
Astronomía

Las distancias astronómicas y cómo se determinan

BERNHARD H. DAWSON

NACIO EN LOS E.E. U.U. en 1890. Cursó estudios en Michigan. En 1912, siendo estudiante, vino al Observatorio de La Plata —dependiente de la Universidad— como ayudante de astrónomo. En 1914 regresó a Michigan y terminó la licenciatura en 1916. Reintegrado al observatorio platense, fue en él profesor y jefe de departamento. Doctorado en ciencias astronómicas en la Universidad de Michigan en 1933. Jubilado en 1946, volvió a la docencia en la Universidad de Cuyo en 1948. A fines de 1955 fue designado interventor del Observatorio de La Plata, donde hoy es profesor de astronomía esférica y jefe de departamento. Ha hecho investigaciones sobre estrellas dobles, estrellas variables y ocultaciones de estrellas por la luna. En 1942 descubrió la estrella "Nova Puppis". Presidente de la Asociación Astronómica Argentina y de la Asoc. Argentina "Amigos de la Astronomía".

POCO probable es que los astrónomos de la antigüedad se hayan preocupado por determinar las distancias de los astros, ni sus cosmogonías en expresarlas, si bien había la creencia intuitiva y cualitativamente correcta de que la Luna está más cerca de la Tierra que cualquier otro astro; que el Sol, Mercurio y Venus están a menor distancia que los planetas Marte, Júpiter y Saturno, y que las estrellas se hallan más lejos que cualquiera de los planetas. En cuanto que yo sepa, el sistema cosmogónico de Ptolomeo en su *Almagest*, no pretendía expresar numéricamente las dimensiones de las esferas cristalinas, imaginadas para llevar los astros en sus cursos; solamente las consideraba grandes en comparación con la Tierra. Por otra parte, es claro que tiene que haber habido ya algún conocimiento de las distancias planetarias antes de que Kepler enunciara sus leyes, pues la tercera de ellas habla explícitamente de distancias; pero no trato de investigar en este trabajo la historia de aquellas

primeras determinaciones, sino exponer en forma ordenada y sencilla los métodos de las determinaciones modernas de distancia, con sus fundamentos matemático y observacional, las dificultades que presentan y algunos de sus resultados.

En toda determinación astronómica de distancia nos hallamos frente a la dificultad de que es imposible ocupar el otro extremo del segmento de recta que queremos medir. El agrimensor o el topógrafo, llegando en el curso de una travesía a un río más ancho que la longitud de su cinta de medir, resuelve el problema por triangulación. Esto consiste en jalonar primero un punto C en la continuación de la travesía AB (Fig. 1) y elegir otro punto D , accesible desde B y visible desde C , midiendo luego la distancia BD y los ángulos CBD y BDC . Con estos datos es posible resolver completamente el triángulo y así saber la distancia BC . Si los lados del triángulo no son muy desiguales, la exactitud de este método es completamente igual a la medición directa, y puede resultar mucho más expeditiva, aun cuando sería posible efectuar una travesía directa. Pero en los casos astronómicos, el lado conocido del triángulo es pequeñísimo en comparación con la distancia a determinar. El principio queda igual, pero las condiciones del problema se asemejan mucho más a las del telémetro.

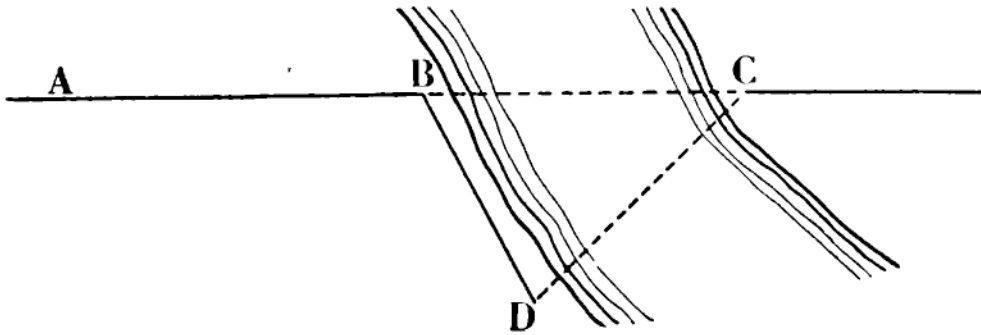


FIG. 1. — Cruce de un obstáculo por triangulación.

