conocido libro de Lewis Carroll, Alicia, persiguiendo al conejo, cae por el profundo pozo, tiene tiempo de pensar en su posición (texto extraído del comienzo del primer capítulo, titulado «Por la madriguera del conejo»):

> «A todo esto, Alicia seguía cayendo, cayendo y cayendo. Quizás ¿no terminaría nunca de caer? "Me gustaría saber cuántas millas habré descendido ya", dijo en voz alta. "Tengo que estar llegando ya bien cerca del centro de la Tierra. Vamos a ver, me parece que está a 4.000 millas de profundidad..." (Es que, como se ve, Alicia había aprendido bastantes cosas como éstas en la escuela, y aunque no era el momento más oportuno para presumir de sabihonda, puesto que nadie la estaba escuchando, de todas formas el repetirlo le servía de práctica.) "Sí, ésa me parece que es la distancia...; pero entonces, me pregunto ¿a qué latitud y a qué longitud habré llegado?" (Alicia no tenía la menor idea de lo que era la longitud ni tampoco de lo que era la latitud, pero le parecieron unas palabras bien imponentes para decir en ese momento.)»

Dibujo de Alicia cuando sigue al conejo hasta dentro de su madriguera.

Sin duda, si el pozo se dirige, como cualquier pozo convencional, hacia el centro de la Tierra, se puede afirmar que su latitud y su longitud no variarán. Los ángulos de posición son los mismos aunque la distancia al centro de la Tierra se reduzca. Así, Alicia podía estar tranquila, su latitud y longitud no variaron a largo de toda la caída hacia el centro de la Tierra.

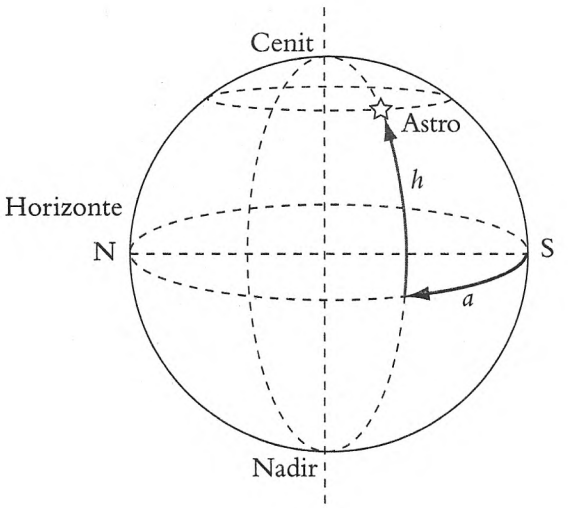
geográficas, latitud y longitud. La primera es el ángulo medido a lo largo del meridiano local o meridiano que pasa por el lugar considerado, desde el ecuador terrestre hasta ese lugar. Se mide en grados, de 0° a 90° para el hemisferio norte, y de 0° a –90° para el hemisferio sur. La longitud, por su parte, se mide en grados sobre el ecuador terrestre, desde el meridiano cero hasta el meridiano del lugar considerado: de 0° a 180° hacia el Este, y de 0° a –180° hacia el Oeste. Es habitual expresar la longitud terrestre en horas, minutos y segundos en lugar de grados. Esta otra forma de medir la longitud es especialmente útil cuando se utiliza para el caso de herramientas de conteo de tiempo, como, por ejemplo, en la lectura de los relojes de sol, tal como se verá más adelante. Para pasar de ángulos a unidades temporales no hay más que considerar que 24 horas se corresponden con 360°, y que, en consecuencia, 1 hora son 15°.

Localizar astros sobre la esfera celeste

En el pasado, la humanidad entendió el firmamento como una esfera de cristal centrada en la Tierra donde estaban pegadas las estrellas. Dicha concepción está ahora más que superada, pero los astrónomos seguimos hablando de la esfera celeste por un cierto abuso del lenguaje y también porque se corresponde con la apreciación intuitiva que tenemos del firmamento y, por tanto, resulta útil para trabajar. El centro de esta esfera celeste es la Tierra, pero no porque se considere el centro del universo, como en tiempos de Ptolomeo, sino por ser el lugar desde donde observamos. Aunque hoy día sabemos que no todos los astros están a la misma distancia de nosotros, con ánimo de clarificar los conceptos básicos que estamos manejando, por ahora asumiremos (a regañadientes) que están situados sobre la superficie de la esfera celeste. La mejor manera de situar un objeto sobre una esfera es tomando unas circunferencias como referencia y dar un par de ángulos a partir de ellas, de modo similar a como lo hemos hecho para el caso de objetos situados sobre la superficie terrestre.

Una primera opción: altura y azimut

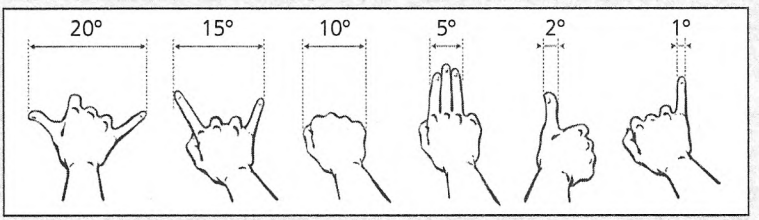
La forma más intuitiva de definir unas coordenadas sobre la esfera celeste consiste en dar el ángulo que corresponde a la altura de la estrella sobre el horizonte y el ángulo desde la recta norte-sur hasta la proyección del lugar que ocupa la estrella sobre el horizonte, el llamado azimut (véase la figura siguiente).



Coordenadas horizontales: altura (h) y azimut (a). En Europa se considera el origen de azimuts desde el Sur, como se muestra en la figura, mientras que en Norteamérica se toma desde el Norte. El cenit corresponde a la intersección entre la vertical del observador y la esfera celeste, es decir, el punto más alto del cielo, mientras que el nadir es el punto opuesto.

MEDIR ÁNGULOS CON LAS MANOS

Para medir la altura y el azimut de un astro se utiliza un aparato llamado teodolito, pero hay una forma muy sencilla de medir ángulos que sólo requiere de nuestras manos. Aunque no es muy preciso, se trata de un ejercicio sencillo que puede realizarse incluso con niños. Si extendemos al máximo el brazo enfrente de nosotros, el palmo de la mano corresponde a 20°; el puño, a 10°; el pulgar, a 2°, y el dedo meñique, a 1°. Tanto si la persona que lo prueba es corpulenta como si es un niño, dado que su cuerpo estará proporcionado, la mayor o menor longitud del brazo se corresponde con el tamaño de la mano, y esta regla ofrece resultados satisfactorios.

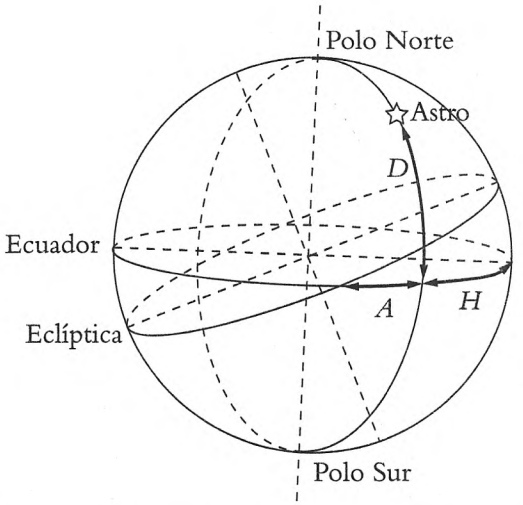


Diferentes medidas que se pueden tomar con las manos para medir ángulos.

Una segunda (y mejor) opción: declinación y ascensión recta o ángulo horario

La determinación de la posición de una estrella mediante la altura y el azimut es un método sencillo, pero presenta un grave problema: es muy local. Una misma estrella observada simultáneamente en París y Lisboa tendrá diferentes coordenadas, ya que los horizontes de ambos lugares son diferentes. Por ejemplo, la Estrella Polar se ve más alta sobre el horizonte de París que sobre el de Lisboa. Estas coordenadas, tan sencillas, resultan al cabo inútiles porque no permiten a los astrónomos transmitirse información sobre las observaciones que están realizando. Existe otra forma de dar los ángulos de posición que también guarda cierto paralelismo con las coordenadas terrestres de latitud y longitud y que resuelve el problema de la simultaneidad. El método descansa sobre la noción de eje de rotación terrestre y nos resulta también intuitivo porque responde a la percepción inmediata de que es la esfera celeste la que rota a nuestro alrededor (debido a esto mismo el eje de rotación terrestre se conocía en la Antigüedad como «el eje del mundo»), siendo que la verdad es otra: la que gira es la Tierra, de Oeste a Este, pero nosotros percibimos el efecto a la inversa por estar necesariamente «montados» sobre ella.

Consideremos, pues, el plano que corta la esfera celeste perpendicular al eje de rotación pasando por el centro de la Tierra y de la esfera celeste. Este plano corta la superficie terrestre en una circunferencia máxima que se define como ecuador terrestre, y corta también la esfera celeste en una circunferencia máxima llamada ecuador celeste. La segunda analogía será la de un meridiano celeste que pasa por los dos polos en un plano perpendicular al ecuador. Como todos los meridianos celestes son iguales, tal como sucedía en la Tierra, se elige uno arbitrariamente; en este caso, el meridiano que pasa por el punto en que se encuentra el Sol el primer día de primavera, llamado punto Aries. La posición de cualquier estrella u objeto astronómico se define entonces por dos ángulos: declinación y ascensión recta, tal como se observa en la figura siguiente. La declinación es el ángulo desde el ecuador hasta la estrella sobre el meridiano del lugar (puede ser de 0° a +90° o de 0° a –90°); la ascensión recta es el ángulo sobre el ecuador celeste desde el punto Aries hasta el meridiano de la estrella (de 0 a 24 horas). En ocasiones se usa el ángulo horario en lugar de la ascensión recta. El ángulo horario, sobre el ecuador celeste, corresponde al ángulo de posición del astro con respecto al meridiano celeste del lugar de observación o meridiano local.

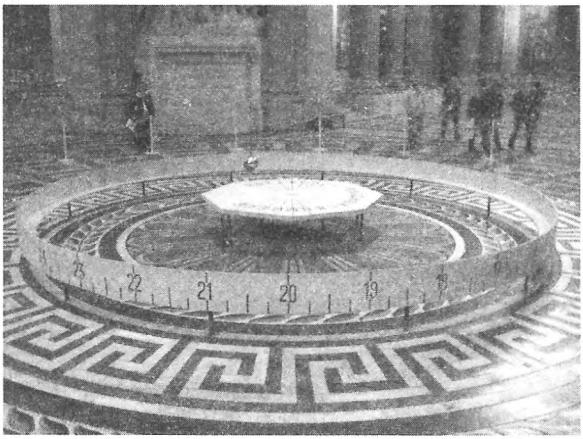


Posición de un astro usando coordenadas ecuatoriales (A,D) y coordenadas horarias (H,D).

La ventaja que ofrece el sistema de coordenadas ecuatoriales —declinación y ascensión recta— respecto de las anteriores es muy clara: es de aplicación universal. Las coordenadas son las mismas para cualquier objeto y para todos los observadores. Por definición, además, están basadas en la naturaleza del movimiento de rotación del planeta, lo que permite corregir las distorsiones que dicho movimiento tiene con respecto a nuestras observaciones astronómicas. Y es que, como se ha mencionado previamente, el movimiento aparente de rotación de la esfera celeste es, de hecho, un efecto relativo del movimiento de rotación de la Tierra. Es la misma sensación que se tiene cuando estamos sentados en un tren dentro de la estación y vemos el tren de al lado que se mueve: no puede saberse cuál de los dos se está moviendo únicamente a partir de la observación de ambos. Para ello hay que tomar otra referencia: en nuestro ejemplo, bastaría mirar hacia la ventanilla del lado opuesto y ver si el andén de la estación está «quieto». Sin embargo, cuando en lugar de dos trenes contiguos pasamos a considerar la Tierra y la esfera celeste, esta referencia adicional no es tan sencilla de obtener.

En 1851 el francés Jean Bernard Léon Foucault (1819-1868) ideó un experimento que demostraba el movimiento del planeta en relación a la esfera celeste. Foucault colgó una masa de 28 kilogramos con un alambre de 67 metros de la cúpula del Panteón de París, una de las pocas superficies cubiertas de una altura semejante. El péndulo de Foucault oscilaba durante 6 horas con un periodo de 16,5 segundos y se desviaba 11° por hora. Es decir, a medida que pasaba el tiempo, el

plano de oscilación del péndulo se movía con respecto al edificio. Ahora bien, se sabe que los péndulos se mueven siempre sobre el mismo plano de movimiento (invitamos al lector a comprobarlo: basta colgar un llavero cualquiera de un hilo y dejarlo oscilar; siempre lo hace en el mismo plano). Por tanto, la desviación registrada sólo podía obedecer a una causa: era el edificio, y por extensión, la Tierra, los que giraban alrededor del plano de oscilación del péndulo. Se trataba de la primera prueba objetiva de algo tan en apariencia elemental como que la Tierra gira. Péndulos de este tipo se encuentran instalados en muchas ciudades y, de hecho, son una atracción habitual de los museos de ciencias.



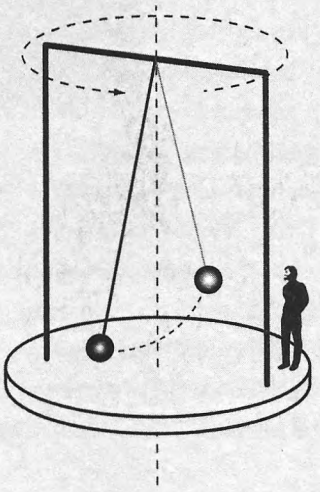
Retrato de Jean Bernard Léon Foucault y vista del péndulo en el Panteón de París.

De hecho es bueno mencionar que la Tierra, que intuitivamente nos parece tan quieta, no sólo gira en torno a su eje dando una vuelta completa cada 24 horas (que equivale a una velocidad de unos 1.600 km/h, es decir, a unos 0,5 km/s, si estamos situados en el ecuador), sino que, además, gira en torno al Sol, dando una vuelta completa en 365,2522 días (con una velocidad media de unos 30 km/s, o sea, 108.000 km/h). Pero, además, el Sol gira con respecto al centro de nuestra galaxia, dando una vuelta completa en 200 millones de años y desplazándose a una velocidad de 250 km/s (900.000 km/h). Y, más difícil todavía: nuestra galaxia entera se está alejando de las demás. La idea es que estamos montados en una atracción de feria de un parque de atracciones. Pero no en una cualquiera, sino en una de las más movidas. Giramos, nos trasladamos y vamos lanzados por el espacio describiendo una espiral a una velocidad de vértigo. ¡Y nos parece que estamos inmóviles…!

UN MODELO PARA COMPRENDER EL PÉNDULO DE FOUCAULT

Proponemos al lector un sencillo experimento. Tomamos una caja circular y pegamos sobre la tapa superior un cartón grueso o una lámina delgada de madera donde habremos fijado un pequeño bastidor, tal como se observa en la figura; para ello podemos unir simplemente dos palitos verticales con otro horizontal situado encima, como el marco de una puerta. También fijaremos en una esquina de la base un muñeco que simulará al observador. En el listón horizontal del bastidor sujetaremos un hilo con una plomada. Daremos un impulso al péndulo, de forma que oscile paralelo a una de las paredes de la habitación donde estamos. Si con suavidad vamos girando la lámina de madera conjuntamente con la tapa de la caja circular, veremos moverse todo el bastidor y el muñeco con respecto a la pared de referencia, pero el plano del péndulo seguirá paralelo a la misma.

Si nos imaginamos que nosotros somos el muñeco, veremos que su percepción es que el péndulo se mueve con respecto al suelo, ya que él no percibe su propio movimiento y el de todo el bastidor. Del mismo modo, cuando estamos observado cómo se mueve el péndulo de un museo con respecto al edificio, nuestra sensación no es que el péndulo permanezca inmóvil, aunque en realidad somos nosotros los que, junto con todo el edificio y todo el planeta Tierra, nos estamos moviendo.



Aunque existen otros tipos de coordenadas en astronomía, los dos sistemas que hemos explicado son, además de los más interesantes, más que suficientes para todo aquel que desee comprender algunos aspectos astronómicos sin querer especializarse en ellos. Queda por considerar una última cuestión: ¿cómo hacemos compatibles las observaciones realizadas con uno u otro sistema? El lector que esté interesado en el tema lo encontrará expuesto en el anexo.

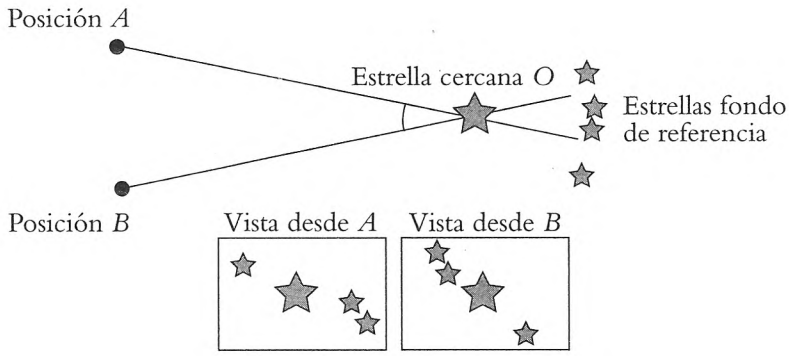
El problema de la distancia

Determinar los ángulos de posición de cualquier objeto astronómico es relativamente sencillo. En el fondo no es más que «jugar a barcos»: un sistema de coorde-

nadas. El verdadero problema, como ya adelantábamos al principio del capítulo, reside en determinar a qué distancia se halla el objeto astronómico que se desea observar. Hay métodos específicos para determinar distancias que dependen de las propiedades físicas de los objetos considerados. Dado que nuestro objetivo son las matemáticas de la astronomía, no los mencionaremos, y tan sólo vamos a presentar un método aplicable a distintos objetos, que en muchas ocasiones se utiliza dentro del campo de la astronomía: la determinación de distancias por paralaje.

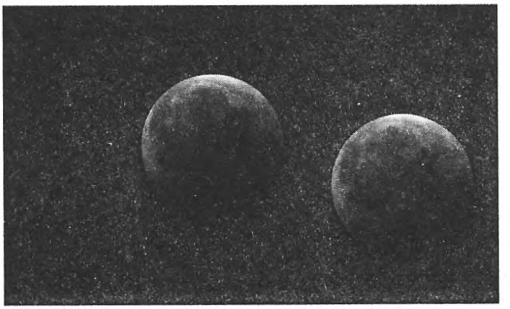
La paralaje mide la desviación de la posición de un objeto obtenida con respecto a un fondo de referencia cuando el observador cambia de posición. Todos hemos experimentado este fenómeno. Si hacemos una foto con una cámara que no sea réflex, es decir, que tenga el visor situado en un lugar diferente del objetivo, alguna vez nos ha sorprendido el hecho de que el encuadre que nosotros vimos al tomar la fotografía no coincida con el encuadre real que aparece en la foto. Se puede cortar a alguien situado en un extremo de la foto o rebanar los pies de la persona fotografiada. Esto se debe a que no vemos exactamente lo mismo a través del visor que lo que recoge la cámara.

Una experiencia parecida hemos tenido todos los conductores cuando damos marcha atrás y miramos volviendo la cabeza: lo que vemos cuando giramos la cabeza hacia la derecha no es lo mismo que lo que vemos cuando lo hacemos hacia la izquierda. Supongamos que haya una farola en la acera; si miramos por la derecha, la veremos en un lugar determinado de, por ejemplo, la fachada de una casa, mientras que si miramos por la izquierda, la veremos desplazada con respecto al fondo anterior.



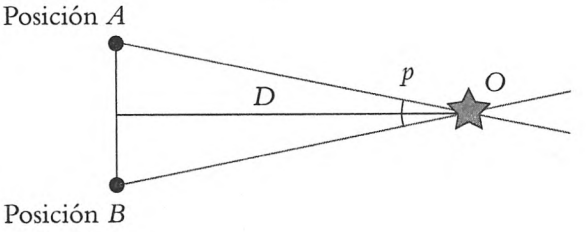
Procedamos, por tanto, a considerar el efecto de la paralaje y a conocer sus aplicaciones dentro del campo de la astronomía. Tal como se aprecia en la figura, la posición de la estrella cercana *O* varía según la posición desde la que se la observa. Al

proyectar la imagen de la estrella sobre un fondo de estrellas lo suficientemente distante se puede ver que cambia de posición: desde A, la estrella O parece estar a la izquierda del par de estrellas, mientras que desde B parece estar a la derecha de ambas. El ángulo que abarca el segmento AB desde O es el ángulo de paralaje. Éste ángulo suele ser muy pequeño, especialmente para objetos fuera del sistema solar.



Composición fotográfica de la Luna elaborada con fotografías tomadas el 28 de octubre de 2004, una desde Selsey, Reino Unido (derecha), y la otra desde Montreal, Canadá. Como la Luna es un objeto cercano se distingue el cambio de posición que se observa desde dos lugares que distan 5.520 km. Las dos fotos se han sumado haciendo coincidir las estrellas del fondo (fuente: Pete Lawrence y Peter Cleary).

Por ejemplo si observamos la Luna con respecto al fondo estrellado, desde dos lugares diferentes del globo terrestre, podremos calcular la distancia a la que se encuentra nuestro satélite conocida la distancia entre los dos lugares de la Tierra, Consideremos la figura siguiente:



Por trigonometría básica sabemos que:

$$\tan\frac{p}{2}=\frac{\left(\frac{AB}{2}\right)}{D},$$

y, por tanto, para calcular distancias, se tiene:

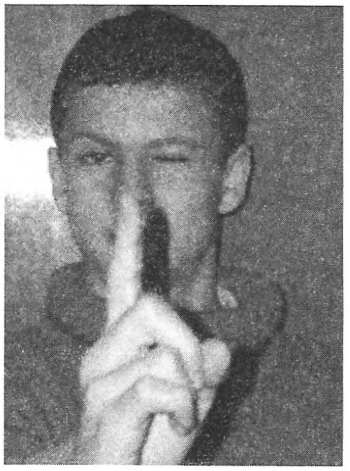
$$D = \frac{AB/2}{\tan p/2} = \frac{AB}{p},$$

donde se ha aproximado la tangente al ángulo, dado que los ángulos son muy pequeños.

Se pueden definir varios tipos de paralajes. Regresemos a la figura anterior: si tomamos como posiciones A y B las que ocupa la Tierra en los dos momentos en que más se aleja del Sol, tendremos la llamada paralaje anual. La base del triángulo es, en consecuencia, la distancia que separa una y otra posición, es decir, el doble de la distancia Tierra-Sol, unos 300 millones de kilómetros. Los 150 millones de kilómetros que separan la Tierra del Sol reciben el nombre de unidad astronómica de distancia (ua), y se emplea a menudo para manejar distancias dentro del sistema solar. Con este valor, una vez determinado el ángulo de paralaje p, deducimos que la distancia a la estrella es, en kilómetros, $d = 300.000.000/p$, donde el ángulo p hay que expresarlo en radianes.

Experiencia de paralaje con un dedo

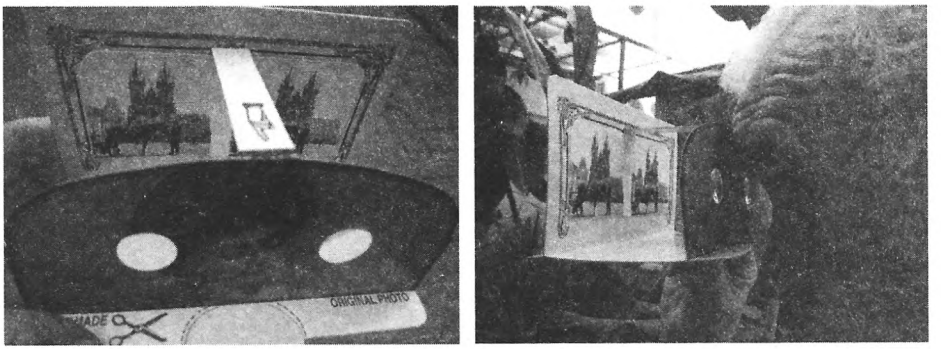
Se trata de un ejercicio muy sencillo, que se puede realizar observando la imagen de un dedo sobre un fondo más alejado, como, por ejemplo, una pared. Para ello extendemos primero el brazo derecho con el dedo índice levantado; cerramos el ojo izquierdo y nos fijamos en la posición que ocupa nuestro dedo sobre el fondo, tal como se observa en la fotografía. Sin mover ni el brazo ni el dedo, abrimos el ojo izquierdo, cerramos el derecho, y volvemos a observar la posición del dedo con respecto a la pared del fondo. Se ve claramente que el dedo cambia de posición según el ojo con el que lo miremos. Este fenómeno es exactamente el mismo que se utiliza en astronomía, y sólo cambia el factor escala.



Observación del fenómeno de la paralaje con un dedo.

Son precisamente las dos observaciones de cada uno de los dos ojos las que nos permiten ver los objetos en relieve y que nuestro cerebro pue-

da hacer una estimación de la distancia que nos separa del objeto. Podemos comprobar esta capacidad de nuestro cerebro gracias a un sencillo experimento. En cualquier tienda de souvenirs es posible adquirir unos sencillos artilugios de cartón donde parece que hay dos veces la misma foto. En realidad esto no es así, sino que son fotos tomadas desde dos puntos separados unos centímetros. Al mirar las fotos por los dos oculares, uno para cada ojo, nuestro cerebro funde las dos imágenes en una tercera que podemos apreciar en relieve. Estos objetos, considerados como juegos de salón en el siglo XIX, resulta que, sorprendentemente, utilizan el concepto de paralaje.



Dos fotografías iguales que se miran una por cada ocular. Miramos a través de los oculares, uno para cada ojo, y nuestro cerebro funde las dos imágenes en una sola en la que se aprecia el relieve que cada foto por separado no tiene.

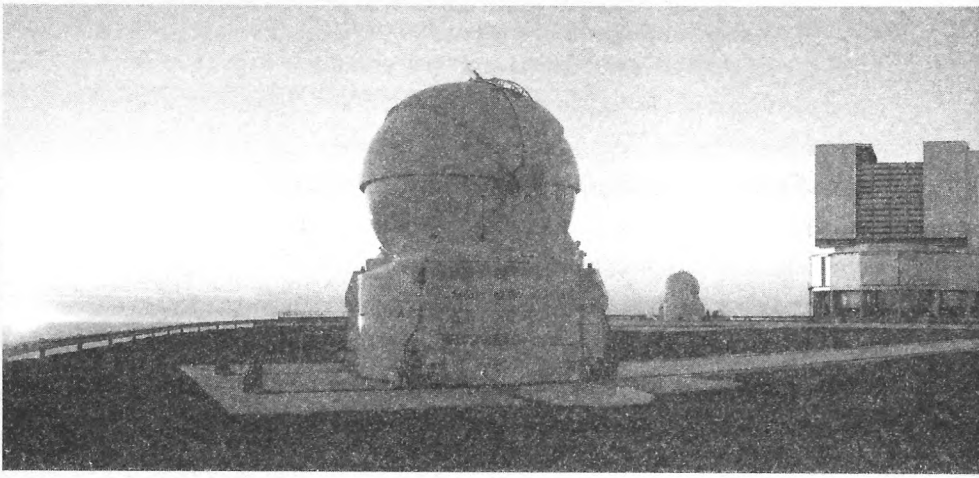
De hecho, las películas en 3D se basan en el mismo principio. La película se filma dos veces desde dos lugares separados por una cierta distancia, y en las salas de cine las dos imágenes se proyectan simultáneamente. Para ver la película hay que usar unas gafas que pueden ser de diferente tipo, pero que en cualquier caso lo que hacen es dejar que veamos con un ojo una de las dos imágenes proyectadas, y con el otro, la otra imagen; cuando nuestro cerebro las junta, tenemos la sensación de ver la película en tres dimensiones. Para conseguir la ilusión óptica de 3D existen varias posibilidades: un tipo de gafas tiene un filtro de color rojo para un ojo y azul para el otro; la película está filmada de forma que, según el filtro que se emplee, sólo veremos una parte u otra de la proyección simultánea. En otro tipo de gafas las lentes están polarizadas, con diferente tipo de polarización, también para poder ver sólo con un ojo una filmación u otra.

¿QUÉ HAY QUE SABER ANTES DE COMPRAR UN TELESCOPIO?

Todo telescopio está compuesto de dos partes: la montura y la óptica. No mencionaremos nada acerca de la óptica aquí y ahora, pero es el momento de explicar brevemente las diferentes monturas que dan soporte a los telescopios. Así el lector profano no se sentirá tan «despistado» cuando entre en una tienda de telescopios. A cada sistema de coordenadas le corresponde un tipo de montura y, en consecuencia, ofrece un tipo diferente de servicios.

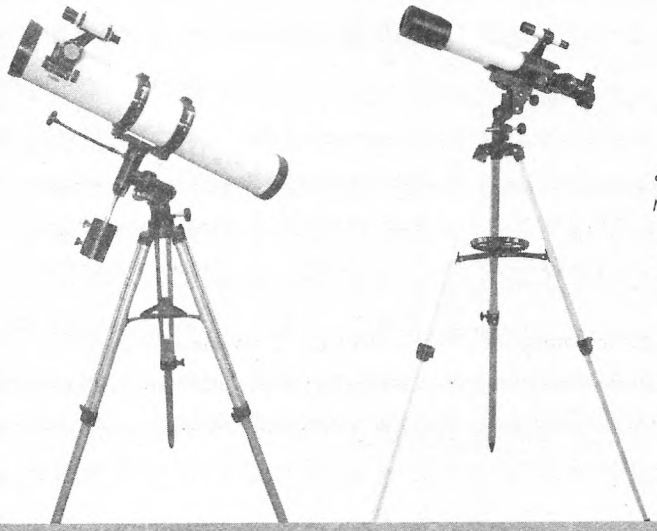
Los telescopios con montura azimutal tienen una mayor estabilidad que los de montura ecuatorial, pero la propia montura dificulta la observación, ya que no es sencillo corregir el movimiento de rotación de la esfera celeste. Si la trayectoria de cualquier objeto se la tiene que seguir con uno de estos telescopios hay que ir moviendo en altura y en azimut «describiendo una pequeña escalera» para poder seguir el objeto. Esto sin duda resulta complicado. La ventaja es que son mucho más económicos y muy sencillos para la puesta en estación, ya que encierran tan poca dificultad como montar el trípode de una máquina fotográfica: se pueden poner de cualquier forma y donde se quiera.

Los telescopios con montura ecuatorial son más inestables, por lo que hay que colocar muy bien el contrapeso y, además, son más caros; basta con ver la diferente estructura de la montura, que está mucho más elaborada en estos últimos. Tiene el inconveniente de que para usarlos hay que ponerlos en estación, de forma que el eje principal del telescopio esté orientado según el eje de

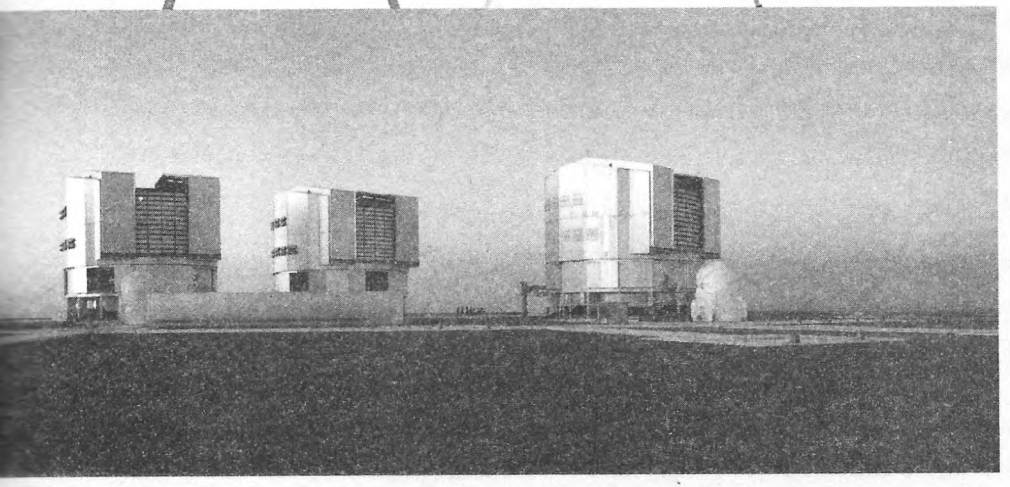


Vista de los cuatro telescopios que constituyen el VLT (Very Large Telescope) del Cerro Paranal, en Chile. Los telescopios de grandes dimensiones son de montura azimutal por su mayor estabilidad. Carecen de problemas de seguimiento porque todos ellos cuentan con potentes

rotación terrestre. La gran ventaja es que corregir el movimiento de rotación consiste en ir moviendo ligeramente en ascensión recta, por lo que resulta muy fácil instalar un sencillo motor que realice este seguimiento. Sin duda este tipo de montura es la más interesante si se quiere comprar un telescopio de aficionado y se desea realizar observaciones con él.



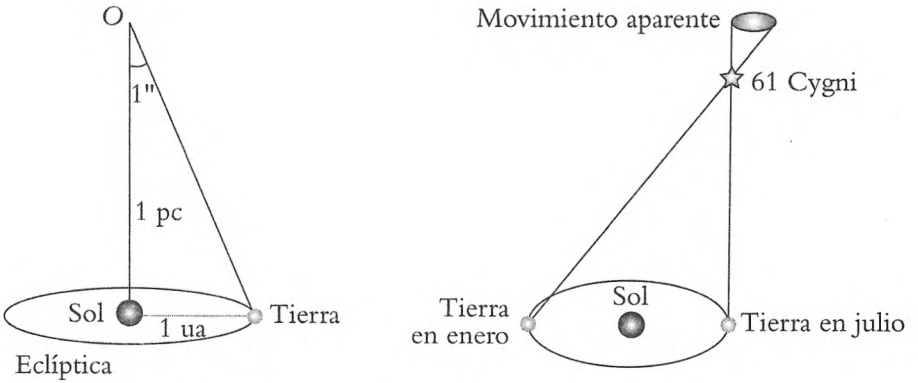
Dos telescopios para aficionados con distintas monturas: a la izquierda, telescopio con montura ecuatorial al que puede acoplarse un motor de seguimiento; a la derecha, un telescopio con montura azimutal.



ordenadores que manejan sus movimientos y que hacen las correcciones necesarias. De hecho, en la actualidad los astrónomos observan a través de la pantalla de un ordenador, por lo que la imagen romántica del astrónomo abrazado a su telescopio ya no responde a la realidad.

Determinación de paralajes

La paralaje ha dado lugar a considerar una nueva unidad de medida llamada pársec. Un pársec es la distancia desde la que se ve la unidad astronómica de distancia (recordemos: 150 millones de kilómetros), bajo un ángulo de un segundo de arco. Equivale a 30,9 billones de kilómetros, o lo que es lo mismo, 3,26 años luz.



El pársec corresponde a la paralaje de un segundo de arco.
A la derecha, paralaje anual de la estrella 61 Cygni.

Esta unidad es muy usada en astronomía, así como sus múltiplos: el kilopársec (mil pársecs), para medir distancias en escalas de galaxias, y el megapársec (un millón de pársecs), para medir distancias intergalácticas (aunque estas últimas sean distancias demasiado grandes como para poder observar una paralaje real). Las distancias que nos separan de las estrellas, incluso de las más cercanas, son tan enormes que es necesario realizar cuidadosas observaciones telescópicas para detectar su paralaje. Los antiguos astrónomos griegos conocían la paralaje, pero como no disponían de instrumentos lo bastante precisos como para observar una paralaje anual llegaron a la conclusión de que la Tierra se mantenía inmóvil con respecto al Sol.

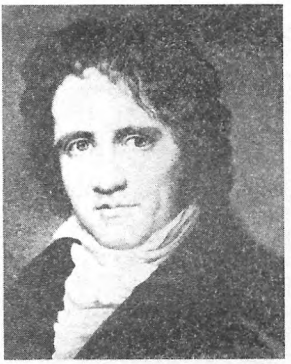
El primero que determinó la paralaje de una estrella —61 Cygni, en la constelación de El Cisne— fue el astrónomo y matemático alemán Friedrich Wilhelm Bessel en 1838. Para que nos hagamos una idea de lo pequeña que resulta la paralaje incluso de la estrella más cercana, consideremos el caso del sistema estelar más próximo a la Tierra, el formado por las tres estrellas de Alfa Centauri. Próxima Centauri, la más cercana, está a unos 40 billones de kilómetros de distancia, o 4,3 años luz. Esta estrella tiene, por tanto, una paralaje inferior a un segundo de arco,

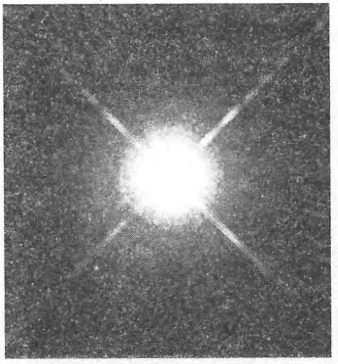
0"765, que es menos que 1/3.600 parte de un grado, o dicho de otro modo, 1/3.600 partes del ángulo que abarca nuestro dedo meñique con el brazo extendido. Es decir, increíblemente pequeña.

A mayor distancia, menor paralaje, y los errores cometidos se van haciendo más y más significativos: a partir de 100 años luz ya no es fiable la paralaje anual trigonométrica para determinar distancias estelares, y hay que emplear otros métodos.

FRIEDRICH WILHELM BESSEL (1784-1846)

Bessel, matemático y astrónomo alemán nacido en Minden, que fue director del Observatorio de Königsberg, sistematizó las funciones de Bessel (descubiertas por Bernouilli) y trabajó en cálculos de órbitas, mediciones de posiciones estelares, aberración y refracción atmosférica. Su interés por la astronomía y la navegación le condujo a trabajar en la resolución de polígonos esféricos, generando las conocidas fórmulas de Bessel para resolver, entre otros, el mencionado triángulo polo-cenit-astro. Consiguió una gran precisión en sus instrumentos, lo que le permitió en 1838 determinar la paralaje anual de la estrella 61 Cygni, tras 18 meses de observaciones. En 1844, analizando las posiciones micrométricas de Sirio y Proción comprobó que sus movimientos en el cielo sólo se podían explicar por la presencia de un cuerpo invisible que afectaba a su órbita. Gracias a sus propias observaciones dedujo la órbita de Sirio B, que no sería descubierta hasta 1862, y de la compañera de Proción, que no se descubrió hasta 1895. Bessel también es conocido por haber publicado un catálogo con las posiciones precisas de 75.000 estrellas del hemisferio norte.





Retrato de Friedrich W. Bessel e imagen de Sirio A (estrella grande) y Sirio B (la estrella pequeña situada abajo a la izquierda), tomada por el Telescopio Espacial Hubble (fuente: H. Bond, STScI, y M. Barstow, Universidad de Leicester; NASA, ESA).

Los cazadores de planetas

Además de los pársecs y sus múltiplos que hemos definido con anterioridad, también resultan útiles los años luz (al), es decir, la distancia que puede recorrer la luz en un año. Como quiera que la luz viaja a 300.000 kilómetros por segundo, un año luz corresponde a 9,46 millones de millones de kilómetros, unos 10 billones de kilómetros. Cuando el ámbito de referencia es el sistema solar, la unidad de distancia empleada es, como ya hemos visto, la unidad astronómica de distancia de 150 millones de kilómetros. Para poder avanzar y trabajar de forma más sencilla en el conocimiento del universo es importante usar unidades de distancia apropiadas para cada caso. Sin duda no somos capaces de imaginar magnitudes tales como miles de millones de kilómetros, pero resulta mucho más claro decir que Júpiter dista del Sol cinco veces la distancia de la Tierra al Sol, o sea 5 ua, o que Saturno esta a 10 ua.

La elección de unas unidades de medida convenientes es importante para poder simplificar los trabajos de investigación y permiten interpretar mejor los resultados obtenidos. Como ejemplo ilustrativo de este principio es idónea la ley de Titius-Bode, que postula una relación fija entre las distancias de los distintos planetas del sistema solar, lo cual alentó la «caza y captura» de nuevos cuerpos que llenaran los huecos predichos por ella.

La ley de Titius-Bode establece una relación entre la distancia en ua y la posición que ocupa cada planeta dentro del sistema solar. La ley fue propuesta en 1766 por Johann Daniel Titius, pero fue durante mucho tiempo atribuida al director del Observatorio Astronómico de Berlín, Johann Elert Bode, que fue quien más la difundió en su momento.

Johann Daniel Titius (izquierda) y Johann Elert Bode.

La ley se puede formular como una sucesión cuyo término general verifica que:

$$a_n = 0{,}4 + 0{,}3 \cdot 2^{n-2} \text{ con } n = 2, 3, 4\ldots \text{ y para el caso } n = 1 \; a_1 = 0{,}4.$$

En consecuencia, la ley predice una sucesión de planetas separados por las distancias siguientes:

n	Planeta	Distancia Titius-Bode	Distancia real (ua)
1	Mercurio	0,4	0,39
2	Venus	0,7	0,72
3	Tierra	1,0	1,00
4	Marte	1,6	1,52
5	?	2,8	2,77
6	Júpiter	5,2	5,20
7	Saturno	10,0	9,54

Sucesión de planetas según la ley de Bode para el sistema solar conocido a finales del siglo XVIII.

Como puede observarse, en una primera aproximación la ley funciona bastante bien. En su formulación clásica, la ley establecía una razón de la progresión de 2, pero si se hace el ajuste con precisión se ve que responde mejor a una razón de 1,71.

La ley de Titius-Bode despertó una auténtica fiebre entre matemáticos y astrónomos. Hasta ese momento no se conocían más planetas que los que figuran en la tabla, y podemos imaginarnos el interés de la comunidad científica por ubicar el planeta situado entre Marte y Júpiter, cuya existencia —¡incluso distancia!— predecía la ley. Otros buscaron más allá de Saturno. Así, en 1781, no mucho después de ser postulada la ley, el británico William Herschel descubrió Urano a 19,81 ua, unos pocos millones de kilómetros más alejado que las 19,6 ua predichas. Huelga decir que este descubrimiento constituyó un importante espaldarazo para el trabajo de Titius y Bode.

En el congreso astronómico que se celebró en Gotha, Alemania, en 1796, el eminente astrónomo francés Joseph Lalande incitó a sus colegas a consumar la búsqueda del planeta perdido, y en 1800, el alemán Franz Xaver von Zach organizó el rastreo de la zona zodiacal con un equipo de veinticuatro astrónomos que se dieron en llamar la «policía celestial». Zach y sus colegas descubrieron gran cantidad de asteroides, como más tarde se llamarían, pero el premio gordo se lo llevó una

persona ajena al grupo: el italiano Giuseppe Piazzi, quien localizó el planeta buscado el 1 de enero de 1801 y le puso el nombre de Ceres; se encontraba exactamente a 2,8 ua. Tras veinticuatro días de observación, Piazzi escribió una carta a Bode anunciando su descubrimiento. La carta no llegó a manos del alemán hasta finales de marzo; en aquel momento el nuevo objeto se había acercado tanto al Sol que resultaba imposible observarlo. Piazzi intentó calcular su posición, pero sólo existían métodos para calcular órbitas circulares y parabólicas, así que el italiano, que no creía que el objeto observado fuera un cometa, calculó para él una órbita circular. Cuando inició su búsqueda después del periodo de invisibilidad, Ceres no estaba en el lugar que había previsto.

A la sazón, un joven matemático alemán, Carl Friedrich Gauss, estaba desarrollando un método específico para el cálculo de órbitas elípticas a partir de tres medidas. En octubre de 1801, Gauss recibió una carta de Von Zach en la que detallaba las observaciones de Piazzi y le explicaba la dificultad de recuperar a Ceres. Gauss aplicó su nuevo método a los datos recibidos, y el 7 de diciembre de 1801, Von Zach localizó a Ceres exactamente en el lugar predicho por Gauss, muy lejos de la zona donde estaban buscándolo.

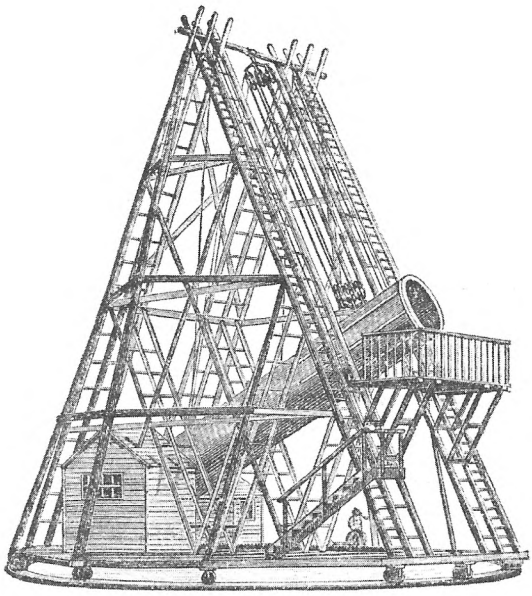
Pero Ceres parecía un planeta sospechoso, ya que sus medidas demostraron que era menor que la Luna. Además, un año después, Heinrich Olbers, compatriota de Gauss, descubrió otro objeto, en una órbita similar, al que denominó Palas, y en 1807 detectó otros dos: Vesta y Juno. Todos ellos parecían planetas, pero eran todavía menores que Ceres. Por su pequeño tamaño, Herschel teorizó que no podía tratarse de planetas, y pasó a denominarlos asteroides. Debido a las limitaciones técnicas de los telescopios de aquel entonces, fue imposible encontrar más, y Ceres se mantuvo como el planeta que faltaba.

Con el nacimiento de la fotografía astronómica la situación cambió completamente, y así, en 1900, ya se conocían 436 asteroides. En la actualidad sabemos que el cinturón de asteroides, situado entre las órbitas de Marte y Júpiter, incluye unos 400.000 objetos para una masa total del 4% de la de la Luna. No son los restos de ningún planeta destruido por un cataclismo, como se llegó a pensar, sino los fragmentos de un planeta detenido en el proceso de su constitución. Ceres fue finalmente destituido de su condición de planeta.

En 1846 se descubrió Neptuno, a 30 ua, cuando la ley predecía las 38,8 ua; tras más de un siglo, la ley de Titius-Bode pasó a ser considerada sólo como una curiosidad matemática. Un triste final para la que fuera uno de los impulsos principales del desarrollo de la astronomía entre finales del siglo XVIII y principios del XIX.

Neptuno: descubierto con lápiz y papel

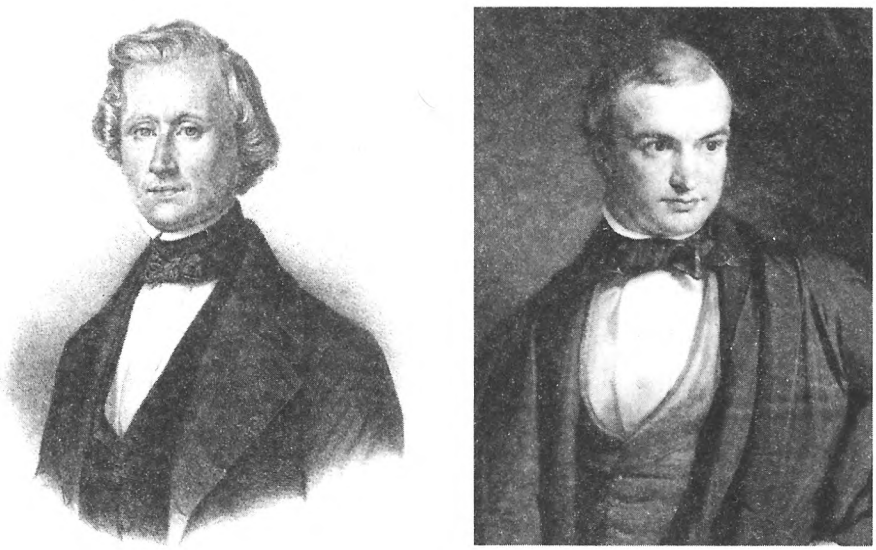
Herschel había construido los mejores telescopios de la época y se dedicó a observar el cielo con tal ahínco que era sólo cuestión de tiempo que diera con Urano, que descubrió en 1781. El hallazgo de Neptuno, sin embargo, no fue fruto de la exploración exhaustiva, sino de un estudio matemático.



El mayor telescopio de William Herschel tenía 1,2 m de apertura; su construcción, en la que el astrónomo alemán empleó alrededor de dos años, concluyó en 1789.

