

Cómo se mide el
UNIVERSO

Cómo se mide el UNIVERSO

Armando Arellano Ferro

Instituto Politécnico Nacional
–México–

Cómo se mide el universo

Armando Arellano Ferro

Primera edición: 2013

D. R. © 2013

Instituto Politécnico Nacional

Luis Enrique Erro s/n

Unidad Profesional “Adolfo López Mateos”

Zacatenco, Deleg. Gustavo A. Madero

CP 07738, México, DF

Dirección de Publicaciones

Tresguerras 27, Centro Histórico

Deleg. Cuauhtémoc

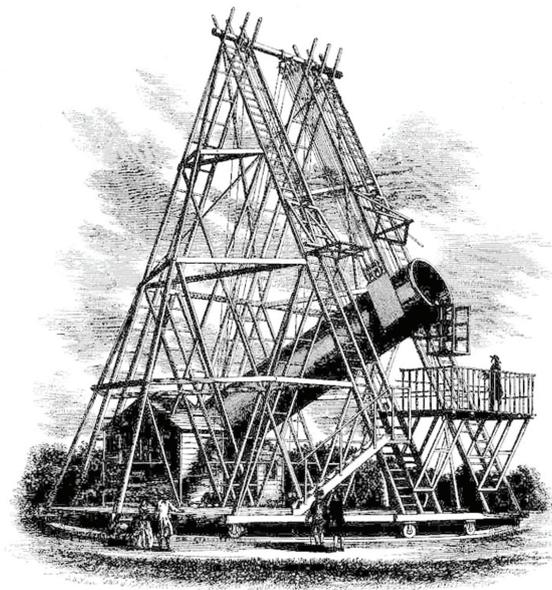
CP 06040, México, DF

ISBN: 978-607-414-381-2

Impreso en México / *Printed in Mexico*

<http://www.publicaciones.ipn.mx>

Para Emilio
Amigo y espejo



Agradecimientos

La producción de un libro casi nunca es el resultado del esfuerzo solitario del autor sino que recibe el apoyo y la ayuda de algunas personas en diversos frentes y momentos. Sin ese apoyo, es verdad que éste tendría menos posibilidades de ver la luz. Esta obra no es una excepción. Deseo expresar mi profundo agradecimiento a Paty Carrillo y a mi hijo Emilio por su paciencia durante mis “ausencias” mientras escribía; a Paty especialmente por su cuidadosa revisión y ricos comentarios del texto. A mi hija Sofía por las sabrosas discusiones casi permanentes de la biología y sus posibilidades en un universo grande e indiferente. A mis colegas y amigos Vladimir Ávila-Reese, Ana Hidalgo y Héctor Castañeda por su revisión, correcciones, comentarios y sugerencias.

El libro que el lector tiene entre sus manos es el resultado del cuidado editorial a cargo de Eréndira Domínguez Martínez y a Guadalupe Villa Ramírez, responsable del diseño y formación a quienes agradezco su esmero, celo profesional, paciencia y amabilidad.

A Juan Carlos Yustis, a Roberto Figuera Jaimes y a Rosalía Langarica les agradezco haber producido algunas de las figuras incluidas.

Asimismo, agradezco al Instituto de Astronomía por proporcionarme los recursos y los medios para la elaboración de este libro, y a la Dirección General de Asuntos del Personal Académico (DGAPA-UNAM), por el apoyo financiero a través del proyecto IN 104612.