En este instrumento, que emplean en la armada para determinar la distancia del blanco, dos rayos de luz, B, B' , procedentes del blanco, son recibidos en espejos, E, E' , situados en los extremos de una viga (Fig. 2) y dirigidos hacia el medio de la misma, donde otros espejos, C, C' , los dirigen juntos hacia el ocular O , donde son observados.

Dos espejos son fijos, pero los del otro par pueden moverse mediante una manivela graduada, para variar la convergencia de las visuales EB y $E'B'$. Conociendo exactamente la base EE' y esta conver-

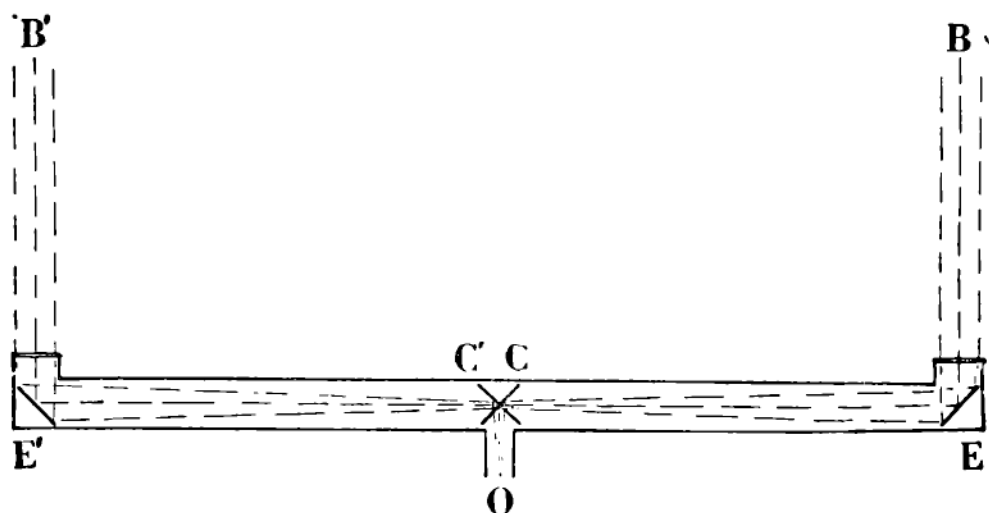


FIG. 2. — Principio del telémetro.

gencia, es posible calcular la distancia hasta la intersección de las visuales, y la manivela está graduada para leer esa distancia directamente. Es claro que, aun conociendo la base dentro del milímetro, con tan poca convergencia la distancia quedará insegura en muchos metros, pero tal aproximación es adecuada al caso. Este mismo principio se emplea en el enfoque automático de algunas máquinas fotográficas, como la "Leica", y también lo usamos intuitiva e inconscientemente al juzgar la distancia de un objeto mediante la visión binocular.

Para las determinaciones de distancia dentro del sistema solar, los puntos ocupados son dos observatorios, y la base resulta ser la distancia entre ellos, la que se conoce con bastante exactitud, gracias a las operaciones geodésicas. Pero como esta base puede ser distinta en dis-