A partir del descubrimiento de Herschel se llevó a cabo un profundo estudio de la órbita de Urano y se calcularon tablas que indicaban dónde debería encontrarse el planeta en una fecha determinada. Pero con el paso del tiempo se observó que Urano no seguía exactamente la órbita calculada; había una causa desconocida que motivaba esas alteraciones. Pero ¿cuál? Fue tal el interés de la comunidad científica en desentrañar el misterio que incluso en 1842 la Academia de Ciencias de Gotinga ofreció un premio para quien resolviera el problema del movimiento de Urano. Por consiguiente, no es tan extraño que dos científicos, por vías diferentes, predijeran la existencia del nuevo planeta.

La historia del descubrimiento de Neptuno parece un serial televisivo: es una historia tanto de hombres de ciencia y sus personalidades o formas de ser, como de investigación científica. Dos matemáticos, Urbain Le Verrier, francés de reconocido prestigio, y John Couch Adams, en aquel entonces un desconocido joven inglés, analizaron las pequeñas desviaciones de las posiciones de Urano y, trabajando de manera totalmente independiente, ambos llegaron a la misma hipótesis: debían de ser consecuencia de la atracción gravitacional de otro planeta desconocido más allá de Urano. Así, los dos predijeron un nuevo planeta esencialmente en el mismo lugar.



Litografía de Urbain Le Verrier (izquierda) y retrato de juventud de John Couch Adams. Hoy se atribuye a ambos el descubrimiento del planeta más alejado del sistema solar.

Tras finalizar sus estudios en la Universidad de Cambridge, Adams comenzó a trabajar en el problema de Urano. En octubre de 1843 encontró la solución matemática y solicitó de George Biddell Airy, el astrónomo real, datos más detallados sobre el movimiento del planeta para poder realizar sus cálculos con mayor precisión. En septiembre de 1845, Adams envió a Airy los resultados de sus cálculos (muy parecidos a los que obtendría Le Verrier un año más tarde). Adams, un desconocido, no consiguió que Airy se interesara por sus cálculos, seguramente debido a un choque de personalidades. Airy le sugirió que pidiera a James Challis, director del

Observatorio de Cambridge, que realizara la búsqueda del nuevo planeta. Finalmente, Challis inicio la búsqueda y, de hecho, éste observó Neptuno, pero como lo que buscaba eran cambios en la posición de alguno de los objetos que había registrado, no percibió que uno de los más brillantes del campo de búsqueda mostraba un pequeño disco, y era, por tanto, el planeta buscado.

En septiembre de 1846, Le Verrier dio por finalizados sus cálculos y escribió a Johann Friedrich Galle, del Observatorio de Berlín, que contaba con los mejores telescopios del momento, para pedirle que realizara las observaciones pertinentes en el lugar del cielo donde predecía que debía situarse el nuevo planeta. Al recibir el requerimiento de Le Verrier, astrónomo bien conocido, Galle se puso inmediatamente manos a la obra. Cinco días después, el 23 de septiembre, el planeta fue localizado muy cerca de la posición predicha.

Pero, para el desafortunado Adams debió de ser aún más frustrante que en 1847 la Royal Astronomical Society británica condecorara a Le Verrier por los cálculos que llevaron al descubrimiento de Neptuno. Afortunadamente, al año siguiente se hizo justicia, y la institución concedió el mismo premio a Adams, que en 1861 pasó a dirigir el Observatorio de Cambridge. El honor del descubrimiento se atribuye en la actualidad a ambos por igual. Más tarde se supo que Galileo ya había observado Neptuno, pero, debido a los pocos aumentos de su telescopio, lo confundió con una estrella. Sus dibujos del 28 de diciembre de 1612 y del 27 de enero de 1613 muestran el planeta como una estrella próxima a la posición de Júpiter.

Urano fue descubierto de forma observacional, pero la posición de Neptuno fue fruto del poder y alcance de las matemáticas. Unos cálculos guiaron el telescopio que, finalmente, confirmaría las predicciones realizadas con poco más que lápiz y papel, y aunque los matemáticos intentaron repetir la hazaña, no tuvieron el mismo éxito. El descubrimiento de Neptuno ha quedado para la posteridad como un triunfo de la mecánica celeste.

Capítulo 2

Y nosotros ¿dónde estamos?

Desde los comienzos de su existencia parece que el ser humano se ha sentido de alguna manera el centro del universo. Con el advenimiento de la astronomía moderna, la magnitud de lo observado nos hace sentir una pequeña partícula, casi nada, en el universo. La Tierra no es más que uno de los planetas que giran en torno a una pequeña estrella llamada Sol en los «suburbios» de nuestra galaxia. Pero sabemos que hay miles de millones de galaxias como la nuestra, y cuando nuestro conocimiento tecnológico lo permita, este número posiblemente aumentará.

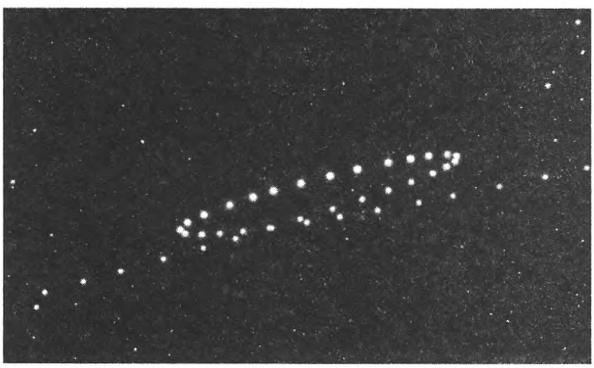
Geocentrismo y heliocentrismo: un conflicto superado pero crucial

La humanidad, en sus esfuerzos por entender el cosmos, comenzó elaborando modelos de carácter geocéntrico y heliocéntrico. En las primitivas cosmologías de las civilizaciones más remotas, la Tierra aparece como sólido centro del universo. Se trata, de hecho, de una visión bastante razonable si no se pretende explicar el movimiento de los astros: se corresponde con la intuición y es de una elegante sencillez. Babilonios y griegos consideraron esta opción.

Según Platón, la Tierra era una esfera en el centro del universo. Las estrellas y los planetas giraban en torno a ella siguiendo circunferencias, desde el interior al exterior, en este orden: Luna, Sol, Venus, Mercurio, Marte, Júpiter y Saturno y las estrellas. Aristóteles presentó un sistema más elaborado: la Tierra, esférica, se situaba en el centro del universo, y todos los cuerpos celestes permanecían pegados en 56 superficies esféricas concéntricas en torno a ella, con varias esferas para cada planeta.

Dadas las observaciones que eran posibles en aquel periodo de la humanidad, no es de extrañar que el modelo geocéntrico fuera el preferido. Como ya hemos visto, la rotación terrestre da lugar a un movimiento relativo de la esfera celeste y, con ella, de todas las estrellas. Las formas de las constelaciones, cuyos nombres todavía heredamos de la antigua Grecia, no cambian a lo largo del año. No se puede observar ningún tipo de paralaje para las estrellas debido a que las grandes distancias a las que se encuentran hacen que ésta sea muy pequeña.

El principal problema aparece cuando se pretende explicar el movimiento de los planetas. Estos cuerpos aparecen como «estrellas errantes» que se van desplazando en el fondo estrellado siguiendo, incluso en algunos casos, trayectorias en forma de lazos, avanzando y retrocediendo de forma inexplicable con respecto al movimiento general de todas las demás estrellas. Los modelos concéntricos al uso eran también incapaces de explicar otros fenómenos visibles, como los cambios de luminosidad. Este extraño comportamiento hizo que muchas culturas vieran en estos cuerpos la materialización de sus dioses. Es por ello que sus nombres actuales se corresponden con los que en su día fueron las divinidades griegas y sus correlatos romanos.



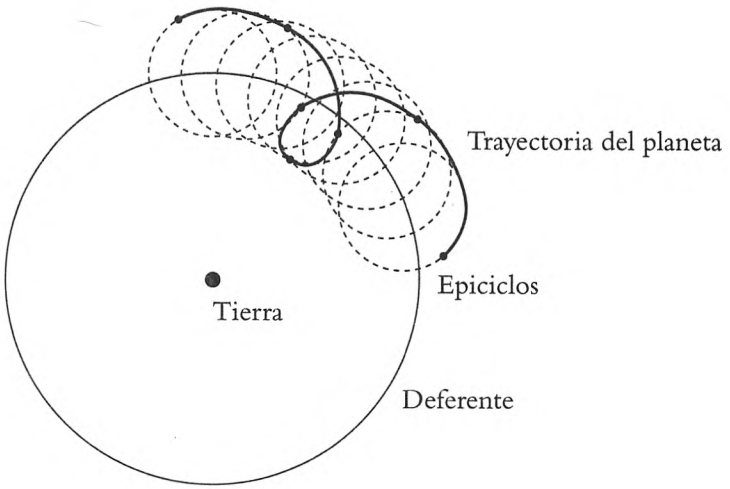
Composición fotográfica de imágenes de Marte sobre el fondo estrellado en la que se aprecia el llamado «movimiento retrógado» del planeta (fuente: Tunç Tezel, TWAN).

El sistema ptolemaico y los epiciclos

En el siglo II d.C, Claudio Ptolomeo presentó el modelo cosmológico que durante un milenio fue generalmente aceptado por los astrónomos cristianos e islámicos. En su gran obra, *Almagesto*, recogió el trabajo de astrónomos griegos precedentes y ofreció una explicación del extraño comportamiento de los planetas. Según Ptolomeo, cada planeta se mueve de acuerdo con la interrelación de varias esferas. La primera de ellas es la llamada «deferente», y está centrada en la Tierra o levemente desviada de la misma, en una posición algo excéntrica. La otra esfera, sobre la que se mueve efectivamente el planeta, es el «epiciclo» y está centrada sobre un punto arbitrario de la deferente sobre el cual, curiosamente, no está ubicado ningún cuerpo. El movimiento combinado de ambas esferas hace que el planeta se aleje y se acerque a la Tierra, que reduzca su velocidad hasta detenerse y que después siga

avanzando en sentido contrario, explicando así el movimiento retrógrado con respecto a la esfera celeste, que puede observarse en muchos planetas.

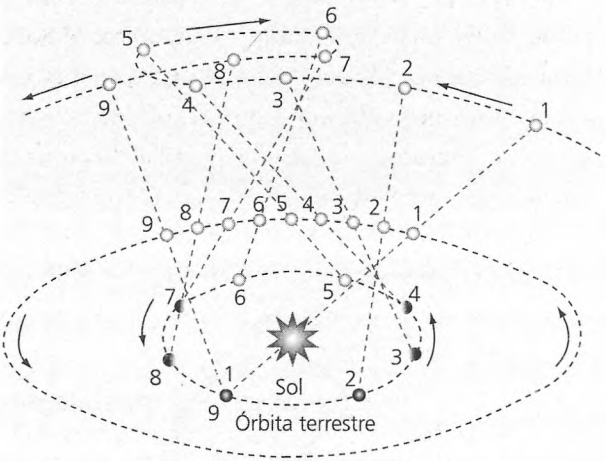
El orden de las esferas de Ptolomeo desde la Tierra es: Luna, Mercurio, Venus, Sol, Marte, Júpiter, Saturno y las estrellas fijas.



Arriba, modelo geocéntrico de Ptolomeo. Abajo, elementos básicos de la astronomía de Ptolomeo mostrando un planeta en un epiciclo con un deferente excéntrico y la trayectoria del planeta generada por el sistema de epiciclos.

LOS LAZOS DE MARTE

Los planetas exteriores pueden verse desde la Tierra como astros errantes que avanzan o retroceden como consecuencia del movimiento relativo de ambos planetas. Por ejemplo, en la figura, cuando la Tierra pasa por las posiciones 1, 2, 3 y 4, vemos el planeta avanzar. Cuando la Tierra pasa de la posición 5 a la 6, lo vemos retroceder, y de nuevo avanza desde la posición 7 a la 8 y 9. Este proceso tiene lugar con cualquiera de los planetas exteriores: salvo Mercurio o Venus, los demás presentan este tipo de comportamiento. Los lazos de Marte son los más fáciles de detectar, ya que es el planeta exterior que se mueve más rápido y se precisa de menos tiempo para poder observar el fenómeno. Se pueden obtener imágenes como la de la página 36, en la que se reconoce el movimiento de Marte, simplemente tomando un conjunto de fotografías con la ayuda de un trípode situado siempre en el mismo lugar y superponiéndolas posteriormente con un programa de tratamiento de imágenes.



Con este sofisticado modelo todavía había algunas observaciones que no se podían explicar. Por ejemplo, los lazos de Marte no son siempre del mismo tamaño, y con el sistema establecido resultan imposibles. Para poder resolver este contratiempo se introdujo el «ecuante», un punto, cercano al centro de la órbita del planeta, desde el cual el centro de su epiciclo parece moverse a la misma velocidad, con lo cual el planeta se movía a diferentes velocidades cuando el epiciclo estaba en diferentes posiciones del deferente. Este sistema logró mucha aceptación, ya que en su época podía explicar bastante bien los movimientos retrógrados. Realmente era de

una gran complicación, ya que cada planeta tenía su epiciclo girando alrededor de un deferente distinto. Además, parece realmente extraño que algo gire en torno a un punto donde no se encuentra ningún cuerpo. Cabe preguntarse ¿por qué este punto y no otro, ya que en él tampoco había nada? Y es que con epiciclos se puede generar casi cualquier trayectoria. El secreto está en considerar los suficientes epiciclos y deferentes para poder explicar la trayectoria de cualquier planeta. Es más, se pueden encontrar ejemplos en la red de sistemas de epiciclos que describen, por ejemplo, ¡la figura de Homer Simpson, el popular personaje de la serie de dibujos animados!

No todos los pensadores griegos aceptaban el modelo geocéntrico: algunos pensaban que Mercurio y Venus se movían en epiciclos alrededor del Sol, si bien los planetas restantes lo hacían con respecto a la Tierra. Pero el más interesante, desde nuestro punto de vista, es el modelo de Aristarco de Samos (ca. 310 a.C.-ca. 230 a.C.). En un libro que no ha llegado hasta nosotros, pero que conocemos por las referencias de Plutarco y Arquímedes, Aristarco sitúa el Sol en el centro del universo, y la Tierra y los demás planetas, girando en torno a él. Utilizando su ingenio y diversas observaciones determinó que el Sol era mucho mayor que la Tierra, razón por la cual supuso que la segunda giraba alrededor del primero. Su teoría no fue generalmente aceptada; en realidad, no tuvo seguidores, lo que fue una lástima. Si hubiera sido al revés, no cabe duda de que la astronomía habría avanzado sobremanera, pero fue necesario esperar a la revolución copernicana del siglo XVI para empezar a hablar de heliocentrismo de una manera seria. En el anexo se presenta un desarrollo simplificado del proceso de Aristarco para determinar las relaciones entre las distancias y los diámetros del sistema Tierra-Luna-Sol que muestra la gran creatividad e ingenio del heleno en sus deducciones.

El heliocentrismo: la explicación más sencilla

La mejora tecnológica de los instrumentos da lugar en muchas ocasiones a un nuevo replanteamiento de las explicaciones aceptadas hasta ese momento por los astrónomos. Las observaciones actúan de revulsivo y evitan el anquilosamiento en la evolución del conocimiento científico. Aunque a veces estos cambios de conceptos no son tan fácilmente aceptados por la comunidad, un científico no debe amedrentarse al abrir nuevos caminos. Es éste un derrotero lleno de obstáculos, donde la incógnita acerca del límite hasta el cual puede llegarse asemeja el pensamiento científico a una gran aventura.

Uno de los obstáculos que se han presentado históricamente a este perfil de «científico aventurero» ha sido la Iglesia. Esta institución, que tradicionalmente ha asumido la función de custodia del conocimiento, no recibió muy bien los cambios que surgieron a partir de la utilización del telescopio en la observación astronómica, de la misma manera que, salvando las distancias, cierta parte de nuestra sociedad pareció sentirse agraviada por la «degradación» de Plutón a planeta menor en el año 2006.

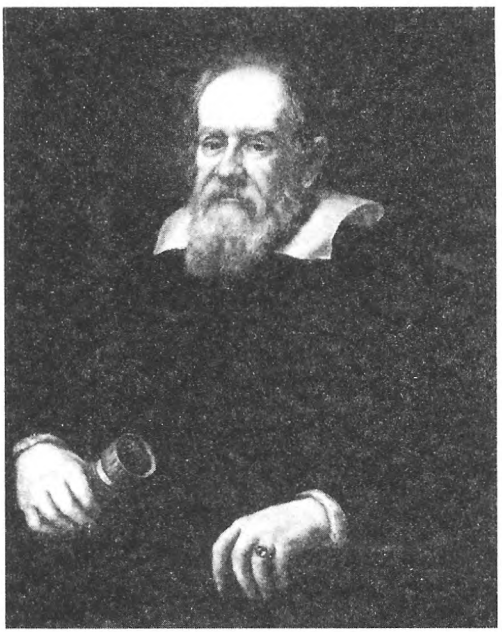
Nicolás Copérnico (1473-1543) tardó veinte o veinticinco años en escribir *De revolutionibus orbitum cœlestium (De las revoluciones de las esferas celestes)*, donde, en contra de la doctrina oficial del momento, afirmaba que la Tierra y los demás planetas giran siguiendo circunferencias alrededor del Sol, y el centro del universo es un punto próximo al mismo. A partir del Sol se encuentran Mercurio, Venus, la Tierra con la Luna, Marte, Júpiter y Saturno. Las estrellas son objetos mucho más distantes que el Sol y que permanecen fijas sin girar con respecto a él. El movimiento retrógrado de los planetas es consecuencia del movimiento de la Tierra, y ésta tiene, además del movimiento de traslación, uno de rotación, la inclinación del eje del cual permite explicar las estaciones. Hay que mencionar que el primer ejemplar de la publicación no llegó a manos de Copérnico hasta el mismo día de su muerte, en 1543. La obra de Copérnico es revolucionaria en el sentido pleno del término, y dio lugar a grandes cambios científicos. Parece que el astrónomo polaco temió la reacción oficial por parte de la Iglesia y durante años no se decidió a publicarla.

Sello alemán conmemorativo del 500º aniversario del nacimiento de Nicolás Copérnico. Además de un grabado del astrónomo, el sello reproduce la portada de De revolutionibus *y un esquema del modelo heliocéntrico propuesto por el astrónomo.*

Mientras trabajaba en la administración de su diócesis, Copérnico realizaba largas sesiones de observación paciente y minuciosa, información que luego volcó en *De revolutionibus*. El mismo Copérnico hizo un repaso de aquellos temas que no se

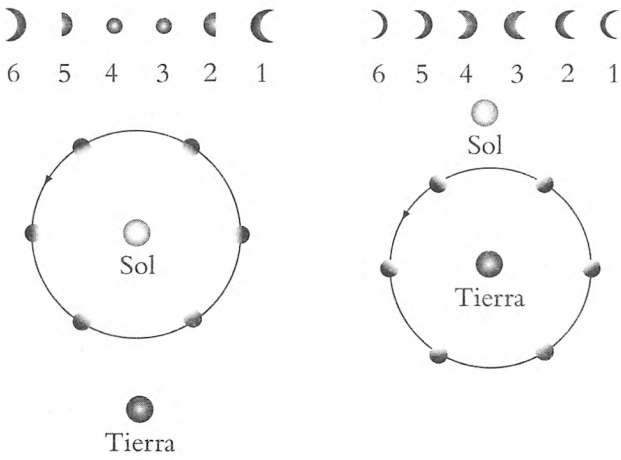
podían explicar correctamente con el modelo geocéntrico: la falta de seguridad para prever el movimiento anual del Sol y los movimientos de la Luna; las explicaciones del movimiento de los planetas para los que en unos casos se utilizaban círculos homocéntricos y en otros excéntricos, usando el ecuante y los epiciclos... todo ello daba lugar a un universo falto de unidad. Las ideas que planteó el genio, por el contrario, mostraban la unidad de movimientos y un sistema de círculos racional, sin ecuantes. Superó el problema de la paralaje teorizando que las estrellas estaban a una distancia enorme, y situó el movimiento de la Tierra como razón última de los movimientos de la esfera celeste. Tampoco los movimientos del Sol se debían al propio astro, sostenía Copérnico, sino a una Tierra que giraba en torno al mismo de forma análoga al resto de planetas, y, del mismo modo, los movimientos retrógrados y directos de los planetas no se debían a ellos, sino al movimiento relativo con respecto a la Tierra.

La otra gran revolución la protagonizó el italiano Galileo Galilei (1564-1642), que en 1609 empleó por primera vez un telescopio para observar el cielo. Este instrumento, que hasta entonces parecía de interés únicamente por sus aplicaciones militares, asumió de este modo una nueva función que resultaría crucial para el desarrollo de la astronomía en los siglos venideros.



Retrato de Galileo, obra el pintor flamenco Justus Sustermans (1636).

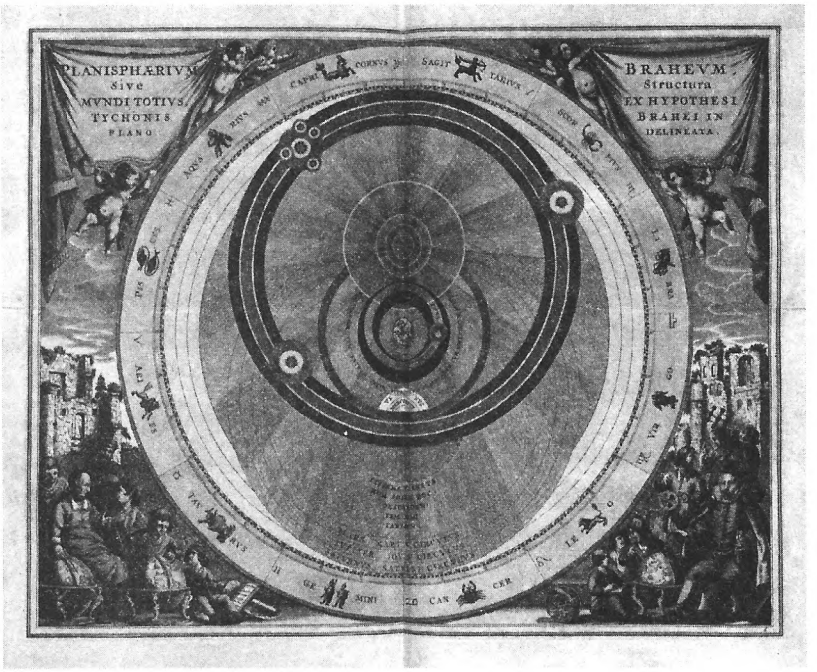
Entre las numerosas y extraordinarias observaciones de Galileo, la de los satélites de Júpiter, que en número de cuatro observó el 7 de enero de 1610, supuso un golpe especialmente duro al geocentrismo. Estaba claro que no todos los cuerpos giraban alrededor de la Tierra: por lo menos había cuatro que no lo hacían. Pero Galileo observó también que las fases de Venus eran incompatibles con el modelo ptolemaico, en el cual Venus se sitúa en una esfera ente Mercurio y el Sol, de manera que las fases deberían tener siempre diámetros más o menos análogos. Venus, sin embargo, se observa en fase llena cuando es pequeño, y cuando está en fase creciente o decreciente aparece mucho mayor, como puede observarse en la figura siguiente. El propio Galileo no se atrevió a publicar sus observaciones de Venus hasta 1623. Con esta nueva prueba el sistema ptolemaico quedaba herido de muerte.



A la izquierda, las fases de Mercurio o Venus según un modelo heliocéntrico. El diámetro de la fase tiene diferente tamaño dependiendo de la distancia a la Tierra. A la derecha, las mismas fases de Venus según un modelo geocéntrico. Las fases siempre tienen aproximadamente el mismo diámetro y los epiciclos sólo pueden justificar un pequeño cambio de dimensiones que no se corresponde con la observación real.

Como medida desesperada para mantener el rechazo al heliocentrismo radical de Copérnico, los jesuitas del Colegio Romano buscaron una alternativa en el sistema propuesto por el astrónomo danés Tycho Brahe (1546-1601), relegado al olvido hasta ese momento. Brahe pensaba que la Tierra estaba quieta, ya que en sus observaciones no apreciaba la paralaje de las estrellas, y que el Sol y la Luna giraban en torno a la Tierra, mientras que Mercurio, Venus, Marte, Júpiter y Saturno lo hacían con respecto al Sol en órbitas circulares.

Según Tycho Brahe el sistema solar presentaba un sistema intermedio entre la teoría heliocéntrica de Copérnico y la geocéntrica de Ptolomeo. Brahe creía que la Tierra estaba quieta, ya que en sus observaciones no apreciaba la paralaje de las estrellas. Así pues, el Sol y la Luna giraban en torno a la Tierra mientras que Mercurio, Venus, Marte, Júpiter y Saturno lo hacían en torno al Sol, todos ellos moviéndose en órbitas circulares.



Sistema propuesto por Tycho Brahe, a medio camino entre el geocentrismo y el heliocentrismo.

En su monumental *Siderius nuncius* de 1609, Galileo refutó que los cielos fueran perfectos e inmutables, según afirmaban Aristóteles y Ptolomeo, ya que, como sus observaciones dejaban claro, hay montañas en la Luna (sobre cuyas alturas llegó incluso a hacer estimaciones) y, por tanto, no era lisa e inmutable. También afirmó que el número de estrellas visibles con el telescopio se duplicaba y su tamaño no sufría aumentos, como pasaba con los planetas o con la Luna. Esto demostraba la tesis de Copérnico de que había un gran hueco entre Saturno y las estrellas fijas y explica la no presencia de la paralaje que, según esgrimían los geocentristas, debería aparecer como consecuencia de los cambios de posición de la Tierra en su órbita.

Así quedaba claro que la falta de paralaje no era debido a que la Tierra no se moviera, sino a que las estrellas estaban muy lejos.

Otra prueba de la no perfección de los objetos celestes y su no inmutabilidad la dio Galileo al publicar en 1612 sus observaciones sobre las manchas solares. Además, con el estudio de las mismas demostró que el Sol rotaba sobre sí mismo, lo que de alguna manera podía sugerir que la Tierra también podría hacerlo.

En su defensa del sistema copernicano, Galileo siempre presentó pruebas de observación de la realidad usando por primera vez el método científico. Sin embargo, como iban en contra del aparente sentido común (¡nuestros ojos no ven a la Tierra moverse y sí al Sol!), chocó con las ideas de intelectuales y teólogos aferrados a una lectura literal de las Sagradas Escrituras.

El «novelón» de Galileo y la Iglesia

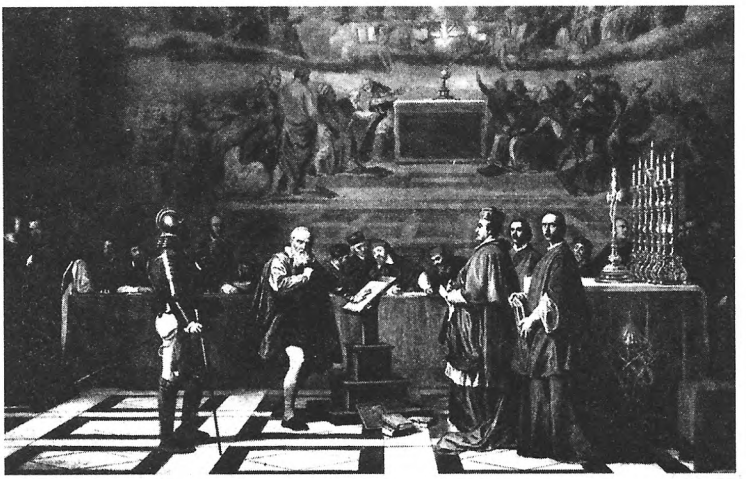
Galileo parecía tener argumentos irrefutables y parecía convencer a todos, pero los partidarios de la teoría geocéntrica no daban su brazo a torcer, aunque con argumentos que nos pueden parecer un tanto sorprendentes desde nuestra óptica. Por ejemplo, Martin Horky publicó en 1610 un panfleto donde, aparte de descalificaciones personales, negaba la existencia de los satélites galileanos: «Los astrólogos han hecho sus horóscopos teniendo en cuenta todo aquello que se mueve en los cielos. Por lo tanto, los astros mediceos (satélites descubiertos por Galileo) no sirven para nada y, si Dios no crea cosas inútiles, estos astros no pueden existir».

Tuvieron lugar otros ataques parecidos, pero la situación se agravó cuando en 1615 Galileo escribió una carta a Cristina de Lorena en la que exponía sus argumentos sobre la posible oposición entre sus descubrimientos y las Sagradas Escrituras. En ella afirmaba que en la Biblia: «La intención del Espíritu Santo es enseñarnos cómo se va al cielo, y no cómo va el cielo». Esta carta fue una pieza esencial del proceso. Galileo fue a Roma para defenderse delante del Santo Oficio, pero le faltaba la prueba irrefutable de la rotación de la Tierra. ¡Qué habría dado Galileo por un péndulo de Foucault! Intentó demostrarla con su teoría de las mareas, la única de sus teorías que era errónea frente a la tesis de los jesuitas, que sugerían, con acierto, que eran debidas a la atracción de la Luna.

Finalmente, en 1616, la teoría copernicana fue condenada por ser «una insensatez, un absurdo en filosofía y formalmente herética», y se rogó a Galileo que expusiera sus trabajos como una hipótesis y no como algo fehaciente. Esta situación y sus enfermedades afectaron profundamente al italiano, que redujo drásticamente su ac-

tividad. Pocos años después, sin embargo, la retomó y se dispuso a estudiar los satélites de Júpiter para calcular sus efemérides. En 1632 publicó el *Dialogo sopra i due massimi sistemi del mondo (Diálogo sobre los dos máximos sistemas del mundo)*, en el que presentaba el sistema aristotélico y el copernicano siguiendo una idea original del papa Urbano VIII y bajo la protección del gran duque de Toscana Fernando II de Médici. Aunque la idea de Urbano VIII era una presentación imparcial de ambos sistemas, Galileo encaminó el libro descaradamente a favor del sistema copernicano. La obra produjo un verdadero escándalo y toda una revolución en el ambiente científico de la época, y tuvo como consecuencia una fuerte reacción papal en contra de Galileo. Sostenían las malas lenguas, posiblemente enemigos de Galileo en la sombra, que uno de los tres personajes del diálogo, Simplicio (de «simple»), estaba inspirado en el propio Urbano VIII.

Hay que reconocer que en el *Diálogo*, Galileo presentaba dos pruebas experimentales poco concluyentes para descartar el sistema de Tycho Brahe, que a la sazón defendían los jesuitas. Las pruebas estaban basadas en la teoría de las mareas, que era errónea, y la rotación de las manchas solares, compatible también con el sistema de Tycho. Sin embargo esta publicación sería motivo suficiente para una nueva intervención de la Inquisición, ya que Galileo sólo tenía permiso para presentar sus teorías como meras hipótesis, sin dar pruebas en favor de ellas. Además, se dio la circunstancia que Galileo escribió el *Diálogo* en lengua vulgar, no en latín, lo que hizo todavía más fácil su difusión, para mayor desagrado de la Iglesia.



Galileo Galilei ante el Santo Oficio en el Vaticano, 1632, obra del pintor francés Joseph-Nicolas Robert-Fleury (1847).

La acusación oficial de la Inquisición fue la de violar la prohibición de 1616, y Galileo fue requerido a finales de 1632 para presentarse en Roma «de grado o por fuerza». El trato que recibió el astrónomo fue correcto, pero finalmente fue conminado a confesar su falta, bajo amenazas de tortura. El 30 de abril Galileo aceptó la justicia de la acusación y, como resultado, fue condenado a prisión perpetua y a abjurar de sus ideas, cosa que hizo. Tras ello, el Papa le conmutó la pena de prisión por el arresto en su casa de por vida.

En 1638, Galileo se quedó ciego a causa de las observaciones de las manchas solares, y tuvo que recabar la ayuda de sus discípulos para seguir trabajando. Gracias a las visitas puntuales de algunos colegas, sus obras cruzaron la frontera y fueron publicadas en Leiden y París. Galileo murió en 1642 y fue enterrado en Florencia. Sus trabajos, especialmente los *Diálogos*, fueron decisivos a la hora de introducir las bases del método científico e impulsar las corrientes de pensamiento racionalista, propiciando así la separación de la ciencia y la teología.

LA TRAGEDIA DE LA LUNA

Hace unos años tuve el placer de leer un libro de Isaac Asimov de diversos relatos más o menos cortos. Uno de ellos se titulaba precisamente *La tragedia de la Luna* y presentaba una hipótesis muy interesante. Esencialmente consistía en imaginar cómo habría sido la historia de la astronomía si se hubiera dado la circunstancia de que la Luna no fuera un satélite de la Tierra, sino de Venus; incluso le daba nombre: Cupido. Este satélite, Cupido, se suponía que tendría las mismas características que nuestra Luna, pero girando en torno a Venus. El hecho de tener la Luna como satélite terrestre hizo pensar a muchos astrónomos de la Antigüedad en el geocentrismo, puesto que se veía girar la Luna alrededor de la Tierra, y parecía que el Sol también lo hacía. Los planetas exteriores tenían extraños comportamientos, pero hay que entender que no daban claras pistas sobre el heliocentrismo. Los planetas interiores, Venus y Mercurio, podrían haber dado más pistas, pero Mercurio es difícil de observar por estar demasiado cerca del Sol, y Venus, que siempre está a lo sumo a unos 47° (poco más de dos palmos si usamos al mano para medir distancias angulares), fue observado como la estrella matutina o la estrella vespertina, pero los pueblos antiguos no las identificaban como el mismo objeto, de manera que no deducían que era un solo planeta girando alrededor del Sol. Si todas sus observaciones eran básicamente relativas a movimientos que aparecían como geocéntricos, no había por qué pensar en la posibilidad de que otros cuerpos, que no fueran la Luna, giraran en torno a un cuerpo diferente de la Tierra. Pero veamos qué habría pasado si la Luna, en lugar de ser nuestro satélite, lo hubiera sido de Venus. Deduzcamos cuál habría sido

En 1965, el Concilio Vaticano II reconoció y deploró ciertas intervenciones indebidas de la Iglesia en relación a la ciencia, citando el caso Galileo: «Permítasenos deplorar ciertas actitudes que, por no comprender bien el sentido de la autonomía legítima de la ciencia, se han dado algunas veces entre los propios cristianos». En 1992, Juan Pablo II rindió un homenaje a Galileo en su discurso de la Academia Pontificia de las Ciencias, reconociendo los errores de los teólogos del siglo XVII: «La grandeza de Galileo es de todos conocida, tuvo que sufrir mucho —no sabríamos ocultarlo— de parte de hombres y organismos de la Iglesia». Pidió perdón y propuso una comisión para llevar a cabo una rehabilitación plena de la figura de Galileo.

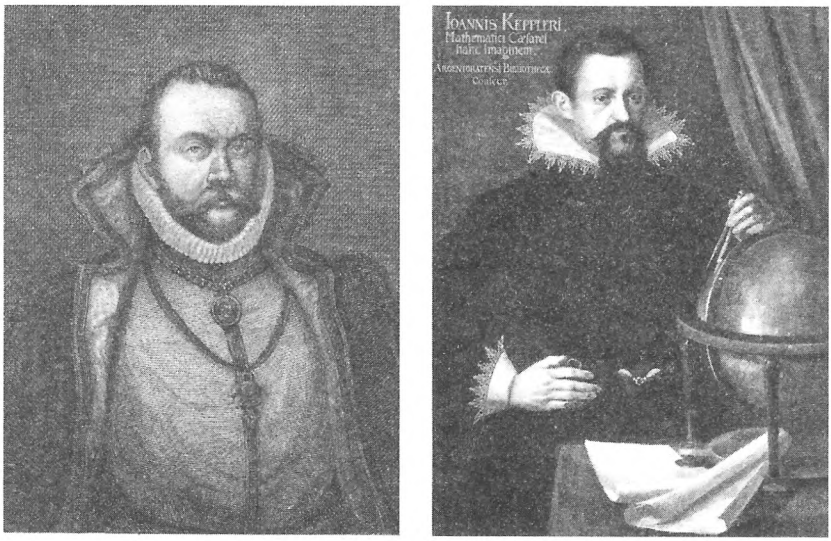
En 2009, Año Internacional de la Astronomía declarado por la UNESCO a instancias de la Unión Astronómica Internacional, la Santa Sede organizó un congreso internacional sobre la figura de Galileo para acercar así posturas con el mundo científico.

el cielo que se hubiera visto desde la Tierra. En primer lugar, sin la contaminación lumínica de la luz de la Luna, la observación del cielo habría mejorado notablemente. Durante muchas noches y madrugadas el objeto más brillante del cielo habría sido Venus. Este Venus, acompañado de su satélite Cupido, había tenido algunos cambios de luminosidad, tal como los tiene ahora debido a sus fases. Dependiendo de la posición relativa Tierra, Sol y Venus, tendríamos un Cupido más o menos brillante. El valor máximo de su brillo sería similar al del planeta Saturno o al de la estrella Arturo. La amplitud de la órbita de Cupido con respecto a Venus vista desde la Tierra sería de 0,6°, esto es algo mayor que el diámetro del Sol. Tendríamos, pues, que el objeto mas brillante del cielo tendría un satélite observable a simple vista y que lo veríamos a veces tan alejado del cuerpo del planeta como vemos el diámetro del Sol. Además, esta peculiaridad nos permitiría reconocer que la estrella matutina y la estrella vespertina serían exactamente el mismo objeto. Estaría muy claro, además, que Venus gira en torno al Sol. De esta forma los antiguos astrónomos habrían tenido las suficientes evidencias de objetos girando en tono a distintos cuerpos para que las hipótesis de cosmologías geocéntricas se apartaran totalmente de sus perspectivas. Es muy probable que la humanidad no hubiera tenido que esperar hasta el siglo XVI, con Copérnico, para poder hacer sus primeros estudios heliocéntricos. Seguramente habríamos avanzado miles de años en este aspecto. Realmente, visto así, al desarrollo científico de la humanidad le ha afectado *La Tragedia de la Luna* girando en torno a la Tierra.

Los sólidos de Kepler

Tycho Brahe es considerado el mejor observador del periodo anterior al uso del telescopio. Hizo construir Uraniborg («castillo de Urania»), un palacio sito en la isla danesa de Hven que convirtió en observatorio y centro de investigación. Él mismo diseñaba sus instrumentos y consiguió determinar las posiciones de las estrellas y los planetas con mucha mayor precisión de lo que era posible para otros observadores de su época. Realizó un catálogo estelar de más de 1.000 estrellas cuyas posiciones estaban determinadas con una precisión de medio minuto de arco. Tycho tomaba noche tras noche observaciones sistemáticas lo más precisas posibles. Fueron estas observaciones las que permitieron a Johannes Kepler deducir sus famosas leyes; en particular, las medidas del movimiento de Marte fueron esenciales para descubrirlas.

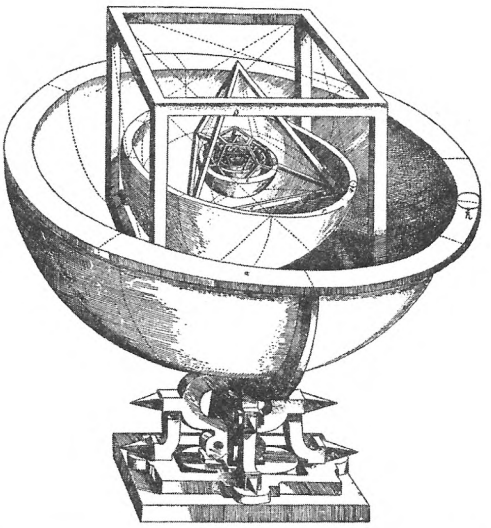
En octubre de 1600, Tycho Brahe, que había leído algunos trabajos de Kepler, le invitó a reunirse con él en Praga. La relación entre ambos fue empero difícil y llena de desconfianza, posiblemente debido a la fuerte personalidad (incluso arrogancia) de ambos. Tras la muerte de Brahe, Kepler lo sustituyó en el cargo de matemático imperial de Rodolfo II y trabajó en ocasiones como consejero astrológico.



A la izquierda, Tycho Brahe, noble danés que fue el mejor observador antes del uso de telescopio. En este grabado de Johann-Leonhard Appold se le representa con una prótesis de nariz de oro, ya que perdió la suya en un escarceo a espada. Kepler (derecha), de origen alemán, era tenaz y profundamente religioso, con un carácter totalmente diferente al de Brahe.

Kepler dedicó la mayor parte de su vida a comprender las leyes del movimiento de los planetas. Daba la casualidad de que, en su época, los planetas conocidos eran uno más que el número de los poliedros perfectos. Euclides había demostrado que existían cinco poliedros regulares, cada uno inscribible en una esfera y circunscribible en otra esfera concéntrica. Son los llamados sólidos platónicos: poliedros cuyas caras son polígonos convexos regulares: el tetraedro, el cubo, el octaedro, el icosaedro y el dodecaedro. Para Kepler no podía ser una casualidad que fueran cinco los espacios entre los planetas. En un principio consideró que el movimiento de los planetas debería verificar las leyes pitagóricas de la armonía, la llamada música o armonía de las esferas celestes, que veremos con detalle más adelante. Pero como creía en el modelo heliocéntrico, intentó demostrar que las distancias de los planetas al Sol se correspondían con esferas situadas en el interior de los poliedros perfectos, y así sucesivamente. En la esfera más interior estaba Mercurio, y los otros cinco planetas (Venus, la Tierra, Marte, Júpiter y Saturno) estarían situados en sus respectivas esferas en el interior de cada uno de los cinco sólidos platónicos, correspondientes también a los cinco elementos clásicos.

Tras años sin resultados y a la vista de los datos, especialmente los relativos al movimiento retrógrado de Marte, tuvo que reconocer que el movimiento de los planetas no podía ser explicado por su modelo de poliedros perfectos y la armonía de las esferas. Probó entonces con todo tipo de posibles combinaciones de



Modelo del Sistema Solar presentado por Kepler en su obra Misterium Cosmographicum *(1596).*

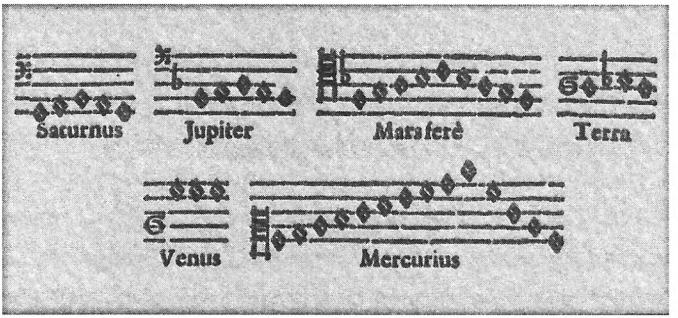
círculos. Ya desesperado, intentó usar elipses. Kepler era profundamente religioso y no podía creer que Dios las hubiera empleado para trazar los movimientos de los planetas: «¿Por qué elipses habiendo círculos?», en palabras del propio Kepler. Pero con las elipses tuvo más suerte y consiguió enunciar sus famosas tres leyes para explicar el movimiento de los planetas. Hay que destacar la primacía que otorgó a los datos observacionales sobre las teorías, lo que hace de Kepler un gran astrónomo moderno.

En el fondo, Kepler tenía razón: la naturaleza sigue figuras simples. Einstein mostró en su teoría de la relatividad general que en la geometría tetradimensional del espacio-tiempo los cuerpos celestes siguen líneas rectas. Es decir, una línea aún más simple que la circunferencia. La confirmación de la veracidad de las leyes de Kepler se dio tras la correcta predicción del tránsito de Venus, en 1631.

La música de las esferas según la NASA

Para los pitagóricos, las distancias entre las esferas de los planetas tenían las mismas proporciones que las que se daban entre aquellos sonidos de la escala musical considerados «armónicos» o consonantes. Cada esfera producía el sonido como lo hace un proyectil al cortar el aire, y era más o menos agudo en función de que estuvieran más o menos cerca. Los sonidos que producían las esferas se combinaban entre sí, produciendo la llamada «música de las esferas». Platón, pensador muy posterior, concibió el mundo como un gran animal dotado de un alma propia, y en sus diálogos afirmó que el alma del mundo se había hecho de acuerdo a las proporciones musicales descubiertas por Pitágoras. En su célebre diálogo la *República* describió los planetas moviéndose en una serie de círculos que giraban en órbitas concéntricas.

Kepler consideró los mitos de Platón y estudió con sumo cuidado los movimientos de los planetas con la intención de fijar una relación entre su movimiento y la teoría musical. Estableció que un astro emite un sonido que es más agudo cuanto más rápido es su movimiento, por lo que introdujo intervalos musicales bien definidos que están asociados a los diferentes planetas. En su libro *Harmonices Mundi (La armonía del mundo)*, postuló que las velocidades angulares de cada planeta producían sonidos consonantes. De hecho, llegó a escribir seis melodías, cada una correspondiente a un planeta diferente de los conocidos hasta entonces. Al combinarse, estas melodías podían producir cuatro acordes distintos, siendo uno de ellos el producido en el momento de la creación y otro, el que sonaría en el momento del fin del universo.



Melodías de los planetas según Kepler.

Siglos después, la mecánica newtoniana permitió el descubrimiento de Neptuno a través de cálculos matemáticos, lo que reforzó la idea de que el universo era armónico. Einstein, por ejemplo, estaba convencido de la armonía del universo. El nuevo lenguaje de la astrofísica habla de espectros, frecuencias, resonancias, vibraciones y de análisis armónico, según el cual una señal variable en el tiempo puede describirse mediante una composición de funciones trigonométricas. Por ejemplo, una de las más recientes teorías físicas describe las partículas elementales no como corpúsculos, sino como vibraciones de minúsculas cuerdas, consideradas entidades geométricas de una dimensión. Sus vibraciones se fundan en simetrías matemáticas particulares que representan una prolongación de la visión pitagórica del mundo y la recuperación, en su visión más moderna, de la antigua creencia en la música de las esferas.

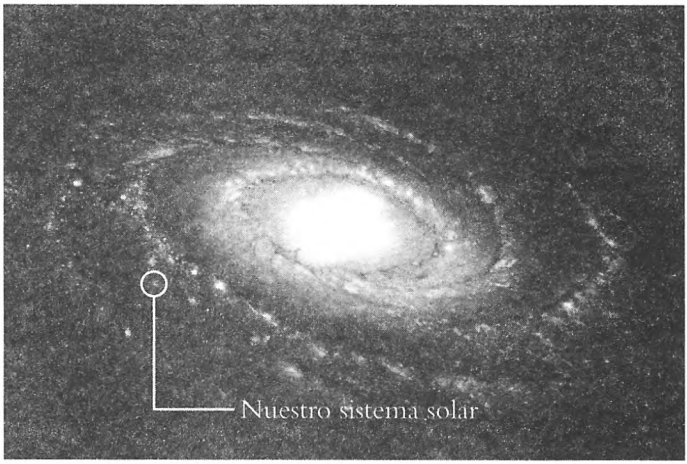
En abril de 1998 el satélite TRACE (Transition Region and Coronal Explorer) de la NASA encontró las primeras evidencias de música originada en un cuerpo celeste, tal como habían imaginado los pitagóricos, primero, y Kepler más tarde. El objetivo del TRACE era estudiar la turbulenta atmósfera superior del Sol o corona solar, en la que se desencadenan tormentas y protuberancias. Los científicos del Southwest Research Institute de Texas descubrieron que la atmósfera del astro, llena de ultrasonidos en forma de ondas, realmente «suena», tal como habían anticipado los pitagóricos.

De acuerdo con este descubrimiento, la tradicional música de las esferas consiste en realidad en un «ultrasonido solar» que interpreta una partitura formada, según el satélite de la NASA, por ondas 300 veces más profundas que el sonido de las más profundas vibraciones audibles por el oído humano, con una frecuencia de 100 mHz (millihercios). El ser humano no puede escuchar sonidos de frecuencia inferior a

16 Hz (sonidos infrasónicos), ni superior a 20 kHz (sonidos ultrasónicos o supersónicos). La música que produce el Sol no es audible para nosotros...

¿Qué es un planeta y qué no lo es?

En el año 2006, la Unión Astronómica Internacional (IAU), en la asamblea general que tuvo lugar en Praga, declaró que Plutón ya no era planeta. La autora de este texto debe reconocer que votó a favor de la defenestración del «pobre» Plutón. Veamos ahora cuáles fueron los motivos de tan drástica decisión, tomada, no lo olvidemos, por miles de astrónomos profesionales.



Recreación de la posición del sistema solar en nuestra galaxia.