El Moreno

*Veremos si a otra pregunta
da una respuesta cumplida:
el ser que ha criado la vida
lo ha de tener en su archivo
mas yo ignoro qué motivo
tuvo al formar la medida.*

Martín Fierro

*Escucha con atención
lo que en mi ignorancia arguyo:
la medida la inventó
el hombre para bien suyo.
Y la razón no te asombre,
pues es fácil presumir:
Dios no tenía que medir
sino la vida del hombre.*

José Hernández

La Vuelta de Martín Fierro, 1879

Índice

PRÓLOGO	15
PREFACIO	19

CAPÍTULO 1

EL MUNDO ANTIGUO, EL MUNDO CERCANO	23
1.1. La distancia, un concepto intuitivo en nuestra vida	23
1.2. Primeras ideas del universo y la Geometría	25
1.3. El tamaño de la Tierra	27
1.4. Distancia a la Luna y al Sol	36
1.5. El sistema solar	38

CAPÍTULO 2

DISTANCIA A LAS ESTRELLAS	45
2.1. Unidades de distancia	46
2.2. La distancia a las estrellas	47
2.3. Los alcances de las paralajes anual y secular	48
2.4. Cúmulos estelares en movimiento	51
2.5. El brillo estelar como indicador de distancia	52
2.6. Las estrellas variables nos abren el camino	54

2.6.1. Estrellas pulsantes: RR Lyrae y Cefeidas	54
2.6.2. Novas y supernovas	58
2.7. Alcances de distintos indicadores estelares de distancias	61

CAPÍTULO 3

LA GALAXIA DE LA VÍA LÁCTEA	63
3.1. Modelo de la Galaxia.	63
3.2. El tamaño de la Galaxia	66
3.3. Posición del Sol en la Galaxia	66
3.4. El hidrógeno neutro y la distancia del Sol al centro galáctico	67
3.5. Los cúmulos globulares son excéntricos	70

CAPÍTULO 4

EL UNIVERSO EXTRAGALÁCTICO	73
4.1. Nebulosas: galácticas vs. extragalácticas	73
4.2. El gran debate.	75
4.3. Las Cefeidas hacen su aparición otra vez	76
4.4. Polvo interestelar	77
4.5. Distancias a las galaxias cercanas: ¡El tamaño del universo se duplica!	78
4.6. Pasos firmes hacia el universo extragaláctico	79
4.7. Estrellas novas como indicadores de distancia	81
4.8. Estrellas supernovas como indicadores de distancia	82
4.9. El universo inmediato	86
4.10. Indicadores secundarios de distancia	90
4.10.1. Nebulosas planetarias	90
4.10.2. Hidrógeno neutro (21cm): método de Tully-Fisher	92
4.10.3. Las estrellas más brillantes	93

4.10.4. Cúmulos globulares 94
 4.10.5. Perspectiva extragaláctica 95

CAPÍTULO 5

EL UNIVERSO LEJANO Y ANTIGUO103

5.1. La espectroscopía: madre de las técnicas
 de observación astronómicas103

5.2. Las nebulosas espirales se alejan104

5.3. La Ley de Hubble.106

5.4. El universo se expande. La edad
 del universo107

5.5. El espacio-tiempo y la curvatura
 del espacio109

5.6. El universo de Einstein-de Sitter111

5.7. La radiación de fondo112

5.8. La expansión acelerada del universo113

5.9. ¿Existe el límite del universo?114

5.10. El horizonte observable117

EPÍLOGO121

BIBLIOGRAFÍA129

GLOSARIO131

CRÉDITOS DE IMÁGENES135

Prólogo

Durante los últimos años hemos visto en México el surgimiento de una nueva especialidad ligada al quehacer científico. Cada vez más, aunque todavía en insuficiente número, hemos observado la aparición de personas provenientes de diversas disciplinas dedicadas a la divulgación científica. La cantidad de medios de comunicación que han abierto sus puertas a estos esforzados divulgadores de la ciencia es decepcionantemente pequeña. Quizá no podría ser de otra manera en un país como el nuestro con los índices educativos muy bajos y en el que la percepción pública de la ciencia es tan pobre, incluso entre los dueños de los principales medios de comunicación como los de la televisión abierta, por ejemplo.