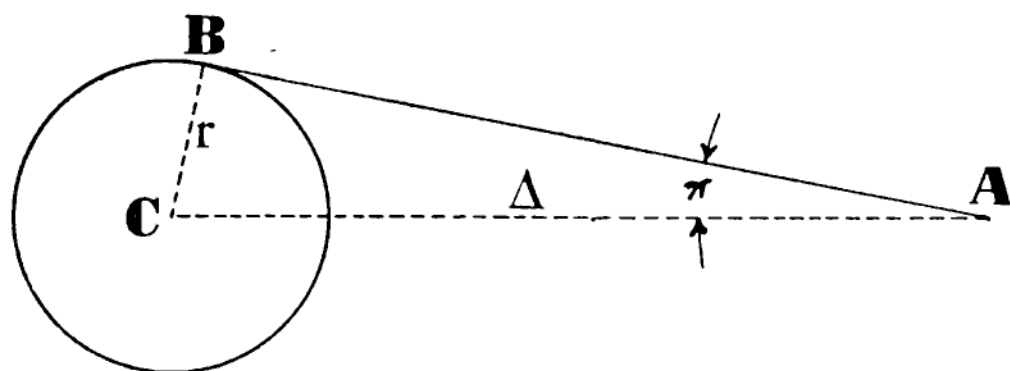


FIG. 3. — Definición de paralelaje horizontal

tintas ocasiones y, aún siendo la misma, varía continuamente en su posición con respecto a las visuales, se ha convenido en expresar los resultados de estas determinaciones, no como ángulo de convergencia directamente observada, sino como el que habría entre una visual partiendo de un punto del ecuador terrestre con el astro en el horizonte y otra visual desde el centro de la Tierra. Este ángulo de convergencia se llama *paralaje horizontal ecuatorial*.

Si representamos con A el astro observado (Fig. 3) desde un punto B situado sobre el ecuador terrestre, que lo tiene en su horizonte, y designamos con C el centro de la Tierra; entonces BC es r , el radio terrestre, AC es Δ , la distancia del astro, y el ángulo BAC es π , la paralaje horizontal ecuatorial. Siendo recto el ángulo en B , queda evidente que: $\sin \pi = r/\Delta$.

Como el ángulo π es pequeño, será sensiblemente igual a su seno, y podemos decir que la paralaje varía inversamente con la distancia.

La posición aparente de la Luna, el astro más vecino, observada simultáneamente desde dos observatorios muy separados, en coordenadas absolutas, o en su proyección sobre el fondo de las estrellas, puede diferir en hasta dos grados, pues su paralaje alcanza a veces $61'$. Varía desde esto hasta menos de $54'$, debido a la excentricidad de la órbita, teniendo un valor medio de $57'2'',7$, a la cual corresponde una distancia de 384.403 km., y podemos calcular su distancia en cualquier instante con una incertidumbre que no pasa de 10 km.

En igualdad de condiciones observacionales, la inseguridad de una determinación de paralaje es una cantidad aproximadamente constante. Entonces, si una paralaje es menor que otra, la incertidumbre de su determinación representa una mayor proporción de ella que de la otra. Por tal razón, las determinaciones son menos exactas, no sólo en valor absoluto sino también en parte proporcional de sí mismas, cuanto mayor es la distancia a determinar. Así, pues, por más que quisiéramos, no podemos pretender para los demás astros, un conocimiento de sus distancias con exactitud siquiera parecida a la que tenemos para la Luna.

Una incertidumbre de unos 10 km. en la distancia de la Luna corresponde a unos $0'',09$ en su paralaje. La exactitud de observación de un planeta es mayor, pues no está sujeta a las irregularidades del limbo de la Luna; pero si hubiera que hacer con una incertidumbre parecida de $0'',075$, una determinación directa de la distancia de Nep-

ASTRONOMIA

tuno, cuya paralaje es de cerca de $0'',30$, quedaría insegura en la cuarta parte de sí misma.

Felizmente la relación que expresa la tercera ley de Kepler, que ya mencioné, nos permite conocer las distancias *relativas* de los planetas, en base a sus períodos, con una exactitud que alcanza a siete cifras significativas para los planetas antiguos y a seis para Urano, Neptuno y un buen número de los pequeños planetas que se llaman comúnmente "asteroides". Basándonos en esto, la determinación de una cualquiera de estas distancias en valor absoluto, nos permite conocer todas ellas con la misma exactitud proporcional. En buena parte por esta razón se ha adoptado, para expresarlas, la *unidad astronómica*, que es la distancia media entre la Tierra y el Sol. Entonces la paralaje horizontal ecuatorial del Sol, que es el radio ecuatorial de la Tierra expresado en esta unidad, es la constante que nos permite traducir unidades comunes. No creo correr peligro en afirmar que, en la deaquellas distancias al lenguaje ordinario de kilómetros, millas u otras terminación de las cifras de la paralaje solar, se han invertido más tiempo, esfuerzos y dinero que en la determinación de otros guarismos cualesquiera de la ciencia humana.