El sistema solar es un sistema planetario ubicado en uno de los brazos de la galaxia de la Vía Láctea. Estamos realmente situados en la zona «suburbial» de la galaxia, a unos 8,5 kilopársecs, o 28.000 años luz, del centro de la misma. Tiene una única estrella central, el Sol, y girando en torno a ella, prácticamente en el mismo plano (plano de la eclíptica), hay diversos cuerpos. Todos ellos siguen órbitas elípticas y giran, desde la perspectiva del polo norte solar, en sentido antihorario.

Los planetas son astros que describen trayectorias (órbitas), al girar alrededor del Sol. Tienen la masa suficiente para que su gravedad supere las fuerzas interiores como cuerpo rígido (por lo que su forma es prácticamente esférica), y para limpiar la vecindad de su órbita de otros objetos más pequeños (planetesimales), capturándolos. El

sistema solar tiene ocho planetas que se dividen en interiores, también llamados terrestres o telúricos (Mercurio, Venus, Tierra y Marte) y exteriores o gigantes (Júpiter, Saturno, Urano y Neptuno); todos los exteriores tienen anillos a su alrededor.

Los planetas enanos (nueva categoría de objetos definida en agosto de 2006) son objetos cuya masa es suficiente para permitirles tener forma esférica, pero no para haber atraído o expulsado a todos los pequeños cuerpos de su alrededor; Plutón, Ceres, Eris y otros muchos, por ejemplo, están en ese grupo. Los asteroides también son cuerpos menores cuya pequeña masa, en general, no les ha permitido tener forma esférica. Se concentran mayoritariamente o en el cinturón de asteroides que se encuentra ente Marte y Júpiter, o en el cinturón de Kuiper, más allá de Neptuno.

También hay satélites, cuerpos mayores que orbitan algunos planetas en órbitas elípticas, y finalmente, hay que mencionar los cometas, pequeños objetos helados que provienen de la Nube de Oort, y que describen órbitas elípticas, hiperbólicas o parabólicas. Además, hay que añadir que en el espacio en torno al Sol hay polvo interplanetario compuesto por partículas microscópicas sólidas y gas tenue con partículas cargadas, formando un plasma que expulsa en Sol en el llamado viento solar. El límite del sistema solar se establece en unas 100 ua.

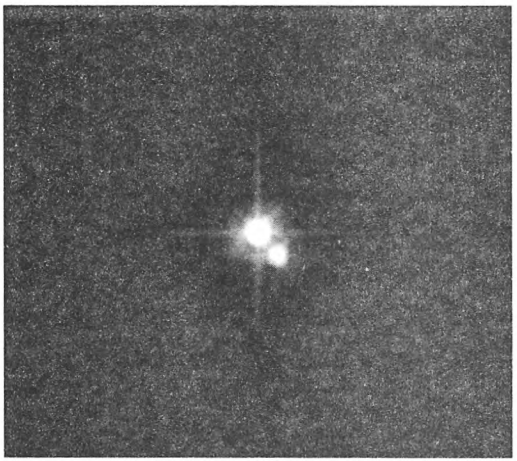
Planeta	Diámetro (km)	Distancia al Sol (km)	Distancia al Sol (ua)	Inclinación (con respecto a la eclíptica)
Sol	1.392.000			
Mercurio	4.878	$57{,}9 \cdot 10^6$	0,38	7,0°
Venus	12.180	$108{,}3 \cdot 10^6$	0,72	3,4°
Tierra	12.756	$149{,}7 \cdot 10^6$	1,00	0,0°
Marte	6.760	$228{,}1 \cdot 10^6$	1,52	1,9°
Júpiter	142.800	$778{,}7 \cdot 10^6$	5,20	1,3°
Saturno	120.000	$1.430{,}1 \cdot 10^6$	9,55	2,5°
Urano	50.000	$2.876{,}5 \cdot 10^6$	19,22	0,8°
Neptuno	45.000	$4.506{,}6 \cdot 10^6$	30,06	1,8°

Datos de los planetas del sistema solar.

El caso de Plutón

Plutón no fue descubierto hasta el siglo XX por medio de la fotografía. Fue el astrónomo amateur estadounidense Clyde William Tombaugh quien lo descubrió en 1930 mientras realizaba una búsqueda sistemática usando la técnica de *blink* («par-

padeo» en inglés). Esta técnica consiste en tomar dos fotografías de la misma región con un intervalo de tiempo suficiente para que, al comparar las dos imágenes, el objeto que se ha movido parezca «saltar» desde la placa. De esta manera, y después de comparar más de 15 millones de estrellas, Tombaugh descubrió un objeto más allá de Neptuno que se movía con respecto al fondo estrellado.



Plutón, su satélite Caronte y, a la derecha, dos nuevas lunas, Nix (arriba) e Hidra.

Poco después de su descubrimiento, Plutón fue clasificado como el noveno planeta por la IAU. Pero Plutón presentaba algunas características que lo hacían destacar respecto de los otros ocho planetas. Todos ellos orbitan aproximadamente sobre el mismo plano de la eclíptica, pero Plutón lo hace con un grado de inclinación de 17,2° con respecto a la eclíptica, tal como lo hacen una buena parte de los objetos que forman el cinturón de Kuiper.

A comienzos del siglo XXI se descubrieron tres cuerpos en la misma zona de tamaño similar a Plutón. En agosto del 2006, la IAU tuvo que decidir entre ampliar el número de planetas del sistema solar de 9 a 12, con la posibilidad de que en un futuro este número aumentara enormemente debido a los avances tecnológicos, o reducir el número a ocho. Así pues, el polémico Plutón, por su pequeño tamaño y su evolución dinámica, fue excluido definitivamente de la categoría de planeta para pasar a ser «sólo» un planeta enano, como Ceres, Makemake, Haumea y Eris. Algunas personas entienden estos cambios como una muestra de falta de seriedad por

parte de los astrónomos, pero desde estas páginas queremos insistir en el rigor científico que subyace a la nueva situación de Plutón. Estos cambios son sólo el resultado de los avances conseguidos en observación dentro del ámbito del sistema solar. En la actualidad se conocen muchos más objetos del sistema solar que a principios del siglo XX. Si ahora, debido a esos conocimientos, es necesario corregir lo que se había establecido con anterioridad, ello denota una forma seria y rigurosa de trabajar. Todo astrónomo tiene que estar dispuesto a modificar sus hipótesis de trabajo en función de los nuevos descubrimientos.

MODELOS A ESCALA DEL SISTEMA SOLAR

Tal como se ha mencionado con anterioridad, no es sencillo hacerse una idea de las dimensiones del sistema solar. Para poder asumir sus dimensiones proponemos realizar un sencillo modelo a escala que permita tener una percepción más clara del mismo. La mejor propuesta consiste en visualizar una maqueta que represente los cuerpos a escala y a la distancia correspondiente. El problema es que no es tan sencillo como puede parecer encontrar una escala que permita representar los planetas con objetos no demasiado pequeños y que las distancias entre ellos no sean exageradamente grandes, ya que en ese caso no son manejables y el modelo es poco útil. Vamos a considerar un modelo usando pelotas, ya que las hay de cualquier diámetro. En un extremo de una plaza, o parque público, situamos una pelota de baloncesto de unos 25 cm de diámetro que representa el Sol. Mercurio será la cabeza de una aguja de picar (1 mm de diámetro) situado a 10 m del Sol. La cabeza, algo mayor, de otra aguja de picar (2 mm de diámetro) será Venus, que se situará a 19 m del Sol. La Tierra es la cabeza de otra aguja como la anterior (2 mm) a 27 m del Sol. Marte es otra cabeza de aguja, algo menor (1 mm), a 41 m del Sol. Los siguientes planetas habrá que situarlos aún más alejados. Una pelota de ping-pong (2,5 cm de diámetro) corresponde a Júpiter, a una distancia de 140 m del Sol. Otra pelota de 2 cm de diámetro será Saturno, a 250 m del Sol. Una canica de cristal (1 cm de diámetro) representará a Urano, y se situará a 500 m del Sol. Por último, otra canica (1 cm) situada a 800 m, será Neptuno. Está claro que el sistema solar está «vacío», ya que los planetas no están alineados, como se han presentado aquí, sino que se mueven en sus órbitas correspondientes y, en consecuencia, estarán mucho más alejados de lo que se ha dicho. Algunas ciudades han optado por representar el sistema solar como una maqueta dentro de la propia localidad; por ejemplo, en la ciudad de Metz (Francia) hay un sistema solar dispuesto en medio de sus calles y plazas, con los correspondientes planetas acompañados de paneles informativos para los transeúntes.

¿Pueden chocar dos planetas?

Ésta es una pregunta muy habitual de los niños cuando alguien les habla del sistema solar. Hemos visto que el sistema solar está «muy vacío». Para que dos planetas se salieran de sus órbitas debería haber algún cuerpo exterior que provocara una gran perturbación gravitacional. Debería ser muy grande para que afectara de tal forma a un planeta que le hiciera abandonar su órbita. Esta posibilidad es muy remota.

Mucho más probables son los impactos de cuerpos menores del sistema solar, tales como asteroides o cometas, con planetas. Así, el cráter Barringer de Arizona, el más conocido de todos los terrestres, es consecuencia del impacto de un meteorito sobre la Tierra. La Luna está plagada de cráteres de impacto debido a que su tenue atmósfera no actúa como la atmósfera terrestre, capaz de quemar la mayoría de los objetos antes de que se precipiten sobre su superficie. Pero estos impactos también se producen en otros planetas: en julio de 1994 el cometa Shoemaker-Levy 9, fragmentado en veintiuna partes, penetró la atmósfera del planeta Júpiter, y fue posible observar sus impactos desde la Tierra. Es evidente que en la época de la formación del sistema solar los impactos debieron ser mucho más frecuentes.

El «código de barras» de los planetas

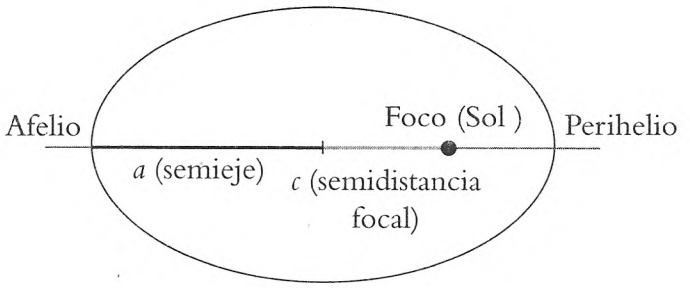
La mecánica celeste es capaz de describir las trayectorias de los planetas y predecir todo tipo de tránsitos y posiciones relativas entre ellos. De hecho, ésta es una de las características de la astronomía como ciencia: el poder prever la posición de los astros y la existencia y visibilidad de ciertos fenómenos. Para poder llevarlo a cabo se utilizan los llamados elementos orbitales de los cuerpos del sistema solar, y en particular vamos a describirlos para los planetas. Dichos elementos son algo así como su código de barras, pues ofrecen toda la información imprescindible para poder conocer las órbitas de los planetas y permiten calcularlas con total precisión.

Kepler determinó los elementos orbitales y comenzó a introducirlos para poder estudiar el movimiento de los planetas en torno al Sol. Los métodos de cálculo que empleó fueron utilizados posteriormente por Newton, Gauss, Laplace y Olbers. Aunque aquí vamos a detallarlos para los planetas, en realidad los elementos orbitales establecen las órbitas de todos los cuerpos, sean planetas, asteroides, cometas, satélites artificiales y todos aquellos que tienen masa.

Los elementos de la órbita de un planeta son un conjunto de seis valores que permiten definir perfectamente su órbita alrededor del Sol, situado en el foco de la

elipse. Los tres primeros son los llamados ángulos de Euler y sirven para definir la orientación de la órbita en el espacio. Los otros tres expresan la forma de la órbita y la posición del planeta en ella. Estos seis valores son: la longitud del nodo ascendente Ω, la inclinación de la órbita i, el argumento del perihelio ω, el semieje mayor de la órbita a, la excentricidad e y la época de paso por el perihelio Mo. Veamos primero más detalles sobre los tres últimos, que sirven para definir el tipo de elipse (tamaño y forma) y la posición del planeta en la misma.

El semieje mayor a de la órbita corresponde a la mitad del eje mayor de una elipse. El punto de intersección del semieje mayor con la órbita que esté más próximo al Sol se llama perihelio, y el más alejado, afelio, tal como se muestra en la figura. Así pues, la distancia entre el perihelio y el afelio se corresponde con el doble del semieje mayor de la elipse. Otra forma de conseguir el tamaño de la elipse puede ser sustituyendo el semieje mayor por el periodo o tiempo que necesita el planeta para dar una vuelta completa a su órbita. Evidentemente, cualquiera de los dos nos da una idea del tamaño.

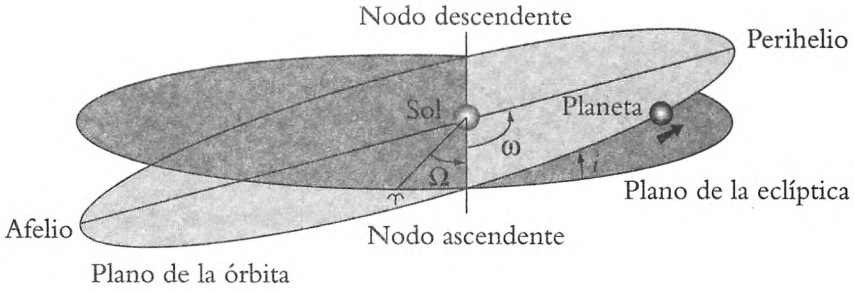


Elipse con el semieje mayor, la semidistancia focal, el afelio y el perihelio en el caso de que el cuerpo situado en el foco sea el Sol. La excentricidad resulta de la fórmula e = c / a.

La excentricidad e de la elipse sirve para indicar si es más o menos alargada. Se define como la semidistancia c entre los dos focos de la elipse dividida por el semieje mayor a, esto es $e = c/a$. Si la órbita fuese una circunferencia, como los dos focos se confunden en un único punto llamado centro, la distancia entre focos es cero y, en consecuencia, la excentricidad es cero. Si una órbita tiene una excentricidad muy pequeña, prácticamente nula, tiene una forma muy próxima a la circunferencia, cosa que suele suceder, como veremos más adelante, en la mayoría de las órbitas de los planetas. La excentricidad de una elipse es siempre menor que 1 porque la semidistancia focal es menor en cualquier caso que el semieje mayor.

Cuando la excentricidad es igual a 1, es una parábola, una curva abierta, y no se corresponde con el caso de las órbitas planetarias. Puede darse el caso de órbitas de cometas cuya excentricidad sea incluso superior a 1, esto es cuando responden a órbitas hiperbólicas. En esos casos los cometas sólo se aproximan en una ocasión al Sol, se acercan al perihelio y después no reaparecen. Esto hace que sean los más espectaculares, mucho más que los cometas elípticos que periódicamente se aproximan al Sol y van perdiendo lentamente parte de su masa inicial en cada pasada hasta llegar a desintegrase en pequeños fragmentos. La época de paso por el perihelio, o punto más próximo al Sol, del planeta nos permite localizar su posición en su órbita.

Veamos ahora los otros tres elementos que nos permiten indicar la posición y orientación de la órbita respecto de la eclíptica. La inclinación *i* da el ángulo desde el plano de la eclíptica hasta el plano de la órbita del planeta considerado. La línea de intersección entre los dos planos mencionados se llama línea de nodos. En la figura, en la que se ha situado como plano horizontal el plano de la eclíptica, al girar el planeta en su órbita tendrá un nodo ascendente (por donde el planeta asciende desde debajo de la eclíptica) y después un nodo descendente (donde hace lo contrario). Para acabar de determinar la posición de la órbita respecto de la eclíptica hace falta otro ángulo, la longitud del nodo ascendente (Ω), el ángulo medido en sentido antihorario desde el punto Aries (γ) hasta el nodo ascendente. Finalmente, para orientar la órbita en su plano se usa el tercer ángulo de Euler, esto es el argumento del perihelio ω, el ángulo en sentido antihorario desde el nodo ascendente hasta el perihelio.



Elipse de la órbita donde se visualiza la inclinación de la órbita i, *la longitud del nodo ascendente* Ω *y el argumento del perihelio* ω.

Estos elementos orbitales también se usan para determinar las órbitas de otros cuerpos del sistema solar y para trazar las trayectorias de los satélites artificiales. Los seis elementos anteriores surgen en el problema de los dos cuerpos sin perturbaciones

externas. Una trayectoria perturbada realista se representa como una sucesión de cónicas instantánea que comparte uno de sus focos. Estos elementos orbitales se llaman entonces osculatrices, y la trayectoria es siempre tangente a esta sucesión de cónicas.

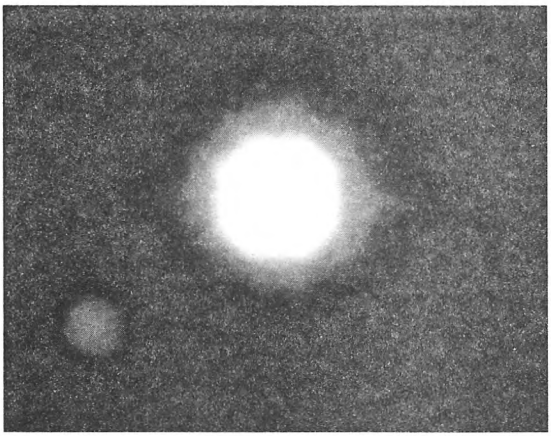
Los elementos orbitales de objetos reales tienden a cambiar con el tiempo debido fundamentalmente a la fuerza gravitatoria de los otros cuerpos cercanos del sistema solar. Ya se ha mencionado el caso de Neptuno, que fue detectado por las alteraciones difíciles de explicar de la órbita de Urano. Por ejemplo, en el caso de los cometas, la expulsión de gases, la presión de la radiación o las fuerzas electromagnéticas pueden alterar las órbitas. Por otro lado, las alteraciones de los elementos orbitales de los satélites artificiales pueden ser consecuencia de la falta de esfericidad de la Tierra, o del roce con los restos de la atmósfera terrestre. Hay muchos programas informáticos para seguir las órbitas de los satélites artificiales orbitando en torno a la Tierra, pero para poder tener resultados precisos hay que introducir constantemente los valores de los elementos orbitales perturbados; si no se renuevan con elementos orbitales recientes, en un mes los resultados pueden ser muy inexactos.

¿Qué son los exoplanetas? ¿Existen?

Se cree que la formación del sistema solar tuvo lugar hace unos 4.500 millones de años a partir de una nube de gas y de polvo interestelar que formó la estrella central y un disco circumestelar en el que, por la unión de las partículas más pequeñas, se habrían ido formando otras más grandes, después planetesimales, y luego protoplanetas hasta llegar a los actuales planetas. Nada puede hacernos pensar que se trate de un proceso único, sino que se ha dado en muchas otras ocasiones y ha generado diversos sistemas planetarios que tienen como astro central estrellas distintas del Sol.

El número de planetas descubiertos fuera del sistema solar es de varios centenares, y la mayoría de ellos están distribuidos en sistemas planetarios con más de uno. Son conocidos como exoplanetas y, con pocas excepciones, todos son grandes, más masivos que Júpiter, que es el mayor planeta del sistema solar. Ésta es la razón por la que a menudo se comparan las masas de los planetas extrasolares con la de Júpiter ($1{,}9 \cdot 10^{27}$ kg). Sólo algunos de ellos presentan un tamaño similar al de la Tierra, aunque tal vez ello responda a nuestras propias limitaciones tecnológicas.

La nomenclatura de los exoplanetas es simple: una letra minúscula a partir de «b» se coloca después del nombre de la estrella para el primer planeta hallado en el sistema (por ejemplo, 51 Pegasi b). El siguiente planeta es etiquetado con la siguiente letra del alfabeto, c, d, e, f... (51 Pegasi c, 51 Pegasi d, 51 Pegasi e o 51 Pegasi f...).



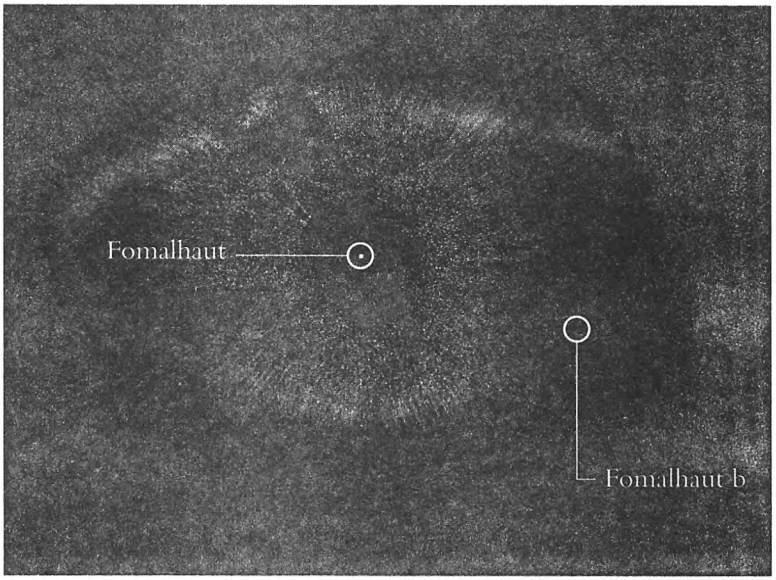
El primer exoplaneta observado directamente 2M1207 b. Tiene una masa de 3,3 veces la de Júpiter y orbita a 55 ua de su estrella central, una enana marrón. Un disco de polvo se encuentra alrededor de la estrella central, proporcionando evidencias de la formación de planetas (foto ESO).

Nombre del planeta	Distancia media (ua)	Periodo orbital (días)	Masa mínima*, (x masas de Júpiter)	Año descub.	Diámetro aproximado** (km)
Gliese 876 b	0,208	61,94	1,935	2000	
Gliese 876 c	0,13	30,1	0,56	2000	
Gliese 876 d	0,021	1.938	0,018	2005	
Ups And b	0,059	4,617	0,69	1996	~Júpiter 12.4000
Ups And c	0,83	241,52	1,98	1999	~Júpiter 17.6000
Ups And d	2,51	1.274,6	3,95	1999	~Júpiter 22.1000
Gliese 581 b	0,041	5,368	0,049	2005	~Tierra 32.000
Gliese 581 c	0,073	12,932	0,016	2007	~Tierra 22.000
Gliese 581 d	0,25	83,6	0,024	2007	~Tierra 250.700
HD 8799 d	24	36.500	10	2008	
HD 8799 c	38	69.000	10	2008	
HD 8799 d	68	170.000	7	2008	

La tabla muestra algunos sistemas extrasolares con múltiples planetas.
Datos tomados del Extra-solar Planets Catalog (2) (excepto la última columna).
** Método de velocidades radiales utilizado para detectarlos; sólo da la masa mínima del planeta.*
*** El diámetro, que aparece en la última columna de la tabla, se ha calculado suponiendo que la densidad del planeta sea igual a la de Júpiter (1.330 kg/m³).*
Cuando se ha considerado el planeta como un posible exoplaneta terrestre, el diámetro se ha calculado utilizando la densidad de la Tierra, 5.520 kg/m³).

En la tabla anterior figuran algunos exoplanetas que están muy cerca de la estrella central (Gliese 876 b, c, d, con órbitas más cercanas a la estrella de lo que Mercurio lo está del Sol). Otros tienen planetas más alejados (HD 8799 tiene un sistema planetario con tres planetas situados más o menos a la misma distancia que Neptuno lo está del Sol).

Actualmente sabemos que hay exoplanetas en diferentes tipos de estrellas: en 1992 los radioastrónomos anunciaron el descubrimiento de planetas alrededor del púlsar PSR1257+12. Esta detección es considerada el descubrimiento del primer exoplaneta. En 1995 se anunció la primera detección de exoplanetas alrededor de una estrella de tipo G-51 Pegasi y después han sido detectados exoplanetas en órbita en torno a una enana roja (Gliese 876 en 1998), una estrella gigante (Edasich en 2001), una enana marrón (2M1207 en 2004), una estrella de tipo K (HD40307 en 2008) y una estrella de clase A (Fomalhaut en 2008).



Planeta Fomalhaut b dentro de la nube de polvo interplanetario de la estrella Fomalhaut en una imagen del Telescopio Espacial Hubble (fuente: NASA).

Para calcular los diámetros de los exoplanetas se adopta como densidad la de Júpiter, o la densidad de la Tierra en el caso de los exoplanetas terrestres. Por ejemplo, para determinar el diámetro de Gliese 581 d (exoplaneta terrestre) se supone $\rho = 5.520$ kg/m^3 (la densidad de la Tierra). El resultado obtenido aparece en la tabla

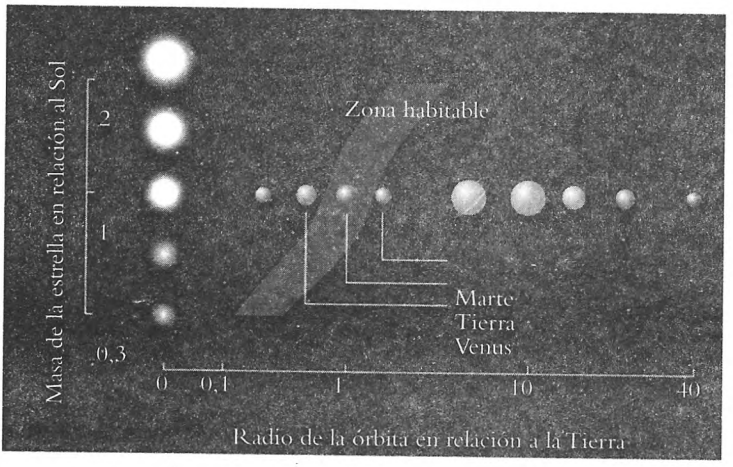
de la página 60. Análogamente se calculan los diámetros del primer sistema planetario múltiple que se descubrió alrededor de una estrella de la secuencia principal, Upsilon Andromedae. Consta de tres planetas, todos ellos similares a Júpiter: planetas Ups And b, c y d. Sus diámetros, aceptando que $\rho = 1.330\ kg/m^3$ (la densidad de Júpiter), también figuran en la referida tabla. Haciendo uso de los resultados anteriores y los periodos de rotación de los exoplanetas en torno a su estrella central, se puede determinar la masa de la estrella central usando la tercera de las leyes de Kepler: la constante a^3/P^2 es igual a la masa central de la estrella (véase el anexo).

Muchos de los exoplanetas en órbita giran alrededor de sus estrellas mucho más cerca que cualquier otro planeta de nuestro propio sistema solar orbita en torno al Sol, es decir, muchos planetas están más cerca de su estrella de lo que Mercurio lo está del Sol. Esto significa que su temperatura es muy elevada. La parte interior del sistema solar está ocupada por los pequeños planetas rocosos, y el primero de los planetas gaseosos y gigantes, Júpiter, dista 5,2 ua del Sol, mientras que los sistemas extrasolares muestran muchos ejemplos de grandes planetas que giran mucho más próximos a sus estrellas madre. Se cree que estas diferencias son debidas sobre todo a un efecto de selección, consecuencia de los métodos de observación empleados. Así, el método de la velocidad radial, que se utiliza para detectar exoplanetas, es más sensible cuando los planetas trazan órbitas más pequeñas y son más masivos. Pero está claro que podemos suponer que la mayoría de los exoplanetas se mueven en órbitas mucho mayores. Parece razonable considerar que en la mayoría de los sistemas de exoplanetas existen uno o dos planetas gigantes con órbitas de dimensiones comparables a las de Júpiter y Saturno en nuestro sistema solar.

Consideremos ahora la habitabilidad de los exoplanetas. Cálculos aproximados indican que en la zona habitable del sistema solar, donde el agua líquida puede existir (el rango de temperatura de 0° a 100° C) se extiende desde 0,56 a 1,04 ua. El borde interno de esta zona se encuentra entre las órbitas de Mercurio y Venus, y el borde exterior está justo fuera de la órbita de la Tierra. Sólo dos planetas del Sistema Solar, Venus y la Tierra, son habitables en el interior (zona gris de la ilustración de la página siguiente) y, como sabemos, sólo la Tierra está habitada, ya que la temperatura en Venus es demasiado elevada, pero sólo como consecuencia del fuerte efecto invernadero que sufre el planeta. En la actualidad, Gliese 581 d aparece como el mejor ejemplo descubierto de exoplaneta terrestre que orbita cerca de la zona habitable alrededor de su estrella y es un candidato potencial para la habitabilidad extraterrestre. Gliese 581 c también está en una posición que podría situarse en la zona habitable de la estrella anfitriona. Se ha determinado que este exoplane-

ta podría tener agua líquida y ofrecer la posibilidad de vida, si bien algunos estudios indican que tal vez esté sometido a un efecto invernadero similar al de Venus.

Todavía hay muchas preguntas sin respuesta acerca de las propiedades y características de los exoplanetas, y hay mucho que estudiar, pues se trata de un campo abierto a la investigación. Se da la circunstancia de que ya empieza a haber grupos de astrónomos amateurs trabajando en este ámbito. Son muchas las necesidades de observación, y los telescopios profesionales están muy saturados de todo tipo de proyectos, descartando las grandes campañas de exploración. La posibilidad de colaboración entre grupos especializados de astrónomos amateurs y profesionales puede ser una opción no desdeñable, al igual que ha sucedido en el campo de las estrellas variables, donde se han obtenido y se obtienen buenos resultados.



Zona de habitabilidad planetaria, donde la vida puede existir en sistemas exoplanetarios y en nuestro propio sistema solar.

Capítulo 3

Eclipses y tránsitos: puntos de encuentro

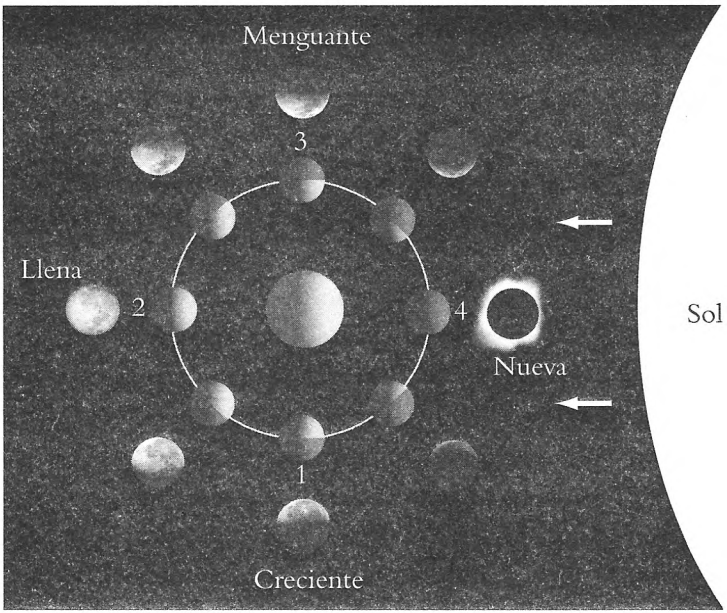
En tiempos remotos los eclipses totales de Sol eran considerados grandes peligros. Se pensaba que el destino del mundo dependía de las eternas y divinas estrellas, y la destrucción de la más importante equivalía a su fin repentino; de ahí que los rituales religiosos de muchas culturas tuvieran como finalidad proteger al dios Sol. Se hacía imprescindible hallar las reglas que permitieran predecir esos eventos, y se hizo necesaria la observación sistemática, primer paso hacia una iniciativa científica.

Pero los eclipses también se han utilizado para poder determinar las relaciones entre las distancias. Como hemos comentado anteriormente, Aristarco aprovechó un eclipse lunar para determinar distancias en el sistema Tierra-Luna-Sol. En particular, los tránsitos de Venus sirvieron en su momento para deducir todas las distancias de los planetas del sistema solar. De hecho, los eclipses han ayudado a la humanidad a alcanzar nuevas cotas de conocimiento científico, algunos de cuyos logros se resumen en este capítulo. El estudio de los eclipses no es otra cosa que la resolución de un problema matemático, un problema de astronomía de posición.

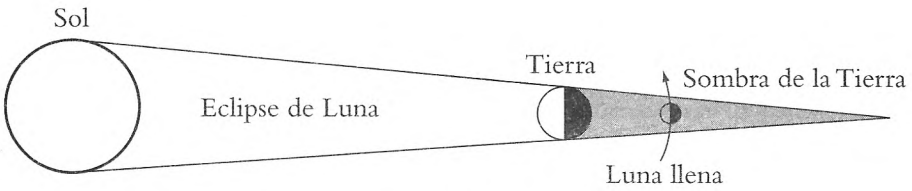
La geometría de los eclipses

El término «eclipse» responde a distintos tipos de fenómenos, y en particular se aplica a eclipses de Luna y de Sol. Por lo general no resulta sencillo entender cuál es la diferente distribución de los cuerpos en estos dos casos, y no es raro leer crónicas periodísticas sobre eclipses en las que se escapan algunos gazapos. Por ejemplo, tampoco cuesta demasiado entender que los eclipses solares tienen lugar siempre en Luna nueva, mientras que los lunares se dan con Luna llena, pero de entrada, no es sencillo para aquellos que no estén introducidos en la materia saber si hay eclipses de Sol en cualquier fase lunar o sólo en luna nueva o en luna llena, o comprender por qué hay muchos más eclipses de Luna que de Sol. Vamos a dar respuesta de forma sencilla a estas cuestiones.

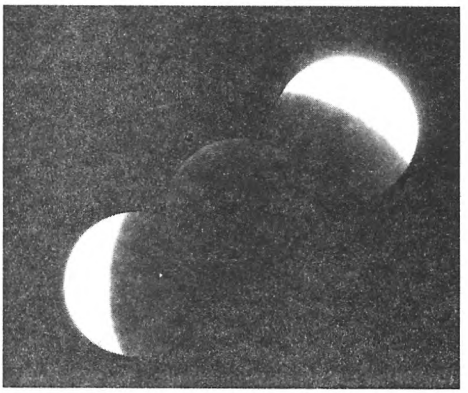
En la ilustración siguiente se ilustran de manera abreviada las fases de la Luna. Tiene lugar un eclipse lunar cuando la Luna entra dentro del cono de sombra de la Tierra, y esto sucede siempre que el satélite se encuentra en la posición que se muestra en la figura inferior. Como el cono de sombra es mayor que la Luna, es relativamente fácil que tenga lugar un eclipse de este tipo. Es evidente que sólo puede tener lugar un eclipse lunar cuando haya Luna llena, ya que la Tierra debe estar alineada y situada entre el Sol y la Luna.



Cuando la Luna gira en torno a la Tierra, la mitad del satélite permanece siempre iluminado (lunas pequeñas en 1, 2, 3 y 4 de la circunferencia interior), pero desde la Tierra no siempre se ve la Luna del mismo modo, tal como se aprecia en las lunas que forman la circunferencia exterior. En la posición 1 sólo vemos la Luna en cuarto creciente; en 2 se ve la Luna llena desde la Tierra; en 3 sólo se ve en cuarto decreciente, y en la posición 4 no se ve la Luna nueva de día, ya que el Sol nos deslumbra.

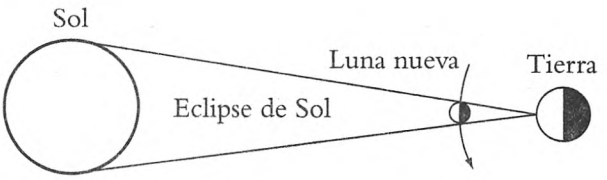


Esquema de un eclipse de Luna. Tiene lugar durante la Luna llena.



Composición fotográfica de un eclipse de Luna: nuestro satélite cruzando el cono de sombra producido por la Tierra.

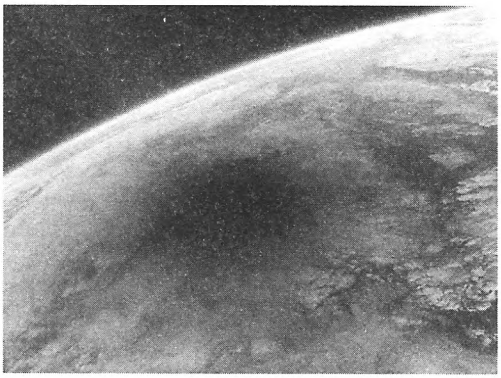
Un eclipse de Sol tiene lugar en el caso opuesto al anterior: sucede cuando la Luna se interpone entre el Sol y la Tierra, es decir, cuando la Luna está en la posición 4 de la ilustración de la página anterior. Los eclipses de Sol sólo se observan desde una zona concreta de la superficie terrestre, lo que no sucede con los de Luna. Además, los solares tienen lugar en menos ocasiones para cualquier observador terrestre, mientras que los lunares son mucho más frecuentes.



Esquema de un eclipse de Sol. Tiene lugar durante la Luna nueva.

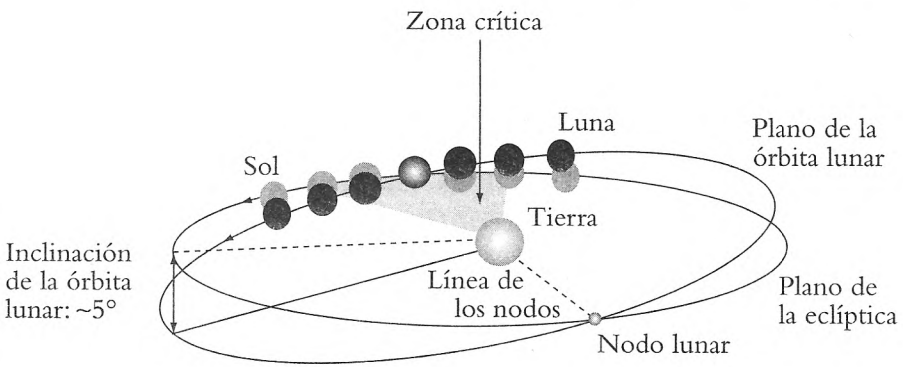
Como se observa claramente en la figura, la Tierra está alineada con el Sol y la Luna, manteniendo ambos cuerpos en el mismo lado. Así pues, la fase correspondiente es de Luna nueva.

También se comprende que los eclipses de Luna son observables por mucha más gente que los de Sol, que sólo pueden verse localmente. Es normal que podamos disfrutar prácticamente cada año de un eclipse de Luna, pero es necesario esperar muchos años para tener la oportunidad de observar un eclipse de Sol en el lugar en que vivimos.



Fotografía tomada desde la Estación Espacial Internacional del eclipse de Sol de 1999 en la que se puede observar la sombra de la Luna sobre la superficie terrestre.

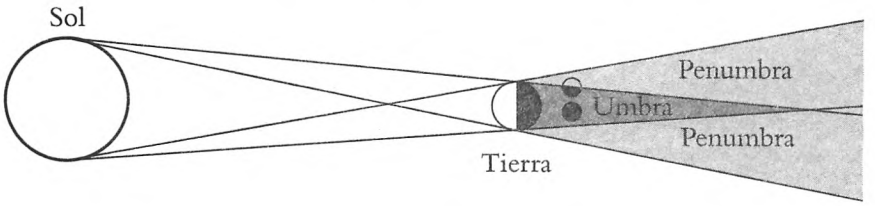
A la vista de lo dicho anteriormente, cabría pensar que cada vez que hay Luna llena debería haber un eclipse lunar, y cada Luna nueva, uno solar. De este modo tendríamos un eclipse de Luna y otro de Sol (aunque fuera parcial) en cada lunación, que dura aproximadamente un mes. Sin embargo, sabemos que esto no es así. Ello es debido a que la órbita de la Luna está inclinada 5° respecto al plano de la eclíptica, de modo que los eclipses sólo tienen lugar cuando la Luna se encuentra próxima a la línea de los nodos: línea de intersección entre el plano de traslación de la Tierra en torno al Sol con el plano de traslación de la Luna alrededor de la Tierra.



La línea de los nodos es la línea de intersección entre el plano de la órbita de la Luna en torno a la Tierra y el plano de la eclíptica (plano de traslación de la Tierra alrededor del Sol). Sólo puede haber eclipses cuando la posición de la Luna esta próxima a la línea de los nodos, es decir, cuando está lo suficientemente próxima al plano como para que se produzca una sombra sobre su diámetro.

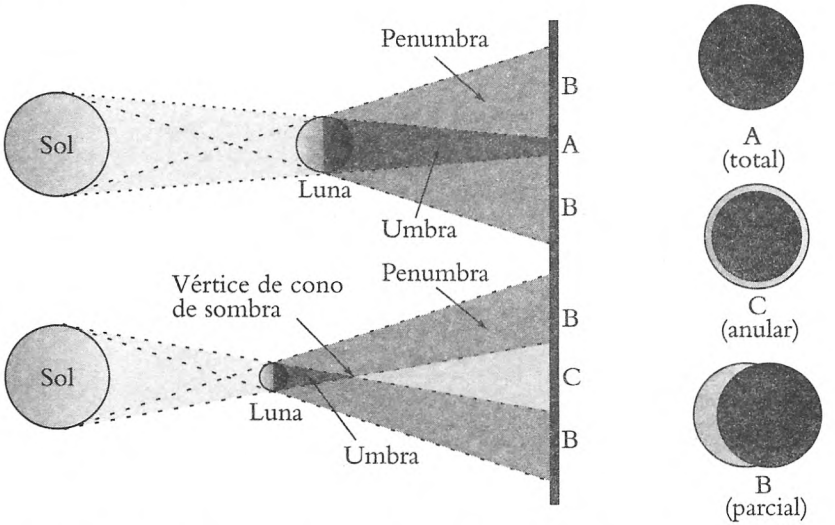
Zonas de umbra y penumbra

En cualquier eclipse se pueden establecer geométricamente dos zonas donde hay sombras: la umbra, con sombra densa, y la penumbra, con sombra menos densa.



Las tangentes exteriores delimitan la umbra, y tanto éstas como las tangentes interiores delimitan la penumbra. Los eclipses totales tiene lugar cuando la Luna está incluida totalmente en la zona de umbra; si sólo lo está un sector, se trata de un eclipse parcial.

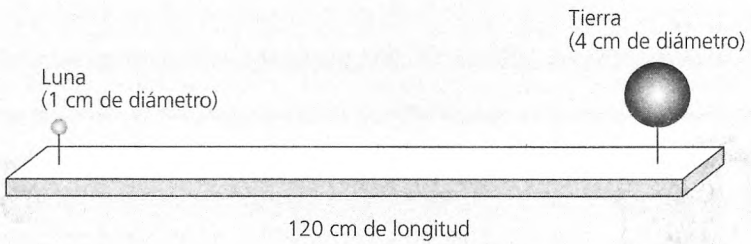
Además, en el caso de los eclipses de Sol hay que distinguir entre un par de situaciones más dependiendo de las distancias relativas de la Tierra y la Luna. La órbita de la Tierra alrededor del Sol y de la Luna en torno a la Tierra describen elipses de poca excentricidad. Por ello las distancias no son siempre las mismas, como sucedería si fuese una órbita circular, y en ocasiones la Luna no llega a cubrir toda la superficie solar. Así pues, hay eclipses totales y anulares cuando la Luna no llega a cubrir todo el diámetro solar y queda un «anillo» de luz sin eclipsar.



Según sea la distancia a la que se encuentra la Luna pueden tener lugar eclipses totales o anulares.

MODELO TIERRA-LUNA

Para ayudar a comprender las fases de la Luna y los diferentes tipos de eclipses, puede fabricarse un modelo muy sencillo que se ilustra en la figura siguiente. Para ello hay que clavar dos clavos de unos 3 o 4 cm de largo en un listón de madera de unos 125 cm de longitud. La distancia entre los clavos debe ser de 120 cm. En cada clavo fijamos una esfera de porexpan, una de 4 cm y otra de 1 cm de diámetro, que simularán la Tierra y la Luna, respectivamente. Es muy importante seguir las medidas indicadas para que el modelo esté a escala (1:320.000), conservando las proporciones de distancias y diámetros.

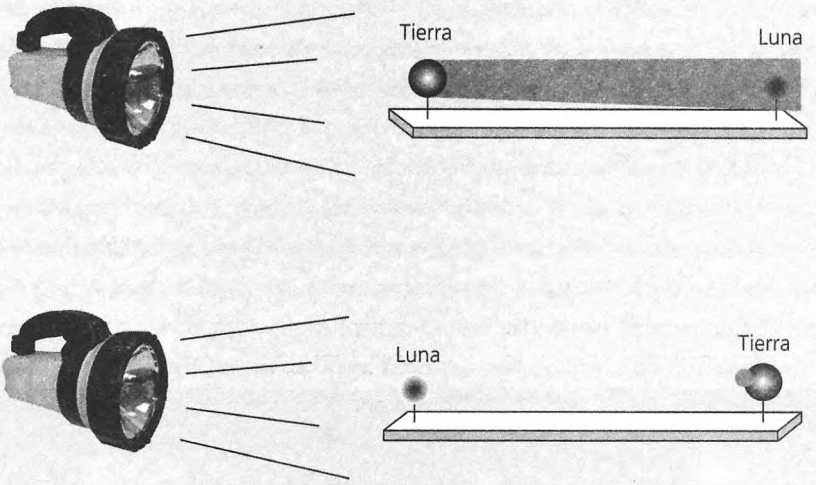


Para simular las fases de la Luna, en un lugar soleado y cuando la Luna es visible, se usa el modelo situando la esfera mayor (que representa la Tierra) próxima a nosotros, y la pequeña (que representa la Luna) en la dirección en la que se encuentra la Luna en el cielo. Podemos observar las Lunas (la real y la simulada por el modelo) con el mismo tamaño y las mismas fases. Si se modifica la orientación de la tabla, se reproducen las diferentes fases de la Luna en función de la luz que la pequeña esfera recibe del Sol. Hay que mover la Luna de derecha a izquierda para reproducir las fases en orden.

Es mejor realizar estas actividades al aire libre, pero si está nublado se puede llevar a cabo dentro de una habitación usando una linterna en lugar del Sol. Es importante que la luz de la linterna sea intensa y esté focalizada.

Del mismo modo, para simular los eclipses de Luna usaremos el modelo al aire libre siempre que el día sea soleado o, en caso contrario, dentro de una habitación con un foco actuando de Sol. Tomando el modelo, situaremos la esfera de la Tierra dirigida hacia el Sol y moveremos la Luna dentro del cono de sombra que produce la Tierra (en la figura, a la izquierda). Como éste es mayor que la Luna, un eclipse es fácilmente reproducible (cuando la sombra del cono cubre la superficie de la Luna). Además, es evidente que la Tierra está alineada entre el Sol y la Luna, de modo que la fase lunar correspondiente es Luna llena. Usando el Sol o la linterna de nuevo se obtiene un eclipse solar situando la Luna del modelo frente al foco. Hay que mover el modelo

hasta conseguir que la sombra de la Luna aparezca sobre la superficie de la esfera que representa la Tierra (secuencia inferior de la ilustración).



Simulación de un eclipse de Luna (arriba) y de Sol (abajo).

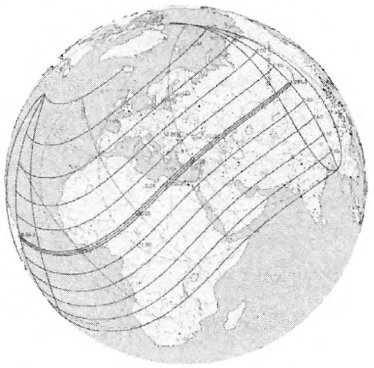
Cualquiera que intente esta actividad comprobará que no es tan sencillo conseguir este tipo de eclipse como el anterior. Además, resulta evidente que los eclipses de Sol sólo se observan desde el lugar de la superficie terrestre en el que esté la mancha de la sombra de la Luna, lo cual no sucede con los eclipses lunares. Por tanto, es evidente que para cualquier observador terrestre los eclipses de Sol tienen lugar en menos ocasiones, mientras que los de Luna se producen en muchos más casos. Como se observa claramente en las ilustraciones, la Tierra está alineada con el Sol y la Luna, manteniendo ambos cuerpos en el mismo lado; así pues, la fase correspondiente es la de la Luna nueva.

Después de esta experiencia, se comprende que es normal que podamos observar prácticamente cada año un eclipse de Luna, pero que es necesario esperar muchos años para tener la oportunidad de observar un eclipse de Sol en nuestro país, o mejor dicho en la localidad del país en el que vivimos. Si movemos lentamente la sombra de la Luna sobre la superficie de la Tierra, podemos visualizar la «línea de sombra» que deja sobre la superficie del planeta, tal como se suelen representar las imágenes que publican los profesionales para dar las zonas de visibilidad de los eclipses (imagen de la página siguiente).