A mediados de los años ochenta del siglo pasado, el antiguo corresponsal del *New York Times* en México, Alan Riding, publicó el libro: *Vecinos distantes: un retrato de los mexicanos*, en el que comentaba sobre dos cuestionarios que se habían aplicado a una extensa muestra de niños mexicanos; uno sobre temas escolares convencionales como “historia y geografía de México” y otro sobre “cultura televisiva”, es decir, sobre personajes y programas de la televisión mexicana de la época. Los resultados fueron abrumadores. La calificación promedio en el cuestionario escolar fue reprobatoria con muy baja calificación, mientras que en el segundo examen el promedio resultó mayor a siete. La conclusión de Riding fue que TELEVISA era la verdadera Secretaría

de Educación Pública de México. Cuestionarios más recientes aplicados por la Academia Mexicana de Ciencias, a muestras amplias de la población mexicana, dan resultados igualmente catastróficos. Por ejemplo, que un porcentaje muy grande de mexicanos tienen una visión mágico-religiosa del mundo y un número considerable de ellos creen que los hombres de las cavernas coexistieron con los dinosaurios.

A este desolador panorama de la cultura científica en México, tenemos que añadir un problema de índole más general y que fue planteado por el físico y escritor inglés, Sir Charles Percy Snow desde los años cuarenta del siglo pasado. En su célebre ensayo “Sobre las dos culturas”, Snow hacía notar cómo de manera imperceptible el término “intelectual” sólo se utilizaba para referirse a los que él llamaba intelectuales literarios, dejando fuera de este concepto a científicos e ingenieros. Además Snow, enfatizaba cómo muchos cultos intelectuales de Cambridge, ignoraban y hasta despreciaban ideas básicas de cómo funciona el mundo; es decir, pasaban por alto “la otra cultura”, la de la Naturaleza. Snow narra cómo, sin rubor alguno, desconocían la segunda Ley de la termodinámica y, aún así, se seguían considerando hombres cultos. Snow ofrecía como prueba adicional del divorcio entre “las dos culturas”, el hecho de que en la literatura del siglo XIX y principios del siglo XX (en Europa y EUA), entre los protagonistas de las novelas no aparecían personajes ligados a la Revolución Industrial ni a las ciencias (ex-

cluyendo a autores como J. Verne y H. G. Wells que más bien escribieron sobre ciencia ficción).

Puestas así las cosas, siempre serán bienvenidos los esfuerzos por establecer puentes entre “las dos culturas”. De entre las obras mejor escritas acerca de la ciencia, sus métodos y sus logros para un público amplio, se encuentran las realizadas por los propios protagonistas de la ciencia. Podemos mencionar, por ejemplo, a Einstein, Feynman, Gamow y Sagan (entre muchos otros).

El Dr. Armando Arellano Ferro (Instituto de Astronomía de la Universidad Nacional Autónoma de México), destacado astrónomo mexicano, nos presenta ahora su segundo libro de divulgación científica. El primero fue *Por qué no hay extraterrestres en la Tierra*, publicado en 2003 bajo el sello del Fondo de Cultura Económica, afortunadamente con notable éxito editorial. La presente obra lleva por nombre *Cómo se mide el universo* editado por el Instituto Politécnico Nacional. Estamos acostumbrados a encontrarnos con libros de historia sobre personajes, naciones, regiones y conglomerados sociales. Pero menos frecuentes son los ejemplares que nos narran la historia de ideas y conceptos. El libro del Dr. Arellano Ferro es de estos últimos.

Un notable libro sobre la historia de las ideas es *Los Descubridores* de Daniel J. Boorstin, cuyas primeras líneas son, “Mi héroe es el hombre descubridor”. El mundo tal como lo vemos en la actualidad... tuvo que ser revelado por innumerables