No tratamos de determinar esta paralaje directamente por dos razones; en primer lugar, la observación directa de las coordenadas del Sol presenta dificultades especiales, y en segundo lugar, hay planetas que llegan a menor distancia desde la Tierra y por consiguiente presentan oportunidades más favorables, gracias a nuestro conocimiento exacto de la proporcionalidad entre las distancias. De entre los planetas grandes, el que más se acerca a la Tierra es Venus, pero hay la dificultad de que en los momentos de mayor acercamiento, queda entre nosotros y el Sol, inobservable en los rayos solares excepto en las ocasiones en que pasa delante del disco solar. Estos pasos o "tránsitos" ocurren a intervalos muy desiguales, de ocho años y más de cien años, ocurriendo los últimos en 1761, 1769, 1874 y 1882, y el próximo en el año 2004. Hasta fines del siglo pasado, estos pasos ofrecían las oportunidades teóricamente más favorables para determinar la paralaje solar. En base a las observaciones efectuadas en 1761 y 1769, Encke dedujo, en 1822, un valor de $8'',57$, con una inseguridad todavía grande, debida a las dificultades en la observación e interpretación de detalles del fenómeno y las discordancias consecuentes. En los pasos de 1874 y 1882 se aprovechó la enseñanza de aquellas dificultades para tomar precauciones adecuadas en la observación, y el valor resultante de

8",80, era evidentemente mejor y más exacto, aunque dejaba algo que desear. Por eso varios observadores, entre ellos especialmente David Gill en Sud Africa, hicieron en 1877 extensas series de observaciones de Marte. Este planeta no se nos acerca tanto como Venus, pero lo hace en oposición, cuando puede ser observado diferencialmente contra estrellas. Gill hizo también series de observaciones en 1888 y 1889 sobre tres pequeños planetas o "asteroides" que, por parecer estrellas, como indica el nombre, compensaban su menor acercamiento con condiciones más ventajosas en la observación misma. De estas observaciones dedujo un valor de 8",804.

En 1898 fue descubierto un asteroide que luego recibió el número 433 y el nombre Eros, y que tiene la órbita tan pequeña y tan excéntrica que en ciertas ocasiones dista de nosotros un séptima parte de unidad astronómica. Esto ocurrió en 1900/1901, poco más de dos años después de su descubrimiento, y en aquel entonces se hizo una campaña internacional de observación a fin de determinar la paralaje. El resultado fue de 8",806, con incertidumbre de varios milésimos.

Otra oposición favorable de Eros ocurrió a principios de 1931, y se efectuó otra campaña internacional, en la cual tomaron parte 24 observatorios en distintos países, figurando entre ellos prominentemente el Observatorio Nacional Argentino en Córdoba, y en menor grado el de La Plata. Probablemente por los extensos preparativos y las precauciones tomadas, los resultados han sido más concordantes que en campañas anteriores, a tal grado que las observaciones de uno cualquiera de entre varios observatorios como el de Cabo de Buena Esperanza o el de Córdoba, conducen a mayor seguridad que todo el material del año 1901. Del conjunto de las observaciones en ascensión recta resultó el valor 8",789 y de las declinaciones 8",791, de suerte que podemos enunciar el resultado como de $8",790 \pm 0",001$. Como consecuencia de este valor, publicado recientemente, sabemos que la unidad astronómica, o distancia media entre la Tierra y el Sol, es de 149.674.300 km., con incertidumbre de menos de 20 000 km., en vez de los 149 504 200 kilómetros antes aceptado, y con este nuevo valor estamos en condiciones de calcular las distancias planetarias con incertidumbre de una parte en casi diez mil.

Para pasar ahora a considerar las distancias estelares, conviene volver con el pensamiento varios siglos atrás, al tiempo de Copérnico. Cuando éste publicó su concepción heliocéntrica del sistema planetario surgieron, por supuesto, objeciones. Quizás la más lógica y mejor fun-

ASTRONOMIA

dada de las que presentaron sus opositores fue ésta: Si el Sol es el cuerpo central y la Tierra gira alrededor de él en una órbita enorme, el desplazamiento tan grande de un lado a otro tendrá que manifestarse forzosamente en un efecto paraláctico sobre las posiciones de las estrellas. Un tal efecto no se observa; luego —decían los opositores— no se mueve la Tierra. La única réplica posible para los partidarios de Copérnico era que el efecto seguramente no se observaba porque las estrellas se hallan a distancias enormes, mucho mayores que las anteriormente supuestas. Ya en aquellos tiempos, antes del telescopio, era evidente que las estrellas tendrían que estar a más de mil veces la distancia al Sol, y a principios del siglo XVIII la mayor exactitud de observación había elevado esta cifra a veinte o treinta mil unidades astronómicas, sin que se lograra observar ninguna paralaje en las posiciones estelares.