Un gran espectáculo: un eclipse total de Sol

Imagino que el lector ha tenido la oportunidad de presenciar un eclipse de Luna, e incluso puede ser que haya asistido a un eclipse de Sol parcial o anular. Personalmente creo que es más espectacular que un eclipse lunar, pero no creo que haya nada parecido a un eclipse total de Sol. El primero que tuve la oportunidad de ver tuvo lugar el 11 de agosto de 1999. Me encontraba en el norte de Francia, cerca de la frontera con Alemania, en Briey. Las nubes nos hicieron sufrir durante toda la mañana, pero finalmente fue posible ver el eclipse, aunque un poco empañado por la nubosidad. Recuerdo perfectamente que en el periodo anterior a la totalidad, cuando se apreciaba un claro descenso de la luminosidad, un gran pájaro negro empezó a volar en una enorme espiral, subiendo vertiginosamente hacia arriba alejándose del suelo hasta llegar a desaparecer como un pequeño punto negro. No se me olvidará nunca. El pánico del pobre animal fue total, y no era para menos. El eclipse no duró más de tres minutos, pero tres minutos de «noche» a media mañana son muchos minutos si no se está seguro de que el Sol va a volver a aparecer.

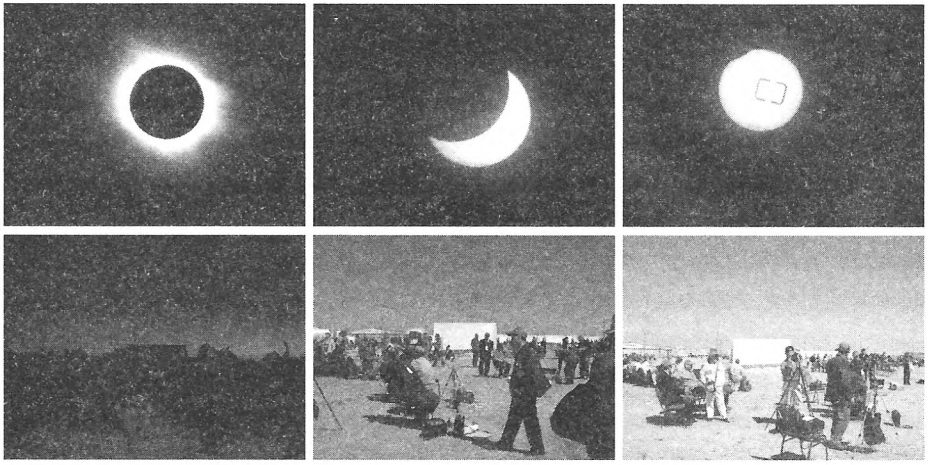
Hasta marzo del año 2006 no tuve la oportunidad de presenciar otro eclipse total de Sol. Fue en Sallum, Egipto, en una zona de desierto próxima a la frontera con Libia. El gobierno egipcio organizó toda una infraestructura para recibir a miles de reporteros, científicos y curiosos interesados en presenciar el evento. La zona elegida estaba en medio del desierto. Tan sólo había cuatro casas (un restaurante, un



El eclipse total de Sol del 29 de marzo de 2006 comenzó en la costa de Brasil, cruzó el Atlántico, acariciando la costa africana en Ghana y Togo, atravesó el continente africano alcanzando la duración máxima de totalidad en el desierto del Sáhara (4 minutos y 7 segundos), pasó por la frontera de Libia con Egipto por la ciudad egipcia de Sallum, cruzó el Mediterráneo siguiendo hacia Turquía, atravesó el Mar Negro introduciéndose en la Federación Rusa y finalizó su trayectoria en Mongolia.

par de edificios del ejército y una mezquita). Se instaló al estilo «beduino» un conjunto de tiendas para atender a los visitantes. Algunos habían llegado el día anterior, y otros llegamos aquella misma mañana. El desierto aparecía cubierto de bruma y el Sol apenas se podía vislumbrar. La bruma desaparecía a medida que la altura del Sol iba creciendo sobre el horizonte y al final pudimos disfrutar de un día claro y transparente.

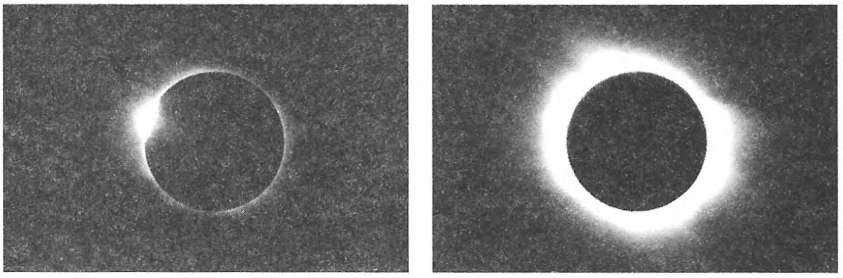
Un eclipse total viene antecedido y precedido de todo un proceso. Alrededor de una hora antes empieza el eclipse parcial. Con la protección de los filtros se puede observar el limbo accidentado de la Luna mientras la luz va disminuyendo todavía más a medida que se acerca la totalidad; los animales y también las personas sentimos que algo va a suceder. Todo lo que nos rodea se vuelve más y más oscuro, y la temperatura baja. La luz desciende todavía más y empieza a ser difícil distinguir los objetos y la gente que tienes cerca. La oscuridad se cierne de manera repentina: ha empezado la totalidad.



El cambio de luz de un eclipse solar total es impresionante. Fotografías de diversas fases del eclipse donde se puede ver una tienda, en la que durmieron algunos asistentes, en la totalidad, durante la parcialidad y al final del eclipse. En las imágenes superiores se ven la fase del eclipse y, debajo, la luminosidad correspondiente.

La observación en Sallum fue soberbia. Minutos antes de la totalidad se pudo observar un espléndido anillo de diamantes y las perlas de Baily (luz solar que filtra el borde irregular de la Luna) y, finalmente, la corona solar con penachos pronunciados de color blanquecino que fueron increíblemente bellos. Realmente es de una belleza difícil de describir. Con telescopios dotados de filtro también fue posi-

ble distinguir algunas prominencias solares visibles en el limbo del Sol. Tras los cuatro minutos de totalidad el proceso se invierte: de nuevo el espectacular anillo de diamantes, el incremento de la luminosidad y ya se puede disfrutar de nuevo del eclipse parcial que poco a poco va dejando paso a la luz solar.



A la izquierda, el efecto llamado anillo de diamantes; a la derecha, la corona.

Un eclipse total de Sol es uno de los espectáculos que no puedes olvidad mientras vivas, pero hay que percibirlo en vivo y en directo. Cualquier imagen (fotografía o película) que podamos ver después es sencillamente un eclipse «descafeinado», un elipse «sin», en el sentido de que no nos da la sensación real del hecho. Es algo así como comparar una imagen real del fuego crepitando en una chimenea con una fotografía de la misma; hay algo diferente que se nos escapa. El fuego real se percibe de forma más completa, no sólo mediante la vista: todo nuestro cuerpo lo percibe, la piel, el oído..., mientras que la fotografía nos da una sensación encorsetada, mucho más pobre. Después de haber vivido una de estas experiencias se comprende el terror que despertaba este tipo de fenómenos en las culturas antiguas. En nuestro caso tenemos la seguridad de que el Sol va a «renacer», pero en un pueblo sin memoria escrita que presenciaba uno de estos fenómenos, que nadie vivo había visto antes, sin duda debía de producirse un pánico aterrador. Para los amantes de descubrir cosas nuevas, me gustaría recomendar que no se pierdan el próximo eclipse total de Sol. ¡El viaje está justificado!

La aportación de los eclipses al desarrollo científico de la humanidad

Predecir los eclipses lunares no ha sido tan difícil en la historia de la humanidad, pero no ha sucedido lo mismo con los eclipses totales de Sol, acontecimiento local

que sucede muy raramente. Como se ha mencionado antes, el plano orbital de la Luna está levemente inclinado unos 5° con respecto al plano orbital terrestre; sin dicha inclinación tendríamos un eclipse lunar cada mes, coincidiendo con cada Luna llena. Pero en la mayoría de los casos la Luna pasa un poco antes o después, y no hay eclipse; sin embargo, cuando está lo suficientemente cerca de la línea de corte sí lo hay, y esto sucede normalmente dos veces al año. Teniendo en cuenta la probabilidad de que sea de noche en un lugar concreto cuando esto sucede, existe un promedio de un eclipse de luna cada año. Se hizo patente que el fenómeno se repetía cada 19 años; éste fue el origen del ciclo de Saros, que, sorprendentemente, ya era conocido en la Edad de Piedra. Las ruinas de Stonenge, en Inglaterra, tienen un anillo de 56 agujeros que están datados, en su parte más antigua, en el 1900 a.C. (con los datos modernos $3 \cdot 18{,}61 = 55{,}83$ años, que tiene sólo una desviación de 1 día/año, lo cual es realmente extraordinario para un calendario de aquella época).

Los eclipses de Sol son mucho más difíciles de predecir. Así, dos astrónomos chinos fueros condenados a muerte por fallar en la predicción de un eclipse solar; en cambio Tales de Mileto, el filósofo griego, fue afortunado al predecir un eclipse solar visible desde Grecia. Éste coincidió con la batalla entre los Persas y los Medas en el año 585 a.C. en la región de la actual Turquía. Tal «intervención divina» motivó un armisticio y Tales se convirtió en un hombre de gran reputación.

Los eclipses fueron el soporte decisivo del primer modelo heliocéntrico propuesto por Aristarco. A partir de sus observaciones, Aristarco dedujo que el Sol tenía un diámetro 19 veces mayor que la Tierra, y argumentó que carecía de sentido que un cuerpo grande girara en torno a otro pequeño, lo que le condujo, de un modo intuitivo, a establecer un modelo heliocéntrico básicamente correcto, aunque no estaba exento de errores; incluso Copérnico se refirió a las ideas de Aristarco cuando propuso su sistema. De nuevo se observa que todo parte de un inteligente análisis de la observación de los eclipses.

Otro problema que se resolvió con eclipses fue el de la determinación de la longitud de un lugar. La posición geográfica relativa a la latitud se podía deducir de diversas formas, pero en el hemisferio norte, un método sencillo para ello consistía en medir la altura de la Estrella Polar. Este método era conocido por los marinos, así como el diámetro de la Tierra, lo que les permitía medir fácilmente distancias Norte-Sur. Pero las posiciones Este-Oeste, o longitudes y, en consecuencia, las distancias en este ámbito fueron un serio problema para la humanidad durante siglos. De hecho, fue un eclipse lunar observado por Alejandro Magno en la India el que ayudó a resolver este problema accidentalmente. Cuando su expedición llegaba de

vuelta a Grecia, la gente explicó que el eclipse había sido observado unas horas antes de la noche. Dado que la puesta del sol en Grecia ocurre algunas horas después que en la India, se hizo evidente cuántos grados está localizada la India, hacia el Este, comparándola con Grecia. De este modo se dedujo la distancia a la India en unidades de longitud.

El problema de la determinación de la longitud y de las distancias Este-Oeste se mantuvo como un tema desafiante durante siglos. Se había descubierto América, pero ¿cómo medir la distancia a, por ejemplo, México? Habría sido fácil resolverlo usando relojes sincrónicos, pero éstos no se habían desarrollado. El reloj de péndulo había sido inventado por Huygens, pero ¿cómo llevar uno de estos relojes en un barco? ¿Cómo podía ser sincrónico un reloj «maltratado» durante la travesía con otro situado en tierra firme? Era imposible. De nuevo un eclipse ayudó a solucionar el problema. En este caso fueron los eclipses de las lunas de Júpiter detectadas por Galileo. Realmente él mismo propuso usar dicho eclipse como un puntero que podía ser leído de forma simultánea en muchos países. El instante en que la Luna desaparece de repente al entrar en la sombra de Júpiter podía ser «leído» simultáneamente en Europa y México, y la determinación de la hora que permitía este método tenía la precisión de un minuto. Pero ya veremos más adelante que la solución tuvo que esperar a la construcción de relojes mecánicos lo suficientemente buenos.

Fue Giovanni Cassini, en el Observatorio de París, el que inició un proyecto para poder leer este tiempo global. Pero al calibrar los datos resultantes de la observación surgieron algunas dificultades. El tiempo transcurrido entre dos eclipses variaba unos 15 minutos. Roemer, un joven danés de su equipo, explicó este desfase como el tiempo que la luz necesita para propagarse hasta alcanzar la Tierra en las distintas posiciones de su órbita, no siempre a la misma distancia de Júpiter. Y de paso, dedujo un método para medir la velocidad de la luz.

Aplicando la teoría newtoniana de la atracción gravitacional, la fuerza de atracción del Sol podría doblar los rayos de luz de las estrellas lejanas, y esta desviación debía de ser de 0,875 segundos de arco. Pero según la teoría de la relatividad de Einstein, esta desviación era el doble. Fue precisamente durante el eclipse solar de mayo de 1919 cuando sir Arthur Eddington midió este efecto y confirmó la predicción de Einstein: el astrofísico británico, tras estudiar minuciosamente sus datos observacionales, obtuvo un valor de 1,98 segundos de arco. Otro tipo de «eclipse» permitió comprobar la teoría de Einstein con más precisión: fue la ocultación, en 1987, de un quásar por el Sol, lo que permitió medir la desviación del quásar por técnicas de interferometría, dando una verificación de la teoría con un error del 0,1%.

Tomando el término eclipse en el sentido más general de «ocultación», se puede considerar que en la actualidad los eclipses vuelven a ser punteros en la investigación científica. Una forma de detectar la materia en el universo, en particular las enanas marrones, demasiado apagadas para ser detectadas por su propia luz, es consecuencia del efecto de «microlente» que tiene lugar cuando una enana marrón es ocultada por otra estrella. La luz de la estrella enana es desviada y focalizada a lo largo del eje óptico de la lente gravitacional presentando por un corto intervalo de tiempo un brillo realzado que permite detectarla. En este mismo ámbito las enormes masas constituidas por la galaxia y cúmulos de galaxias desvían la luz de otros objetos situados a gran distancia siendo, desde 1979 en que fue detectada la primera lente gravitacional, un gran tema de la astronomía actual que trataremos más adelante.

En 1912 Einstein había predicho este efecto en alguna de sus notas, pero no lo publicó por creerlo de poca importancia, hasta que un amigo le habló de ello una y otra vez, de manera que en 1936 lo publicó con la intención de «hacer feliz a ese pobre chico». En la actualidad es uno de los campos de investigación en astronomía. A continuación veremos con más detalle algunos aspectos más visuales de los relatados.

Lentes gravitacionales: no eclipsan, aumentan

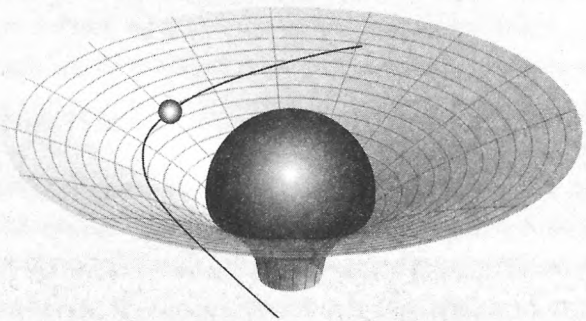
Realmente Einstein predijo las lentes gravitacionales, es decir, el hecho de que una estrella situada en un primer plano podría magnificar la imagen de una estrella del fondo estelar. Pero era escéptico con respecto a que esta ilusión pudiera ser vista jamás, y la consideró una hipótesis demasiado improbable como para tener un interés práctico. En la actualidad los astrónomos están utilizando este efecto para poder ver mucho más allá; en realidad es como si el propio universo se dotara de los más impresionantes telescopios, que nos permiten ver lo nunca visto en espacio y tiempo. El estudio de estas lentes puede ser considerado todavía como una joven ciencia observacional.

La luz sigue siempre el camino más corto posible entre dos puntos, pero si una masa está presente, el espacio se curva, y en ese caso el camino más corto posible es una curva. Esta idea no es tan difícil de comprender como pueda parecernos inicialmente, ya que podemos establecer paralelismos con la superficie del globo terrestre, donde las distancias entre dos puntos siempre siguen necesariamente una curva.

En general, podemos imaginar las lentes gravitacionales como una lente ordinaria, pero en este caso la desviación de la luz producida por la masa viene a sustituir el fenómeno de la refracción de las lentes. La diferencia más importante es que una lente convexa ordinaria tiene un punto focal bien definido y una lente gravitacional no lo tiene, sino que enfoca la luz en una zona en lugar de un punto.

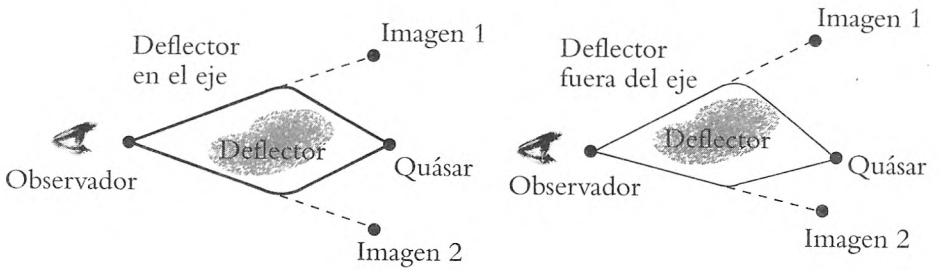
DEFLEXIÓN DE UN RAYO DE LUZ DEBIDA A LA CURVATURA DEL ESPACIO

Es muy sencillo simular la curvatura del espacio determinada por un agujero negro usando un pedazo de tejido un poco elástico y colocando una pelota pesada en el centro. Si lanzamos una pelota más ligera, su trayectoria seguirá una curva en el espacio simulando la trayectoria del rayo de luz, que no sigue una línea recta sino una curva, tal como se muestra en la ilustración. El grado de esta desviación depende de lo cerca que pase el rayo de luz del cuerpo central y de lo masivo que éste sea. El ángulo de desviación es directamente proporcional a la masa e inversamente proporcional a la distancia.



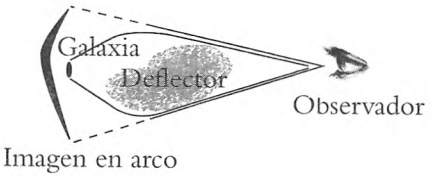
Esencialmente las lentes gravitacionales producen una curvatura en los rayos de luz. En consecuencia, los objetos parecen estar en un lugar diferente y aparecen magnificados. Como no son lentes perfectas, ya que no tienen un foco puntual, las imágenes que producen están deformadas. Pueden generar imágenes deformadas o imágenes múltiples de un objeto.

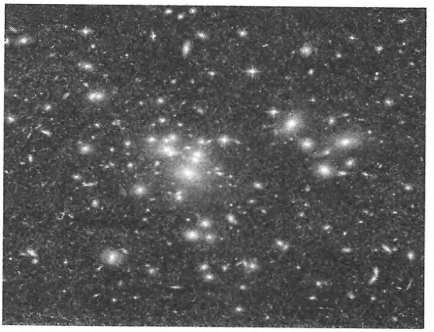
La desviación puede dar lugar a un cambio de posición aparente de la localización de la estrella, galaxia o quásar en el cielo. También puede alterar el tamaño y magnificar los objetos. Algunos observadores han medido ampliaciones de más de 100 veces.

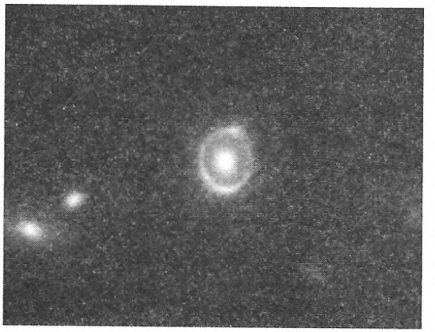


Las lentes gravitacionales cambian la situación aparente de la estrella, galaxia o quásar. A modo de ejemplo basta con recordar el famoso eclipse de 1919 que dio la razón a Einstein.

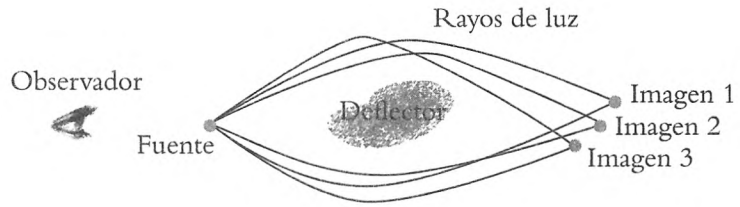
Si la luz del cuerpo desviado es una galaxia, un cúmulo u otro objeto astronómico que tenga una estructura no puntual, las imágenes obtenidas son un conjunto de arcos brillantes, como los espectaculares arcos del Cúmulo de Abel (fotografía de la izquierda). En algunas ocasiones, si el sistema de lente es perfectamente simétrico, los rayos convergen y la imagen resultante es un anillo, llamado anillo de Einstein (derecha); el pico brillante en el centro del ojo de buey es la galaxia más cercana.

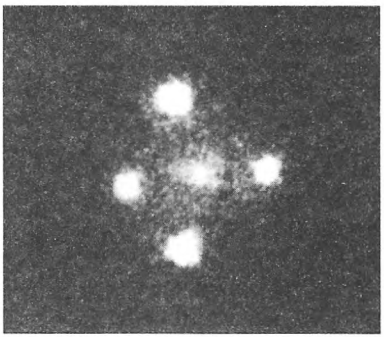






Como las lentes gravitacionales no son perfectas, al no tener un único foco pueden producir imágenes múltiples, como se muestra en la figura de la página siguiente. Son bien conocidos los ejemplos de imágenes de quásares múltiples con la forma de la llamada cruz de Einstein.

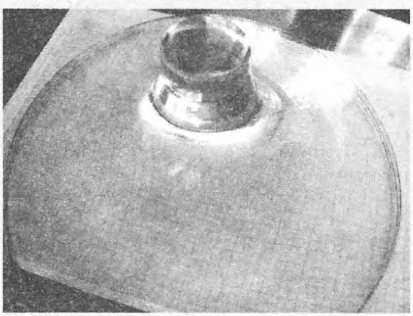




Como las lentes gravitacionales no tienen un único foco pueden producir imágenes múltiples. La fotografía sobre estas líneas muestra un quásar múltiple conocido como cruz de Einstein (fuente: NASA).

LENTE GRAVITACIONAL CON EL PIE DE UNA COPA

Podemos simular una lente gravitacional mirando a través del pie de una copa, un objeto fácil de conseguir, y basta con cortar el pie. Si lo colocamos sobre un papel milimetrado y miramos a través de él podemos ver la deformación que se observa en la fotografía.



Moviendo el pie lentamente de derecha a izquierda sobre un objeto, por ejemplo un círculo oscuro que simula el objeto astronómico, recrearemos los diferentes objetos reales observados: segmentos de arco, cruz de Einstein y anillo de Einstein, como se observa en las fotografías de la página siguiente.

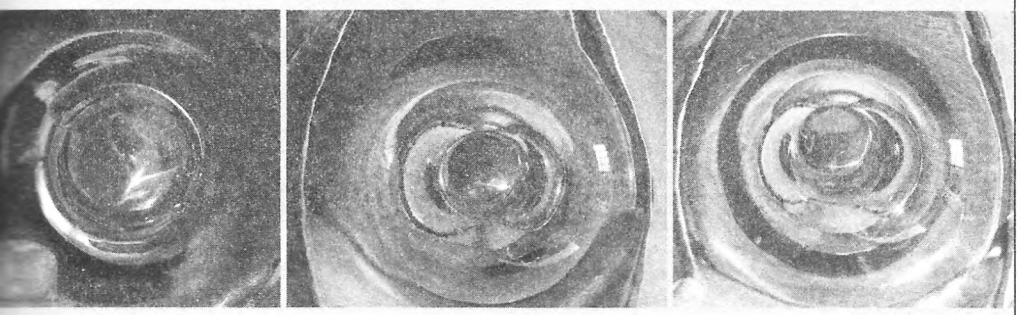
También podemos simular la deformación con una copa de vino blanco, que observaremos desde la parte superior, mientras que para el anillo de Einstein o la multiplicidad de imágenes se puede emplear una copa de vino tinto y una linterna led, situada al otro lado de la copa para que el rayo

Ver más allá en el espacio y en el tiempo

Además de los pársec y la unidad astronómica de distancia, se suelen usar como unidades de distancia los años luz. En la actualidad esta unidad no suele emplearse demasiado por los profesionales, pero es muy intuitiva y resulta de gran utilidad para divulgar y para dejar constancia de algo sorprendente: cuando observamos el cielo estrellado no estamos viendo el cielo actual, sino un conjunto de objetos que fueron así, tal como los vemos ahora, en el pasado. Pero se da la circunstancia de que, además, aparecen mezclados objetos de diferentes épocas en el tiempo.

Como es bien sabido, la velocidad de la luz es de $c = 300.000$ km/s; por lo tanto, la distancia que corresponde a 1 segundo luz es de 300.000 km. Por ejemplo, el tiempo que tarda la luz en llegar de la Luna a la Tierra, que las separa una distancia de 384.000 km, es de $384.000/300.000 = 1{,}28$ segundos. Usando estas unidades el tiempo necesario para que la luz del Sol llegue a la Tierra es de 8,3 minutos.

Desde el hemisferio sur (no es visible desde el hemisferio norte) se puede observar Próxima Centauri, la estrella que se encuentra más cerca de la Tierra, que está situada a 4,3 al. Sirius, la estrella más brillante que se puede ver desde buena parte del hemisferio norte, está a 8,6 al. En cualquiera de los dos casos está claro que la



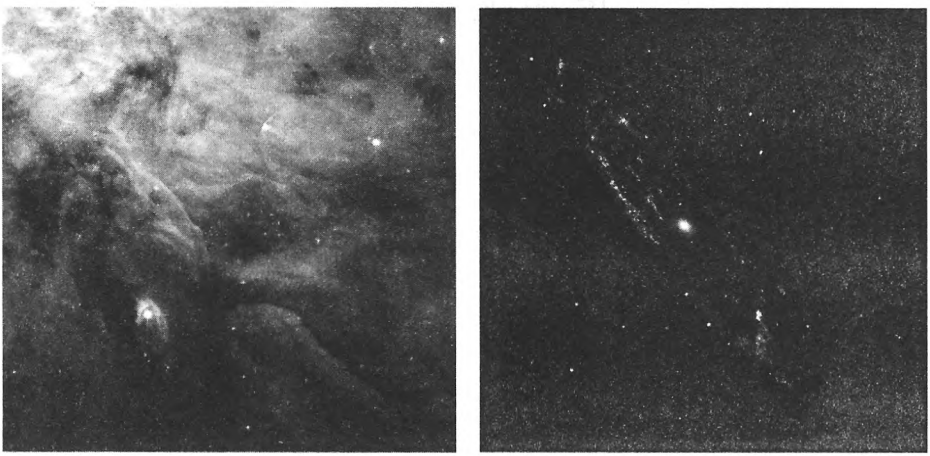
Segmentos de arco *Cruz de Einstein* *Anillo de Einstein*

de luz pase a través de ella. Al moverla de derecha a izquierda y de arriba abajo, observamos que la luz produce imágenes repetidas y, en algunos casos, arcos. Esto es consecuencia de que la copa actúa como una lente que «deforma» el espacio. En particular podemos observar a veces una forma amorfa, cuatro puntos rojos o un arco entre los puntos rojos.

luz que vemos ha necesitado varios años para llegar hasta nuestros ojos, pero en función del objeto ese tiempo puede ser mucho mayor.

La nebulosa de Orión, llamada «la más hermosa», es un criadero de estrellas donde se están formando actualmente unas 700 de ellas. Esta nebulosa está situada a 1.500 al, es decir, que la imagen que ahora vemos de ella es tal como era en tiempos de la caída del Imperio Romano (476 d.C. cuando fue depuesto Rómulo Augústulo).

Pero para el caso de una galaxia, al aumentar las distancias, la situación todavía es más especial, por ejemplo, Andrómeda, que se puede ver a simple vista, ya que no está muy alejada. Ésta es una galaxia espiral que presenta un aspecto parecido al de la Vía Láctea, así pues, nos podemos imaginar que vemos nuestra galaxia desde lejos fuera de la misma. Andrómeda dista de nosotros 700 kpc, es decir, más de 2 millones de años luz, de modo que esta galaxia la vemos tal como era cuando los primeros homínidos caminaban sobre la Tierra.



Nebulosa de Orión en una imagen tomada por el Telescopio Espacial Hubble (izquierda) y galaxia de Andrómeda (fuente: NASA).

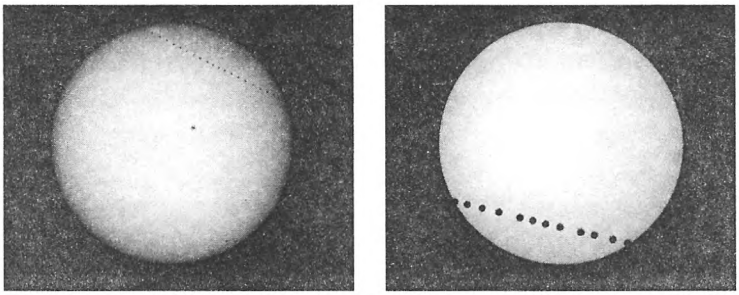
De hecho, se puede dar la circunstancia de que estemos observando un objeto en la actualidad cuando sus propiedades han cambiado completamente. Por ejemplo, la supernova SN1987A, cuya gran explosión se observó en 1987 en la Gran Nube de Magallanes, el año anterior no se observaba como un objeto realmente luminoso desde la Tierra, pero la explosión ya había tenido lugar, dado que la imagen de dicha explosión necesito 168.000 años para llegar hasta nosotros, ya que se

encuentra a 51,4 kpc de distancia. Pero si tenemos en cuenta que con las lentes gravitacionales podemos ver objetos muy, muy lejanos, esto es que distan de nosotros muchísimos años luz, gracias a ellas estamos observando el pasado aún más lejano.

Supernova SN1987A en la Gran Nube de Magallanes durante la explosión y cuatro años más tarde, cuando todavía se ve el eco expandiéndose (fuente: Anglo-Australian Observatory).

Otro tipo de eclipses: los tránsitos de Mercurio y Venus

El paso de un planeta interior (Mercurio o Venus) por delante del Sol se llama tránsito. Los tránsitos han sido muy útiles en la historia de la humanidad, ya que en muchas ocasiones han permitido avanzar dentro de la investigación astronómica. Un tránsito tiene lugar cuando el Sol, el planeta interior y la Tierra están alineados. Equivaldría a un eclipse de Sol, solo que en lugar de la Luna, el que pasa por delante del disco solar es el planeta, y como está mucho más lejos que nuestro satélite, únicamente se puede ver como una pequeña mancha sobre la superficie del Sol. Esta mancha se va desplazando a lo largo del tiempo, lo que permite hacer exposiciones reiteradas que, una vez superpuestas, dan una idea muy clara de la trayectoria, tal como se muestra en las fotografías siguientes:



A la izquierda, tránsito de Mercurio; se puede ver la trayectoria del planeta sobre el disco solar (fuente: D. Dierick). A la derecha, tránsito de Venus. Se ve la trayectoria, así como su tamaño en comparación con el diámetro solar (fuente: Agrupación Astronómica Deneb).

Como las órbitas de Mercurio y Venus están un poco inclinadas sobre la eclíptica, sólo tendrá lugar un tránsito cuando dichos planetas se encuentren próximos a la línea de los nodos (línea de intersección de su órbita con la eclíptica). Existen ciertas reglas para calcular la periodicidad de estos fenómenos, aunque son bastante complejas. De promedio, Mercurio suele transitar el disco solar unas 13 veces por siglo obedeciendo reglas muy complejas.

Tránsitos de Mercurio y Venus durante el siglo XXI		
Mercurio		7 mayo 2003
		8 noviembre 2006
	9 mayo 2016	
	11 noviembre 2019	
		13 noviembre 2032
		7 noviembre 2039
	7 mayo 2049	
	9 noviembre 2052	
		10 mayo 2062
		11 noviembre 2065
	14 noviembre 2078	
	7 noviembre 2085	
		8 mayo 2095
		10 noviembre 2098
Venus	8 junio 2004	
	6 junio 2012	

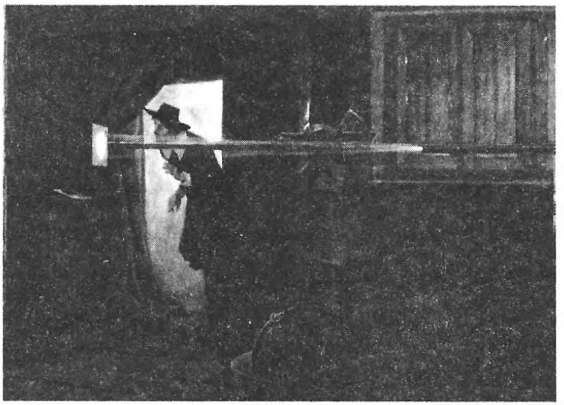
Los tránsitos de Venus son todavía menos frecuentes: tienen lugar 4 tránsitos en un periodo de 243 años, con un intervalo de 105,5; 8; 121,5 y 8 años; se suelen considerar los «pares» de tránsitos, que se producen en un intervalo de 8 años. El ciclo de 243 años es relativamente estable, pero los intervalos varían con el tiempo debido a las perturbaciones que los planetas producen en la órbita de Venus.

¿Cuándo se observó el primer tránsito?

Empleando los precisos datos de observación de Tycho Brahe, Kepler elaboró las llamadas *Tablas Rudolfinas*, que ajustaban bastante bien el movimiento de los planetas. Con estos datos, Kepler anunció, en 1629, un tránsito de Mercurio para el 7 de noviembre de 1631, y otro de Venus para el 6 de diciembre del mismo año. Previó que la observación de estos tránsitos podía realizarse mediante una cámara oscura, abriendo un pequeño orificio en la ventana cerrada de una habitación y proyectando la imagen del Sol sobre una pantalla.

La observación del tránsito de Mercurio se pudo conseguir gracias a que algunos astrónomos situaron un anteojo en el orificio, con el fin de ampliar la imagen. Así, se observó en París, desde donde Pierre Gassendi anotó que Mercurio presentaba el sorprendente diámetro aparente de unos 12", mucho menor que el esperado. Sin embargo, el tránsito de Venus de diciembre no fue observado, ya que tuvo lugar después de la puesta del Sol prácticamente en toda Europa.

Unos años después, el clérigo inglés Jeremiah Horrocks (1618-1641), que había estudiado matemáticas y astronomía en Cambridge, calculó que habría un tránsito de Venus el 4 de diciembre de 1639. Aunque el día del tránsito fue un domingo, pudo compaginar sus tareas eclesiales para poder observarlo. Horrocks observó que el diámetro de Venus era de menos de 1' (el diámetro aparente del Sol es de unos 30'), pero sólo pudo realizar tres observaciones (a las 3h 15m, a las 3h 35m y a las 3h 45m) antes de la puesta de sol.



Jeremiah Horrocks observando el tránsito de Venus en una habitación oscura con una lente.

Hacia 1640, el astrónomo y matemático inglés William Gascoigne situó unos hilos en el foco del telescopio y los dotó de movilidad, inventando de este modo el micrómetro. Con este hecho, el telescopio pasó de ser una herramienta cualitativa a convertirse en un instrumento cuantitativo de precisión, dado que el micrómetro permitía la determinación de ángulos muy pequeños; además, el telescopio así dispuesto podía acoplarse a un círculo graduado para tomar otras medidas angulares.

En las sucesivas ediciones de los *Principia* y de la *Óptica*, Newton publicó diversos valores para la distancia Tierra-Sol, esto es la paralaje solar, valores que oscilaban entre los 10" y los 13". En aquel entonces, el único dato acertado era que la paralaje solar no podía exceder de los 15" (el valor actual es de 8",794148). Conocer este valor era importante para la corrección de las tablas astronómicas, que no sólo se empleaban para usos astronómicos, sino también, por ejemplo, en navegación. Además, los conocimientos del sistema solar ya permitían conocer los valores relativos de distancias de todos los planetas, y sólo hacía falta determinar una distancia de forma explícita como era la paralaje solar.

En esta situación, Edmund Halley, que había observado el tránsito de Mercurio de 1677, promovió la idea de utilizar los tránsitos de Venus de 1761 y 1769 para la determinación de la paralaje. El método que propuso consistía en observar el tránsito desde dos lugares alejados, anotando los instantes en que el planeta entraba y salía del disco solar. Había que determinar la distancia angular entre las trayectorias del planeta observadas desde los dos lugares como una fracción del diámetro del Sol, después se podía conocer este diámetro en millas y, finalmente, la distancia del Sol a la Tierra. La observación requería, pues, sólo un buen telescopio y un buen reloj. Para este cometido, los tránsitos de Venus resultaban más adecuados que los de Mercurio, pues éste se halla más cerca del Sol, y la separación angular es menor. En el caso de Venus ya resulta bastante pequeña, pues es del orden de 1/50 parte del diámetro del Sol. Más adelante veremos con más detalle los arduos trabajos realizados por los astrónomos para conseguir observar los tránsitos de Venus.

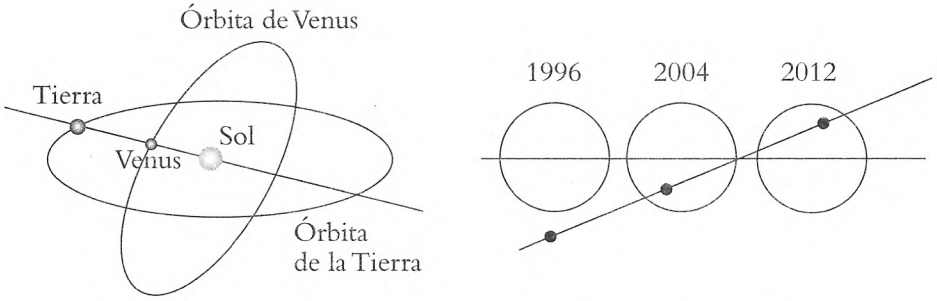
Si bien estos tránsitos fueron cruciales para determinar la distancia Tierra-Sol, la observación de los tránsitos de Mercurio también resultó de gran interés. El matemático francés Urbain Le Verrier, estudiando las observaciones de los pasos de Mercurio desde 1631 hasta mediados del siglo XIX, descubrió el avance del perihelio de Mercurio que tantas implicaciones ha tenido en la teoría de la relatividad de Einstein.

¿Por qué motivo los tránsitos de Venus se presentan por pares?

El periodo de traslación de Venus es de 224,7 días, y el de la Tierra, de 365,25 días. Dividiendo 365,25 por 224,7, el cociente da 1,6255; así pues, cuando la Tierra da una vuelta en torno al Sol, Venus da 1,6255 vueltas; $1{,}6255 = 13/8$ aproximadamente. Podemos decir, por tanto, que si la Tierra da n vueltas en torno al Sol, Venus da $13n/8$ vueltas. ¿Cuándo coincidirán ambos planetas? Pues, evidentemente, cuando $13n/8$ sea un número natural. Es decir, cuando n sea igual a un múltiplo de 8. Así pues, hemos deducido que cada 8 años deben coincidir ambos planetas en línea y, en consecuencia, parece concluirse que cada 8 años tendríamos la oportunidad de ver, desde alguna zona del globo, un tránsito de Venus. Pero la realidad, según muestra la tabla siguiente, es muy distinta.

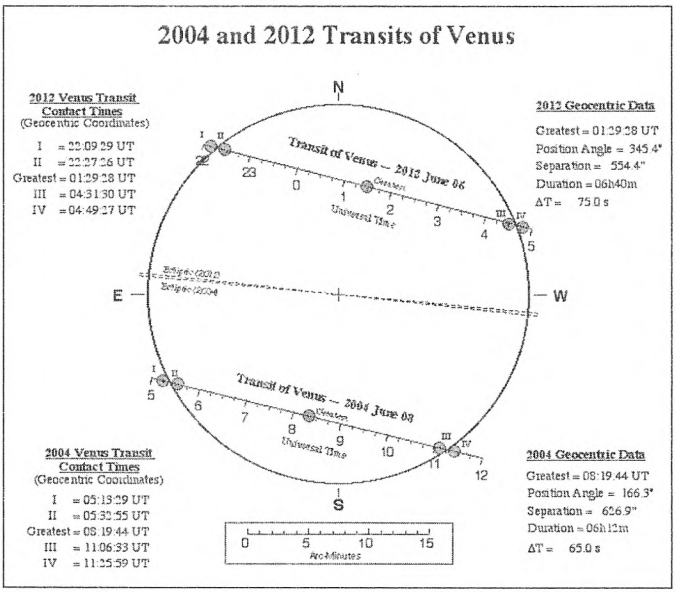
Tránsitos de Venus observables desde el siglo XVII	
	7 diciembre 1631
	4 diciembre 1639
6 junio 1761	
3 junio 1769	
	9 diciembre 1874
	6 diciembre 1882
8 junio 2004	
6 junio 2012	
	11 diciembre 2117
	8 diciembre 2125

Se observa que cuando hay un tránsito, al cabo de 8 años tiene lugar otro, pero la tabla nos dice que hay que esperar más de 100 años para que se repita una nueva pareja de tránsitos, eso sí, separados por intervalos de 8 años. Cabe, pues, preguntarse por la causa de esta situación. La respuesta es sencilla: los primeros cálculos serían ciertos si los planos de las órbitas de Venus y la Tierra (plano de la eclíptica) coincidieran. Pero lo cierto es que el plano de la órbita de Venus está inclinado 3,4° con respecto al plano de la Tierra. En consecuencia, Venus sólo cruzará por delante del Sol cuando ambos planetas estén próximos a la línea de los nodos, es decir, a la línea de intersección de los dos planos orbitales, siempre que la distancia entre ambas órbitas sea inferior al diámetro solar.



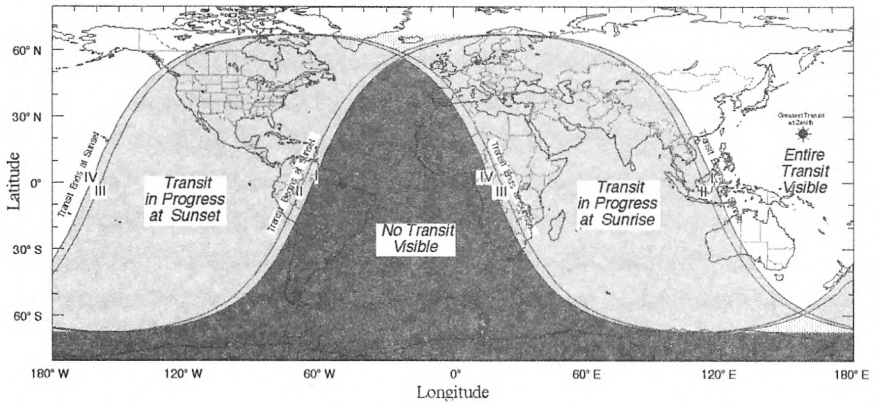
Órbitas de la Tierra y de Venus (izquierda) y trayectoria de Venus sobre el Sol.

Así, por ejemplo, fue visible el tránsito de 2004 y lo será el de 2012, pero en 1996 no lo fue porque Venus estaba demasiado alejado del plano de la eclíptica. En consecuencia, tendremos tránsitos cuando Venus y la Tierra coincidan en la zona de los nodos, en cada uno de ellos: ascendente y descendente. Venus y la Tierra se encuentran un par de veces (separadas por 8 años) en el nodo ascendente en diciembre, y después de 121,5 años se encuentran de nuevo un par de veces en el nodo descendente en junio. Después de 105,5 años se reencuentran de nuevo un par de veces en el nodo ascendente, repitiéndose el ciclo indefinidamente.



Visibilidad del tránsito de Venus del 8 de junio de 2004 y del 6 de junio de 2012 (fuente: Fred Espenak, Nasa/GSFC).

En particular hay que mencionar que no siempre serán visibles los tránsitos desde cualquier zona del globo terrestre, porque, como es evidente, deberán suceder cuando sea de día en el área que se considere, es decir, cuando el sol esté sobre el horizonte. Por ejemplo, el último transito de 2004 fue visible en Europa, pero el próximo, en 2012, excluye el área del Atlántico.



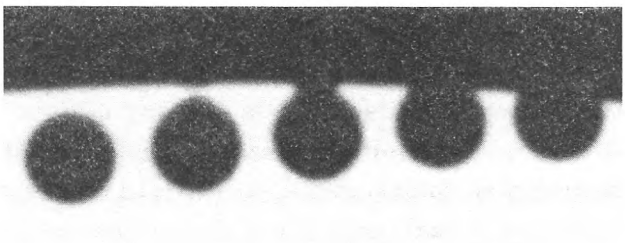
Visibilidad del tránsito de Venus del 6 de junio de 2012 (fuente: Fred Espenak, NASA/GSFC).

Las campañas de los siglos XVIII y XIX

Aunque Horrocks consideró la posibilidad de usar el tránsito para calcular la distancia de la Tierra al Sol, realmente fue Edmund Halley quien lanzó las campañas de observación de los tránsitos de Venus de los años 1761 y 1769, un buen ejemplo de una de las primeras campañas de colaboración llevadas a cabo por los científicos europeos. Fueron apostados centenares de observadores en diferentes lugares con la intención de asegurar el éxito y que, además, algunas de las observaciones se pudieran hacer con buenas condiciones atmosféricas. Para reducir los errores se situaron en lugares cuyas latitudes fueran lo más distantes posible. En el siglo XVIII los viajes a lugares alejados representaban un riesgo cierto, ya que debían enfrentarse a muchos peligros, a los que se sumó, en el caso del océano Índico, la guerra entre franceses e ingleses. Lo cierto es que muchos de los científicos o murieron en el empeño o, por diferentes circunstancias, no pudieron obtener las preciadas observaciones.

El gran interés que tenía en ese momento histórico la determinación de la distancia Tierra-Sol residía en que gracias a la tercera ley de Kepler se disponía de una relación entre todas las distancias de los planetas del sistema solar. Bastaba desentra-

ñar la distancia de uno de ellos al Sol para abrir la puerta y poder conocer las dimensiones del nuestro sistema planetario. Aunque Halley murió en 1742, la comunidad científica europea continúo con el proyecto. Así pues, cabe mencionar que en 1761 se coordinaron más de 120 observadores en 62 lugares, y en 1769 hubo en total 151 observadores en 77 localizaciones diferentes. Diversos percances dramáticos se sucedieron, y los resultados no siempre respondieron a la expectación despertada. En ambas campañas las dificultades se centraban en los problemas que entrañaba el viaje, en las posiciones de los observadores (no siempre bien determinadas, especialmente la longitud) y en los relojes poco precisos de que disponían. Es cierto que la expedición de 1769 pudo contar con la ventaja de que ya se tenía una experiencia previa, lo que permitió mejorar ciertos factores. Uno de ellos fue el fenómeno de la «gota negra», observado por primera vez en 1761. Este fenómeno se debe a diferentes causas, una de ellas la existencia de atmósfera en Venus. Cuanto mejor sea la resolución del instrumento utilizado, en menor grado se presentará este fenómeno, pero se da siempre, debido al descenso de brillo de la superficie solar en la proximidad del limbo, lo que hace que el observador cometa un error al determinar el tiempo en que tienen lugar los contactos interiores; la incertidumbre del momento real del contacto puede estar comprendida entre 20 segundos y 1 minuto. En el pasado, algunas expediciones llegaron a construir modelos artificiales para que cada observador llegara a determinar de forma experimental cuál era «su error» debido a este fenómeno y así poder dar una mejor lectura del tiempo de contacto.



Fenómeno de la gota negra: el planeta aparece como una gota de líquido dirigida hacia el borde del limbo solar.

Unos años antes de los tránsitos, Joseph-Nicolas Delisle simplificó el método de Halley, estableciendo que bastaría con observar el momento del ingreso o de la salida de Venus en el disco solar, y mantuvo una viva correspondencia con otros astrónomos para preparar la observación. Fueron muchos los que se movilizaron para

conseguir fondos que financiasen sus expediciones. La situación era especialmente difícil, pues Francia y Gran Bretaña se enfrentaban en la Guerra de los Siete Años, y esto hacía aún más difícil los desplazamientos. De hecho, fueron muchos los astrónomos de una y otra nacionalidad que cayeron presos por el ejército enemigo. No vamos a detallar todas las expediciones que se organizaron desde los diferentes países europeos, pero mencionaremos algunas de ellas brevemente. La Académie des sciences francesa organizó cuatro expediciones en el tránsito de 1761, no todas de la misma envergadura. Por ejemplo, Cassini se desplazó hasta el Observatorio de la Compañía de Jesús en Viena y llevó a cabo la observación junto al archiduque José de Austria. En cambio, Alexandre Guy Pingré se desplazó hasta la isla Rodríguez, en el océano Índico. Poco después de doblar el cabo de Buena Esperanza, en el sur de África, avistaron buques ingleses, que pudieron evitar, pero poco después encontraron un buque francés que no había tenido tanta suerte y había sido detectado por los ingleses, de manera que tuvieron que socorrerlo, pese a las protestas del astrónomo; en consecuencia, Pingré perdió mucho tiempo y llegó a su destino tan sólo nueve días antes del tránsito. Finalmente, el mal tiempo le hizo desaprovechar el inicio y el final del tránsito, y únicamente pudo tomar algunas medidas cuando las nubes se lo permitieron. Pero, además, antes de partir la isla fue saqueada por los ingleses, de manera que Pingré permaneció confinado en ella unos tres meses hasta que fue recuperada por los franceses. En el viaje de regreso su buque fue capturado de nuevo y tuvo que desembarcar en Lisboa, desde donde llegó a París viajando por tierra, después de un año y casi cuatro meses de su partida. Pero mucho peor fue la historia de Guillaume Le Gentil, tanto que merece mención aparte (véase el recuadro de la página siguiente).