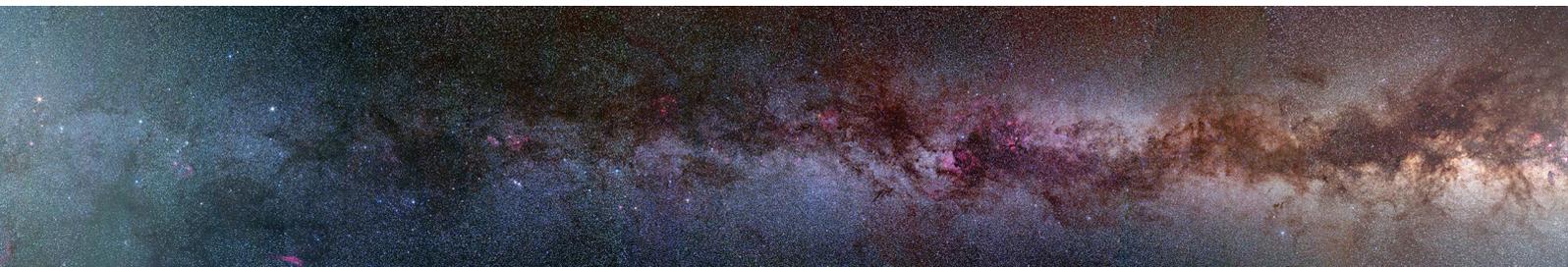
“Cristóbal Colón”. El libro del Dr. Arellano Ferro nos habla de los grandes “Cristóbal Colón” de la Astronomía. En particular nos describe de una manera fascinante, al mismo tiempo didáctica y profunda, cómo fueron evolucionando los métodos para medir el tamaño del mundo y sus cielos, desde la escala de lo cotidiano en la vida del hombre (desde hace aproximadamente 2 300 años), hasta los impresionantes logros de la Astronomía y la Astrofísica de los últimos 100 años en que se logró estimar el tamaño del universo observable (cerca de 13 500 millones de años luz).

El libro está dividido en cinco capítulos que van desde el mundo antiguo (el mundo cercano) hasta el universo lejano (y antiguo). A lo largo de éste nos va narrando la gran epopeya intelectual de muchas generaciones de filósofos, astrónomos y físicos que contribuyeron a desplegar los métodos y técnicas para llegar a medir distancias cósmicas. Describe cómo las distancias más pequeñas han servido para calibrar los métodos que nos conducen al conocimiento de las distancias mayores. Desde cómo se midió el tamaño de nuestro planeta para después llegar al tamaño del sistema solar y así, hasta poder estimar las distancias involucradas con los confines del universo observable.

El Dr. Arellano, nos muestra cómo los logros de esta apasionante hazaña son la consecuencia del impresionante desarrollo tecnológico que ha permitido a los curiosos humanos “mirar” más lejos. Pero por otro lado, esta historia no habría sido posible sin las ideas que se gestaron desde el principio, con el afán del hombre por medir las distancias de lo cotidiano a través de la geometría, la misma geometría que los llevó a medir distancias a galaxias y cúmulos de galaxias. Arellano Ferro se pregunta, ¿por qué el humano quiso medir? y su respuesta es inmediata, ¡porque no podría dejar de hacerlo! Es decir, le resultó inevitable sucumbir a la enorme tentación y al fabuloso reto de medir los cielos. El hecho es, que nos ha tocado ser testigos del logro de esta gran empresa intelectual. Volviendo a C. P. Snow, nadie que aspire a tener una visión general del mundo (y de la humanidad), puede renunciar a poseer una cultura de la Naturaleza (la otra cultura).

El libro del Dr. Armando Arellano Ferro es un excelente (y ameno) camino que ayuda a acercarse al lugar al que conducen las apasionantes aventuras del pensamiento científico.

Fernando Angulo Brown



Prefacio

*Facilius per partes in cognitionem
totius adducimur.*

[Es más fácil conocer las partes que el todo.]

LUCIO ANNEO SÉNECA
(4 a. de C.- 65 d. de C.)