En el curso de ese siglo, Bradley efectuó una extensa serie de observaciones, consiguiendo mayor exactitud que cualquier observador anterior. Tampoco pudo establecer la paralaje estelar, pero sí descubrió otro desplazamiento periódico que hoy llamamos *aberración*. Esta se debe a que la velocidad de la Tierra en su órbita no es del todo despreciable en comparación con la de la luz, que es finita aunque bien grande. Con esto desapareció el último argumento en contra del sistema heliocéntrico, surgiendo en cambio el convencimiento de que las estrellas están a distancias inconcebiblemente grandes.

Hacia fines del siglo hubo otra tentativa de establecer paralaje. Guillermo Herschel examinó un gran número de estrellas brillantes, catalogando las que tienen estrellas débiles muy vecinas. Su idea era que la estrella brillante, muy probablemente a menor distancia que la débil, debe mostrar una oscilación paraláctica mayor, la que podría observarse diferencialmente, empleando la estrella débil como punto de referencia. Tampoco logró Herschel su propósito, aunque de sus observaciones surgió el estudio de las estrellas binarias, que es muy interesante en sí, pero fuera de nuestro tema de hoy.

Los esfuerzos de más de dos siglos fueron coronados finalmente por el éxito casi simultáneo de tres observadores. Cuando Henderson partió del Cabo de Buena Esperanza, de regreso para Gran Bretaña, llevaba una cantidad de observaciones de las posiciones exactas de estrellas australes, efectuadas con círculo meridiano en 1832 y 1833 y sin reducir todavía. Sabía además, que la estrella α Centauri muestra uno de los mayores movimientos propios hasta entonces co-

nocidos. Teniendo así causa para creer que fuera estrella vecina, dispuso su reducción de las observaciones de ella en tal forma que se hiciera evidente cualquier indicio de paralaje que contuviesen y dedujo un valor de cerca de $1''$, que fue comunicado a la Royal Astronomical Society en diciembre de 1838. En ese mismo mes, Bessel comunicó al mundo científico por intermedio de *Astronomische Nachrichten*, el resultado de $0'',314$ obtenida para la estrella 61 Cygni, también de gran movimiento propio, mediante observaciones diferenciales efectuadas con el heliómetro de Königsberg. En 1839, Guillermo Struve comunicó su resultado de $0'',261$ para Vega, la estrella más brillante del hemisferio boreal, deducido de observaciones efectuadas con micrómetro filar, en la manera ideada por Herschel, empleando el gran refractor de Dorpat.

Durante los cuarenta años subsiguientes, instrumentos mayores y algunos refinamientos de método habían permitido mejorar los valores citados y determinar las paralajes de unas veinte estrellas más. El resultado de Henderson, por ejemplo, basado en observaciones absolutas y no diferenciales, no era más que una aproximación grosera, y determinaciones posteriores dieron valores notablemente menores. Sin embargo, α Centauri ha quedado como el sistema más vecino al nuestro, con paralaje de cerca de tres cuartos de segundo.

Quizás corresponda recordar aquí que, cuando hablamos de la *paralaje* de un planeta o del Sol, nos referimos al ángulo que subtiende el radio terrestre de 6378 km. a la distancia en que se halla el planeta; mientras que, en cambio, cuando hablamos de la paralaje de una estrella o de una nebulosa, se trata del ángulo que subtiende el radio *de la órbita* terrestre, a la distancia que nos separa de ella. A una paralaje de $1''$ corresponde la distancia de 206.265 unidades astronómicas, o sea casi 31 millones de millones de kilómetros. Las distancias indicadas por estas paralajes son, pues, tan grandes que aún con la unidad astronómica necesitamos por lo menos seis cifras para expresarlas, y por tal razón se adoptaron nuevas unidades. La que mayor boga ha tenido es el "año-luz", que es la distancia que la luz, a razón de 300 000 km/s. recorre en un año, aproximadamente 917.10^{10} km. La otra frecuentemente usada es el "parsec", o sea la distancia, ya mencionada, correspondiente a paralaje de $1''$, que es de 3087.10^{10} km. Entre ellas existe la relación: 1 parsec = 3.261 años-luz.