La Royal Society de Londres financió tres viajes: uno a la isla de Santa Helena, en la costa sudoccidental africana, otro a Terranova y otro a Bengkulu, en la isla de Sumatra. Esta última expedición se encontró, nada más partir, con otro buque francés. Después del combate, el barco quedó muy dañado y tuvo que regresar a puerto. En el segundo intento suspendieron la empresas al llegar al cabo de Buena Esperanza, pues Bengkulu había sido tomado por los franceses.

España realizó varias observaciones desde el Colegio Imperial de Madrid y desde el Observatorio de Guardias Marinas de Cádiz. El total de observaciones fue de 120, que no arrojaron un valor unánime, pues los astrónomos que analizaron los resultados obtuvieron para la paralaje solar valores que iban desde los 8",28 a los 10",60 en parte debido al problema mencionado antes de la gota negra y también a la incertidumbre en la determinación de la longitud geográfica de los puntos de observación.

LAS DESGRACIADAS EXPEDICIONES DE GUILLAUME JOSEPH HYACINTHE JEAN-BAPTISTE LE GENTIL DE LA GALAISIÈRE

Le Gentil participó en las dos observaciones del tránsito de Venus de 1761 y 1769 organizadas por la Académie des sciences. Para la primera tenía previsto viajar a Pondicherry, una posesión francesa en el sureste de la India. La expedición de Le Gentil salió de Brest el 26 de marzo de 1760, con tiempo de sobra para poder llegar allí y preparar el sitio con calma. Tras sufrir diversos contratiempos debidos a la guerra entre Francia e Inglaterra y soportar el mal tiempo e incluso los daños causados por un huracán, muy cerca ya del fin de la travesía descubrió que Pondicherry había sido tomada por los ingleses y tuvo que emprender el regreso. Finalmente, Le Gentil sólo pudo llevar a cabo la observación desde el mar, lo que no le sirvió de nada, ya que no conocía sus coordenadas. Decepcionado por su fracaso, decidió permanecer en la zona y observar el nuevo tránsito desde Pondicherry, adonde arribó esta vez con 14 meses de anticipación. Pero de nuevo la suerte no estuvo de su parte, ya que las nubes no le permitieron observar el segundo tránsito.

Regresó a Francia en 1771, después de 11 años, 6 meses y 13 días de ausencia, para descubrir que había sido dado por muerto y que sus herederos se estaban dividiendo sus posesiones. Tuvo que invertir años, dinero y esfuerzo para poder recuperarlas. Realmente, Le Gentil no había sido tocado por la fortuna. Como comentó él mismo en su relato del viaje:

> «Es ésta la suerte que espera a menudo a los astrónomos. He hecho casi diez mil leguas; parece que he atravesado un tan gran espacio de mares, exiliándome de mi patria, sólo para ser espectador de una nube fatal, que vino a presentarse delante del sol en el momento preciso de mi observación, para llevarse el fruto de mis penalidades y de mis fatigas».

La comunidad astronómica se volcó en el tránsito de 1769 con la esperanza de mejorar los resultados obtenidos en 1761, y así fue. Los ingleses organizaron tres expediciones, dos de las cuales se mencionan en el anexo. Los franceses pusieron en marcha otras tres, una dirigida por Gentil, que tuvo de nuevo numerosos problemas; otra contó con Pingré, que fue a Santo Domingo, y en esta ocasión no tuvo incidencias destacables; en la tercera, el abate Chappe se desplazó a California, acompañado de dos marinos españoles. Tanto los ingleses como los franceses pidieron autorización a España para realizar observaciones en territorios americanos, al igual que lo hicieran expediciones anteriores de la Royal Society y de la Académie

des Sciences cuando llevaron a cabo, también en territorios americanos, mediciones geodésicas destinadas a determinar la forma de la Tierra. El sabio y marino Jorge Juan, que había formado parte de la expedición geodésica, dio su opinión y unas claras recomendaciones al gobierno español:

> «El celo de servicio de estos señores consiste en hacer cuanto es posible: no queda puerto, fortificación, camino, población o desierto que no quieran examinar, sacar plano de ello y dar las más individuales noticias de todo al público. Esto en ningún modo conviene (...)».

Así pues, España sólo aceptó colaborar en la expedición de Jean-Baptiste Chappe, que fue acompañado por los marinos españoles Vicente Doz y Salvador Medina, a quienes se les dotó de un conjunto de instrumentos para que pudieran desarrollar la observación de manera independiente del grupo francés. Salieron de Cádiz el 21 de diciembre de 1768 y, tras cruzar el Atlántico y el territorio mexicano, llegaron a la costa del Pacífico el 15 de abril. Embarcaron hacia California con tan mala fortuna que vientos en contra y diversas calmas les dificultaron la travesía hasta que el 18 de mayo se avistó por fin la costa californiana. Como el tránsito era el 3 de junio, Chappe insistió en el desembarco en la costa próxima a la misión de San José del Cabo, y así se hizo, aunque una epidemia de tifus asolaba la región; sin embargo, el temor a perder la observación del tránsito prevaleció sobre otras opciones. Consiguieron una buena observación, pero Chappe y Salvador Medina perecieron víctimas del tifus, así como una gran parte del grupo expedicionario. Hay que añadir que, por parte española, el tránsito también fue observado por otros grupos de científicos desde Cádiz, México y Santa Ana, en California.

En total, si consideramos las observaciones publicadas, siguieron el tránsito 151 observadores desde 77 estaciones. Los resultados finales obtenidos tras analizar el conjunto de observaciones variaban entre los 8",43 y los 8",80, que no fue un mal resultado teniendo en cuenta el efecto perturbador de la gota negra. De hecho, en el siglo XIX, con mejores métodos de tratamiento de datos y corrigiendo las coordenadas de posición de las estaciones, Simon Newcomb obtuvo con los mismos datos una paralaje de 8",79, valor muy próximo al aceptado actualmente.

Los tránsitos del siglo XIX tuvieron lugar en diciembre de 1874 y 1882. Ahora el interés de los astrónomos no se centraba sólo en determinar las distancias dentro del sistema solar, sino que también se pretendía determinar la distancia a las estrellas más próximas. Como se ha mencionado antes, en 1838 Friedrich Wilhelm Bessel

había podido medir la primera paralaje estelar, la de la estrella 61 Cygni, y a finales del siglo se habían medido las paralajes de una veintena más de estrellas empleando como base la distancia entre dos puntos opuestos de la órbita terrestre y llevando a cabo las observaciones con seis meses de intervalo. Así pues, era muy importante determinar con la máxima exactitud posible la paralaje solar. En estas observaciones del tránsito se esperaba que la fotografía pudiese solventar el problema de la gota negra para determinar los instantes de entrada y salida de Venus, pero no fue así: ni con la ayuda de la fotografía se consigue eliminar los efectos de las atmósferas de Venus y la Tierra. De todas formas, los resultados obtenidos en 1874 fueron buenos, ya que estaban comprendidos entre 8",79 y 8",83. En consecuencia, el tránsito de 1882 fue observado ya con muchas menores expectativas, pues para poder mejorar significativamente el número de decimales había que emplear otros métodos.

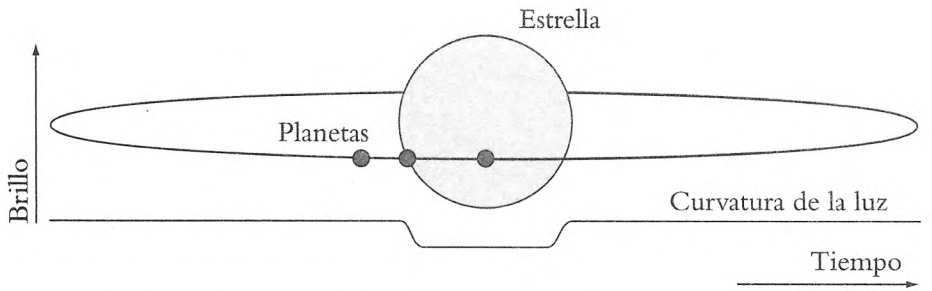
Hay que reconocer que, en la actualidad, para determinar distancias el tránsito carece del interés que tuvo en el pasado, pero es bueno destacar que este mismo concepto básico sigue considerándose en investigaciones punteras para la detección de planetas extrasolares.

Los tránsitos de planetas extrasolares

En la actualidad, la observación de los tránsitos planetarios es uno de los métodos usados para detectar planetas en sistemas estelares distintos del nuestro. El 6 de octubre de 1995, Michel Mayor y Didier Queloz, del Observatorio de Ginebra, anunciaron públicamente el descubrimiento del primer exoplaneta, 51 Pegasi b. En la búsqueda de planetas similares al nuestro, donde pudieran darse unas condiciones análogas, el primer descubrimiento de un exoplaneta no respondió a lo esperado: su periodo orbital era de 4,2 días, y su masa correspondía aproximadamente a 0,5 masas de Júpiter. El nuevo planeta era «un Júpiter muy caliente girando en torno a su estrella dentro de la órbita de Mercurio». En consecuencia, las temperaturas y el clima debían de ser extremos, y si era un planeta gaseoso podía pronosticársele una corta vida. Desde entonces hasta ahora el camino recorrido ha sido intenso: se han descubierto cientos de exoplanetas en cientos de sistemas diferentes, y se encuentran distribuidos por cualquier parte del universo. La gran mayoría de planetas son bastante masivos, y podría parecer que los sistemas planetarios no se parecen demasiado al nuestro, si bien esto puede ser debido a que los métodos utilizados para realizar estos descubrimientos potencian la detección de los planetas más masivos. Se utilizan cuatro métodos:

1) Toma de imágenes directas del planeta y de la estrella.
2) Observación del movimiento propio inducido por el planeta.
3) Variación en la velocidad radial de la estrella debido a la presencia del planeta.
4) Variación del brillo de la estrella debido al tránsito del planeta por delante de ella.

Los tres primeros pueden aplicarse al caso de planetas bastante masivos, como puede ser Júpiter, pero el último mencionado, el relativo a los tránsitos, puede aplicarse a la detección de planetas de un tamaño similar al de la Tierra. Cuando un planeta pasa por delante de la estrella, el brillo de ésta disminuye, por lo que en la curva de luz de la misma se percibe claramente este tránsito. Es un método que incluso está al alcance de los aficionados, aunque el principal problema es que sólo es aplicable a aquellos planetas cuyo plano orbital se encuentre próximo al plano de traslación de la Tierra, al igual que sucede con el tránsito de Venus, que sólo es observable cuando Venus y la Tierra están próximos a la línea de los nodos. Por otro lado, sólo es posible observar esta variación de la curvatura de la luz durante una pequeña parte del periodo orbital, que pueden ser sólo unas horas. Esto hace que la probabilidad de descubrir un planeta de tipo análogo a la Tierra se reduce drásticamente, pero sin duda es un ámbito que se está estudiando por su especial interés.



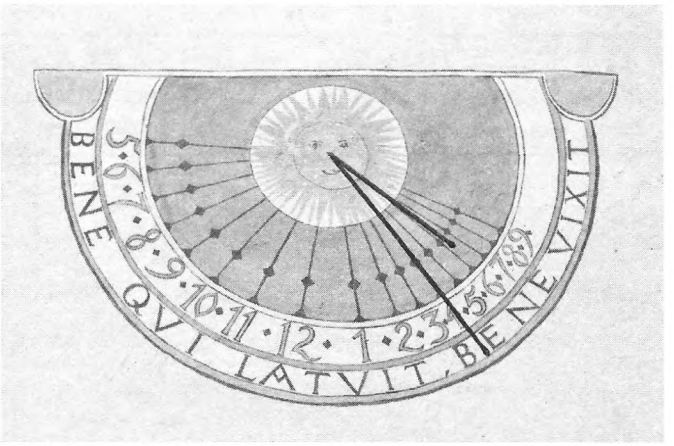
Cambios en la curvatura de la luz de una estrella debido al tránsito por delante de ella de un exoplaneta.

La probabilidad de observar un planeta situado a una unidad astronómica de distancia (1 ua) es del 0,5%. En otras palabras, si todas las estrellas tienen un planeta a 1 ua, es necesario seguir 200 estrellas para ver un tránsito. Si el 10% de las estrellas tiene un planeta a 1 ua, para detectar 5 planetas deberíamos seguir fotométricamente unas 10.000 estrellas.

Capítulo 4

La medida del tiempo

Desde sus inicios, la astronomía tiene un fuerte componente en la medida del tiempo: los pueblos primitivos cuando advirtieron la regularidad de los cambios de tiempo debidos a las estaciones intentaron prever el momento más apropiado para plantar y recoger sus cosechas, y esto les condujo directamente al desarrollo de los primeros conocimientos astronómicos. El día y la noche y las estaciones nos llevaron a construir relojes de sol y calendarios, en los que existe sin duda un fuerte componente matemático. No desarrollaremos aquí un tratado sobre estos instrumentos, pero sí ofreceremos las principales directrices para poder construir un reloj de sol y, lo que es más interesante, comprender sus conceptos básicos.



Los relojes de sol señalan la hora real del Sol en el lugar donde están instalados, y ésta no coincide con la del reloj que llevamos en la muñeca.

La gran tragedia de los relojes de sol: hay que saber leer la hora

Los relojes de sol dan el tiempo solar, que no es el mismo que el que figura en los relojes que todos usamos en nuestra muñeca. Éste es el gran problema: cualquier

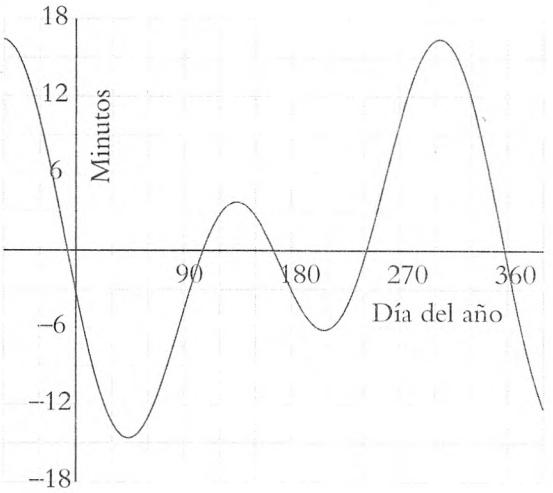
persona que vea uno de ellos, si no sabe leer la hora, pensará que no funciona correctamente. El problema es que en realidad los relojes solares dan la hora del lugar según el sol real y éste no es lo que nosotros actualmente consideramos como «hora».

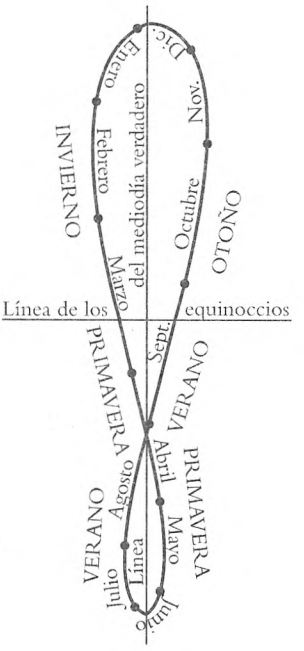
Antes de que el hombre inventara los relojes mecánicos, la «hora» se definía por el tiempo solar y era la que marcaban los relojes de sol. Pero la Tierra, al girar en torno al Sol, lo hace siguiendo la ley de las áreas o segunda ley de Kepler, es decir, no lleva una velocidad constante. En consecuencia, el movimiento relativo del Sol visto desde la Tierra no es siempre el mismo. Esto significaba un gran problema para poder elaborar un reloj mecánico: no era fácil construir un ingenio que tuviera las horas de diferente duración dependiendo de la época del año; así pues, la solución más sencilla fue «definir» un Sol ficticio que empleara el mismo tiempo en un año que el Sol real, pero que lo hiciera a velocidad constante. La diferencia entre los dos soles viene tabulada en la llamada «ecuación de tiempo». Como se puede observar en la tabla, la diferencia en más y en menos es, a lo sumo, de un cuarto de hora, pero esto induce a pensar al observador que el reloj de sol no funciona bien porque no coincide con el valor de la hora que llevamos en el reloj de pulsera.

Ecuación de tiempo												
Días	Ene.	Feb.	Mar.	Abr.	May.	Jun.	Jul.	Ag.	Sep.	Oct.	Nov.	Dec.
1	+3,4	+13,6	+12,5	+4,1	−2,9	−2,4	+3,6	+6,3	+0,2	−10,1	−16,4	−11,2
6	+5,7	+5,1	+11,2	+2,6	−3,4	−1,6	+4,5	+5,9	−1,5	−11,7	−16,4	−9,2
11	+7,8	+7,3	+10,2	+1,2	−3,7	−0,6	+5,3	+5,2	−3,2	−13,1	−16,0	−7,0
16	+9,7	+9,2	+8,9	−0,1	−3,8	+0,4	+5,9	+4,3	−4,9	−14,3	−15,3	−4,6
21	+11,2	+13,8	+7,4	−1,2	−3,6	+1,5	+6,3	+3,2	−6,7	−15,3	−14,3	−2,2
26	+12,5	+13,1	+5,9	−2,2	−3,2	+2,6	+6,4	+1,9	−8,5	−15,9	−12,9	+0,3
31	+13,4		+4,4		−2,5		+6,3	+0,5		−16,3		+2,8

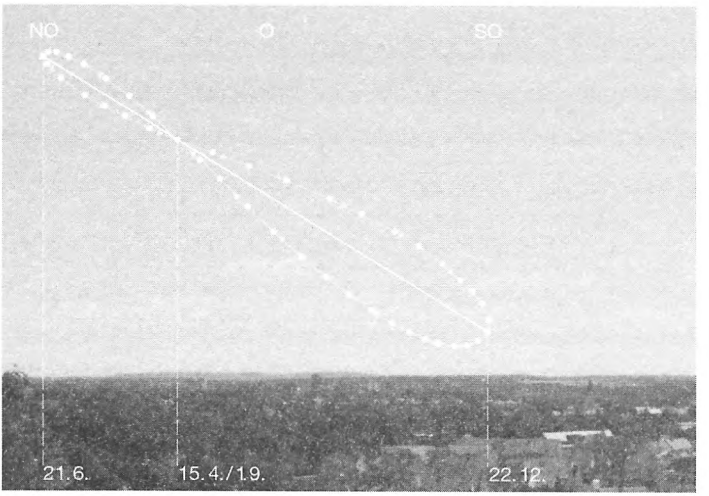
En la gráfica siguiente se muestra la ecuación de tiempo en función de los meses del año. A veces se pliega sobre ella misma y entonces presenta la forma de un «ocho» o analema. En realidad, este segundo aspecto es el que mejor coincide con la visualización de este fenómeno en el cielo. Si se fotografía de forma periódica la imagen del Sol sobre el mismo horizonte diversos días del año a la misma hora (la hora de un reloj mecánico, o sea, sin la corrección de la ecuación de tiempo) y,

usando un programa de software apropiado, se solapan todas las instantáneas, la imagen obtenida se corresponde muy bien con la ecuación de tiempo en forma de analema.





Gráfica de la ecuación de tiempo en función de los meses del año. A la derecha, otra representación de la ecuación de tiempo, en forma de analema, tomando como referencia el meridiano verdadero del lugar.



Desplazamiento del Sol real con respecto al ficticio. Visualización del analema de la ecuación de tiempo.

No todo acaba aquí, sino que la situación todavía es más complicada, ya que el reloj de sol da la hora real del lugar, mientras que el de pulsera no marca la hora real, sino que lleva incorporada una hora definida para todo el país o para toda una zona de una parte del mismo, si es un país grande, o bien se coordina con otros, si se trata de un país pequeño. Por ejemplo, prácticamente toda la Europa occidental lleva la hora del paso del sol por el meridiano de Greenwich. Resulta cómodo moverte por Europa sin tener que ir cambiando continuamente de hora; así pues, nuestra hora se define por convenio. Si queremos comparar con la hora real del reloj de sol, que es una hora local, hay que tener en cuenta la longitud del lugar. El mundo se divide en 24 zonas de tiempo a partir del primer meridiano o meridiano de Greenwich. Para hacer el ajuste de longitud hay que conocer la longitud local y la longitud del meridiano «estándar» de su zona; se añade con signo + hacia el Este y con signo – hacia el Oeste. Hay que expresar las longitudes en horas, minutos y segundos (1 grado = 4 minutos de tiempo).

BASES DUODECIMALES Y SEXAGESIMALES EN ASTRONOMÍA

Gracias a Mesopotamia, Egipto y Grecia, la sociedad moderna, que usa un sistema decimal en casi todas sus presentaciones, aún concibe un día de 24 horas, una hora de 60 minutos y un minuto de 60 segundos. Los matemáticos babilonios usaban un sistema de numeración sexagesimal (de base 60); de ahí deriva la división de algunas unidades en 60 subunidades, lo que se ha conservado especialmente en astronomía para la medición de ángulos, las coordenadas y el tiempo. Posiblemente los avances babilónicos en matemáticas se vieron beneficiados por el hecho de que el número 60 tiene muchos divisores (1, 2, 3, 4, 5, 6, 10, 12, 15, 20, 30 y 60), con lo que se facilita el cálculo con fracciones. Los babilonios tenían un verdadero sistema de numeración posicional, donde los dígitos escritos a la izquierda representaban valores de orden superior, como en nuestro actual sistema decimal de numeración. Carecían, sin embargo, de un equivalente a la coma decimal, y así la facilidad de usar fracciones era realmente importante para ellos.

La mayoría de historiadores cree que los egipcios fueron los primeros que dividieron el día en partes más pequeñas gracias a la creación, hacia el 1500 a.C., de un reloj de sol en forma de «T» que calibraban en 12 intervalos de tiempo. Esta división refleja el uso de la base duodecimal (base 12) por parte de dicha civilización. El día y la noche se dividían en 12 partes, dando lugar al concepto de un día de 24 horas, aunque de distinta duración. Sin embargo, para alcanzar el concepto de horas fijas hubo que esperar hasta Hiparco de Nicea (ca. 190

Pero, además, desde hace unos años muchos países, por motivos económicos de reducción de gasto de energía, tienen horario de verano y de invierno: en verano se suele añadir una hora. El cambio de horario de verano/invierno es una decisión del gobierno de cada país (en nuestro caso, aprobado por el Parlamento Europeo) y suele hacerse un domingo de dos a tres de la madrugada. De modo que si tenemos en cuenta la ecuación de tiempo, la corrección de longitud y el cambio de horario verano/invierno, la probabilidad de que un reloj de sol dé la misma hora que nuestro reloj de muñeca es casi nula. Además, hay que añadir la buena fe de las personas que, sin tener suficientes conocimientos de astronomía, quieren «arreglar» el reloj a la vez que pintan o restauran la fachada. Creen que la solución es muy sencilla: de la misma forma que cuando se corrige la hora en un reloj mecánico, moviendo el minutero hasta que marque la hora correcta, algunos intentan hacer lo mismo en el reloj de sol, moviendo el estilete para que señale «lo que debe». Con esta drástica solución el pobre reloj no tiene ninguna posibilidad de marcar la hora.

a.C.-ca. 120 a.C.), que fue el primero que introdujo la división del día en 24 horas equinocciales (basado en las 12 horas de luz y las 12 horas de oscuridad observadas en los días de los equinoccios). A pesar de su propuesta, se continuaron usando durante muchos siglos las horas variando su duración según la estación. En realidad, las horas de longitud fija no se estandarizaron para todo el mundo hasta después de la aparición de los primeros relojes mecánicos en Europa. Hiparco y otros astrónomos griegos emplearon diversas técnicas, desarrolladas con anterioridad por los babilonios y los sumerios. Eratóstenes (276 a.C.-194 a.C.) dividió el círculo en 60 partes iguales para construir un sistema de líneas horizontales que correspondían a lugares de la misma latitud. Un siglo después, Hiparco completó el esquema con un sistema de líneas de longitud paralelas entre sí que abarcaron 360 grados. No fue hasta el 150 d.C. cuando Claudio Ptolomeo en su *Almagesto*, ampliando los trabajos anteriores, realizó una subdivisión de cada uno de los 360 grados de latitud y de longitud en partes más pequeñas. La primera división, las partes *minutae primae*, o «primer minuto», llegó a ser conocida simplemente como minuto; la segunda, las partes *minutae secundae*, o segundo minuto, llegó a ser conocida como segundo. Los minutos y los segundos, sin embargo, no se usaron hasta varios siglos después del *Almagesto*. Los relojes se encontraban divididos en mitades, tercios, cuartos y, algunas veces, en 12 partes, pero nunca en 60. La gente en general no consideró los minutos hasta que, a finales del siglo XVI, aparecieron los primeros relojes mecánicos.

La autora de estas líneas tiene una colección de fotografías de relojes de sol sospechosamente «arreglados» que pueden servir para ilustrar cada uno de los ajustes que hay que hacer, tal como se ha explicado anteriormente. Quisiera añadir una anécdota a toda esta explicación. Hace unos años tuve la oportunidad de visitar una casa de campo que se había rehabilitado hacía poco y contaba con un reloj de sol muy bien restaurado en la parte superior de la misma. Felicité al propietario por la calidad de la restauración del reloj y él me comentó: «No me diga esto. No funciona bien. Incluso llamamos a un profesor de la universidad que vino a arreglarlo. Pero vino de noche. Claro, ¿cómo puede funcionar bien si vino a arreglarlo de noche?».

En realidad el reloj funcionaba perfectamente, y el profesor de la universidad fue de noche para poder comprobar que el estilete señalaba al polo celeste, a la Estrella Polar, que era lo que debía hacer. Las líneas estaban bien trazadas y los errores eran debidos a los ajustes de la ecuación de tiempo, de la longitud y la hora de verano, que era la que correspondía cuando yo fui a verlo. Intenté explicárselo al campesino, que muy educadamente me escuchó, pero no sé si lo convencí o se quedó pensando: «Éstos de la universidad siempre se dan la razón unos a otros».

En cualquier caso, los relojes de sol forman parte de nuestro acerbo cultural y vamos a dar una somera presentación de ellos para poder entender su funcionamiento. Además, los interesados pueden animarse a construirlos.

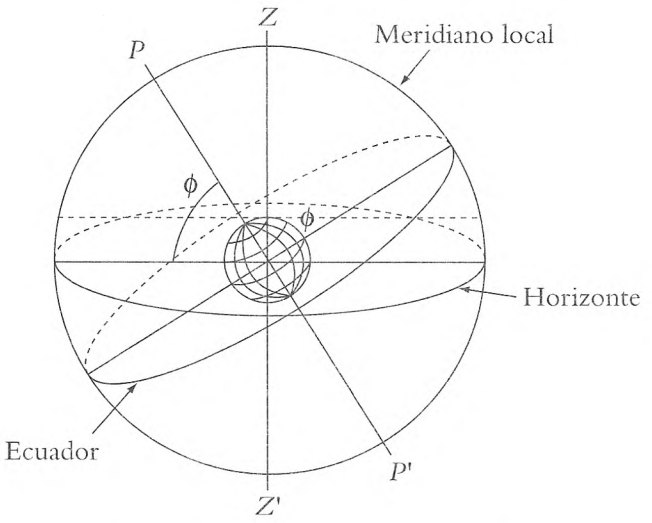
Relojes de sol para medir el tiempo

Un reloj de sol consiste esencialmente en un estilete y un plano. Según sea este plano, el reloj se puede clasificar en ecuatorial, horizontal o vertical. Sin duda se pueden desarrollar otros tipos más elaborados de relojes, pero en este libro no los consideraremos. Nuestro objetivo no es producir un tratado exhaustivo de relojes, sino dar una explicación razonada de los conceptos astronómicos subyacentes y de los contenidos matemáticos que encierran los mismos.

Los relojes de sol se basan en el movimiento relativo que observamos del Sol con respecto a la Tierra. Debido a la rotación del planeta en torno a su eje de Oeste a Este, nos parece percibir que el sol sale por la zona del Este y se pone por la del Oeste cada día. Como vemos el Sol moverse con respecto al eje de rotación de la Tierra, el estilete del reloj deberá estar orientado según dicho eje de rotación, independientemente de donde lo instalemos. Así pues, es importante conocer la posi-

ción del lugar en el que vamos a construir nuestro reloj, y en particular necesitamos conocer la latitud (la longitud es sólo necesaria para leer la hora, pero esto se verá más adelante).

Para que el estilete del reloj esté dirigido según el eje de rotación de la Tierra, deberemos orientarlo hacia la Estrella Polar o Polo Norte celeste, si estamos en el hemisferio norte, y hacia el Polo Sur celeste si estamos en el otro hemisferio. En cualquier caso, el ángulo que deberá formar el estilete con el plano del horizonte deberá ser igual a la latitud del lugar donde estamos construyendo el reloj:

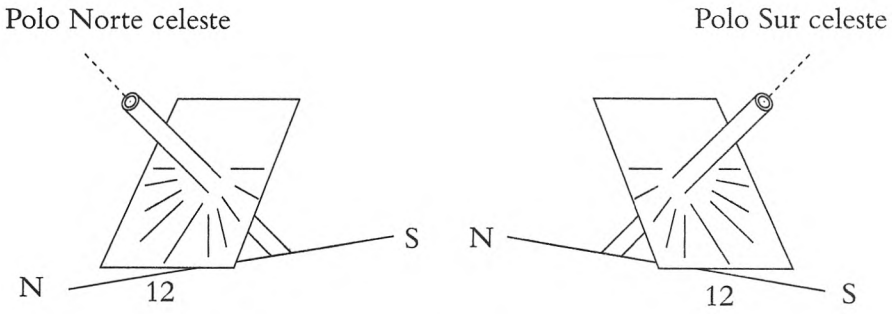


La altura del polo celeste sobre el horizonte celeste coincide con la latitud del lugar sobre la esfera de la Tierra. Hay que mencionar que el dibujo no está a escala, ya que el radio de la Tierra es prácticamente nulo si se compara con el radio infinito de la esfera celeste, pero en esta ocasión se ha optado por dibujarlo para poder establecer de forma clara la iguladad de los ángulos mencionados. Hay que puntualizar que el horizonte celeste realmente es único si el radio de la Tierra se considera nulo.

Tal como se observa en la figura, la altura del polo sobre el plano del horizonte es un ángulo idéntico a la latitud del lugar, o ángulo sobre el meridiano del lugar desde el ecuador terrestre hasta la posición que ocupamos sobre la esfera terrestre, ya que la latitud está determinada por el plano del ecuador terrestre y la plomada, o lo que es lo mismo, la altura del polo, es decir, del eje de rotación terrestre, con respecto al plano del horizonte. Estos ángulos son iguales, ya que están determinados por elementos perpendiculares entre sí.

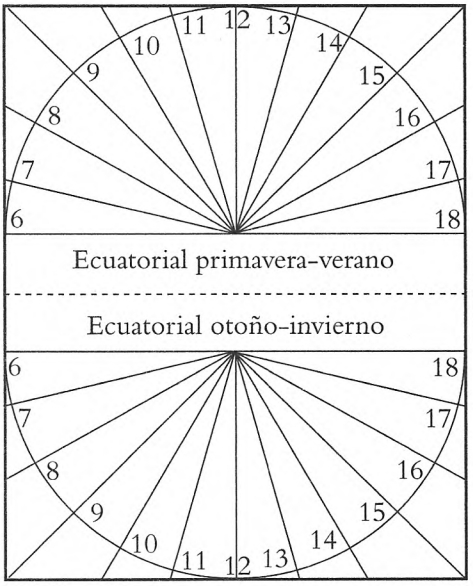
Reloj de sol ecuatorial

Estos relojes suelen clasificarse en función del plano considerado. Comenzaremos por el más sencillo, el reloj de sol cuyo plano es paralelo al ecuador. Como el Sol sigue el ecuador celeste el primer día de cada uno de los equinoccios (de primavera y de otoño) y los otros días lo vemos describir un paralelo por encima o por debajo hasta llegar a alcanzar a lo sumo los trópicos de Cáncer (con declinación de +23,5°) y de Capricornio (con declinación de –23,5°), la forma más sencilla de construir un reloj de sol consiste en considerar el plano del reloj paralelo al plano del ecuador y el estilete según el eje de rotación terrestre o eje del mundo, como se muestra en la figura siguiente. Así tendremos un estilete que forma con la horizontal un ángulo idéntico a la latitud del lugar y orientado hacia el polo celeste, por lo que hay que situar el estilete sobre la línea Norte-Sur. Para ello podemos ayudarnos de una brújula y asumir que realmente habrá un pequeño error debido a la declinación del polo, que va variando continuamente, pero ese error no es tan importante y lo podemos obviar.



Puesta en estación de un reloj ecuatorial en el hemisferio norte (izquierda) y en el hemisferio sur (derecha).

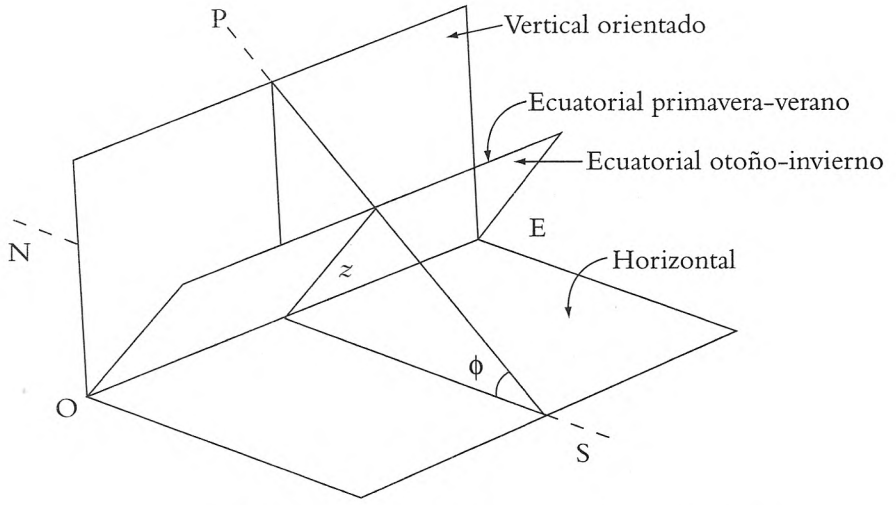
El plano del ecuador estará situado perpendicularmente al eje de rotación y, en consecuencia, se apoyará también de forma perpendicular en la recta Norte-Sur sobre el plano del horizonte. La línea, sobre el plano del reloj, desde el punto de intersección del estilete hasta el punto de intersección del plano con la línea Norte-Sur sobre la que está depositado el reloj, es la línea de las doce. Evidentemente, será el mediodía solar cuando el Sol pase por encima de la línea Norte-Sur; las horas anteriores serán las de la mañana, y las posteriores, las de la tarde. Las horas restantes las situaremos todas equidistantes a 15°, ya que el Sol da un vuelta com-



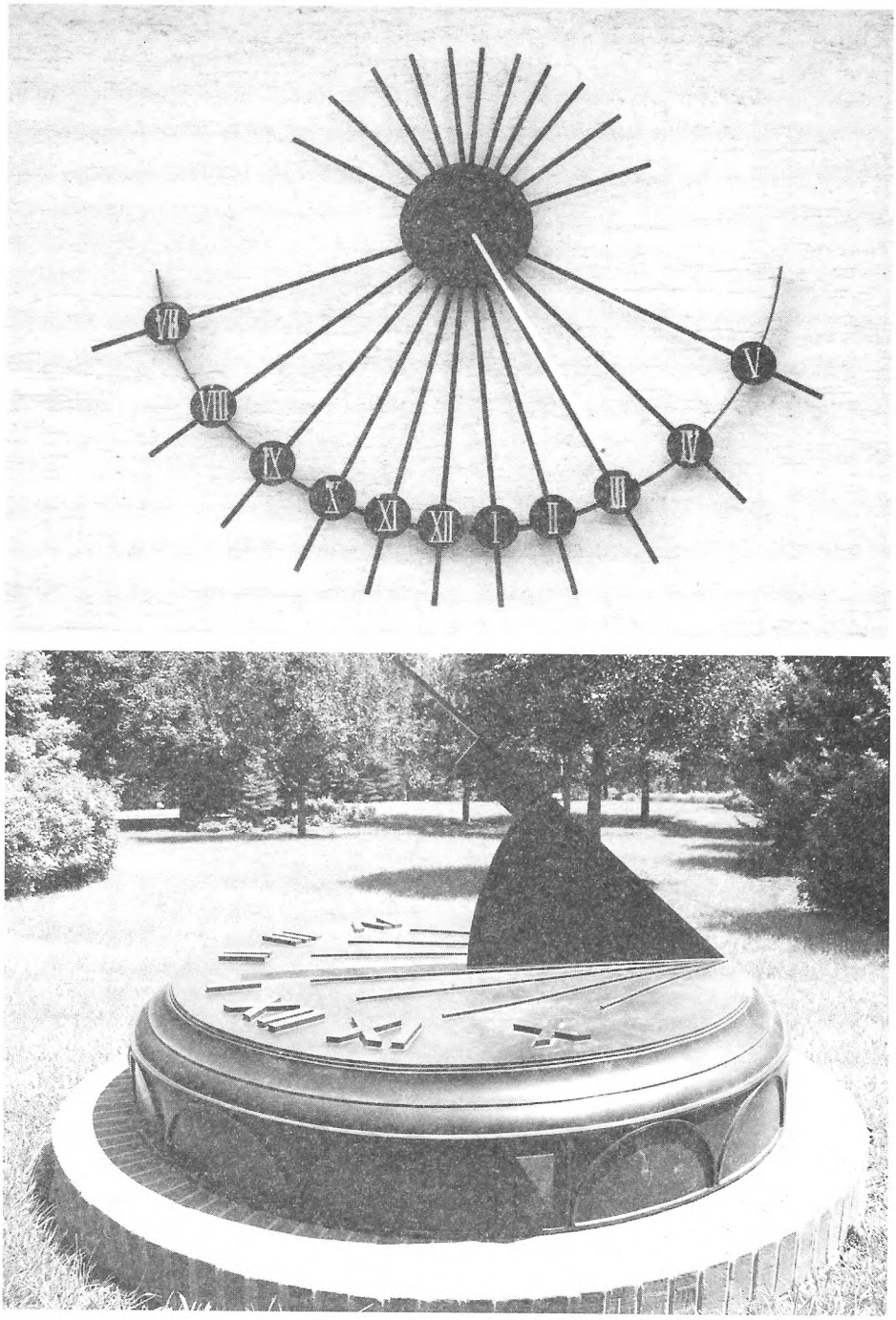
Plano del reloj ecuatorial con las horas cada 15 grados. Hay que doblar por la línea de puntos, ya que este reloj marca las horas medio año por encima y medio año por debajo del plano ecuatorial.

pleta de 360° en 24 horas. Dividiendo resultan 15° cada hora.

Sin duda, éstos son los relojes de sol más sencillos de construir, pero tienen una curiosidad: marcan la hora por encima del plano en primavera y verano, y por debajo en otoño e invierno; por lo tanto, hay que dibujar las líneas horarias por los dos lados del plano, como se muestra en la figura anterior. Lo cierto es que, aunque son los más sencillos, no suelen ser los más habituales, sino que la mayoría suelen tener el plano horizontal o vertical. Todos ellos se pueden deducir a partir del ecuatorial simplemente procediendo a una sencilla proyección y usando las definiciones de las líneas trigonométricas.



Conjunto con los tres relojes: ecuatorial, horizontal y vertical orientado. La figura está representada para el hemisferio norte; en el hemisferio sur hay que permutar las posiciones de los puntos cardinales.



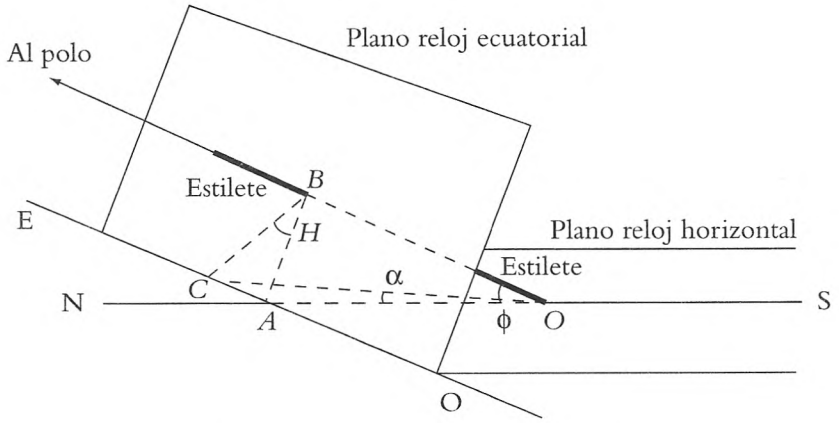
Arriba, reloj vertical; abajo, reloj horizontal construido en bronce.

Reloj de sol horizontal

Estos relojes tienen como plano el plano horizontal, que hay que verificar con un nivel que no está distorsionado. El estilete estará situado formando un ángulo igual a la latitud del lugar con la recta Norte-Sur y dirigido hacia el polo celeste. Dicha recta se corresponderá con la línea de las 12, y habrá que calcular las demás líneas horarias atendiendo a la expresión

$$\tan \alpha = \tan H \operatorname{sen} \phi,$$

siendo α el ángulo entre la línea de las 12 y otra línea horaria, y $H = 15°, 30°, 45°\ldots$, respectivamente, según la figura siguiente:



Proyectando las líneas horarias del reloj ecuatorial sobre el plano horizontal se obtienen las líneas horarias de este nuevo reloj sin más que considerar que $\tan\alpha = CA/AO$, $\tan H = CA/AB$ *y* $\operatorname{sen}\phi = AB/AO$, *de donde se deduce que* $\tan\alpha = \tan H \operatorname{sen}\phi$, *donde* H *puede ser 15° y entonces* α *nos da el ángulo para la línea de las 11 y de las 13 horas, o bien* H *puede ser 30°, y entonces* α *nos da la línea de las 10 y las 14, y así sucesivamente hasta las 6 y las 18.*

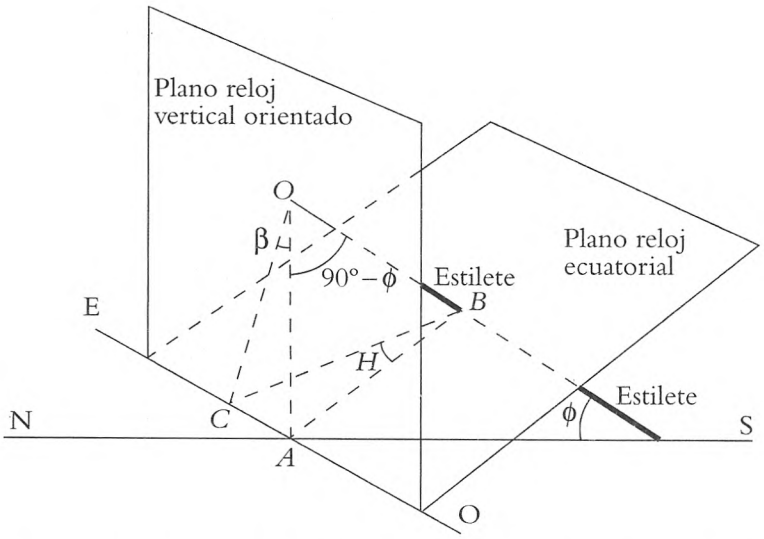
Reloj de sol vertical orientado

Los relojes de sol más usuales son los que aparecen en la pared de una casa y, por tanto, tienen el plano del reloj vertical. Si la pared está orientada en dirección Este-Oeste no son más complicados que un reloj horizontal; sólo hay que tener en cuenta que el ángulo de fijación del estilete con la pared vendrá determinado por el ángulo complementario de la latitud del lugar, la colatitud. Las líneas horarias se

deducen también proyectando las del reloj ecuatorial sobre el plano vertical orientado según la línea Este-Oeste y las expresiones

$$\tan\beta = \tan H \cos\phi,$$

siendo β el ángulo entre la línea de las 12 y otra línea horaria, y $H = 15°, 30°, 45°\ldots$ respectivamente, según la figura siguiente:



Proyectando las líneas horarias del reloj ecuatorial sobre el plano vertical orientado según la línea Este-Oeste se obtienen las líneas horarias de este nuevo reloj sin más que considerar $\tan\beta = CA/AO$, $\tan H = CA/AB$ *y sen* $(90° - \phi) = AB/AO$, *de donde se deduce que la* $\tan\beta = \tan H \cos\phi$, *donde* H *puede ser 15 ° y entonces* β *nos da el ángulo para la línea de las 11 y de las 13 horas, o bien* H *puede ser 30° y entonces* β *nos da la línea de las 10 y de las 14, y así sucesivamente hasta las 6 y las 18.*

Pero lo cierto es que la mayoría de casas no tienen una pared orientada exactamente en la dirección Este-Oeste, sino que se encuentra más o menos «torcida» con respeto a esa dirección, es decir, formará un cierto ángulo que se puede medir perfectamente. Entonces el proceso para trazar las líneas horarias del reloj se complica bastante. El nivel de trigonometría es más elevado y figura en el anexo.

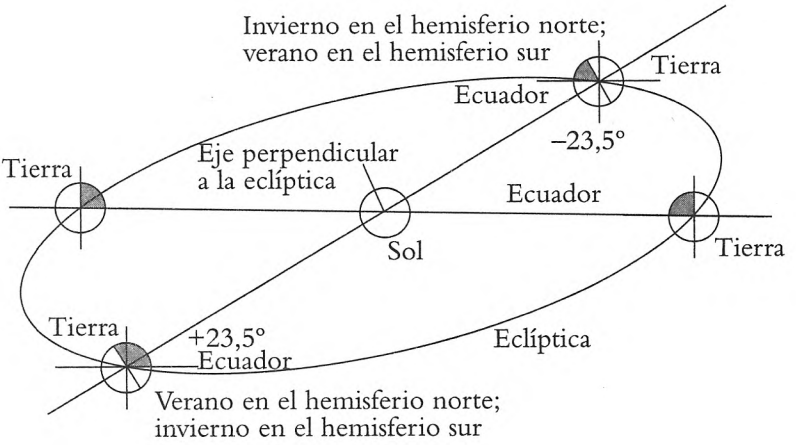
Relojes de sol como calendarios

Algunos relojes solares sirven también de calendarios y pueden dar, además de la hora, el día del mes de forma aproximada. Esto es debido a que el Sol no se mueve

todos los días con la misma altura sobre el horizonte, sino que en verano está a mucha más altura que en invierno. Esto puede permitir leer el mes del año usando las líneas zodiacales, que en realidad no son más que secciones cónicas. Pero para llegar a estas cónicas veamos brevemente cómo se mueve el Sol a lo largo de un año.

El origen de las estaciones

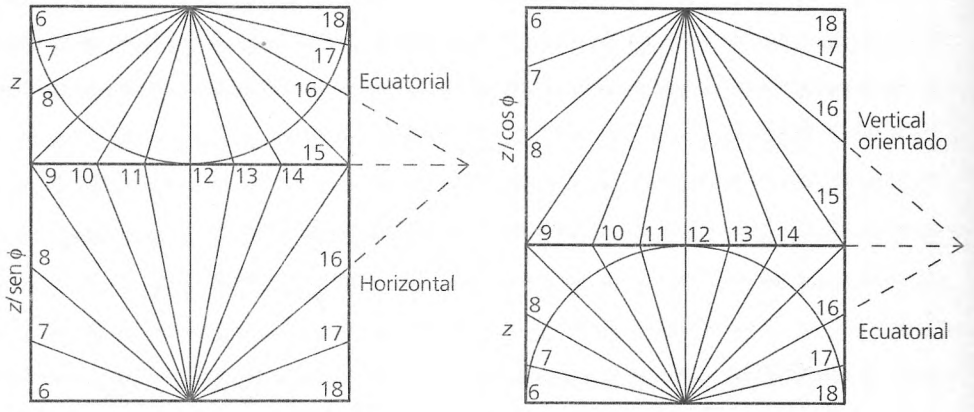
La Tierra sigue un movimiento de traslación en torno al Sol en el llamado plano de la eclíptica. El eje de rotación de la Tierra forma un ángulo de 23,5° con el eje perpendicular al plano de la eclíptica; es la llamada oblicuidad de la eclíptica. Esta inclinación del eje de rotación terrestre es el que da lugar a la existencia de las estaciones, ya que el Sol visto desde la Tierra se encuentra a diferente altura dependiendo de la época del año. Así pues, el ecuador forma un ángulo de, a lo sumo, ±23,5° con respecto al plano de la eclíptica. En la figura se muestra que en el primer día de verano en el hemisferio norte, la declinación o altura del Sol sobre el ecuador es de +23,5° respecto de la eclíptica, que coincide con el primer día de invierno en el hemisferio sur. Y viceversa, cuando es el primer día de invierno en el hemisferio norte, que es cuando está más bajo en el horizonte, ya que su declinación sobre el ecuador es de –23,5°, también es el primer día de verano en el hemisferio sur. Cuando estamos en el primer día de cualquiera de los dos equinoccios, la declinación del Sol sobre el ecuador es de 0°.