Es difícil imaginar un momento en la vida del hombre, moderno o antiguo, en el que no haya tenido que usar, aun sin ser completamente consciente, el concepto de distancia. Es probable que nunca sepamos cuáles fueron exactamente los procesos que llevaron a los más antiguos antepasados del hombre a intuir el tamaño del mundo en el que vivían, pero podemos imaginar que tenían una noción muy clara de las distancias que separaban los lugares importantes en su vida cotidiana; el lugar donde dormían, donde encontraban caza y agua.

Aún en nuestra vida moderna, el concepto de distancia en el entorno habitual es algo tan de nuestra vida cotidiana que pareciera que ni siquiera tiene importancia detenernos a hablar de eso: qué tan lejos está el trabajo, el mercado, el parque o la ciudad vecina y la playa, son preguntas para las que, aun sin conocer la respuesta exacta, tenemos una respuesta prácticamente correcta. Sin embargo, cuando nos preguntamos cómo hemos hecho para medir esas distancias familiares, cuáles han sido los métodos o los recursos para



determinarlas, entonces la respuesta ya no brota espontánea. A pesar de eso, la mayor parte de las distancias en nuestro mundo cotidiano las podemos estimar de manera intuitiva; desde muy pequeños hemos aprendido de qué tamaño son los objetos que nos rodean, un árbol, una casa, un autobús, y a partir de su tamaño aparente podemos juzgar la distancia a la que se encuentra. La apariencia del mundo alrededor nos permite intuir las distancias.

A medida que el hombre se aventuró por regiones más y más extensas, la determinación de las distancias se volvió cada vez más complicada. Cuando su curiosidad lo llevó a preguntarse por distancias que no pertenecen a su mundo cotidiano, por ejemplo, las distancias a planetas o estrellas, el grado de dificultad fue tal que el cálculo tuvo que darse de manera gradual y acompañado de desarrollos tecnológicos complejos.

Es muy probable que desde muy temprano en la vida del hombre, una de las preguntas surgidas en su mente al mirar las estrellas haya sido, ¿qué tan lejos están de nosotros? Y todavía ahora, la pregunta es frecuente entre las personas interesadas en el cielo, en el universo y sus enigmas. El conocimiento de las distancias cósmicas ha requerido del ejercicio intelectual de muchas generaciones de filósofos, astrónomos y físicos. La escala de distancias cósmicas se ha construido de manera escalonada; las más pequeñas han servido para calibrar los métodos que nos conducen al conocimiento de las distancias mayores y asimis-

mo desde el tamaño de nuestro planeta, pasando por las dimensiones del sistema solar y hasta los confines del universo observable. El ejercicio de determinar las distancias cósmicas necesariamente ha venido acompañado de la definición de unidades adecuadas para medir distancias, así como de métodos diversos.

Medir distancias mucho más grandes que la escala humana ha sido un desafío del que el intelecto de nuestra especie ha salido airoso y del cual podemos sentirnos muy orgullosos, sobre todo, si tomamos en cuenta que la información que llega a nuestros telescopios desde las estrellas y galaxias lo hace en ínfimas cantidades de energía codificada en fotones de diversas longitudes de onda y que el reto es, solamente a partir de esos suspiros de energía, construir un esquema coherente del universo que observamos. Además, si consideramos la enorme diferencia de escalas entre nuestro propio tamaño, o el de nuestro cerebro, y nuestro mundo cercano y los enormes tamaños y distancias del universo y sus partes, no puede menos que maravillarnos el conocimiento tan integral que poseemos de la escala cósmica de las distancias.