Durante el resto del siglo XIX, lograron elevar el número de paralajes conocidas a cerca de 60, pero los métodos visuales hasta entonces

ASTRONOMIA

empleados son tan trabajosos que no había esperanza de un aumento rápido en ese número. En el primer lustro del presente siglo empezó a usarse exitosamente el método fotográfico, debido en gran parte a los esfuerzos y la habilidad inventiva del doctor Schlesinger, y actualmente se determinan centenares de paralajes cada año.

Una determinación de paraleje necesita la observación en por lo menos tres y preferentemente cinco a siete épocas, en que la Tierra, vista desde la estrella, se halla alternadamente en uno y otro lado del Sol y que, por consiguiente, están a intervalos de medio año. De las épocas separadas por año entero, en que el efecto paraláctico es sensiblemente el mismo, puede determinarse el movimiento propio de la estrella, o sea el cambio progresivo en su posición, y así reducir las épocas impares por una parte y las pares por otra, todas a un mismo instante. La comparación de estos dos valores reducidos permite deducir la paralaje buscada.

Cuando la Tierra y el Sol se hallan en posición relativa conveniente para la observación de la paralaje de una estrella, ésta culmina en el crepúsculo. Dado que, por efectos de la refracción, no conviene observar lejos del meridiano, el intervalo disponible en cada noche es limitado, y con el método visual se necesitan varias noches para obtener con el debido cuidado el número suficiente de medidas de una estrella para una época. En cambio, el método fotográfico permite registrar en pocos minutos un buen número de exposiciones, cuyas imágenes pueden medirse en el gabinete con toda tranquilidad en el momento oportuno.

Para que las medidas sean lo más exactas posibles, es conveniente que las imágenes fotográficas sean semejantes entre sí, y como las estrellas a determinar son casi siempre mucho más brillantes que las de referencia, esa semejanza fué un problema importante. Schlesinger lo resolvió con un dispositivo ingenioso que llamamos el *sector giratorio*. Dos discos semicirculares están montados de tal manera que en conjunto pueden cubrir desde la mitad hasta el total de un área circular, dejando abierto un sector graduable desde la mitad hasta menos del uno por ciento. Este conjunto está montado sobre un eje giratorio y puesto a poca distancia delante de la parte central de la placa, teniendo el tamaño apenas lo suficiente para que el cono de rayos de la estrella brillante quepa convenientemente entre el vástago central y la circunferencia. Si la estrella por observar tiene, por ejemplo, veinte veces el brillo de una de las de comparación, se pone

el dispositivo de manera que deja abierto un sector de 18° , o sea la vigésima parte de la circunferencia. Entonces durante cada segundo de exposición las estrellas de comparación se registrarán continuamente, y la brillante durante la vigésima parte del tiempo, en brevísimas exposiciones distribuídas sobre el intervalo con perfecta uniformidad.

Mediante esta y otras precauciones semejantes, y el registro de numerosas imágenes en cada época, empleando distancias focales del orden de diez metros, se obtiene una exactitud mucho mayor que la que podrían pretender las observaciones visuales, siendo el error medio de una determinación del orden de $0'',005$ a $0'',006$. Aún así la aplicación de estos procedimientos queda limitada a estrellas que debemos considerar como relativamente vecinas, pues la incertidumbre de la paralaje representa, como dije ya, mayor proporción a medida que ella misma disminuye. Admitiendo error probable de $0'',005$, una paralaje de $0'',100$ corresponde a que la distancia esté probablemente comprendida entre 31,0 y 34,3 años-luz; un resultado de $0'',020$ indica la probabilidad de que la distancia verdadera esté entre 130 y 217 años-luz; pero si la paralaje observada es de $0'',005$, o sea igual a su error probable, lo único que podemos decir es que la estrella se halla probablemente a más de 326 años-luz. Con estos métodos directos, entonces, no podemos esperar información segura con respecto a los astros que están a más de unos 200 años-luz. Sin embargo, dentro de la esfera de ese radio se hallan varios millares de estrellas.