El ecuador forma un ángulo de, a lo sumo, ±23,5° con respecto al plano de la eclíptica; este ángulo es el que da lugar a las estaciones.

CONSTRUCCIÓN GRÁFICA DE UN RELOJ DE BOLSILLO

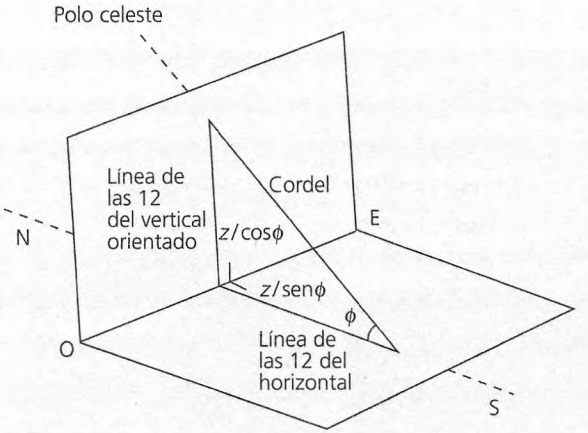
Las líneas horarias de un reloj horizontal o vertical orientado se obtienen por proyección del ecuatorial, sin más que considerar la latitud del lugar como se ha visto anteriormente, pero ahora vamos a hacer un estudio gráfico de la proyección expuesta con el objetivo de trazar un reloj de bolsillo que incluya uno horizontal y otro vertical orientado. Comenzaremos considerando las dimensiones del reloj que vamos a construir. Trazaremos una circunferencia de radio z y dibujaremos las líneas horarias de las 6 a las 18 usando el ángulo de 15°. Las dimensiones de los relojes horizontal y vertical orientado se pueden deducir de la figura de la página 105, sin más que considerar los triángulos rectángulos determinados por el eje de rotación y el plano ecuatorial, y las definiciones de seno y coseno de la latitud. Así, la línea de las doce del horizontal será la distancia $z/\text{sen}\,\phi$, y la línea de las doce del vertical será la distancia $z/\cos\phi$. Comencemos con la construccion del reloj horizontal. Prolongamos la línea de las 12 y dibujamos sobre ella la distancia $z/\text{sen}\,\phi$ que nos dará las dimensiones del reloj horizontal. Como las líneas horarias deben ser las mismas en todos los relojes, prolongamos las líneas del reloj horizontal para determinar los puntos de corte de éstas con la línea perpendicular a la línea de las doce o línea Norte-Sur.



Relación existente entre el reloj ecuatorial y el horizontal (izquierda) y entre el reloj ecuatorial y el vertical orientado.

Es importante la altura a la que el sol se encuentra sobre el horizonte, porque cuanto más alto esté, más perpendicularmente inciden sus rayos sobre la superficie terrestre, de modo que la radiación por metro cuadrado es mayor; por tanto, tenemos la sensación de que hace más calor.

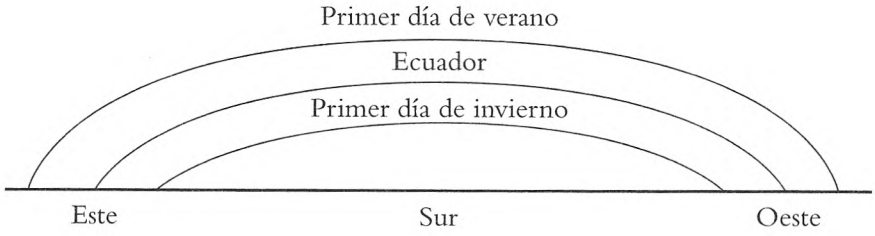
Finalmente copiaremos los dos planos de los relojes vertical y horizontal sobre dos trozos de madera sujetos entre sí con cinta adhesiva (o por un par de pequeñas bisagras, pero en ese caso hay que descontar el grueso de la bisagra). Fijaremos en los dos vértices de las líneas horarias los dos extremos de un trozo de cordel de forma que se mantengan en ángulo recto: las dos líneas de las doce de los dos relojes horizontal y vertical orientado. Esta operación es la más difícil y se necesita de la ayuda de alguien para poder sujetar todo el conjunto y fijar el cordel sin cometer errores.



El cordel que fijamos deber hacer la función del estilete. Es importante que los dos relojes permanezcan perpendiculares después de fijar el cordel.

Para poder usa el reloj es necesario que la línea de las 12 del reloj horizontal se corresponda con la línea Norte-Sur. Para ello se suele incluir en el reloj una brújula que permita orientarlo. También es conveniente incluir un nivel de burbuja en el conjunto para que el plano del horizontal lo esté realmente. Otra opción consiste en incluir una pequeña plomada fija al reloj vertical. También existe la opción de ir moviendo el conjunto hasta conseguir que los dos relojes indiquen la misma hora, pero en ese caso la lectura se hace un poco más difícil.

También es preciso añadir que la superficie que recibe la radiación solar sobre el hemisferio correspondiente es mayor en verano que en invierno. Además, al estar más alto sobre el horizonte, hay más horas de insolación solar y, por tanto, la temperatura aumenta.



El Sol sigue la trayectoria del ecuador sólo dos días al año: los días de los equinoccios de primavera y de otoño, cuando la duración del día y de la noche es la misma en cualquiera de los dos hemisferios. En la figura se ha dibujado el horizonte sur correspondiente al hemisferio norte.

LEYENDAS URBANAS

Existen diversas teorías en torno al mundo de la astronomía que podríamos calificar de leyendas urbanas y que es preciso desmentir aquí. Una de ellas es la creencia de que el sol sale por el Este, pero esto no siempre es así: el sol sólo sale por el punto cardinal Este y se pone por el punto cardinal Oeste dos días al año, coincidiendo con los dos equinoccios. Los otros días del año sale por distintos puntos comprendidos entre el Sureste y el Noreste, y se pone entre el Suroeste y el Noroeste según el día considerado.

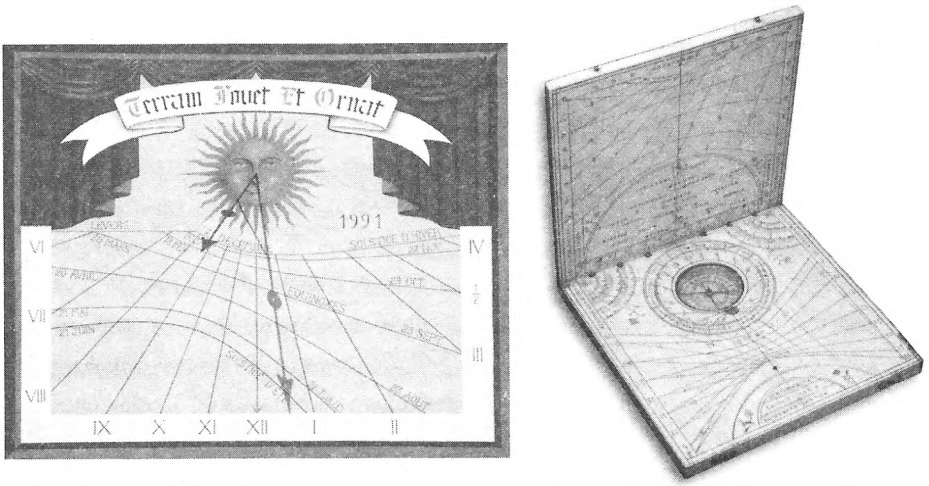
Otra de las creencias populares es que en verano hace más calor porque estamos más cerca del Sol. En realidad, la órbita de la Tierra en torno a nuestra estrella es una elipse de excentricidad muy pequeña, casi nula, es decir, es casi una circunferencia, por lo que esta explicación no tiene fundamento. Además, según esa teoría, ¿cómo puede explicarse que sea verano en el hemisferio norte al tiempo que es invierno en el hemisferio sur si la distancia al Sol es la misma en ambos casos? Y, para colmo, se da la circunstancia de que cuando es verano en el hemisferio norte es cuando la Tierra está más alejada del Sol. Tal como ya se ha razonado, las estaciones son consecuencia de la inclinación del eje de rotación de la Tierra con respecto al plano de traslación de la misma en torno al Sol.

Las líneas zodiacales, cónicas en la calle

Dado que a lo largo del año el sol cambia de altura sobre el horizonte en función de su declinación diaria, se puede considerar esta información en un reloj de sol. Si tenemos, por ejemplo, un reloj de sol horizontal, la sombra del extremo del estilete será más corta en verano que en invierno porque el sol está más alto. En los relojes

de sol verticales, la situación será la inversa: cuanto más alto esté el Sol, más larga será la sombra del extremo final del estilete.

En los relojes solares aparece una línea que representa la posición del extremo final del estilete para un día determinado. Como no es posible dibujarlo para todos los días, ya que en ese caso el plano del reloj quedaría totalmente cubierto de líneas, suelen representarse tan sólo las líneas de los cuatro primeros días de cada una de las estaciones. Así, en el hemisferio norte se representan: la línea del 21 de marzo, primer día de primavera, que coincide con el paso del Sol por el punto Aries; el 21 de junio, primer día de verano, cuando el Sol entra en el signo de Cáncer; el 23 de septiembre, que es el primer día de otoño, equinoccio de otoño, cuando el Sol pasa por el punto Libra, y el 21 de diciembre, cuando el Sol entra en el signo de Capricornio. Hay que mencionar que los días son aproximados, ya que el paso del Sol por el punto Aries hay que calcularlo para cada año. Para el hemisferio sur se permutan los signos de los solsticios de Cáncer y de Capricornio para invierno y verano respectivamente.

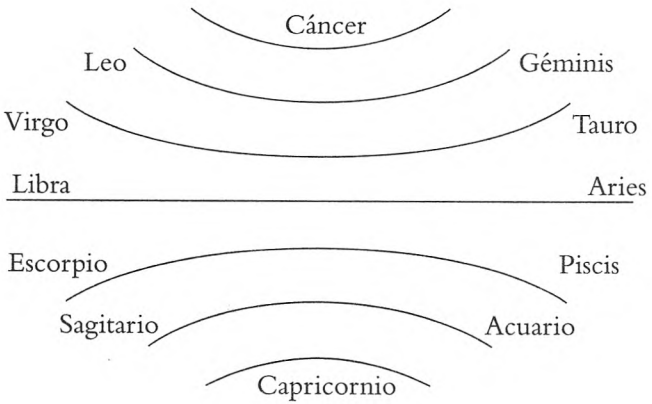


A la izquierda fotografía de un reloj de sol vertical declinante donde, además de las líneas horarias, aparecen representadas las líneas zodiacales. A la derecha, imagen de un reloj de sol de bolsillo con las líneas horarias y zodiacales y una brújula para poder orientarlo.

Hay muchos relojes que no sólo incluyen las líneas mencionadas, sino que además presentan todas las líneas zodiacales correspondientes al extremo del estilete a lo largo del primer día de cada uno de los signos del zodiaco. En cualquier caso, el proceso matemático para el trazado de dichas líneas es el mismo que el de las cuatro estaciones.

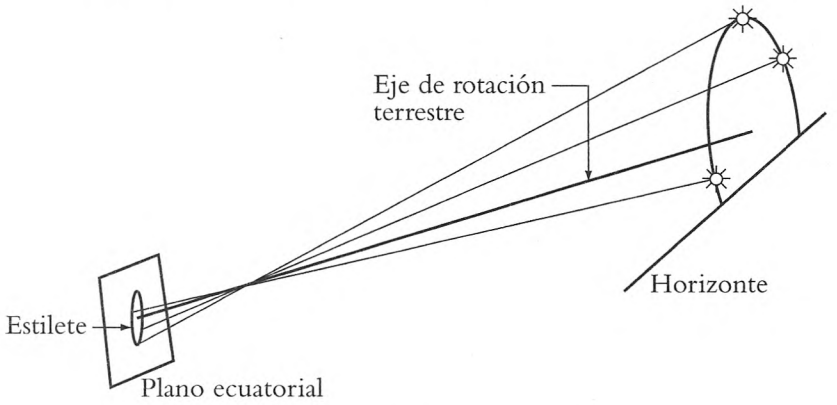
Las líneas zodiacales de un reloj solar no son doce, ni las líneas que corresponden a las estaciones son cuatro, ya que algunas de ellas se sobreponen. El Sol recorre el ecuador el primer día de primavera; el segundo recorre un paralelo algo por encima del ecuador; el tercer día de primavera, otro paralelo un poco más por encima, y así sucesivamente, día a día, subiendo algo la declinación durante toda la primavera hasta alcanzar el máximo de 23,5° el primer día de verano. El segundo día de verano comienza su camino de descenso recorriendo un paralelo algo por debajo, y así hasta llegar al primer día de otoño en que vuelve a recorrer el ecuador.

Tenemos, pues, que las dos estaciones de primavera y verano se «solapan», de la misma manera que lo hacen los dos días de los equinoccios; por lo tanto, si dibujamos las líneas zodiacales correspondientes a la primavera, se solaparán con las del verano, del mismo modo que la línea de Aries (equinoccio de primavera) coincide con la de Libra (equinoccio de otoño). Así pues, la línea de Tauro coincide con la de Virgo, y la de Géminis, con la de Leo. Análogamente coincidirán las trayectorias de los signos otoñales e invernales: Escorpio con Piscis y Sagitario con Acuario, tal como se muestra en la figura siguiente:



Pero la siguiente cuestión es preguntarse por qué motivo surgen las cónicas. La respuesta es sencilla: basta imaginar la trayectoria diaria del Sol girando en torno al eje de rotación terrestre según paralelos. Si imaginamos que el Sol tiene un solo rayo de luz que pasa por el extremo del estilete, al girar el Sol alrededor del eje de rotación del mundo, dicho rayo daría lugar a una superficie cónica con vértice en el extremo del estilete, que recordemos que está siempre en la dirección del eje de rotación terrestre.

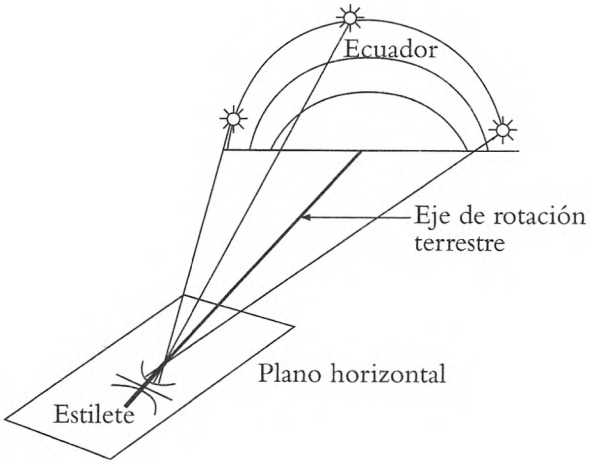
Si cortamos este cono con un plano paralelo al ecuador, es decir, perpendicular al eje de rotación, la intersección será una circunferencia. Son circunferencias las líneas zodiacales de los relojes de sol ecuatoriales, y su radio depende sólo de la declinación del Sol y de la longitud del estilete.



Las líneas zodiacales de los relojes de sol ecuatoriales son circunferencias concéntricas cuyo centro es el punto de interseccion del estilete con el plano del reloj.

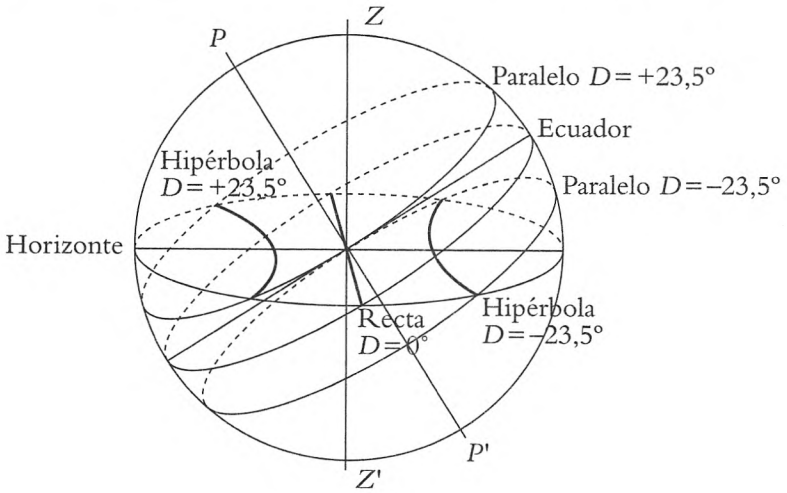
Pero si cortamos por una superficie horizontal o vertical, las intersecciones obtenidas corresponden a ramas de hipérbolas, cuya forma depende de la latitud del lugar y, evidentemente, de la declinación del Sol cuando entra en cada signo del zodiaco. Se da la circunstancia de que según sea la declinación del Sol, las ramas de la hipérbola son cóncavas o convexas, pasando, por continuidad, por la línea recta precisamente el día del equinoccio. Realmente si se representa la esfera celeste de radio infinito y la Tierra se considera sólo un punto, entonces la representación de las cónicas sobre el plano del horizonte se simplifica en la figura inferior de la página siguiente.

Es evidente que si el extremo del estilete recorre una de las líneas zodiacales o una línea comprendida entre dos de ellas, sabemos aproximadamente qué día del mes es, salvo errores debidos a saber si estamos en una estación o en otra, pero esto se resuelve de forma sencilla: basta con mirar las hojas de los árboles. Por ejemplo, si la punta del estilete está entre la línea de Aries-Libra y la de Escorpio-Piscis y empiezan a caer las hojas de los árboles, estamos en octubre, pero si no hay hojas en los árboles estamos en febrero. Antes de la invención de los relojes mecánicos la palabra estrés no existía y este método era suficiente.



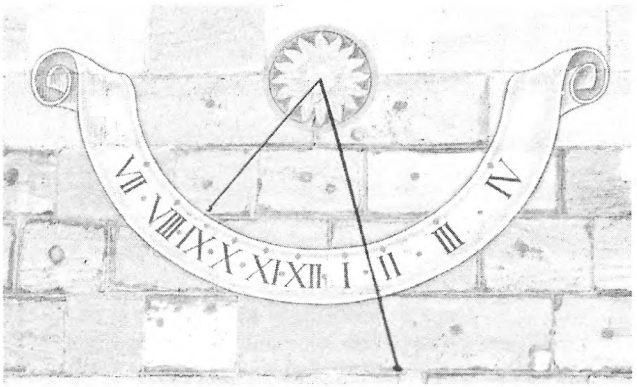
Las líneas zodiacales de los relojes de sol horizontales o verticales son hipérbolas y, excepcionalmente, rectas en el caso de las líneas equinocciales.

La figura inferior muestra secciones de la superficie cónica determinada por el Sol y el extremo del estilete sobre el plano del horizonte. En la esfera de radio infinito, la Tierra se reduce a un punto y también el estilete. La intersección del cono determinado por el paralelo con declinación $D = +23{,}5°$ con el plano del horizonte da lugar a una hipérbola; la intersección con el paralelo con declinación $D = -23{,}5°$ también da otra hipérbola. Para otras declinaciones se obtienen hipérbolas intermedias salvo para el caso de la declinación 0°; entonces el cono se reduce a un círculo y la intersección con el plano del horizonte es una recta.



Cómo solucionar los problemas de los relojes

Antiguamente no se pedía gran precisión a los relojes de sol. En los siglos XVII y XVIII parece que no importara mucho cuándo llegabas; en líneas generales, media hora más o menos no era determinante.

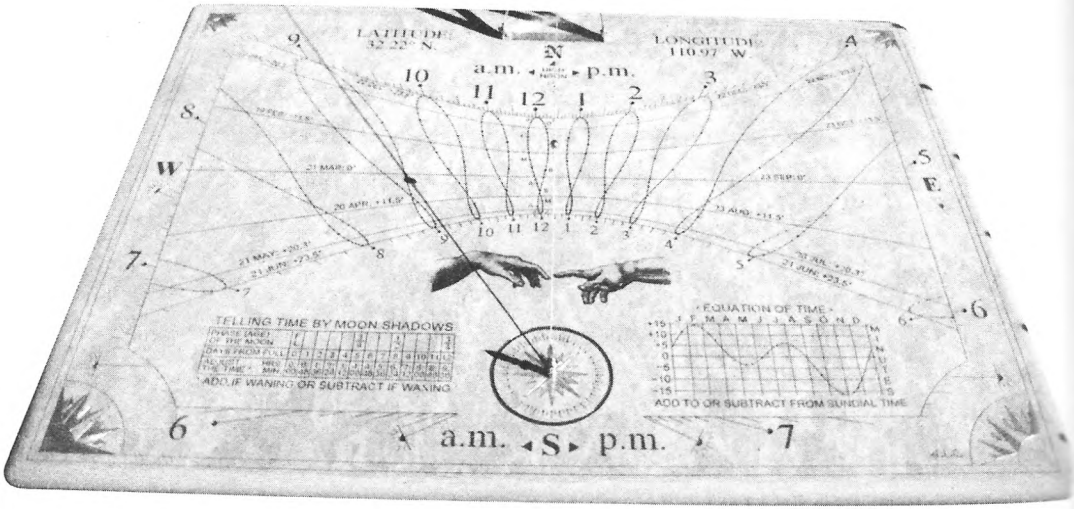


En este antiguo reloj de sol no figuran talladas las líneas horarias; la posición la dan solamente los grafismos de las horas, lo que conlleva muy poca exactitud.

En la actualidad, la vida moderna nos lleva a pedir más y más precisión, y los relojes de sol intentan avanzar con los tiempos. Normalmente todos nosotros sabemos si está vigente el horario de verano o de invierno: ya se encargan los medios de comunicación de informarnos de los días que hay que hacer el cambio, de modo que esta corrección es sencilla. Se puede incluir la longitud del lugar, para que el lector del reloj pueda hacer él mismo la corrección. Simplemente hay que recordar que 1 grado equivale a 4 minutos de tiempo, tal como se ha explicado.

En muchos casos se incluye la ecuación de tiempo de una forma u otra, con una tabla, una gráfica o añadiendo el «ocho» o analema en alguna o en cada una de las líneas horarias; algunos lo llevan incorporado en el estilete y, de esta forma, se corrige siempre y en cualquier instante, aunque entonces la lectura de la hora es dificultosa si no se sabe cómo debe realizarse.

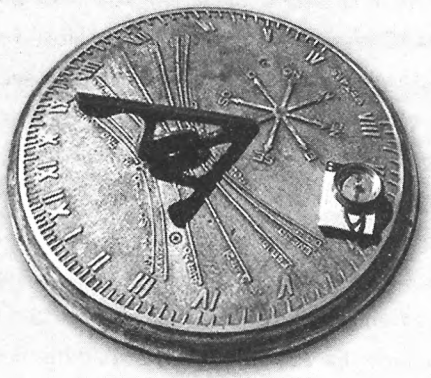
Con todos estos cambios, realmente los relojes de sol pueden ser mejor apreciados por la gente común. Claro que hay problemas que se mantienen, como la correcta instalación: un reloj de sol no es un tiesto de flores y es necesario orientarlo de forma apropiada.



Reloj que informa de la longitud y que incorpora la gráfica de la ecuación de tiempo. Asimismo, el analema aparece representado en todas las líneas horarias.

¿DÓNDE ESTÁ EL ERROR?

El reloj de sol horizontal de la fotografía está mal instalado. Dejamos al lector que descubra dónde está el error; si no lo consigue, la solución es la siguiente: como ya hemos dicho, la línea Norte-Sur debe coincidir con la línea de las 12, pero la brújula nos indica que esto no es así, de manera que el reloj puede marcar cualquier hora. Según parece, hay que tener mucha paciencia para ser ¡un buen reloj de sol!



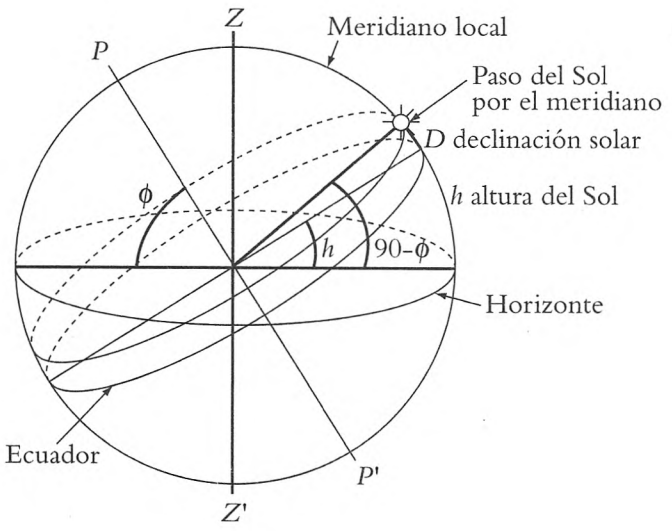
La longitud: un problema de tiempos

Desde Gibraltar, en el sur de la Península Ibérica, parte una flota de cinco buques ingleses que regresan a su país. Cerca de las islas Sorlingas, también conocidas como Scilly, en el suroeste de Inglaterra, el almirante Clowdisley Shovell reúne a sus oficiales para discutir la posición de la flota. Es el 22 de octubre de 1701, la noche es brumosa y apenas hay visibilidad. Todos ellos coinciden en que deben seguir navegando hacia el norte. Pero un marino del buque insignia, el *Association*, advierte a su capitán que, según indican sus propios cálculos, el rumbo es erróneo, ya que la posición está mal calculada. La disciplina a bordo es muy rigurosa y el marinero es ahorcado de forma inmediata acusado de insubordinación. Pocas horas después, el *Association* choca con los enormes escollos de las Sorlingas y se hunde en pocos minutos. Otros tres barcos de la flota se hunden también irremisiblemente, y tan sólo consigue escapar uno de ellos. En el naufragio mueren más de 2.000 hombres.

Esta historia real no es única, sino que antiguamente este tipo de situaciones se repetían de forma reiterada. Era un serio problema navegar lejos de la costa porque los marinos no disponían de ningún medio para conocer su posición. Desde hacía siglos cualquier avezado marino era capaz de conocer su latitud, tanto por la altura de la Estrella Polar, si estaba en el hemisferio norte, como por el paso del sol por el mediodía solar, o sea, por el meridiano del lugar. Pero el gran problema era determinar su longitud.

Como ya se ha explicado anteriormente, la altura de la Estrella Polar coincide con la latitud del lugar; de hecho también se puede hacer con otras estrellas, como la Cruz del Sur o en cinturón de Orión, pero resulta algo más complicado. Asimismo, es posible determinar la latitud de forma sencilla observando el paso por el meridiano del sol a las 12 horas de tiempo solar. La latitud del lugar se obtiene tras medir al altura del Sol sobre el horizonte h, conocida la declinación del Sol del día de observación.

Con un instrumento tan sencillo como puede ser un cuadrante o una ballestilla, o alguno más moderno, como un sextante o un octante, es sencillo medir la altura del Sol sobre el horizonte en el instante en que cruza el meridiano Norte-Sur, es decir, en el instante en que se encuentra más alto en el horizonte. Este ángulo h, según se observa en la figura siguiente, es $h = 90° - \phi + D$, donde la declinación del Sol está tabulada para cada día en los anuarios astronómicos. Despejando, tenemos que: $\phi = 90° - h + D$.



La altura del sol en su paso por el meridiano local es igual a la colatitud 90−ϕ corregida por la declinación solar afectada de su propio signo. La declinación puede ser positiva o negativa según sea verano/primavera o invierno/otoño.

Pero no es nada sencillo conocer la longitud. De hecho, Colón, en 1492, intentó llegar a las Indias siguiendo el paralelo desde su salida de las islas Canarias. Estuvo viajando siempre con latitud constante, y si no consiguió llegar a Japón fue porque tropezó con el continente americano. El método que seguía evitaba el problema de no conocer la longitud. Realmente habría perecido toda la tripulación si no hubiese llegado a América, puesto que el almirante cometió un error de apreciación del tamaño de la esfera terrestre: creía que era mucho menor y por ese motivo los víveres escaseaban cuando avistaron el continente. Tuvieron suerte...

Pero veamos por qué es tan difícil conocer la longitud. Como ya se ha dicho, la rotación terrestre define de forma clara el eje de rotación y el ecuador. Paralelos al mismo podemos imaginar todas las circunferencias que queramos, pero serán todas ellas menores; el ecuador es único. Pero los meridianos, circunferencias máximas que pasan por los polos, son todos exactamente iguales. Se puede definir como un convenio el meridiano origen y, de hecho, así se hizo en su momento, pero el problema es determinar desde cualquier punto de la superficie terrestre la distancia angular a ese meridiano origen que no responde a ningún concepto astronómico, sino sólo a una convención de tipo político. Éste, en el fondo, ha sido el origen del gran problema de la longitud. Cuando, hace unos siglos, un barco salía de puerto sólo disponía

de un método muy rudimentario para conocer su posición. Se solía conocer la distancia recorrida largando por la borda una cuerda con nudos cada cierto intervalo. Midiendo el tiempo (el corto periodo de tiempo) con un rudimentario reloj de arena y contando los nudos, es decir, una distancia, se calculaba la velocidad instantánea de navegación. Con dicha velocidad se hacía una estimación de la posición. Pero la velocidad variaba en función del viento, las corrientes, el trapo desplegado..., es decir, resultaba prácticamente imposible conocer la posición exacta. Los viajes se prologaban meses y meses, la falta de vitamina C (verduras y fruta fresca) conllevaba problemas irreversibles en el sistema cardiovascular y los marinos perecían de escorbuto. Todas las potencias estaban preocupadas por resolver este problema que, durante 300 años, dio que pensar a todos los grandes científicos de la época.

Como se ha explicado con anterioridad, 15° equivalen a una hora, o lo que es lo mismo, un grado de longitud equivale a 4 minutos de tiempo. Por ejemplo, en el ecuador, donde es mayor el perímetro terrestre, esto sería unos 111 km (algo menos según la latitud). Es decir, un solo minuto corresponde a una falta de precisión de unos 27 km. Sin embargo al norte o al sur del ecuador, un grado de longitud decrece en términos de distancia, lo que da lugar a una total imprecisión.

Tras meses de navegación era imposible resolver la situación de la nave. De hecho, los capitanes no se atrevían a salir de las rutas más o menos establecidas, lo que conllevaba un gran tránsito de buques en las mismas zonas y facilitaba el saqueo de los piratas, que sabían que podían localizar a sus víctimas dentro de una zona más o menos acotada. Por ejemplo, en 1590 la nave portuguesa *Madre de Deus* fue abordada por una escuadra inglesa que así consiguió un cargamento valorado en medio millón de libras, la mitad del valor del presupuesto del Ministerio de Hacienda inglés en aquella época. Había que conseguir resolver el problema.

Atendiendo precisamente a esa predilección de los capitanes por seguir rutas conocidas, en el siglo XVIII surgió un proyecto realmente curioso. Se pretendía fondear barcos en el Atlántico cada 600 millas de forma que desde ellos se dispararan cañonazos y se lanzaran fuegos artificiales visibles a 100 millas que pudieran guiar a los navegantes. La idea era crear una especie de autopista marina de seguridad, aunque ni éste ni otros proyectos más extravagantes tuvieron éxito.

Carlos V y Felipe II de España, Jorge II de Inglaterra y Luis XIV de Francia dedicaron muchos esfuerzos a la búsqueda de soluciones. El comercio con las Indias Occidentales, las expediciones militares y el deseo de descubrir nuevos territorios hizo que aumentara de forma importante la navegación y, en consecuencia, el número de accidentes y naufragios, con la pérdida de numerosas vidas humanas

y grandes cargamentos. El problema subsiguiente al desconocimiento de la longitud era las grandes deformaciones que, al menos hasta el siglo XVII, tenían todos los mapas conocidos. Esa dificultad dio lugar a graves problemas en los levantamientos de cartas náuticas de la época y, en consecuencia, originó graves disputas por espacios marítimos incorrectamente delimitados. Eso explica que numerosas islas de Oceanía fueran descubiertas hasta dos o tres veces. Un navegante descubría una isla que no estaba en el mapa y tomaba posesión en nombre de su rey. Unos años después, otro navegante «descubría» de nuevo la misma isla y la situaba en la carta marina en un lugar distinto al del primer descubridor, y de ahí surgían a la postre numerosos problemas, sobre todo entre navegantes franceses e ingleses, que consideraban, incluso de buena fe, que ellos habían sido los descubridores de la isla en cuestión.

Esencialmente se dieron dos soluciones: el llamado camino astronómico y el mecánico. La solución astronómica se basaba en reconocer los movimientos reiterados de los astros para poder comparar posiciones. La solución mecánica se resolvía a base de construir un buen reloj mecánico que pudiera permitir conocer la hora con exactitud. Y es que el problema de determinar la longitud es en realidad un problema de tiempos: una diferencia de tiempos equivale a una diferencia de longitudes. El problema estaba en poder medir dicha diferencia de tiempos.

Todo marino con suficientes conocimientos era capaz de determinar con precisión el instante del mediodía solar, pero el problema era conocer la hora local. Si se disponía de la hora solar del mediodía correspondiente al puerto de salida, la diferencia de tiempos daba la diferencia de longitudes de forma equivalente: un grado corresponde a cuatro minutos. El problema consistía en poder tener o en conservar la información del puerto de partida.

El camino astronómico

Supongamos que el observador está situado en el centro de la Tierra y dispone de un reloj fiable. Primero observa el paso de una estrella por el meridiano origen en el momento t_1, la Tierra va girando y después observa que la misma estrella pasa por el meridiano del lugar en el tiempo t_2. La diferencia de tiempos $t_2 - t_1$ se corresponde con la diferencia de longitudes. Como en lugar de estar en el centro de la Tierra el observador está sobre su superficie, sólo puede observar el paso de la estrella por el meridiano local; el paso por el meridiano origen deberá conocerlo por las tablas astronómicas, pero la diferencia de tiempos nos da la solución del problema.

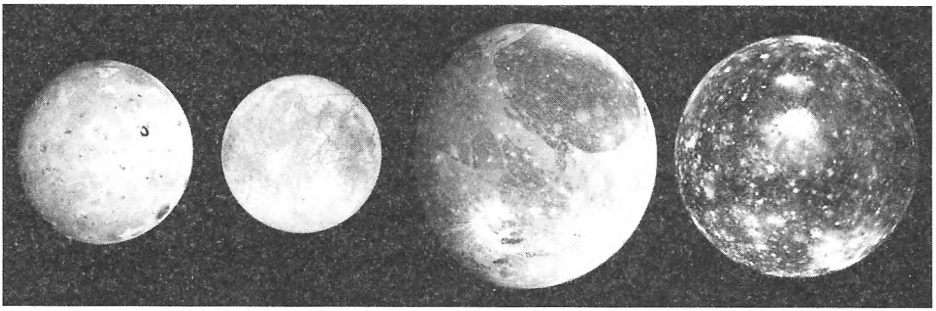
Veamos cómo se resuelve el tema de comparar la observación local con la del puerto de partida. Una gran solución eran los eclipses. Supongamos que el observador está en medio del Atlántico y observa un eclipse de Luna. Si sabe que ese eclipse tiene lugar en Londres a la hora h_1 y para él es la hora h_2, la diferencia $h_2 - h_1$ le da la diferencia de longitudes entre su lugar y Londres. El problema es qué exactitud tiene la hora que él lee como h_2 en su reloj de arena. Además, no hay eclipses cada noche y es preciso poder conocer la longitud por lo menos diariamente.

En 1514, Johannes Werner inventó el método de la distancia lunar, que posteriormente fue perfeccionado. Sabemos que la Luna recorre cada hora una distancia aproximadamente igual a su diámetro, es decir, medio grado. Si se dispone de una carta celeste de gran precisión, cuando la Luna va tocando una estrella conocida podemos saber a qué hora exacta lo hace en el meridiano origen. Si el observador lee el instante en que la Luna toca esa estrella desde su buque, puede calcular la diferencia de tiempos entre el del meridiano origen y el suyo (que conoce por un impreciso reloj de arena). Pero había un grave problema, y es que en la época aún no se conocían lo suficientemente bien los complejos movimientos de la Luna. A mediados del siglo XVIII el método de la distancia lunar empezó a ser fiable. Se disponía ya de más de 40.000 observaciones lunares y estelares realizadas por Flamsteed; Tycho Brahe había elaborado un excelente atlas del cielo gracias a sus dotes de observador; Halley había estudiado las influencias Tierra-Luna con precisión, y Hadley había inventado un cuadrante que, con la ayuda de espejos, permitía obtener alturas angulares sobre un horizonte artificial en el caso de que el natural no se viera. Este cuadrante evolucionó en un sextante con un pequeño telescopio incorporado y un mayor rango de precisión.

En 1610 Galileo observó los satélites de Júpiter: Ío, Europa, Ganímedes y Calisto, las después llamadas lunas galileanas de Júpiter. Estos satélites orbitan en torno al planeta gigante y en su trayectoria tienen lugar muchos eclipses de forma cíclica, por lo que son totalmente predecibles. Galileo propuso el resultado de sus observaciones como un método para resolver el problema de la longitud. Sin embargo, la observación es difícil incluso desde un observatorio terrestre, de modo que el método no es factible. Aunque Galileo llegara a inventar un casco con un anteojo para poder hacer la observación más simple, él mismo reconoció que los latidos del corazón del observador pueden llegar afectar la visión del eclipse, restando precisión a los resultados. Después de la muerte de Galileo, y con las mejoras conseguidas en los telescopios, este método fue muy utilizado en tierra firme para poder calcular de forma mucho más precisa las longitudes y, con ello, cartografiar con más exacti-

tud los mapas de las naciones. Luis XIV llegó a decir que «estaba perdiendo más territorios a manos de sus cartógrafos que de sus enemigos».

Otro método que se llegó a considerar fue el de la variación del campo magnético, pero hubo que desestimarlo ya que esta variación no era constante, dependía del lugar pero también del tiempo.



Satélites galileanos de Júpiter; de izquierda a derecha: Ío, Europa, Ganímedes y Calisto (fuente: NASA).

LOS ECLIPSES DE LAS LUNAS GALILEANAS Y LA VELOCIDAD DE LA LUZ

En 1680, el reconocido astrónomo italiano Giovanni Cassini publicó sus tablas de los eclipses de los satélites galileanos de Júpiter en las que se predecían los mismos. Un joven astrónomo danés, Ole Rømer, comprobó que, teniendo en cuenta que la Tierra orbitaba en torno al Sol, los eclipses se adelantaban al instante previsto cuando la Tierra estaba más próxima a Júpiter y se retrasaban cuando estaba más alejada de él. De ello se deduce que estos errores se deberían al tiempo que invierte la luz en recorrer el diámetro de la órbita terrestre. Por lo tanto, se pudo calcular con bastante precisión la velocidad de la luz, que se cifró en 300.000 km/s.

La solución en las manos de un relojero

Era imprescindible crear un buen reloj mecánico que pudiera ayudar a los marinos en sus travesías. Pero además, si se conseguía un buen reloj para marcar el tiempo, los navegantes podrían llevar en su barco ese instrumento y guardar la hora del puerto de salida (longitud conocida). Si su marcha fuera perfecta, bastaría hacer una lectura del sol en su paso por el meridiano local (al mediodía, las 12:00), leer la hora

en el reloj (que mantiene la hora del puerto de salida) y restar. Este valor se sumaría a la longitud del puerto de salida y se conocería la longitud del lugar de observación. ¡Tan fácil como hacer una simple resta! Fue Huygens el primero que fabricó un reloj de péndulo, pero para que funcionara en una nave se precisaban unas buenas condiciones atmosféricas; por tanto, no se podía utilizar un reloj de péndulo. El propio Huygens inventó una alternativa al péndulo: el muelle espacial de volante, pero hubo que esperar bastantes años para conseguir resolver el problema.

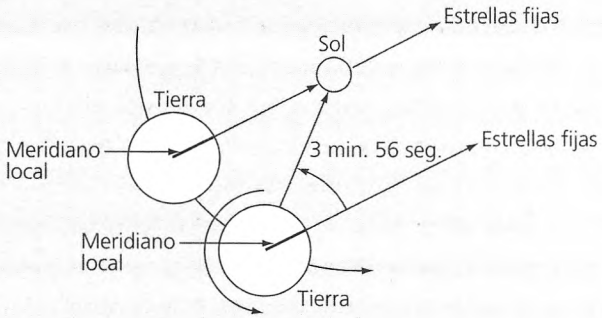
Aunque otros países también ofrecieron otros premios (por ejemplo, Felipe III, rey de España, ofreció una pensión vitalicia para aquel que resolviera el problema de la longitud; de hecho, sus asesores rechazaron el método de las lunas de Júpiter propuesto por Galileo), el premio más suculento lo ofreció Inglaterra bajo el gobierno de la reina Ana. Así, en 1714 el Parlamento británico promulgó el «decreto de la longitud», ofreciendo un premio de 20.000 libras esterlinas al autor de un método que resolviera el problema con una indeterminación de menos de medio grado (esto es, 50 km en el ecuador). Como puede observarse, la precisión es muy pequeña, y el premio es enorme, lo que deja clara la desesperación de esta nación, que veía peligrar su economía si no podía dar a su flota una solución al problema. Para poder alcanzar el premio, el método propuesto debía superar la prueba de asistir a un barco de la armada en una travesía de ida y vuelta desde Inglaterra hasta las Indias Occidentales, obteniendo los resultados exigidos. Para controlar el proceso se creó un Consejo de la Longitud, compuesto por el director del Real Observatorio de Greenwich, el presidente de la Royal Society, el ministro de Marina, el presidente de la Cámara de los Comunes, el delegado del Ejército y varios científicos. Fueron muchos los que se esforzaron para conseguir el premio del decreto de la longitud. Sólo destacaremos a Jeremy Thacker, que creó un reloj que proponía dos avances que se han mantenido hasta nuestros días: una cámara de vacío cubierta por un cristal y un sistema que permitía que la maquinaria no se parase al darle cuerda al reloj.

La solución llegó gracias a un carpintero, John Harrison, que construyó su primer reloj con pequeñas piezas de latón cuando aún no tenía veinte años y de forma totalmente autodidacta. A este reloj le añadió una tabla de la ecuación de tiempo para poder hacer la comparación con la hora solar. Diseñó un péndulo compuesto de dos varillas de dos metales diferentes alternados para poder contrarrestar las dilataciones y contracciones debidas a los cambios de temperatura. También consiguió controlar la energía que la cuerda transmite al mecanismo de forma regular. Asimismo, para poder eliminar el uso del péndulo desarrolló un dispositivo de engranajes que obtenía la energía necesaria de un muelle comprimido.

TIEMPO SOLAR Y TIEMPO SIDÉREO

Por convenio nuestros relojes adoptan un día de 24 horas, que es el tiempo que precisa el Sol para pasar dos veces consecutivas por el meridiano de un mismo lugar. Ya hemos dicho que en realidad éste es un tiempo solar medio, ya que la Tierra sigue la ley de las áreas en su trayectoria en torno al Sol, y unas veces se mueve más rápido y otras, menos, pero de promedio anual, el Sol precisa 24 horas para dar una vuelta completa sobre nuestro horizonte y pasar por nuestro meridiano local.

Pero, si en lugar de tomar el Sol como referencia se toman las estrellas fijas, el periodo de rotación es algo menor: cualquier estrella fija tarda 23 horas 56 minutos 4 segundos en pasar dos veces consecutivas por el meridiano local, ya que la Tierra, en su movimiento de traslación, habrá avanzado un pequeño ángulo con respecto al Sol: 3 minutos 56 segundos.



Diferencia entre tiempo solar y tiempo sidéreo.

Desde su rudimentario observatorio, John Harrison controlaba la perfección de sus inventos basándose en el movimiento de determinadas estrellas, que aparecían 3 minutos y 56 segundos antes que la noche anterior. De esta forma consiguió que sus relojes tuvieran sólo un error de un segundo al mes, cuando los de su época tenían unas variaciones de un minuto al día. En estas condiciones consiguió un préstamo del Consejo de la Longitud para construir su primer reloj marino, el llamado H1. Tardó cinco años en terminarlo. Fabricado en madera, pesaba 34 kg y estaba dentro de una caja acristalada de 1 metro de lado; todavía funciona correctamente. Se embarcó hasta Lisboa y demostró ser de gran utilidad, ya que permitió salvar de un grave error al capitán. En 1737 el Consejo de la Longitud se reunió por primera vez y apoyó el H1 sin excepción. Sólo Harrison fue el único que le sacó defectos y consiguió una nueva ayuda del Consejo para realizar los cambios que consideró necesarios. De este modo construyó el H2 en 1739, y el H3 en 1751. Hubo que esperar hasta el H4

para conseguir una clara disminución de tamaño y peso. De hecho, fue después de recibir un reloj de bolsillo, regalo de un alumno suyo, cuando Harrison comenzó a trabajar en un reloj definitivamente diferente. El H4 tenía 133 mm de diámetro y pesaba 1.300 g; su periodo de funcionamiento era de 30 horas y no se paraba al darle cuerda. En octubre de 1761 Harrison embarcó hacia Jamaica y, al llegar a Port Royal, después de dos meses de travesía, se determinó por medios astronómicos que sólo había sufrido un retraso de 5 segundos, que corresponde a un error de longitud de 1,25 minutos, unos 2.000 m, muy por debajo de la exigencias del Decreto de Longitudes. De todas formas, el dictamen del Consejo fue que los experimentos realizados no habían sido suficientes para determinar la longitud en el mar. El problema es que se introdujeron tres miembros nuevos en el Consejo, tres matemáticos, que insistieron en que no se había establecido la longitud de Port Royal usando el método de las lunas de Júpiter, pero el capitán no sabía que debía hacerlo, y tampoco lo habría sabido hacer. El H4 fue embarcado de nuevo en 1764, y esta vez el Consejo determinó que «el reloj había funcionado con la corrección suficiente». Pero el Consejo sólo le ofreció la mitad del importe del premio y con la condición de que entregase dos copias más del reloj y desvelara todos sus secretos para que se pudieran realizar copias en serie.

Harrison tardó tres años en realizar una copia, el H5, y ya tenía setenta y nueve años, con lo que no tenía claro si podría acabar la segunda copia. Afortunadamente el rey Jorge III instó al Consejo a que le pagara el resto del premio. Harrison siempre creyó que todavía no había sido complemente pagado. El H5 tenía sólo un pequeño error de 1/3 de segundo diario. ¡Era una verdadera joya!

Con sus relojes prácticamente exentos de fricción, que no necesitaban lubricantes, perfectamente equilibrados por mucho que se movieran, capaces de mantener la marcha constante a pesar de los cambios de temperatura, Harrison, después de 40 años de creaciones innovadoras, logró quedarse con el premio del Decreto de la Longitud en lugar de los astrónomos de la época. Hay que reconocer la genialidad de su trabajo.

Harrison murió en 1776, y gran cantidad de relojeros tuvieron acceso a la construcción de relojes marinos siguiendo sus inventos. En 1860 la Armada inglesa tenía 800 cronómetros para 200 buques. En poco tiempo el cronómetro paso a ser algo cotidiano y esencial en un navío. Todo ello trajo como consecuencia el dominio británico de los mares y la posterior creación del Imperio Británico gracias a la precisión y rapidez en el cálculo de las posiciones de los navíos. El cronómetro marino ha sido el instrumento que ha guiado a los navegantes hasta la reciente aparición de los sistemas modernos de navegación basados en satélites espaciales.

Los satélites nos guían: el Sistema de Posicionamiento Global

El GPS (Global Positioning System) es un sistema global de navegación por satélite que permite conocer la posición de cualquier objeto sobre la superficie terrestre con una precisión de metros. Este sistema está formado por 32 satélites orbitando a 20.200 km de altura, con trayectorias sincronizadas para poder cubrir toda la superficie de la Tierra. También existe un conjunto de estaciones terrestres que envían la información de control y mantenimiento a los satélites, y son necesarios unos terminales receptores que son los que nos permiten conocer la posición. Cada receptor utiliza para su localización automática, como mínimo, tres satélites de la red, de los que recibe unas señales; gracias a ellas el aparato sincroniza el reloj del GPS y calcula el tiempo que tardan en llegar las señales al equipo, de tal modo que puede medir la distancia al satélite mediante triangulación y, finalmente, las coordenadas reales del punto de medición.

Capítulo 5

Los grandes tiempos

En el capítulo anterior se ha tratado la medida del tiempo, entendiendo por tal «el tiempo de estar por casa», el concepto que tenemos de él para desarrollar nuestros quehaceres. La astronomía ha servido a la humanidad para estructurar ese concepto, pero, desde el punto de vista astronómico debemos considerar el tiempo en mayúsculas; es un tiempo XXXL, el que corresponde a los fenómenos astronómicos y a los desarrollos cosmológicos, y a este nivel las matemáticas son esenciales. Como las observaciones se remontan sólo a unos 300 años, el proceso seguido por los astrónomos para poder estudiar los «grandes tiempos» debe contar con simulaciones informáticas, y ahí las matemáticas son imprescindibles para poder representar modelos que, convenientemente contrastados con la observación, nos permitan deducir qué pasó y qué pasará dentro de un margen de varios miles de millones de años. Éstos son los tiempos reales de los fenómenos astronómicos.

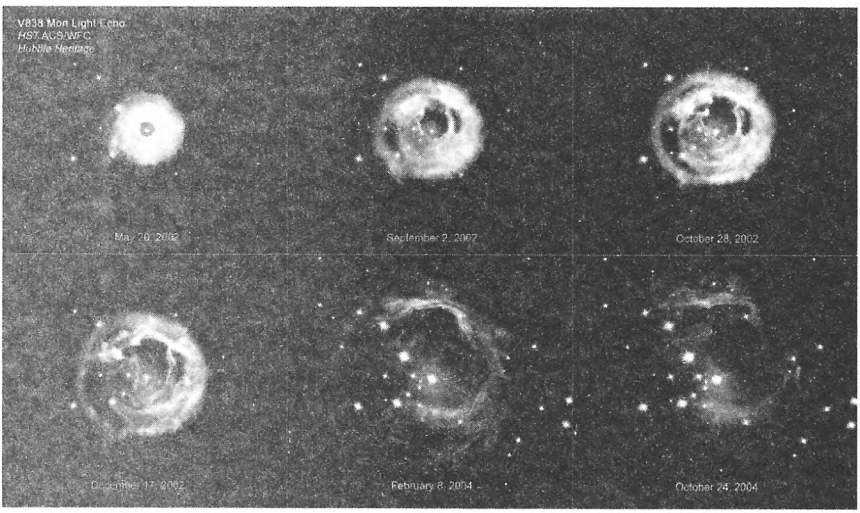
Las estrellas, evolución y otras características

Todas las estrellas nacen dentro de nubes de gas y polvo del medio interestelar. Las fuerzas gravitacionales hacen que las nubes se contraigan y se formen las estrellas en su interior en un proceso que dura miles de años, porque cuando se contrae, la nube se calienta y se frena la contracción hasta que se vuelve a enfriar por medio de la radiación. Cuando las nuevas estrellas se despojan de los restos de la nube que les dio origen, por medio de vientos interestelares, se ilumina el gas circundante y brilla más. En las zonas de formación estelar reciente se observan nubes de muchos colores.

En el origen del universo, hace casi 14.000 millones de años, los átomos que se formaron eran casi todos de hidrógeno y de helio. Las primeras estrellas nacieron a partir de la contracción de nubes de gas que contenían exclusivamente estos elementos. Los demás elementos más pesados se fueron generando a lo largo de la evolución de dichas estrellas. Al evolucionar y morir, arrojaron parte de su masa al espacio, enriquecida con los elementos químicos nuevos que se habían sintetizado en su interior, como el oxígeno y el carbono. Otros más pesados, como el plomo o el uranio, se formaron durante la explosión de la estrella como supernova.

Las estrellas medianas, similares al Sol, consumen hidrógeno dentro de sus núcleos para producir helio, que posteriormente transforman en carbono, nitrógeno y oxígeno. Al finalizar su existencia, se inflan y arrojan su atmósfera expandida al espacio, formando una hermosa nebulosa planetaria.

Nebulosa NGC 7635 donde se distingue una burbuja de viento estelar. Se trata de una zona en expansión donde se produce una onda de choque con el medio interestelar circundante (fuente: NASA).



Imágenes del expansivo halo de luz que rodea la estrella V838 en la constelación de Monoceros (el Unicornio). De hecho, se transformó en una de las estrellas más brillantes de toda la Vía Láctea, hasta que su brillo decayó de nuevo (fuente: NASA y ESA).

HIJOS DE LAS ESTRELLAS

Podemos pensar en una estrella como en una gran central nuclear en cuyo reactor se estarían llevando a cabo reacciones nucleares, convirtiendo el hidrógeno en elementos más pesados, como carbono, nitrógeno y oxígeno. Todos ellos son necesarios para la vida. Los átomos de los elementos químicos que constituyen el cuerpo humano se forman en el vientre de las estrellas, motivo por el cual podemos pensar que todos nosotros somos hijos de las estrellas, y no es una afirmación poética, ¡es la realidad!

Las distintas generaciones de estrellas van expulsando materia que se mezcla en el espacio con otras nubes de gas, y a la larga dan origen a nuevas estrellas con sus respectivos sistemas planetarios. Cada vez va aumentando más la concentración en el medio interestelar de elementos pesados, como el oxígeno, de tal modo que una forma de determinar la edad de una estrella consiste en medir la cantidad de oxígeno que contiene: cuanto menor sea, se habrá formado en épocas más remotas.

Las estrellas medianas, como el Sol, consumen hidrógeno y producen helio en sus núcleos, y posteriormente carbono y oxígeno. Al final de su existencia se inflan y arrojan su atmósfera al espacio. Se calcula que dentro de 4.500 millones de años el Sol se convertirá en una estrella gigante roja y acabará su vida como una hermosa nebulosa planetaria. El Sol, la Tierra y los otros planetas serán expulsados al medio interplanetario y servirán de materia base para la formación de nuevas estrellas, quedando sólo una pequeña enana blanca como remanente central. La duración de la vida de una estrella depende de la cantidad de materia que posee: cuanto más masiva es, más corta es su vida.

Las estrellas más pequeñas que el Sol no arrojan materia al espacio al concluir su evolución, sino que simplemente se enfrían. Pero el final más espectacular es el de las estrellas mucho más masivas que la nuestra: éstas estallan violentamente como una supernova, arrojando materia al espacio que arrastra el gas con el que se encuentra y produce una gran nube de gas caliente muy espectacular. Durante esa explosión es cuando se forman los materiales más pesados, como el oro y el uranio, mientras que el núcleo se compacta en una estrella de neutrones o en un agujero negro. Así, en las diferentes galaxias hay distintos estadios de formación estelar, desde lugares donde ha terminado el nacimiento de estrellas hasta otros en los que en ese preciso momento están formándose miles o millones de ellas.

¿Cómo surgió el sistema solar?

El sistema solar se formó a partir de una nube amorfa y extendida, rica en moléculas de hidrógeno atómico y molecular, helio, dióxido de carbono, amoniaco, agua, polvo de metales refractarios y hielo. Se cree que en el medio interestelar esta nube protosolar estaba rotando en equilibrio y tenía un campo magnético. Por algún motivo, quizá la onda de choque de la explosión de alguna supernova próxima, la nube protosolar se contrajo hasta el punto de que la fuerza gravitatoria venció a la presión de radicación y se produjo el colapso.

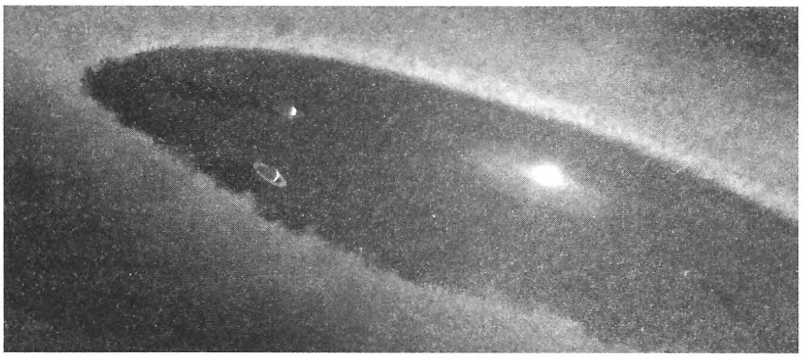
Impresión artística de la formación del sistema solar donde figura el núcleo de la estrella en formación y el disco de materia circundante.

A consecuencia de la fuerza centrífuga, para la nube fue más fácil colapsar en la dirección del eje de rotación que en la dirección perpendicular; por lo tanto, la nube que estaba rotando se contrajo en un disco perpendicular al eje de rotación de la misma forma que la falda de una bailarina también forma un disco cuando ella gira, debido a la acción de la fuerza centrífuga.

Las partículas de polvo más densas se incorporaron más rápidamente al plano del protosistema solar que el gas. La densidad tendió a ser mayor en la parte central de la nube, formándose el Sol primitivo, que conservó el campo magnético de la nube que le dio origen. El Sol se condensó con gran parte del material disponible. La energía gravitatoria del gas y el polvo originales se transformó en energía térmica al contraerse la nube y, en consecuencia, el nuevo Sol se calentó. Cuando su temperatura inte-

rior alcanzó algunos millones de grados comenzaron las reacciones nucleares en su centro, y este Sol recién nacido se convirtió en una estrella con luz propia.

Cuando el Sol empezó a radiar, evaporó el polvo de hielo no refractario que estaba próximo, pero no sucedió lo mismo con el polvo metálico refractario, que sobrevivió al calentamiento. Más tarde, esos granos de polvo se aglutinaron en partículas y éstas a su vez en piedras de tamaño cada vez mayor y que a medida que chocaban unas con otras iban atrapando más y más materia, dando lugar a los planetas. Los planetas vecinos al Sol son ricos en elementos pesados porque provienen de polvos metálicos refractarios que no se evaporaron cuando aquél nació. En cambio, los más alejados tienen una composición química más parecida a la nube original, ya que se formaron de polvos refractarios y hielos. Estos planetas exteriores son mayores, tienen anillos y más satélites, ya que tuvieron la posibilidad de contar con mayor cantidad de materia en su proceso de formación.



Concepción artística del disco protoplanetario con algunos planetas en formación (fuente: NASA).

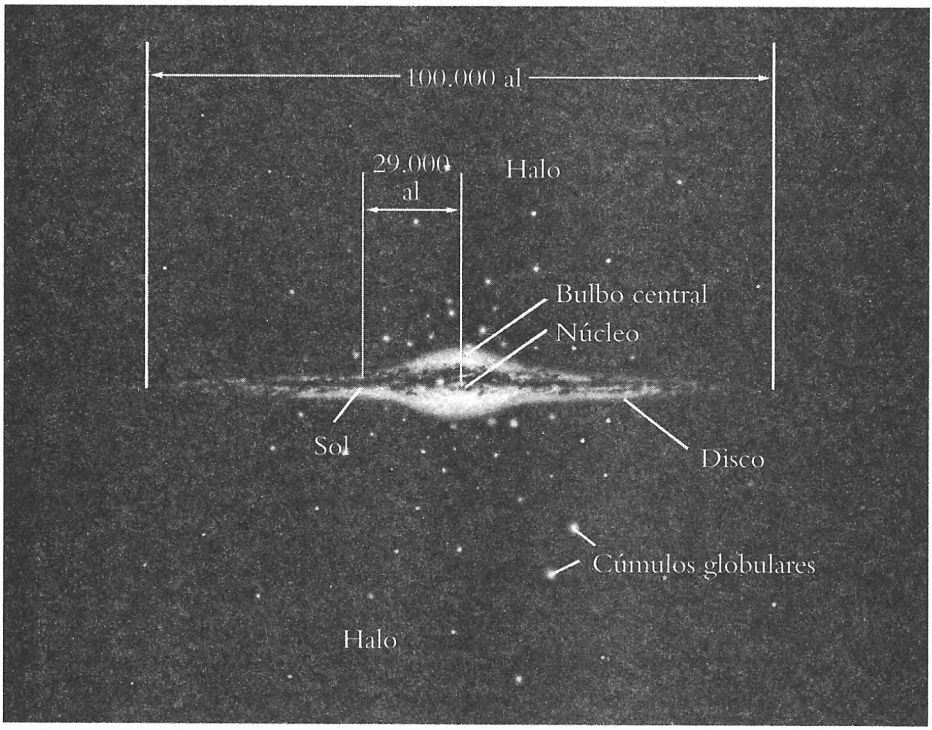
MODELO «CASERO» DE FORMACIÓN DEL SISTEMA SOLAR

Si en una palangana llena de agua depositamos un chorro de aceite ambos líquidos no se mezclarán, ya que tienen una densidad diferente: el aceite flotará sobre el agua y veremos que tiene tendencia a formar un único cuerpo esférico sobre la superficie. Si removemos el agua con una cuchara provocando un remolino, veremos que las gotitas de aceite se dispersan, pero irán chocando unas con otras, formando gotas de aceite cada vez mayores. Esta imagen, salvando las distancias, es similar a la que tuvo lugar durante la formación de nuestro sistema solar o cualquier otro sistema planetario.

Estudios sobre las estrellas del entorno solar

Para analizar el comportamiento en el entorno solar se considera la materia estelar como un fluido que cumple las ecuaciones hidrodinámicas adoptando simetría cilíndrica, ya que nuestra galaxia espiral la presenta. Usando métodos estadísticos y numéricos, se considera la superposición de dos poblaciones estelares que corresponden a las reconocidas poblaciones tipo I y II. Al tomar dicha superposición los resultados concuerdan con las observaciones de forma mucho más correcta que si se considera un solo tipo de población.

Históricamente, la diferencia entre las estrellas del disco y las del bulbo central fue descubierta por el astrónomo alemán Walter Baade (1893-1960). Él mismo definió dos clases de estrellas, las de población I y las de población II, incluso antes de que se conociera el proceso de evolución estelar. Los criterios de clasificación incluyen la velocidad en el espacio, localización dentro de la galaxia, la edad, la composición química y diferencias de luminosidad y color.



Estructura de la Vía Láctea distinguiendo el halo, el disco y el bulbo central.

Las estrellas de la población I son las que Baade asociaba con el disco de la galaxia. Contienen cantidades significativas de elementos más pesados que el helio, los llamados «metales» por los astrónomos. Estos elementos pesados fueron creados en estrellas de generaciones anteriores y se diseminaron en el medio interestelar debido a las explosiones de supernovas. Nuestro Sol es una estrella de población I. Este tipo de estrellas son comunes en los brazos espirales de la Vía Láctea y de cualquier otra galaxia espiral. Las estrellas de la población II pertenecen a las primeras generaciones de estrellas creadas tras el Big Bang y, por tanto, la mayoría cuenta con poca abundancia de metales. Resulta improbable que tengan planetas orbitándolas. Estas estrellas se encuentran en cúmulos globulares y en el núcleo de la Vía Láctea. En la galaxia, las estrellas de población II del halo estelar son, efectivamente, de baja metalicidad, y son mucho más viejas que las de la población I. Con los conocimientos de evolución estelar se sabe que las estrellas de población II son de baja masa, ya que las estrellas masivas que nacieron junto con las estrellas ya han muerto.

En 1925, el astrónomo estadounidense Edwin Hubble clasificó las galaxias siguiendo un esquema que todavía se utiliza y de alguna manera permite dar una explicación simple de su evolución. Dentro de esta clasificación existen dos categorías principales: espirales y elípticas. Pero, además, se distinguen otros dos tipos: lenticulares e irregulares.

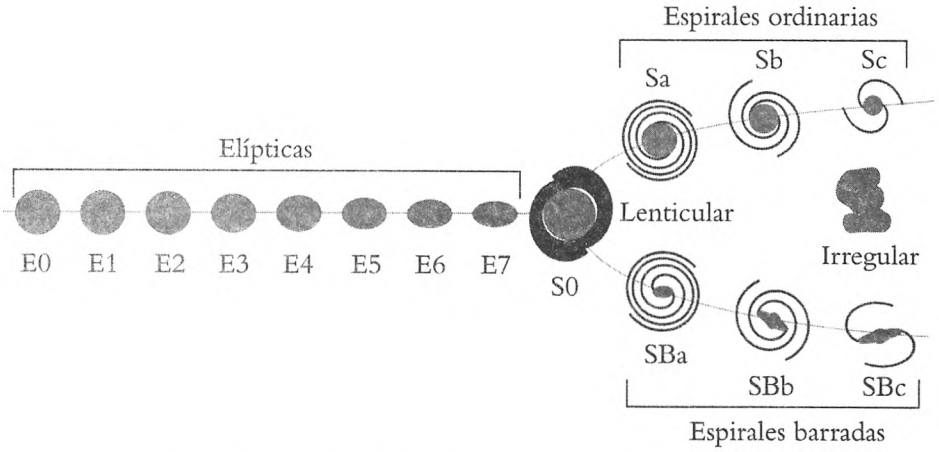
Las espirales se dividen básicamente en ordinarias y barradas en función de su forma y del tamaño relativo del bulbo. Se caracterizan por la presencia de gran cantidad de gas en el disco, lo que significa una alta tasa de formación de estrellas, sobre todo jóvenes de población I. Se suelen encontrar en zonas de baja densidad galáctica.

Las elípticas se clasifican según sean más o menos redondeadas o alargadas. Las hay desde las esféricas (tipo E0) hasta muy achatadas (tipo E7). Presentan una luminosidad uniforme y tienen la misma apariencia que un bulbo sin disco de una galaxia espiral. Las estrellas que las forman son viejas de población II y no contienen prácticamente gas. Suelen encontrarse en zonas de alta densidad galáctica, principalmente en el centro de los cúmulos ricos.

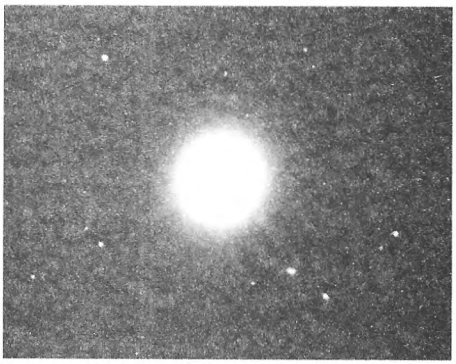
En la actualidad se añade a la clasificación de Hubble las galaxias lenticulares (tipo S0) que poseen un bulbo y un disco pero no presentan brazos espirales. Contienen poca o ninguna cantidad de gas y, por tanto, las estrellas son viejas.

Las irregulares son pequeñas galaxias sin bulbo y con una forma mal definida. Las Nubes de Magallanes son el prototipo de este tipo de galaxias.

Hubble demostró que las galaxias se alejan de nosotros a una velocidad proporcional a su distancia, es decir, que el universo se está expandiendo.



Clasificación de galaxias y sus diferentes subtipos (fuente: Ikonact).



La galaxia elíptica M87.

La galaxia espiral NGC 2997.

NGC 1365, un galaxia espiral barrada situada a unos 56 millones de años luz.

La Gran Nube de Magallanes, un ejemplo de galaxia irregular.

UNA GALAXIA EN CASA

Las galaxias espirales son las más espectaculares. Podemos reproducir una de ellas en casa con materiales muy fáciles de conseguir. En un molde circular de los que se usan para hacer pasteles introducimos agua y una cucharadita de arena muy fina o de polvo (tierra colada con una media o un calcetín de nailon). Tras remover la mezcla con una cuchara, el resultado es una «galaxia espiral». Se trata de una sencilla experiencia para ver cómo se organiza la materia en rotación formando brazos espirales.

Magnitudes estelares y logaritmos

Hiparco de Nicea, en el siglo II a.C., fue el primero en idear un método para poder clasificar las estrellas según el brillo con el que las veía. En su *Almagesto*, Ptolomeo publicó una clasificación siguiendo el mismo criterio que Hiparco, pero que alcanzó más difusión. A las estrellas más brillantes del cielo se les asignó la primera magnitud; las que tenían aproximadamente la mitad de brillo, la segunda magnitud, y así hasta llegar a la sexta magnitud, que corresponde a las estrellas que difícilmente se pueden observar a simple vista (aquellas que sólo son visibles en condiciones excepcionales, sin luna y sin contaminación lumínica). Fue William Herschel (1738-1822) el que advirtió que, por término medio, la intensidad luminosa de la primera magnitud era cien veces superior a la sexta; es decir, para obtener el brillo aparente de una estrella de primera magnitud era necesario reunir cien de la sexta.

En el siglo XIX, Norman Pogson determinó que la relación entre las intensidades luminosas de una magnitud y la siguiente debía permanecer constante, e introdujo un método más preciso que el anterior que aún se utiliza. Relacionó la diferencia de magnitudes aparentes de dos astros con las observaciones obtenidas en la superficie terrestre deduciendo que las estrellas de la sexta magnitud eran 100 veces menos brillantes que las de la primera. Pogson definió la escala estableciendo que una diferencia de cinco magnitudes corresponde a un factor 100 de brillo. Tenemos pues:

$$100^{1/5} = 2{,}512,$$

por lo que la relación de las magnitudes son las siguientes: la primera es 2,512 veces más brillante que la segunda; la primera es $(2{,}512)^2 = 6{,}31$ veces más brillante que la tercera; la primera es $(2{,}512)^3 = 15{,}85$ veces más brillante que la cuarta, y así sucesivamente hasta que la primera magnitud sea $(2{,}512)^5 = 100$ veces más brillante

que la sexta. Es decir, la sensación crece en progresión aritmética al crecer la excitación en progresión geométrica. Resumiendo, para dos estrellas de magnitudes m y m' se verifica la relación siguiente para los respectivos brillos B y B':

$$(2{,}512)^{m'-m} = \frac{B}{B'}.$$

O lo que es lo mismo, introduciendo logaritmos:

$$m'-m = 2{,}5 \cdot \log\left(\frac{B}{B'}\right),$$

donde basta considerar que:

$$\log(2{,}512) = \log(100^{\frac{1}{5}}) = \frac{1}{5}\log(100) = \frac{2}{5} = \frac{1}{2{,}5}.$$

Resulta sorprendente que nuestros ojos respondan al brillo de forma logarítmica. Es decir, si una estrella brilla 100 veces más que otra, sólo nos parece cinco veces más brillante ($5 = 2{,}5 \log 100$).

El sistema moderno no está limitado a seis magnitudes, y los objetos realmente brillantes tienen magnitudes negativas. Por ejemplo, Sirius, la estrella más brillante en el hemisferio norte, tiene una magnitud aparente de –1,44 a –1,46. La escala moderna incluye la Luna y el Sol; la Luna tiene una magnitud aparente de –12,6 y el Sol, de –26,7. El telescopio Hubble ha localizado estrellas con magnitudes de +30. Considerando que el brillo de un astro es inversamente proporcional al cuadrado de la distancia que lo separa de nosotros, tenemos:

$$m'-m = 5\log\left(\frac{D'}{D}\right),$$

donde las distancias a las que se encuentran las dos estrellas de nosotros se expresan en pársecs.

Nótese que la magnitud aparente no es lo mismo que el brillo real del objeto. Si la estrella es extremadamente brillante puede parecer absolutamente débil si está muy lejos. Así pues, para poder comparar mejor las estrellas no se usan las magnitudes visuales o aparentes, sino que se usa el nuevo concepto de magnitud absoluta. La magnitud absoluta M es la magnitud con que veríamos la estrella de magnitud visual m si estuviese situada exactamente a 10 pársecs de la Tierra; entonces:

$$M - m = 5\log\left(\frac{10}{D}\right) = 5 - 5\log D.$$

Así, se pueden comparar las magnitudes absolutas entre dos o más astros y el brillo entre ellos, ya que la distancia no influye en absoluto.

La guerra de las galaxias

Las estrellas nacen, se desarrollan y mueren; las galaxias evolucionan e interactúan. No se puede decir que el universo sea inmutable. Veamos algo más acerca de las galaxias, en particular vamos a acercarnos a ellas en el caso de la interacción más dramática: los choques de galaxias. En abril de 2008, la NASA y la ESA difundieron un conjunto de fotografías tomadas por el Telescopio Espacial Hubble que ilustraban la «guerra» diaria de las galaxias en el universo. Realmente son imágenes impresionantes, pero hay que aclarar que los choques entre estrellas son muy raros. Esencialmente consisten en el choque de enormes masas de gas que lo que hacen es potenciar el aumento del índice de natalidad de nuevas estrellas. Las estrellas recién nacidas suficientemente masivas evolucionarán rápidamente y en unos pocos millones de años explotarán como supernovas, y los elementos más pesados fabricados en el interior de ellas serán expulsados y enriquecerán el gas que rodea el conjunto. En realidad, estos choques no son nada más que un nuevo principio.

Fotografía tomada por el Telescopio Espacial Hubble de la colisión de dos galaxias espirales: NGC 2207 (la mayor) e IC 2163. Las fuerzas gravitatorias de la primera han torcido la forma de la pequeña a la vez que expulsa estrellas y gases en serpentinas largas que se extienden hasta cien mil años luz (fuente: NASA, ESA).

El mismo Hubble ha dado suficiente información como para afirmar que incluso la Vía Láctea conserva restos de viejos encontronazos de este tipo y ha permitido comprobar que en la actualidad nuestra galaxia está absorbiendo la galaxia elíptica enana de Sagitario.

En abril del 2009, de nuevo el Hubble nos ofreció otra imagen de una colisión, pero en este caso mucho más avanzada. NGC 2326 es una espectacular galaxia, con dos largos brazos, situada a 250 millones de años luz, en la constelación de Cáncer. La fotografía muestra la parte final del proceso de fusión de dos galaxias, con los dos núcleos centrales convertidos en uno solo. A medida que se van acercando, grandes masas de gas pasan de una galaxia hacia el centro de la otra hasta que finalmente se funden en una única estructura. En este caso se ve un único núcleo con dos grandes colas formadas por estrellas jóvenes, ya que el intercambio de materia ha desencadenado numerosos procesos de formación de estrellas que en la actualidad se encuentran en los primeros estadios de evolución. En este caso, un agujero negro situado en el centro esta precipitando la fusión. La energía emitida calienta el disco y emite en distintas longitudes de onda.

Galaxia NGC 2326, producto de la fusión de otras dos galaxias. En este caso el núcleo galáctico es muy activo y se cree que está actuando como un agujero negro masivo que atrae la materia de su alrededor, formando un disco (fuente: Hubble, NASA-ESA).

El ejemplo más próximo que tenemos de colisión de dos galaxias es el sistema de Las Antenas, que dista de nosotros sólo 60 millones de años luz. Se cree que la colisión comenzó hace unos 200 millones de años y fue tan violenta que el gas y las estrellas jóvenes fueron eyectadas en dos largos arcos que le han dado el nombre que tiene en la actualidad.

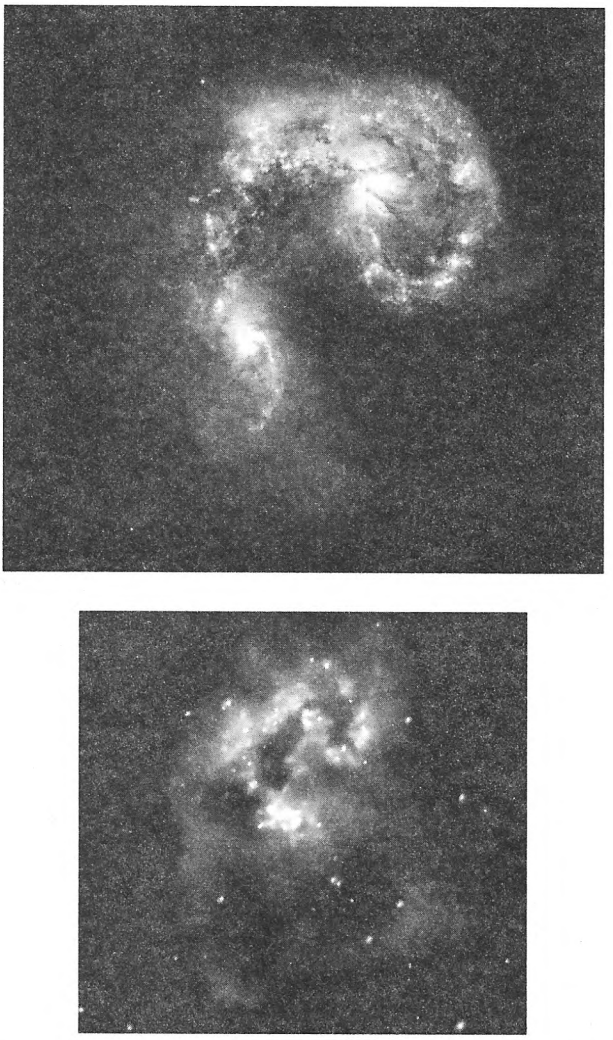
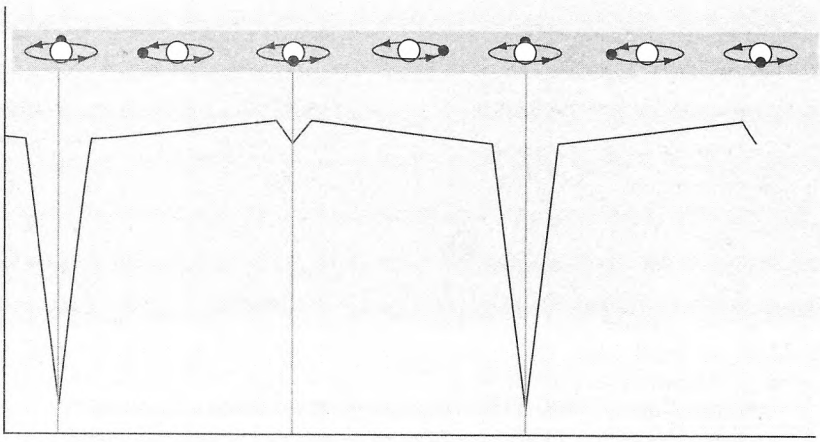


Imagen de la galaxia de Las Antenas, la colisión más próxima a la Tierra que podemos observar (fuente: Hubble NASA-ESA). La fotografía de abajo es la imagen en rayos X obtenida por Chandra que revela la existencia de nubes de gas a millones de grados, estrellas de neutrones y agujeros negros.

A medida que el gas enriquecido formado durante la colisión se enfría, se van creando nuevas generaciones de estrellas y planetas. Según parece por los estudios realizados, en las nubes enriquecidas con elementos pesados hay mas probabilidad de que se formen estrellas con sistemas planetarios, y por esta razón en el futuro se podría

ESTRELLAS VARIABLES Y SUS CURVAS DE LUZ

Las estrellas variables son aquellas que presentan cambios de magnitud. Pueden ser como las supernovas que aparecen en el cielo de forma inesperada, pero otras cambian de forma periódica y se han observado desde la Antigüedad. Por ejemplo, Algol, la estrella β-Perseo, recibió este nombre de los árabes, que habían observado sus espectaculares cambios de magnitud, y por ese motivo la habían bautizado como «estrella del diablo». Aproximadamente cada dos días y medio cambia su magnitud aparente desde 2,2 a 3,3. Algol necesita cinco horas para alcanzar ese mínimo, y durante 20 minutos permanece así, e invierte otras cinco horas para alcanzar de nuevo el máximo. Algol es un ejemplo típico de binaria eclipsante: la componente primaria es una estrella azul, caliente, más brillante, mientras que la secundaria es menos luminosa y más fría. Se pueden distinguir dos tipos de eclipses dependiendo de qué estrella aparezca frente a la otra. Cuando la componente más fría y menos brillante pasa por delante de la componente principal y más caliente, la luminosidad del conjunto decrece; cuando la más caliente pasa por delante de la fría hay otro eclipse, pero en este caso el cambio de brillo del conjunto es menos destacado. En todos los casos la luminosidad de ambas estrellas se suma, y el conjunto tiene más o menos un brillo constante. En consecuencia, la curva de luminosidad muestra dos mínimos, tal como se observa en la figura.



formar un número inusualmente alto de planetas en la galaxia de Las Antenas. Un gran número de estrellas como el Sol y de sistemas planetarios similares al nuestro podrían envejecer conjuntamente durante miles de millones de años. Si surgiera vida en una fracción de esos planetas, Las Antenas podría estar repleta de vida en el futuro.

Como ya se ha mencionado, uno de los campos actuales de investigación en astronomía es la detección de planetas extrasolares. Existen diversos métodos para detectarlos; uno de ellos consiste en el estudio de los cambios de luminosidad de la estrella. Un planeta puede «oscurecer» (eclipsar) temporalmente la estrella alrededor de la que orbita, observándose un pequeño descenso de luminosidad durante el tránsito, del 1% para un planeta gigante como Júpiter y del 0,01% para un planeta del tamaño de la Tierra. Una desventaja de este método es que la órbita del planeta debe estar correctamente orientada para producir un eclipse visible desde la Tierra. Esta probabilidad es aproximadamente del 0,5% para un planeta situado a una unidad astronómica desde su estrella. En otras palabras, si todas las estrellas tienen un planeta a una unidad astronómica, es necesario seguir 200 de ellas para ver un eclipse. Si el 10% de las estrellas tienen un planeta a una unidad astronómica, para detectar 10 deberían seguirse fotométricamente unas 20.000 estrellas.

El Telescopio Espacial Hubble, por ejemplo, observó que HD 209458b produce un eclipse cada cuatro días. Las observaciones espectroscópicas durante el eclipse ya han ofrecido indicaciones acerca de la composición química de su atmósfera. Es necesario mencionar también que el planeta OGLE-TR-56b, que fue detectado por este método, tiene eclipses cada 30 horas, lo que implica, si la interpretación de las observaciones es correcta, una órbita muy pequeña (cinco veces el radio del Sol). Todos estos planetas son gigantes y no son capaces de albergar formas de vida similares a la terrestre.

Pero no todas las variables corresponden a este tipo de estrellas eclipsantes; las hay que son intrínsecamente variables. Por ejemplo, δ-Cephei es una de ellas: sus variaciones de brillo dependen de la expansión y compresión de su estructura interna. Podemos observar estos cambios y agruparlas según sus características. Normalmente son denominadas por el nombre de la primera estrella de este tipo que fue estudiada. Las estrellas variables pulsantes se clasifican en varias categorías: δ-Scuti, RR-Lyrae, δ–Cephei y W-Virginis (las hemos ordenado de acuerdo con sus periodos, de 0,10, 0,57, 5,34 y 17 días respectivamente). Las estrellas cefeidas son de gran interés porque verifican una relación entre su periodo y su luminosidad, lo cual ofrece la oportunidad de calcular distancias.

Las Antenas dan una visión del tipo de colisiones que tuvieron lugar en el abarrotado universo temprano y que probablemente dieron lugar a la formación de muchas de las estrellas que existen en el estadio actual del universo. También puede darnos una visión del futuro de nuestra galaxia, de la Vía Láctea, cuando posiblemente colisione con Andrómeda.

La colisión de la Vía Láctea y Andrómeda

Dentro de 3.000 millones de años se cree que tendrá lugar la colisión entre las dos galaxias mayores del Grupo Local, la Vía Láctea y Andrómeda: ambas se fundirán en una galaxia mayor, posiblemente elíptica. A la velocidad actual de 300 km/s, referida al Sol, las dos galaxias se están acercando. Como no se conoce la velocidad tangencial de Andrómeda, no se sabe aún si la colisión se producirá en ese momento o si tendrá lugar más adelante, o si tan sólo tendrá lugar un acercamiento, pero lo cierto es que es muy probable que tarde o temprano la colisión tenga lugar.

En 1959 surgió la idea de esta posible colisión, pero hasta hace relativamente poco tiempo no se ha podido estudiar lo que ocurriría gracias a simulaciones

EL GRUPO LOCAL

Como ya se ha mencionado, las galaxias se agrupan en cúmulos de galaxias. El grupo de aquellas a las que pertenece la Vía Láctea es el llamado Grupo Local, que incluye unas 30. Las dos mayores, que tienen muchas otras como galaxias satélite, son la Vía Láctea y Andrómeda o M31. De hecho, estas dos, junto con las otras galaxias libres, giran en torno al centro de masas del conjunto. El disco de la Vía Láctea tiene una anchura aproximada de 100.000 años luz. Dos de sus galaxias satélite se ven a simple vista desde el hemisferio sur: son la Gran y la Pequeña Nube de Magallanes, llamadas así por el explorador portugués del siglo XVI Fernando de Magallanes, quien dio a conocer su existencia en el hemisferio norte. Se ven como un par de brillantes manchas nubosas en el cielo, pero la fotografía moderna muestra que engloban miles de millones de estrellas. La Gran Nube de Magallanes se encuentra 170.000 años luz, y la Pequeña, a 190.000 años luz. Son galaxias irregulares próximas a la nuestra, razón por la que se muestran fragmentadas y deformadas debido a las interacciones de marea gravitatoria. En los límites del grupo reside un puñado de galaxias aisladas más pequeñas. La mayor de ellas es la galaxia del Triángulo, también llamada M33. El Grupo Local en sí es uno más de los muchos que integran el supercúmulo de Virgo.

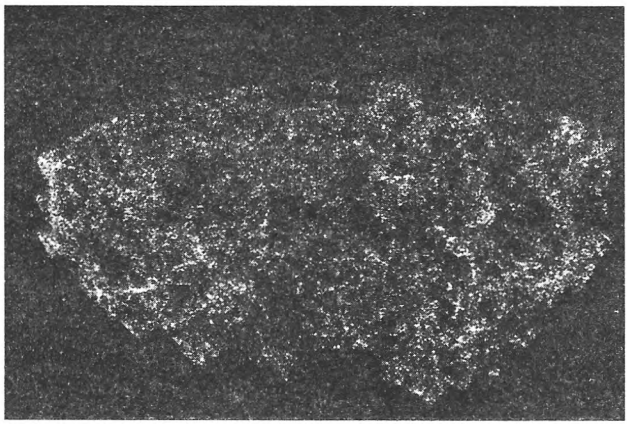
informáticas usando modelos matemáticos. Andrómeda y la Vía Láctea vistas de lejos parecerían las galaxias NGC 2207 e IC 2163, y con el tiempo se irían alejando y recordarían la galaxia de Las Antenas, con algunas diferencias. Las dos galaxias se separarían una de otra hasta que su atracción gravitatoria frenara el proceso y las obligara a acercarse de nuevo, chocando definitivamente; el resultado sería un brote de formación estelar y la aparición de agujeros negros muy masivos en el centro de ambas galaxias, que acabarían fusionándose, dando lugar, a la postre, a lo que posiblemente sería una galaxia elíptica que ha sido bautizada como Lactómeda o, en inglés, Milkomeda. Los modelos incluso ofrecen información sobre el aspecto que tendría la nueva galaxia. Como está previsto que todo esto suceda dentro de 3.000 millones de años, se cree que entonces habrá poco gas en la Vía Láctea y en Andrómeda, por lo que el nacimiento de estrellas jóvenes será más reducido que en otros casos. Lactómeda sería una galaxia elíptica gigante, aunque su centro presentaría una densidad mucho menor de lo habitual. Este objeto, junto con las galaxias satélite que podría tener, sería el único que quedaría del Grupo Local. Tras la colisión, parece que lo más probable es que nuestro Sol acabe en el halo galáctico de la Láctomeda, pero si tiene lugar dentro de 3.000 millones de años, tal como está previsto, el Sol estará en la secuencia principal, aunque según los modelos de evolución solar la Tierra será inhabitable debido al aumento de luminosidad de aquél.

La estructura del universo

Según los últimos datos de observación, el universo se parece al montón de espuma que generamos cuando en un recipiente ponemos agua, un chorro de lavavajillas y agitamos con la mano. Vamos a despreciar nebulosas, planetas, estrellas y todos los demás objetos menores del universo y vamos a considerar simplemente un universo constituido por galaxias como elementos menores. Consideraremos la distribución de galaxias en el espacio formando agrupaciones llamadas cúmulos de galaxias que, a su vez, se aglutinan de nuevo. Pero veamos cuáles son los datos de observación.

No es fácil observar la distribución de galaxias, es decir, la estructura a gran escala del universo, ya que no disponemos de naves espaciales que nos permitan alejarnos del sistema solar. Al estar anclados sobre la Tierra o su pequeño entorno, tenemos únicamente una visión bidimensional del universo, que abarca tan sólo lo que vemos encima de la esfera celeste. Necesitamos una visión en 3D, y la única

forma de conseguirla es midiendo la distancia que nos separa de cada una de las galaxias; de este modo tendremos una idea del universo tridimensional.



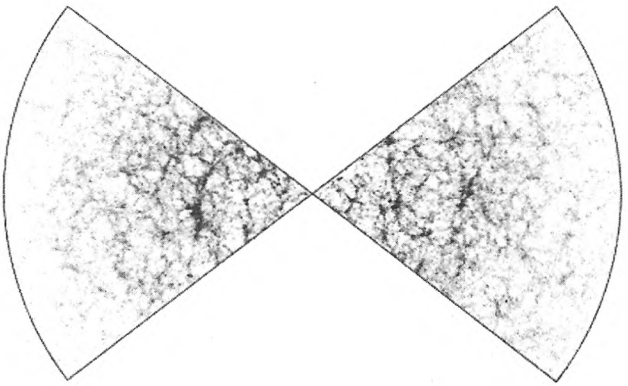
Millones de galaxias compiladas usando imágenes del telescopio Schmidt del Reino Unido.

Pero el gran problema de la astronomía, como ya hemos dicho, es la determinación de las distancias cosmológicas. Para calcularlas, los métodos explicados no sirven, y el más efectivo consiste en medir su corrimiento al rojo. Todas las galaxias se alejan unas de otras desde el Big Bang. La velocidad de recesión de una galaxia, o velocidad a la que se aleja de nosotros, depende de la distancia a la que se encuentra siguiendo la ley de Hubble. Según este astrofísico existe una relación lineal entre la velocidad y la distancia, y la constante de proporcionalidad es la llamada constante de Hubble, 71 km/s por megapársec (un millón de pársecs), que no fue nada fácil de determinar. Midiendo la velocidad de recesión de una galaxia podemos saber la distancia a la que se encuentra usando la ley de Hubble.

Conocer la velocidad de recesión de una galaxia es relativamente sencillo: basta con estudiar su espectro. Al igual que la luz solar se descompone en su espectro, es posible hacerlo con la que nos llega de una galaxia. En este espectro aparecen siempre algunas líneas oscuras de absorción que delatan la presencia de elementos químicos. La situación de estas líneas en el espectro dependerá de la velocidad de recesión de la galaxia: cuanto mayor sea, más cerca de la zona roja del espectro estarán situadas dichas líneas oscuras; es lo que se conoce como corrimiento al rojo.

Actualmente hay varios equipos que se dedican a tomar los espectros de unos cuantos millones de galaxias. Los resultados que se han obtenido son todavía un

tanto parciales. Según éstos, las galaxias se agrupan en filamentos, dejando burbujas vacías entre ellos, en una estructura parecida a la espuma. Las galaxias estarían en la zona de la película jabonosa, y el espacio vacío serían las burbujas.

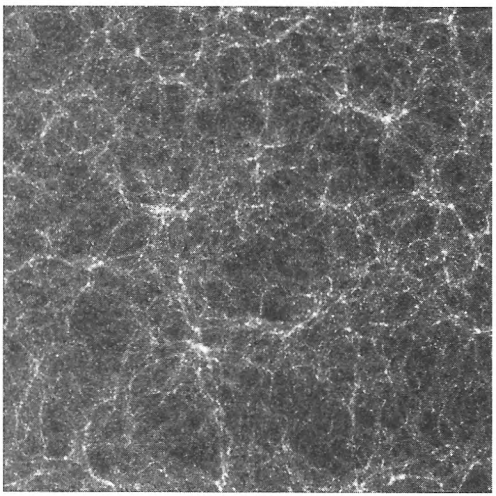


Dos porciones del universo para las que se ha estudiado su estructura a gran escala. Nuestra posición corresponde al vértice central; pero no se trata de una situación especial, sino que responde tan sólo a nuestro punto de vista.

Para elaborar un modelo que simule la estructura del universo es necesario partir de su composición, además de introducir las ecuaciones matemáticas que simulen las fuerzas que van a actuar. Pero esta composición es uno de los grandes escollos que hay que tener en cuenta. Según parece, existe una gran cantidad de materia oscura fría, una materia que no emite luz ni la bloquea, de manera que resulta realmente invisible; sin embargo, sí se puede medir su influencia gravitatoria. También se considera la energía oscura que parece llenar todo el espacio, cuyo efecto antigravitarorio acelera la expansión del universo. La energía oscura y la materia oscura constituyen la mayor parte de la composición del universo, y la materia ordinaria es sólo un 4% del total. Con estas premisas y utilizando el modelo del Big Bang, las simulaciones realizadas se ajustan a las observaciones. Es increíble, pero el universo virtual puede simular una evolución de miles de millones de años y podemos obtener imágenes que, comparadas con la realidad, nos permiten comprender mejor aquello que se está observando.

Ya que las galaxias no están dispersas aleatoriamente, la probabilidad de encontrar una en un cierto volumen viene dada por una densidad promedio y una función de correlación de dos puntos que describe de alguna forma el grado de concentración, ya que la acumulación de galaxias no es independiente de la zona. El

tipo de función que hay que considerar en el modelo estadístico se va modificando para que las simulaciones respondan a los datos de observación. En estos momentos este tipo de simulaciones corresponden a áreas de investigación muy avanzadas y se manejan diferentes modelos.



Detalle de la simulación de la distribución de la materia oscura llevada a cabo por Virgo Consortium. Para llevarla a cabo se han utilizado más de 10.000 partículas.

Estudiando el corrimiento hacia del rojo de los espectros de las galaxias, en 1986 se descubrieron variaciones suficientes para desvelar la existencia de una concentración de masa equivalente a decenas de miles de galaxias situadas a unos 250 millones de años luz en la dirección de las constelaciones de Hydra y Centaurus. Esta anomalía gravitacional se conoce como Gran Atractor. En esta zona existen grandes galaxias antiguas y muchas de ellas están colisionado con las más cercanas, emitiendo grandes cantidades de ondas de radio.

En 1989 se descubrió un conjunto de galaxias, la Gran Muralla, situada a más de 500 millones de años luz de distancia, de 200 millones de años luz de anchura y sólo 15 millones de años luz de profundidad. En 2004 se descubrió un superespacio vacío en la constelación de Eridanus conocido como Lugar Frío del WMAP y que está situado a casi 1.000 millones de años luz. Existen muchos otros ejemplos que confirman la estructura de burbujas del universo.

Todas estas observaciones deben tomarse con mucha precaución. Hay que tener en cuenta que puede haber un buen número de errores y que las cosas no tienen

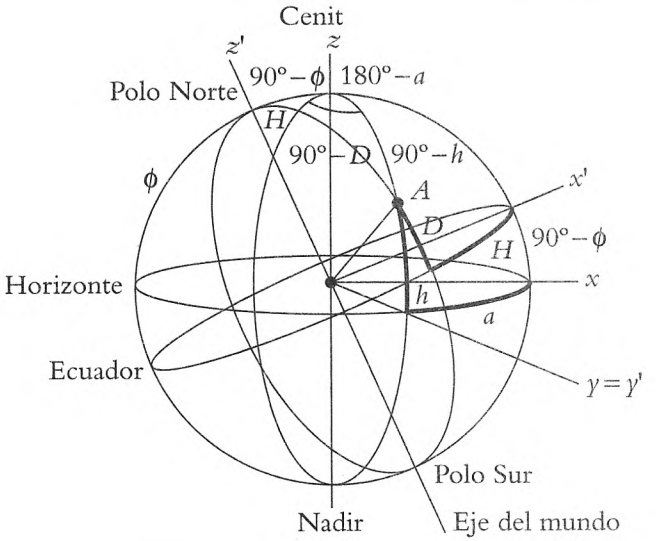
por qué ser realmente como parecen. Las lentes gravitacionales pueden dar como resultado imágenes que parecen tener su posición en un lugar distinto del que vemos. En la actualidad se están obteniendo imágenes de grandes pedazos de cielo para poder conocer mejor la evolución del universo. Realmente se necesitan muestras muy grandes para conseguir resultados positivos, pues de lo contrario podrían tergiversarse. Como ya se ha dicho, hay varios equipos trabajando en ello, y se espera obtener más y más información que permita mejorar los modelos empleados actualmente.