Todo lo que sabemos sobre distancias mayores que esto se basa en métodos indirectos, que involucran la hipótesis adicional, perfectamente plausible y natural, de que las leyes físicas y características estelares que observamos dentro de esta esfera de la vecindad del Sol, valgan para todo el universo. Pero antes de entrar a explicar estos métodos indirectos, conviene definir algunos términos técnicos que voy a emplear.

Al hablar de la *magnitud* de una estrella, no significamos ordinariamente su tamaño, ni tampoco su luminosidad real, sino su brillo aparente en la bóveda celeste. Ya que la intensidad efectiva de una fuente de luz varía inversamente con el cuadrado de su distancia, si conocemos la magnitud de una estrella y su paraleje, podremos calcular la magnitud que tendría a otra distancia cualquiera. Reduciendo así a una misma distancia las magnitudes de varias estrellas, podemos comparar sus brillos intrínsecos, y a ese objeto se ha convenido en

ASTRONOMIA

designar con el nombre de *magnitud absoluta* de una estrella, el brillo que tendría a la distancia "standard" de diez parsecs. Las estrellas blancas resultan ser, en su gran mayoría, bastante luminosas, mientras entre las amarillas hay mucha variedad y las rojas se dividen francamente en dos grupos, que llamamos *gigantes* y *enanas*.

Hacía ya tiempo que se observaba que, dentro de cada tipo espectral, caracterizado por la aparición en el espectro de las mismas líneas y en su mayoría con la misma intensidad, hay sin embargo unas pocas líneas cuya intensidad varía de una estrella a otra. En 1916, el doctor W. S. Adams, del observatorio de Mount Wilson, logró correlacionar estas variaciones con la magnitud absoluta de la estrella observada. Con la relación resultante estamos en condiciones de deducir, dentro de una magnitud aproximadamente, el brillo intrínseco de una estrella, en base del estudio de su espectro. Comparando la magnitud así determinada con la aparente, directamente observada, deducimos la paralaje o la distancia, con un error probable del 15 ó 20 por ciento de sí misma. Esta exactitud parece poca, y lo es para las estrellas vecinas, pero no varía con la distancia, lo que es muy importante, pues resulta que para las estrellas que distan más de unos 150 años-luz, la determinación espectroscópica es por lo menos tan fidedigna como la trigonométrica, y el método tiene la ventaja que podemos llevar tales determinaciones hasta estrellas lejanas, con la misma exactitud proporcional, con la sola condición de que su magnitud aparente sea suficiente como para obtener espectrogramas buenos en qué medir las intensidades relativas de las líneas que sirven de criterio.

Hay una clase de estrellas variables, que llamamos *ceféidas*, porque la estrella Cephei fue la primera de esta clase en descubrirse, y que se caracterizan por período corto y perfectamente regular, con aumento de la luz preceptiblemente más rápido que su disminución. Deduciendo las magnitudes absolutas de las estrellas de esta clase cuyas paralajes han sido determinadas, se halla que son parejas entre sí, especialmente las que tienen período de menos de un día. Para objetivar, podríamos comparar las estrellas a los animales en general, variando en tamaño desde la laucha hasta el elefante, mientras en cambio los hombres, cuya estatura no suele apartarse mucho del valor medio, representaríamos a las *ceféidas*. Aceptando la hipótesis ya aludida, podemos entonces postular la magnitud absoluta de una estrella de esta clase, sobre la base de la observación de sus variaciones de luz solamente, sin necesidad de observar su espectro. Ahora bien, muchos de

los cúmulos globulares contienen una proporción muy notable de ceféidas, lo que nos permite deducir sus distancias.