Anexo

Para los que quieran saber más y hacer algunos cálculos

Capítulo 1. Conversión de coordenadas y el triángulo polo-cenit-astro

La conversión entre coordenadas azimutales y ecuatoriales maneja conceptos de trigonometría esférica y, en la actualidad, se lleva a cabo mediante matrices de cambio.



Cambio de coordenadas ecuatoriales/horarias a horizontales.

En la figura, la posición del astro A viene dada por un vector cuyas tres componentes corresponden a la proyección de la posición del astro con respecto al plano del horizonte (plano xy) y el eje cenit-nadir (eje z); así pues, se puede expresar referida a los tres ejes de coordenadas x, y, z. En consecuencia, en coordenadas horizontales, la posición de A se puede escribir como el vector $(r \cdot \cos(h) \cdot \cos(a),\ r \cdot \cos(h) \cdot \text{sen}(a),\ r \cdot \text{sen}(\text{h}))$. Análogamente procedemos para determinar la posición del astro con res-

pecto al ecuador (plano $x'y'$) y el eje de rotación del mundo (eje z'), esto es con respecto a los ejes x', y', z' en coordenadas ecuatoriales, y se tiene, $(r\cdot\cos(D)\cdot\cos(H), r\cdot\cos(D)\cdot\text{sen}(H), r\cdot\text{sen}(D))$. Tal como se ve en la figura anterior, podemos pasar de la referencia x,y,z a la referencia x', y', z', sin más que girar con respecto al eje y, que coincide con y' un ángulo de $90°-\phi$, esto es el complementario de la latitud del lugar, la colatitud. Así, el eje x pasa a ser el x' y, de forma análoga, z pasa a ser z'. La matriz del cambio con respecto al segundo eje (eje $y=y'$) para un ángulo de $90°-\phi$ es:

$$\begin{pmatrix} \cos(90°-\phi) & 0 & \text{sen}(90°-\phi) \\ 0 & 1 & 0 \\ -\text{sen}(90°-\phi) & 0 & \cos(90°-\phi) \end{pmatrix}$$

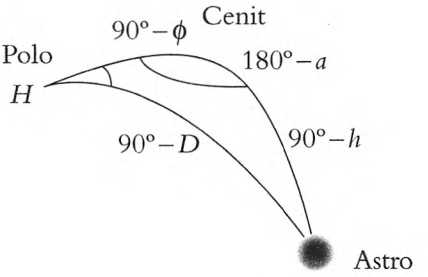
Se tiene entonces:

$$\begin{pmatrix} r\cos D\cos H \\ r\cos D\,\text{sen}\,H \\ r\,\text{sen}\,D \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} \text{sen}\phi & 0 & \cos\phi \\ 0 & 1 & 0 \\ -\cos\phi & 0 & \text{sen}\phi \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} r\cos h\cos a \\ r\cos h\,\text{sen}\,a \\ r\,\text{sen}\,h \end{pmatrix}$$

Por tanto, las fórmulas de cambio son:

$$\cos D\cdot\cos H = \text{sen}\,\phi\cdot\cos h\cdot\cos a + \cos\phi\cdot\text{sen}\,h$$
$$\cos D\cdot\text{sen}\,H = \cos h\cdot\text{sen}\,a$$
$$\text{sen}\,D = -\cos\phi\cdot\cos h\cdot\cos a + \text{sen}\,\phi\cdot\text{sen}\,h.$$

Se obtienen las mismas relaciones usando la matriz del cambio que aplicando las fórmulas de trigonometría esférica de Bessel al denominado «triángulo polo-cenit-astro», reproducido en la imagen de la página siguiente. Durante muchos años los astrónomos han utilizado este triángulo para hacer los cálculos de las posiciones de los astros. Como antes no se contaba con ordenadores ni calculadoras para realizar estos trabajos, se aplicaban logaritmos y se usaban las tablas que daban directamente los valores de los logaritmos de las líneas trigonométricas de los ángulos expresados en grados, minutos y segundos. Este triángulo esférico se utilizaba y se utiliza mucho en astronomía de posición, ya que resume toda la información de la figura de la página anterior. Hay que tener en cuenta que los lados del triángulo son arcos de circunferencia máxima sobre la esfera celeste y, por lo tanto, se miden en grados, aunque existe la tradición de dar el ángulo horario y la ascensión recta en horas, minutos y segundos. Se pasa sencillamente a grados, minutos y segundos sin más que considerar que 360° equivalen a 24 horas, o lo que es lo mismo, que 15° equivalen a 1 hora.



Triángulo polo-cenit-astro.

Capítulo 2. Cálculo de Aristarco acerca del sistema Tierra-Luna-Sol

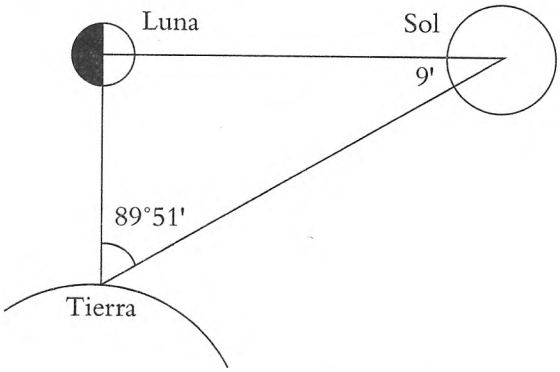
Aristarco (310-230 a.C.) dedujo las relaciones entre las distancias y los radios del sistema Tierra-Luna-Sol. Calculó las razones entre el radio del Sol, el radio de la Luna, la distancia desde la Tierra al Sol y la distancia de la Tierra a la Luna, y determinó todo ello en relación al radio de la Tierra. Desafortunadamente, Aristarco no consiguió establecer el radio de nuestro planeta y no pudo calcular los valores absolutos de todos los radios y distancias. Fue Eratóstenes, algunos años después, quien determinó el radio de la Tierra. Usando la notación actual (y los valores actuales), veamos el proceso matemático diseñado por Aristarco y proponemos al lector que repita la experiencia de realizar las observaciones y rehacer los cálculos para comprobar qué resultados es capaz de obtener.

Relación entre las distancias Tierra-Luna y Tierra-Sol

Aristarco determinó que el ángulo bajo el que se observa desde la Tierra la distancia Sol-Luna cuando ésta se encuentra en el instante del cuarto era de 87°. En la actualidad sabemos que cometió un error, posiblemente debido a que le resultó muy difícil determinar el instante preciso en que la Luna está en cuarto. De hecho, este ángulo es en realidad de 89° 51', pero el proceso empleado por Aristarco es perfectamente correcto. Si llamamos TS a la distancia Tierra-Sol y TL a la distancia Tierra-Luna, siendo $\text{sen}(9') = TL/TS$, tenemos que:

$$TS = \frac{TL}{\text{sen}(9')} = 400\ TL.$$

Aristarco, en realidad, dedujo que $TS = 19\ TL$.



Posición relativa de la Luna en el cuarto.

Relación entre el radio lunar y el solar

La relación entre el radio de la Luna y el del Sol debe ser similar a la fórmula previamente obtenida, porque desde la Tierra se observan ambos diámetros iguales a 0,5°. Por lo tanto, los dos radios verifican:

$$R_S = 400\ R_L.$$

Relación entre la distancia de la Tierra a la Luna y el radio lunar o entre la distancia de la Tierra al Sol y el radio solar

Dado que el diámetro observado de la Luna es de 0,5°, con 720 veces este diámetro es posible cubrir la trayectoria, que se supone circular, de la Luna en torno a la Tierra. La longitud de este recorrido es 2π veces la distancia Tierra-Luna, es decir $2R_L 720 = 2\pi\ TL$. Despejando,

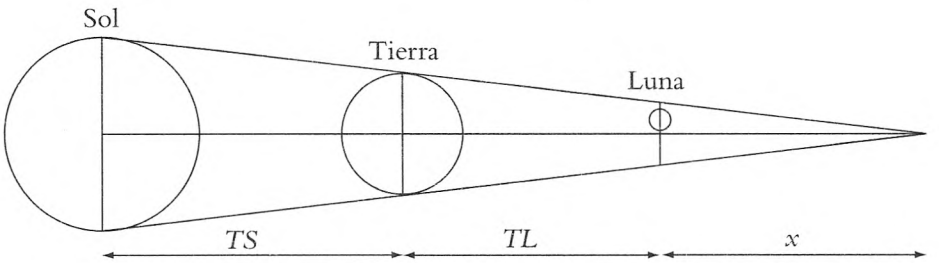
$$TL = \frac{720\ R_L}{\pi},$$

y por un razonamiento similar, suponiendo que la Tierra gira en torno al Sol describiendo una circunferencia de radio TS, se tiene:

$$TS = \frac{720\ R_S}{\pi}.$$

Relación entre las distancias a la Tierra, el radio lunar, el radio solar y el radio terrestre

Durante un eclipse de Luna, Aristarco observó que el tiempo necesario para que el satélite cruzara el cono de sombra terrestre era el doble del necesario para que la superficie de la Luna quedara completamente cubierta por la sombra. Por lo tanto, dedujo que el diámetro del cono de sombra de la Tierra era el doble que el diámetro de la Luna, esto es la relación de ambos diámetros o radios era de 2:1. Realmente se sabe que este valor es de 2,6:1. Sin duda, durante un eclipse de Luna, usando un cronómetro, es posible calcular la relación entre los tiempos siguientes: «el primer y el último contacto del borde de la Luna con el cono de sombra terrestre», es decir, medir el diámetro del cono de sombra de la Tierra, y «el tiempo necesario en cubrir la superficie lunar», y se puede conseguir sin mucha dificultad un valor más o menos próximo a 2,6:1.



Cono de sombra y posiciones relativas del sistema Tierra-Luna-Sol.

Siguiendo la figura, se pueden establecer las siguientes proporciones, donde x es una variable auxiliar cuyo único interés está en facilitar las expresiones:

$$\frac{x}{2{,}6\ R_L} = \frac{x+TL}{R_T} = \frac{x+TL+TS}{R_S}.$$

Introduciendo en este sistema de ecuaciones las relaciones $TS = 400\ TL$ y $R_S = 400\ R_L$, se puede eliminar la variable auxiliar x, y, simplificando, se obtiene:

$$R_L = \frac{401}{1.440} R_T,$$

fórmula que permite expresar todas las dimensiones mencionadas con anterioridad en función del radio de la Tierra. Así:

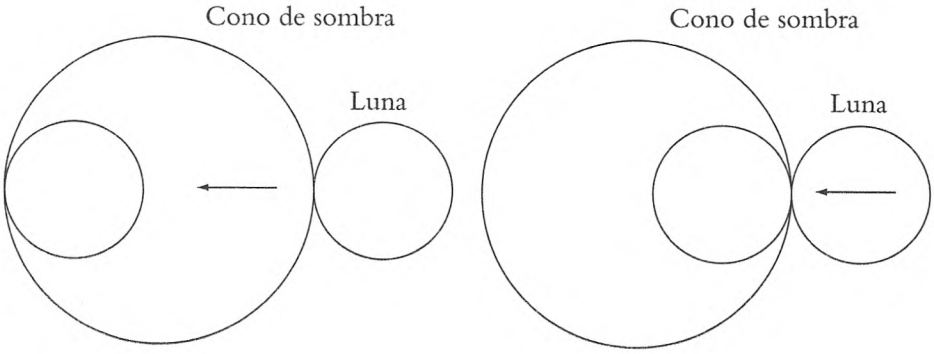
$$R_S = \frac{2.005}{18} R_T;$$

$$TS = \frac{80.200}{\pi} R_T;$$

$$TL = \frac{401}{2\pi} R_T.$$

Tan sólo hay que sustituir el radio de nuestro planeta para obtener todas las distancias y radios del sistema Tierra-Luna-Sol. Aristarco no consiguió obtener dicho valor y, por tanto, consiguió un conjunto de razones sin llegar a calcular de forma explícita ninguna de las distancias o radios mencionados. En la actualidad el radio terreste ecuatorial es bien conocido: es de 6.645 km, valor que, sustituido en las expresiones anteriores, nos permite obtener los resultados siguientes: $R_L = 1.850$ km (valor real, 1.738 km); distancia $TL = 424.000$ km (valor real, 384.000 km), $R_S = 740.000$ km (valor real, 696.000 km) y distancia $TS = 169.600.000$ km (valor real, 149.680.000 km).

El objetivo más importante de este desarrollo no son los resultados obtenidos, sino comprender la forma tan ingeniosa con la que Aristarco consiguió resultados espectaculares con tan pocos medios.



El primer y el último contacto del borde de la Luna con el cono de sombra terrestre permiten medir el diámetro del cono (izquierda). El tiempo necesario para cubrir la superficie lunar sirve para medir el diámetro de la Luna (derecha).

Capítulo 2. Determinación de la masa de la estrella central de un sistema extrasolar

Si se considera el movimiento de los exoplanetas alrededor de la estrella central en una órbita circular de radio a, se puede formular igualando las fuerzas que actúan:

$$\frac{m\,v^2}{a} = \frac{G\,M_E\,m}{a^2}.$$

Simplificando, la velocidad v verifica:

$$v^2 = \frac{G\,M_E}{a}.$$

El periodo P para un movimiento circular es de:

$$P = \frac{2\pi a}{v},$$

donde al sustituir el valor de la velocidad v anterior, se deduce que:

$$P^2 = \frac{4\pi^2 a^3}{G\,M_E}.$$

Y para cada exoplaneta se despeja la constante que aparece en la tercera ley de Kepler:

$$\frac{a^3}{P^2} = \frac{G\,M_E}{4\,\pi^2}.$$

Escribiendo la relación anterior para la Tierra, que gira en torno al Sol con periodo $P=1$ año y radio de la órbita, que se supone circular, $a=1$ ua, se deduce la siguiente ecuación:

$$1 = \frac{G\,M_S}{4\,\pi^2}.$$

Si se dividen las dos últimas igualdades, y usando la masa del Sol como unidad, $M_S=1$, se obtiene:

$$\frac{a^3}{P^2} = M_E,$$

donde sabemos que a es el radio de la órbita (en ua); P, el periodo de revolución (en años), y podemos determinar la masa de la estrella central, M_E (en unidades de masas solares).

La masa de la estrella central M_E de un sistema de exoplanetas (en masas solares) se pueden obtener con la expresión:

$$M_E = 0{,}0395 \cdot 10^{-18} \frac{a^3}{P^2},$$

donde a es el radio de la órbita del exoplaneta (en km) y P es el periodo de revolución del satélite (en días). En particular, la masa de las estrellas de Ups And y Gl 581 en masas solares se puede calcular y se corresponde con los valores que figuran en la tabla de la página 60.

Capítulo 3. Cálculo simplificado de la distancia Tierra-Sol usando el tránsito de Venus de 1769

Aun a riesgo de perder precisión, se ha intentado simplificar el desarrollo matemático para ofrecer una propuesta fácilmente inteligible para los no especialistas en mecánica celeste del método basado en las propuestas de Halley y Delile. Las hipótesis adoptadas han sido sólo dos: suponer que las órbitas de Venus y de la Tierra son circunferencias centradas en el Sol y que las posiciones de Venus, del centro del Sol y de los observadores terrestres son coplanarias. Así pues, partiremos de esas hipótesis y utilizaremos los datos conseguidos en el tránsito del 3 de junio de 1769 para observadores muy alejados, pero situados sobre el mismo meridiano; en particular se consideran las observaciones obtenidas en Vardø (península Escandinava) y Papeete (Tahití) por ser dos de los lugares más alejados de los que se dispone de datos. Usando algunos de los valores de observación de los determinados en el tránsito procederemos a calcular la distancia Tierra-Sol.

Ambas expediciones fueron organizadas por científicos ingleses. Una de ellas se dirigió a los Mares de Sur para observar el tránsito en Tahití, islas descubiertas dos años antes. Estas observaciones fueron realizadas por Charles Green y un lugarteniente llamado James Cook, desconocido por aquel entonces, pero que se hizo muy famoso por sus expediciones y aventuras. El otro equipo estaba formado por el director del Observatorio de Viena, el padre Maximilian Hell junto con el astrónomo danés C. Horrebow y el joven botánico D. Borgrewing, que se dirigieron a Vardø, en el extremo noroeste de Noruega, donde pudieron observar el tránsito gracias al cono-

cido fenómeno del Sol de medianoche. Esta circunstancia permite disponer de datos de observadores situados sobre el mismo meridiano en posiciones muy alejadas.

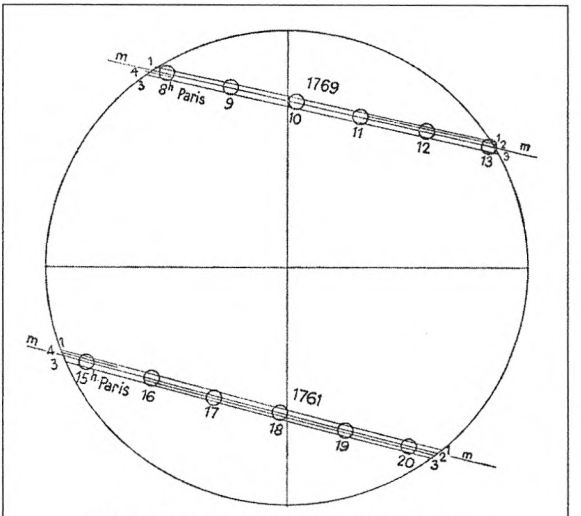
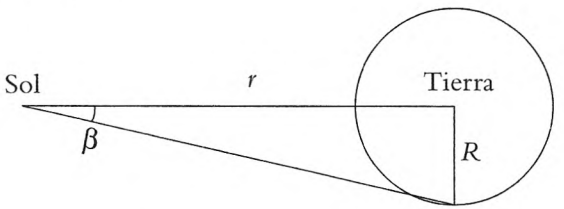


Fig. 29. Transit of Venus across the solar disc
m = track of the planet by its central point
1761: 1. Rodrigues 2. Paris 3. Tobolsk 4. Tahiti
1769: 1. Tahiti 2. Batavia 3. Vardö 4. Paris

Datos de la observación del tránsito del 3 de junio de 1769 publicados en A Hystory of Astronomy *de A. Pannekoek.*

Como se ha explicado con anterioridad, la paralaje es utilizada para medir distancias usando ángulos y una distancia de referencia. Al observar el paso de Venus por delante del disco solar se pueden obtener las paralajes de Venus y del Sol, y calcular la distancia de la Tierra al Sol. Para ello lo más sencillo es observar el tránsito desde dos lugares lo suficientemente alejados de la superficie terrestre y, tomando los tiempos de tránsito de ambos, se deducen las mencionadas paralajes y, finalmente, la distancia Tierra-Sol.



β es la paralaje solar, el ángulo bajo el cual se ve el radio de la Tierra desde el Sol.

La paralaje del Sol es el ángulo β que se muestra en la figura anterior. Aplicando la definición de tangente,

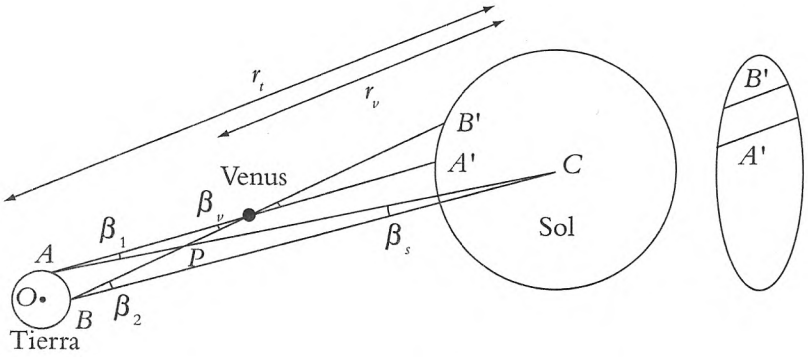
$$\tan\beta = \frac{R}{r},$$

pero como el ángulo es muy pequeño, la tangente puede ser aproximada por el propio ángulo en radianes. Despejando, la distancia Tierra-Sol, r, verifica que:

$$r = \frac{R}{\beta}.$$

Para observar esta paralaje deberíamos estar situados en el Sol, lo que evidentemente es imposible y, por supuesto, en las observaciones que se realizan del tránsito de Venus no se da esa circunstancia. Los observadores estarán situados en diferentes puntos de la superficie terrestre y estarán mirando el Sol desde la Tierra. En la experiencia que se ha propuesto con anterioridad, la situación de cada uno de los observadores será más análoga a la de cada uno de nuestros dos ojos. Este fenómeno fue exactamente el percibido por los dos observadores del tránsito de 1679 en Tahití y en Vardø.

Se consideran pues, dos observadores situados en lugares A y B del mismo meridiano terrestre (para simplificar la geometría del problema), pero con distintas latitudes. Venus se ve como un punto (o pequeño círculo) sobre el disco solar en dos posiciones diferentes, A' y B', debido a que las visuales desde A y B hacia Venus no son idénticas. Si comparamos las dos observaciones conjuntamente (figura siguiente) es posible medir el desplazamiento: la distancia $A'B'$ corresponde a la distancia entre las dos posiciones de Venus observadas simultáneamente desde A y B.



El problema geométrico del tránsito de Venus.

Si se observa el movimiento de Venus durante el tránsito completo, se puede dibujar la línea de sus posiciones durante todo el tiempo. Si observamos desde los puntos A y B se obtienen dos líneas paralelas, una para cada lugar. La distancia entre ambas es el desplazamiento de la paralaje $\Delta\beta$, que en cada instante corresponde a la distancia $A'B'$. Para simplificar el desarrollo matemático consideramos coplanarios los centros de la Tierra O, Venus V y el Sol C, y tomamos las observaciones desde dos lugares A y B de la superficie terrestre sobre este mismo plano. Los triángulos APV y BPC tienen los mismos ángulos externos en P; en consecuencia, como la suma de los ángulos de un triángulo debe ser 180°, se cumple que:

$$\beta_V + \beta_1 = \beta_S + \beta_2.$$

Introduciendo el ángulo $\Delta\beta$, que mide la distancia entre las diferentes posiciones de la trayectoria de Venus sobre el diámetro solar («en cada instante» equivale a $A'B'$), y reordenando, tenemos:

$$\Delta\beta = \beta_2 - \beta_1 = \beta_V - \beta_S = \beta_S\left(\frac{\beta_V}{\beta_S} - 1\right).$$

Por la definición, la paralaje de Venus es:

$$\beta_V = \frac{AB}{r_t - r_v},$$

y la paralaje solar es

$$\beta_S = \frac{AB}{r_t},$$

sustituidas en la ecuación anterior dan lugar a:

$$\Delta\beta = \beta_S\left(\frac{r_v}{r_t - r_v}\right).$$

En particular, la paralaje solar β_S queda de la forma:

$$\beta_S = \Delta\beta\left(\frac{r_t}{r_v} - 1\right),$$

donde $\Delta\beta$ es la distancia entre las dos líneas de la trayectoria de Venus vista desde los distintos puntos de observación, y el cociente r_t/r_v se puede obtener consideran-

do la tercera ley de Kepler. Así el cubo del mencionado cociente debe ser proporcional al cuadrado del cociente de los periodos de revolución. Como el periodo de revolución de Venus y de la Tierra son conocidos, 224,7 y 365,25 días, respectivamente, la paralaje solar β_S verifica que:

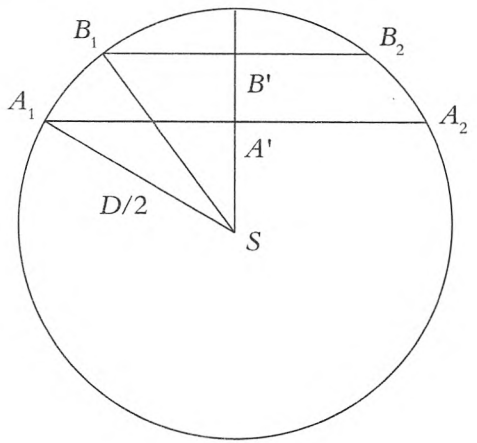
$$\beta_S = 0{,}38248\ \Delta\beta.$$

$\Delta\beta$ se consigue a partir de los datos de observación desde sendos lugares A y B del mismo meridiano. En este caso usaremos el dibujo realizado en el siglo XVIII de la trayectoria de Venus desde las diferentes localizaciones, todas sobre el mismo meridiano, cuando la sombra del planeta cruzó el disco solar. $\Delta\beta$ se puede determinar de diferentes formas:

1. Lo más sencillo es por medida directa sobre la imagen superior de la pág. 159: basta con considerar una proporción entre el diámetro D del Sol en la mencionada imagen y el diámetro angular del Sol, bien conocido, de 30 minutos de arco expresado en radianes:

$$\Delta\beta = \frac{\pi A'B'}{360D}.$$

2. También se puede determinar midiendo las cuerdas en la imagen. De esta forma se gana precisión, porque es siempre más sencillo medir las longitudes de las cuerdas A_1A_2 y B_1B_2 que la distancia entre estas cuerdas $A'B'$.



La figura permite relacionar las longitudes de las cuerdas A_1A_2 *y* B_1B_2 *con la distancia entre ellas* A'B'.

Usando el teorema de Pitágoras en los triángulos $SB'B_1$ y $SA'A_1$ se deduce, que

$$\Delta\beta = A'B' = B'S - A'S = \frac{1}{2}((D^2 - (B_1B_2)^2)^{\frac{1}{2}} - (D^2 - (A_1A_2)^2)^{\frac{1}{2}}).$$

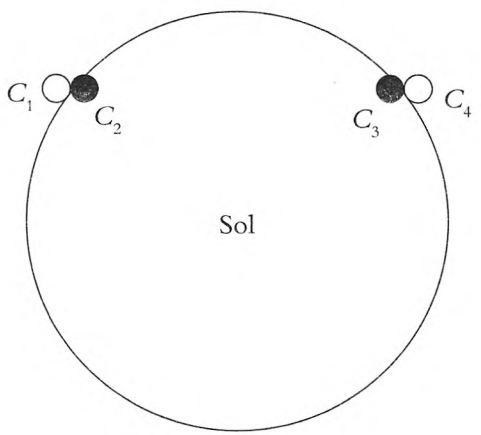
3. Cabe usar tiempos en lugar de distancias. Basta considerar la proporción entre

$$\frac{A_1A_2}{t_A} = \frac{B_1B_2}{t_B} = \frac{D}{t_o},$$

donde t_A y t_B son las duraciones de los tiempos de los tránsitos A_1A_2 y B_1B_2, e introduciendo t_0 como la hipotética duración del tránsito a lo largo de un diámetro del disco solar, y representando mediante t' el tiempo correspondiente a $\Delta\beta$, se puede establecer la relación:

$$\frac{t'}{t_0} = \frac{1}{2}\left(\left(1 - \left(\frac{t_B}{t_0}\right)^2\right)^{\frac{1}{2}} - \left(1 - \left(\frac{t_A}{t_0}\right)^2\right)^{\frac{1}{2}}\right).$$

Hay que ser cuidadoso al usar los tiempos de observación. Como muestra la figura siguiente, cabe destacar que hay tiempos externos (C_1 y C_4) e internos (C_2 y C_3) de observación del contacto de Venus con el borde solar. Los contactos internos están siempre mejor determinados, aunque el efecto de la gota negra introduce distorsiones. Por este motivo, a la hora de utilizar los valores numéricos se consideraron sólo éstos.



Los tiempos más precisos son los de los contactos interiores C_2 y C_3. Por ese motivo son los considerados en los cálculos.

Usando los datos de observación del tránsito de 1769 para Vardø y Papeete se deducen los siguientes valores, considerando los métodos mencionados y que la distancia AB es de 11.425 km en línea recta:

Método usado	$\Delta\beta$	*Distancia Tierra-Sol* (en 10^6 km)
Directo	0,00019	157
Cuerdas	0,00020	149
Tiempos	0,00027	144

Resultados obtenidos de la distancia Tierra-Sol, unidad astronómica de distancia, según los tres métodos descritos.

Se puede observar que los resultados conseguidos son razonables si se tienen en cuenta los métodos empleados. Actualmente La distancia Tierra-Sol se toma como $149{,}6 \cdot 10^6$ km, definición de unidad astronómica de distancia. Hay que mencionar que el segundo resultado obtenido usando el método de las cuerdas introduce menos errores de medición que el método inicial porque se consigue más precisión midiendo las cuerdas que si se mide $\Delta\beta$ de forma directa. El método final, en que se han considerado los tiempos, tiene interés porque permite establecer una analogía más clara con los métodos actualmente utilizados de lectura de tiempos, pero introduce más errores al tener que hacer una hipótesis suplementaria al suponer la velocidad del movimiento de Venus constante sobre la superficie solar durante todo el tránsito.

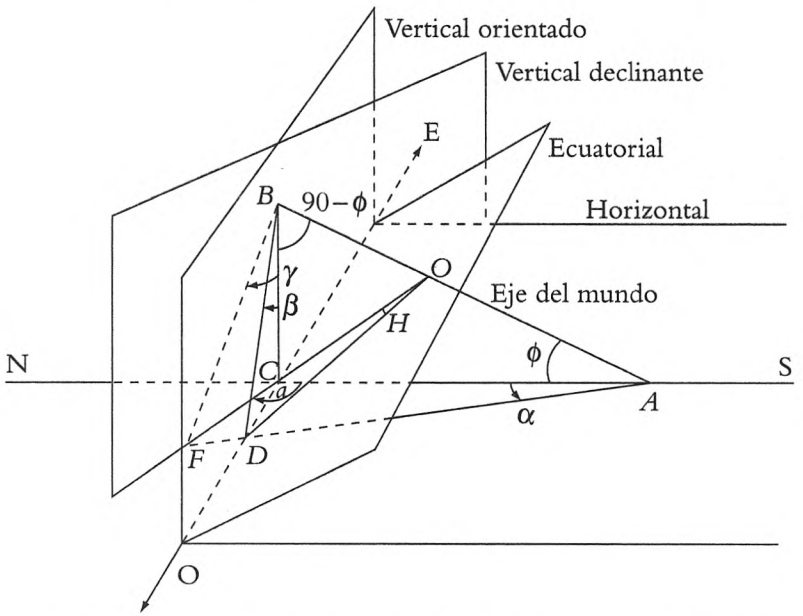
El valor de la distancia Tierra-Sol que se determinó en el siglo XVIII estaba comprendido entre 145 y 155 millones de km (según los observadores). Lo cierto es que este resultado se mejoró en los tránsitos del siglo XIX, pero se calculó de forma más exacta con el uso del radar en el año 2000. Actualmente se considera que es de $149{,}597870691 \cdot 10^6$ km.

Capítulo 4. Determinación de las líneas horarias de un reloj de sol vertical declinante

Los relojes de sol por lo general aparecen en la pared de algún edificio. Son relojes verticales, pero salvo en el caso de que la pared esté orientada en dirección Este-Oeste, suelen estar orientados hacia el horizonte en que se mueve el sol a lo largo del día, y esto no tiene por qué coincidir exactamente con la dirección Este-Oeste,

sino que normalmente formará un cierto ángulo con esa dirección. Para poder trazar las líneas horarias de un reloj vertical no orientado, los llamados declinantes, es necesario conocer el ángulo de orientación de la pared. Más adelante se explica cómo se puede determinar ese ángulo *a*, azimut de la pared. Supongamos ahora que este ángulo *a* es conocido.

Las líneas horarias se deducen como en los relojes anteriores proyectando las del reloj ecuatorial, horizontal y vertical orientado sobre el plano del vertical declinante usando diversos triángulos, como se indica en la figura. Es bueno recordar que las 12 horas de cualquier reloj vertical coinciden con la dirección de la plomada si la situamos en el extremo de contacto del estilete. Para el plano vertical declinante, el estilete está, como siempre, en la dirección del eje de rotación terrestre o eje del mundo.



Proyectando las líneas horarias del reloj ecuatorial sobre el plano vertical declinante se deduce que la cotan γ = *sen* a *cotan* H *sec* ϕ−*cos* a *tan* ϕ, *donde* H *puede ser 15 ° y entonces* γ *nos da el ángulo para la línea de las 11 y de las 13 horas, o bien* H *puede ser 30° y entonces* γ *nos da la línea de las 10 y las 14, y así sucesivamente hasta las 6 y las 18.*

Aplicando el teorema de los senos en el triángulo CFA se deduce:

$$\frac{CF}{\operatorname{sen}\alpha} = \frac{AC}{\operatorname{sen}(180-(a-\alpha))},$$

siendo $\operatorname{sen}(180-(a-\alpha))=\operatorname{sen}(a-\alpha)$, teniendo en cuenta que a tiene el sentido de giro contrario a α, y usando $\operatorname{sen}(a-\alpha)=\operatorname{sen} a\cos\alpha-\cos a\operatorname{sen}\alpha$, se deduce que:

$$\frac{AC}{CF}=\frac{\operatorname{sen}a\cos\alpha-\cos a\ \operatorname{sen}\alpha}{\operatorname{sen}\alpha}.$$

Pero en el triángulo ABC, determinado por el eje del mundo, se deduce que $\tan\phi=BC/AC$ y en el triángulo BFC del plano del reloj vertical declinante se obtiene $\tan\gamma=CF/BC$, y simplificando, $\tan\gamma\tan\phi=CF/AC$, donde sustituyendo se deduce la ecuación:

$$\frac{1}{\tan\gamma\tan\phi}=\frac{\operatorname{sen}a\cos\alpha-\cos a\ \operatorname{sen}\alpha}{\operatorname{sen}\alpha}.$$

Como en el reloj horizontal se ha concluido antes, $\tan\alpha=\tan H\operatorname{sen}\phi$ se puede obtener:

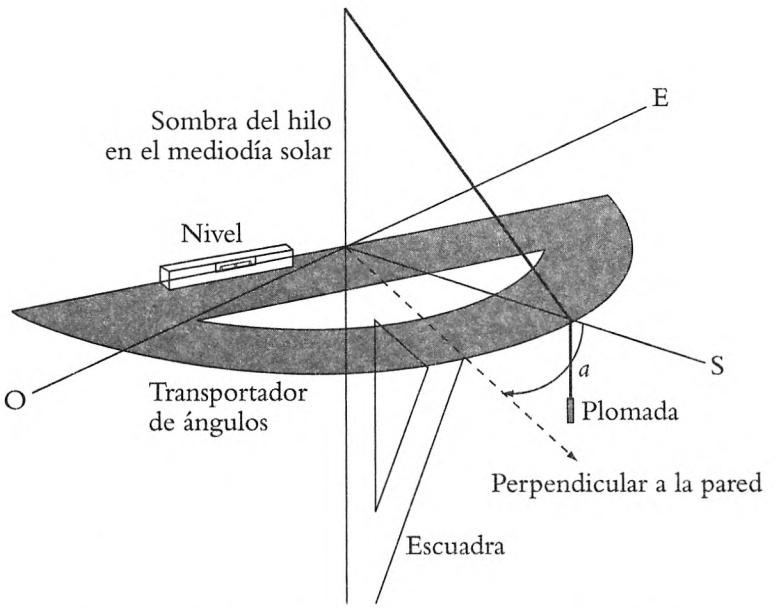
$$\frac{1}{\tan\gamma\tan\phi}=\frac{\operatorname{sen}a}{\tan H\ \operatorname{sen}\phi}-\cos a,$$

donde multiplicando por $\tan\phi$ se deduce la fórmula que da las líneas horarias del reloj vertical declinante:

$$\operatorname{cotan}\gamma=\operatorname{sen}a\ \operatorname{cotan}H\sec\phi-\cos a\ \tan\phi,$$

siendo γ el ángulo entre la línea de las 12 y otra línea horaria, y $H=15°, 30°, 45°\ldots$, respectivamente, según la figura anterior.

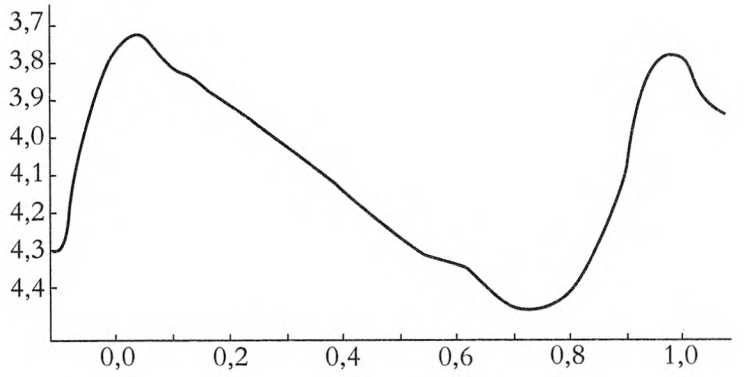
Para determinar el azimut de la pared hay que clavar un clavo en ella, atar un cordel con una plomada en el otro extremo y usar un nivel de burbuja, una escuadra y un semicírculo graduado y situarlos de manera que el semicírculo se apoye en la pared tal como se aprecia en la figura de la página siguiente.Hay que tomar la medida en el instante del mediodía solar en el lugar donde está situada la pared. El azimut a de la pared es el ángulo desde la dirección del Sur hasta la dirección de la perpendicular a la pared. Hay que recordar que cuando el sol pasa por el meridiano del lugar (dirección Norte-Sur), la sombra del cordel debe ser perfectamente vertical.



Determinación del ángulo de azimut a de una pared declinante.

Capítulo 5. Determinación de la curva de luz de una estrella variable

Para dibujar la curva de luz de una estrella variable se necesitan muchas observaciones. Cada punto sobre la curva de luz tiene dos componentes (p, m), donde p es la fase, y m, la magnitud aparente.



Curva de luz de δ-Cephei.

En cada observación hay que asignar la magnitud aparente comparando la estrella variable con dos estrellas de referencia, A y B; es el llamado método de Argelander y consiste en interpolar los valores de magnitud observados con los de referencia. Evidentemente, es necesario que las estrellas de referencia no sean variables, que sus magnitudes sean bien conocidas y es bueno que tengan un color similar al de la estrella variable. Sus magnitudes aparentes son m_A y m_B, con $m_A > m_B$, y denotamos $Aa\ v\ bB$, donde $a, b = 1, 2, 3, 4$ o 5, de acuerdo con las siguientes normas:

- $A1$: Tenemos algunas dudas acerca del brillo de A y de la estrella variable (casi iguales).
- $A2$: Con algunas dudas pero al final notamos que A es más brillante que la variable.
- $A3$: Ambas son comparables, pero enseguida vemos que A es más brillante.
- $A4$: Desde el principio notamos que A es más brillante.
- $A5$: La estrella A es, sin duda, más brillante.
- $1B$: Tenemos algunas dudas acerca del brillo de B y la estrella variable (casi iguales).
- $2B$: Con algunas dudas, pero al final notamos que B es menos brillante que la variable.
- $3B$: Ambas son comparables, pero enseguida vemos que B es menos brillante.
- $4B$: Desde el principio notamos que B es menos brillante.
- $5B$: La estrella B es, sin duda, menos brillante.

Con estas normas se puede determinar a y b para cada observación, y así calcular la magnitud aparente de la estrella variable con la fórmula:

$$m = m_A - (m_A - m_B)\frac{a}{(a+b)} \quad \text{o} \quad m = m_B - (m_A - m_B)\frac{b}{(a+b)},$$

y así se tiene la magnitud, la primera componente del punto (m, p) de la curva de luz.

Para conseguir la segunda componente es necesario calcular la fase p de la estrella variable en el instante de la observación. Se determina a partir del día, hora y minuto de la observación, expresado en días julianos D. La efeméride E que nos da el instante de un máximo de la estrella estudiada también se da en días julianos. Precisamos conocer asimismo el periodo P que corresponde a las variaciones de brillo de la estrella. Si calculamos

$$\frac{(D-E)}{P},$$

tenemos un número decimal. La «parte entera» de la fórmula nos indica el número de máximos que han tenido lugar desde la efeméride E hasta la observación D, resultado que no es útil para dibujar la curva de luz. Lo que se necesita es la «parte decimal», esto es la fase de la estrella variable en el instante de la observación:

$$p = \text{parte decimal de} \left(\frac{D-E}{P} \right).$$

El día juliano es el día correspondiente a cualquier fecha, pero contado de forma continua. Debido a las muchas reformas sufridas por el calendario y otras situaciones, como la no existencia del año cero o la existencia de los años bisiestos, no era sencillo contar el número de días que habían transcurrido entre dos eventos. Por ejemplo, el papa Gregorio XIII suprimió 10 días: al 4 de octubre de 1582 le siguió el 15 de octubre del mismo año. Como se puede observar, contar grandes lapsos de tiempo, podía ser muy complejo. Así pues, en 1582, José Scaliger estableció una relación continua de días, comenzando en el 1 de enero del año 4713 a.C. a las 12 del mediodía (en aquella época el día empezaba al mediodía, cuando el Sol pasaba por el meridiano del lugar, y no como es costumbre ahora, que el día comienza a medianoche) y fue contando los días solares correlativamente; este número se llama día juliano. Por ejemplo, el día 1 de enero de 2010 al mediodía es el día juliano 2.455.198.

Bibliografía

BROMAN, L., ESTALELLA, R., ROS, R.M., *Experimentos de Astronomía*, México D.F., Ed. Alhambra, 1997.

FIERRO, J., *Cómo acercarse a la astronomía*, México D.F., Ed. Limusa, 1997.

—: *Los mundos cercanos*, México D. F., Mc Graw Hill, 1997.

FIERRO, J., ROS, R.M., *De planetas, estrellas y universos*, Barcelona, Ed. Antares, 2009.

GALADÍ, D., *Astronomía general: teoría y práctica*, Barcelona, Omega, 2001.

IBÁÑEZ, R. et al., *Divulgar las matemáticas*, Madrid, Ed. Nivola, 2005.

MORENO, M., José, J., *De King Kong a Einstein*, Barcelona, UPC, Col. Politext, 1999.

MORENO, R. *Experimentos para todas las edades*, Madrid, Ed. Rialp, 2008.

—: *Historia breve del Universo*, Madrid, Ed. Rialp, 1998.

PASACHOFF, J., *Astronomy: From the Earth to the Universe*, Belmont, Brooks/Cole Publishing, 2002.

PUIG, Ll., ROS, R.M., *El robí robat*, Vic, Eumo Ed., 2006.

ROS, R.M., *Las gafas del Universo*, Barcelona, Antares Ed., 2008.

—: «Astronomy and Mathematics», *Teaching and Learning Astronomy*, Cambridge University Press, 2005.

—: «The Transit of Venus: an Opportunity to Promote Astronomy», *Teaching and Communicating Astronomy*, Granada, EDP Sciences, 2005.

ROS, R.M., VIÑUALES, E., *Movimientos astronómicos*, Zaragoza, Mira Ed., 2003.

SAGAN, C., *Cosmos*, Barcelona, RBA Editores, 1980.

Índice analítico

afelio 57, 58
altura 14-17, 24, 73, 75, 103, 109, 110, 112, 119, 120, 123
analema 98-99, 117, 118
año luz 28
ángulo
  de Euler 57, 58
  horario 16, 152
ascensión recta 16-17, 25, 152
asteroide 29, 30, 53, 56 (*véase también* cinturón de asteroides)
azimut 14-15, 16, 24, 25, 151, 165

Big Bang 135, 146, 147

cenit 15, 27, 151-152, 153
cinturón
  de asteroides 30, 53
  de Kuiper 53, 54
  de Orión 119
coordenadas 11, 12, 14, 16, 17, 19, 24, 92, 93, 100, 128, 151
  ecuatoriales 17, 151, 152
  horizontales 15, 151
cúmulo de galaxias 77, 79, 135, 144, 145

declinación 16-17, 104, 109, 112, 114-116, 119-120
deferente 36-39
disco
  galáctico 134, 135, 140, 144
  solar 83, 84, 86, 90, 159, 160, 162, 163

eclipse 7-9, 65, 69
  anular 69, 72, 75
  de Luna 65-68, 70-72, 123, 155
  de Sol 65, 67-72, 74, 83
  parcial 68, 69, 72-74
  total 65, 69, 72-74
eclíptica 17, 26, 52, 54, 58, 68, 84, 87, 88, 109
ecuación de tiempo 98-99, 101-102, 117-118, 125
ecuador 11-12, 14, 16-18, 104, 109, 112-116, 120, 121, 125, 151, 152
ecuante 38, 41
elipse 50, 57, 58, 69, 74, 112
epiciclo 36-42
esfera celeste 11, 14-17, 24, 35, 37, 41, 103, 115, 145, 152
estilete 101-104, 107, 108, 111-117, 165
Estrella Polar 16, 75, 102, 103, 119
estrellas variables 142, 143, 166-169
evolución estelar 129-139
excentricidad 57, 58, 69, 112
extrasolar 59, 60, 62, 94-95, 143, 157-158

galaxia 8, 18, 26, 35, 52, 77-79, 82, 131, 134-148
geocentrismo 35-36, 42-43, 46
Grupo Local 144-145

halo galáctico 134, 135, 145
heliocentrismo 35, 39, 42, 43, 46

hipérbola 115-116
horizonte 14-16, 73, 89, 98, 103, 104, 109-112, 115, 116, 119, 123

inclinación 40, 53, 54, 57, 58, 68, 75, 109, 112

Júpiter 28, 29, 30, 33, 35, 37, 40, 42, 43, 45, 49, 53, 55, 56, 59-62, 76, 94, 95, 123-125, 143

latitud 12-14, 16, 75, 89, 101, 103, 104, 107, 110, 115, 119-121, 152, 160
lentes gravitacionales 77-81, 83, 149
ley de Titius-Bode 28-30
leyes de Kepler 48-51, 56, 62, 85, 89, 98, 157, 162
líneas zodiacales 109, 112-116
longitud 12-16, 57, 58, 70, 75, 76, 90, 91, 100-103, 115, 117-127, 154
Luna 21, 30, 35, 37, 39, 40-47, 56, 65-76, 81, 83, 123-127, 137, 138, 153-156

magnitud 28, 35, 137-139, 142, 167, 168
Marte 29, 30, 35-38, 40, 42, 43, 48, 49, 53, 55, 63
Mercurio 29, 35, 37-43, 46, 49, 53, 55, 61, 652, 83-86, 94
meridiano 12-16, 99-100, 103, 119-126, 158-160, 162, 166, 169
montura
  azimutal 24-25
  ecuatorial 24-25

nadir 15, 151
Neptuno 30-33, 51-55, 59, 61
nodo 58, 68, 84, 87, 88, 95
  ascendente 57, 88
  descendente 58, 88
Nube de Magallanes 82, 83, 135, 136, 144
Nube de Oort 53
núcleo galáctico 134, 135, 140

órbita 27, 30, 31, 38, 42, 43, 47, 50-63, 68, 69, 75, 76, 84-88, 94, 95, 112, 113, 124, 128, 135, 143, 157, 158

paralaje 20-23, 26, 27, 35, 41-44, 86, 91-94, 159-162
parábola 58
pársec 26, 28, 52, 81, 138, 146
péndulo de Foucault 17-19, 44
penumbra 69-71
perihelio 57-58, 86
planetesimales 52, 59
Plutón 40, 42-55
población estelar 134-135
protoplanetas 59, 133
punto Aries 16, 58, 113-115

quásar 76, 78-80

reloj de sol
  ecuatorial 102, 104-106, 115, 165
  horizontal 102, 106, 107, 110-112, 115, 116, 165, 166
  vertical declinante 113, 164-167
  vertical orientado 105, 107-108, 110-111, 165

rotación 8, 11, 16, 17, 24, 25, 35, 40, 44, 45, 62, 102-104, 109, 110, 112, 114-116, 120, 126, 132, 137, 152, 165

sistema GPS 128
sólidos platónicos 49
supernova 82, 83, 129, 131, 132, 135, 139, 142

Telescopio VLT 24
Telescopio Espacial Hubble 8, 27, 61, 82, 138-141, 143
tiempo
  solar 97, 98, 119, 126
  sidéreo 126
tránsito
  de Mercurio 83-94
  de planetas extrasolares 94-95
  de Venus 83-94, 95, 158
traslación 40, 68, 87, 95, 109, 112, 126
triángulo polo-cenit-astro 27, 151-153
trigonometría esférica 151, 152

umbra 69-71
Unión Astronómica Internacional 47, 52, 54
Urano 29, 31-33, 53, 55, 59

Venus 35, 37-43, 46-47, 49, 50, 53, 55, 62, 63, 65, 83-90, 92, 94, 95, 158-164
Vía Láctea 52, 82, 130, 134, 135, 140, 144-145

La música de las esferas

Astronomía y matemáticas

Las matemáticas y la astronomía iniciaron su viaje conjunto hace miles de años. Babilonios, griegos e hindús se cuentan entre las civilizaciones que con más pasión se dedicaron a identificar pautas en la danza de estrellas y planetas. Desde esos primeros días, a medio camino entre la magia y una ciencia incipiente, las matemáticas han constituido el vehículo que ha permitido al intelecto viajar hasta los confines del universo.