Aplicando estas dos relaciones, ha sido posible determinar la distribución en el espacio de los cúmulos globulares, su relación con la Vía Láctea y la forma y las dimensiones aproximadas de ésta. Resulta que el sistema galáctico tiene forma discoide, aproximadamente la de un reloj de bolsillo. El primer cálculo de su diámetro resultó del orden de 150 000 años-luz. Pero la existencia comprobada de materia difusa absorbente, dispersada en el espacio interestelar y especialmente en la vecindad del plano central de la galaxia, produce una disminución del brillo más rápida que el inverso del cuadrado de la distancia cuando ésta es más grande. Tomando en cuenta esta absorción, se estima hoy que el diámetro total de la Vía Láctea es de poco más de cien mil años-luz, pero que la enorme mayoría de sus estrellas están dentro de un disco notablemente menor. Los cúmulos globulares ocupan el resto de la esfera de la cual la Vía Láctea constituye el disco central. Nuestro sistema solar se halla muy cerca del plano central, un poquito más hacia el norte, pero el centro de la galaxia está presumiblemente a una distancia de entre 25 y 30 mil años-luz hacia la región de la constelación *Sagittarius*, cerca de sus límites con *Scorpius* y *Ophiuchus*.

En 1924 el doctor Hubble, con el gigantesco telescopio de Mount Wilson, logró individualizar y observar cerca de cuarenta estrellas variables de este mismo tipo en las partes exteriores de la nebulosa espiral de Andromeda, y algunas más en otra espiral designada Messier 33. Aplicando a sus observaciones el mismo raciocinio que se emplea para los cúmulos globulares, dedujo para ambas nebulosas distancias de 930 000 años-luz. La consideración de la absorción de la luz en el espacio interestelar redujo esta cifra a 700 000 años-luz, una modificación numérica que no cambia el concepto importante de que están completamente afuera de nuestra galaxia y que por consiguiente son universos-islas, análogas a ella aunque de menor tamaño.

Estudios semejantes fueron proseguídos, lográndose observar algunas ceféidas en otras espirales algo menos brillantes, que también resultaron ser de tamaño menor. En el curso de estas investigaciones se notó que la relación de brillo entre las ceféidas y las estrellas más luminosas de cada región era pasablemente uniforme, teniendo las estrellas mayores una luminosidad del orden de 50 000 veces la del sol. Esta uniformidad no es tanta como la de las estrellas ceféidas entre sí, pero al menos es suficiente como para darnos un indicio, y

ASTRONOMIA

así una pequeña prolongación del método sin necesidad de observar variabilidad, mientras pueden resolverse regiones de la nebulosa en sus estrellas individuales. Con esto y el mayor alcance del telescopio de 200 pulgadas de Monte Palomar, en los EE. UU., han podido calcular un número de distancias y tamaños correspondientes, suficiente como para deducir que la mayoría de las nebulosas espirales tienen diámetros observables del orden de 10 000 años-luz, aunque se considera seguro que extensiones ténues aumentarían este valor y que nebulosas extragalácticas de forma elíptica sin mostrar estructura espiral tienen diámetros de 2000 a 5000 años-luz. La nebulosa de Andrómeda es marcadamente mayor, teniendo un diámetro directamente observable de unos 40 000 años-luz, con extensiones apenas perceptibles por su debilidad, pero que llevan la extensión a unos 60 000 años-luz, superada únicamente por el diámetro de nuestra propia galaxia. Esto no excluye la posibilidad de que existan otras iguales o mayores, puesto que bien pueden estar demasiado lejos para estos métodos.

Ahora bien, en fotografías con grandes telescopios se distinguen millares de nebulosas, cuyas imágenes en estas condiciones son semejantes a las que producen las nebulosas espirales en fotografías con pequeños objetivos. Adoptando la hipótesis, plausible pero insegura, de que ellas sean otras espirales de tamaño semejante a las conocidas, se conjeturan para ellas distancias de centenares de millones de años-luz. Puedo mencionar de paso, que en los casos en que se ha determinado la velocidad radial de algunas de estas nebulosas, presuntas espirales, ha resultado concordante con la distancia supuesta y la constante de "expansión del universo" deducida de las espirales.

No tenemos razón para creer que con esto hemos llegado a los confines del Universo y si bien parecen infinitas estas cifras, cualquier matemático nos dirá que no lo son. Aceptado; pero son cifras astronómicas, tanto por referirse a cosas de la astronomía, como también por ser excesivamente grandes, y comparten con el infinito matemático el hecho de que la mano las escribe y el ojo las lee, pero el cerebro humano no alcanza a formarse un concepto cabal del verdadero significado de su magnitud.