Aunque es verdad que en la literatura científica existen numerosos textos que se ocupan del problema de la medición de distancias cósmicas, la mayoría están dirigidos a profesionales con conocimiento astronómico profundo y están escritos en un lenguaje técnico poco accesible al público en general. El propósito de este libro es describir

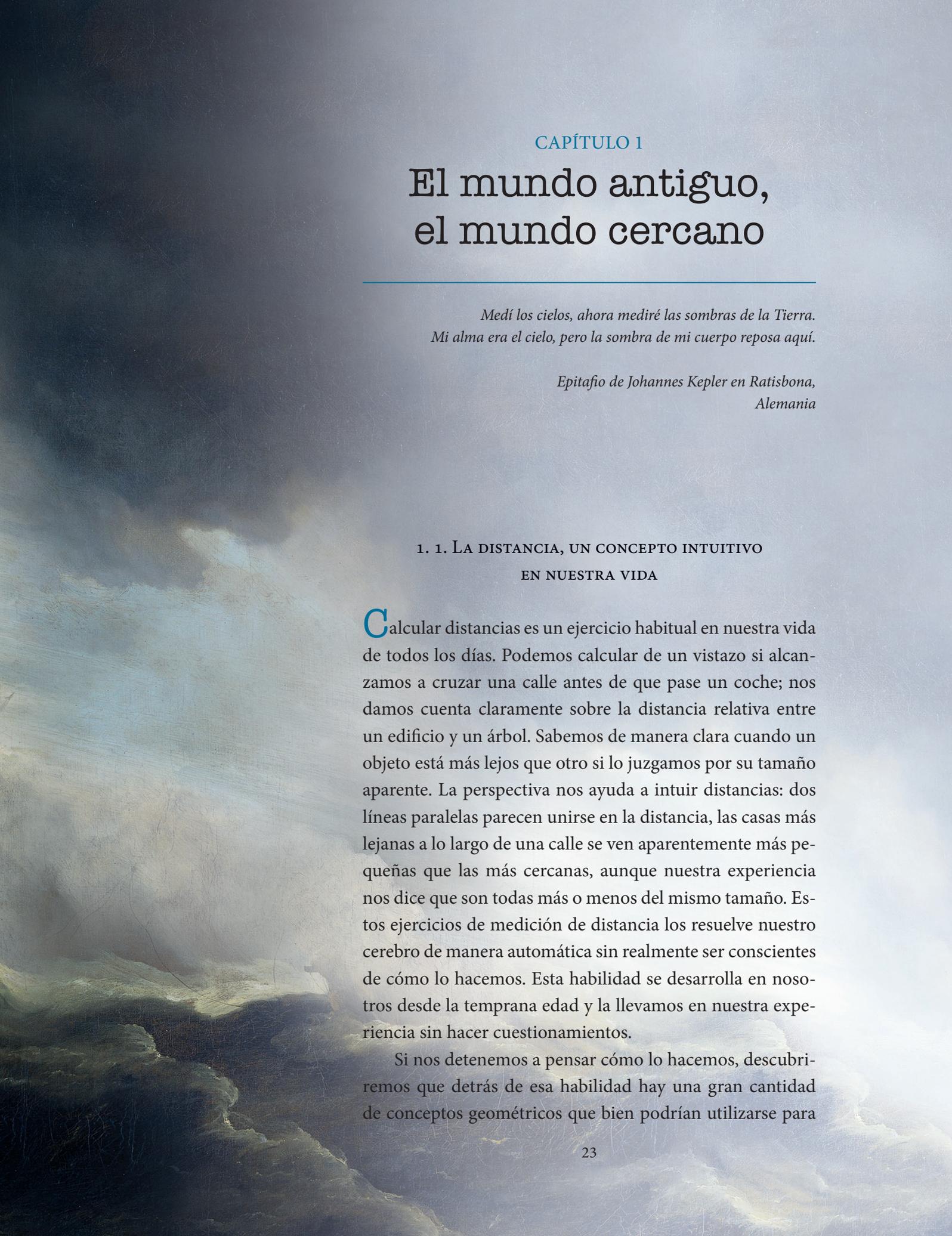
de manera sencilla los métodos y unidades empleados para medir el mundo en el que vivimos, tanto el que nos es familiar de la vida en la Tierra, como el exterior que hemos descubierto a través de varios siglos de quehacer científico. La obra no pretende ser enciclopédica ni incluir cada procedimiento de medición empleado en el pasado. Algunos métodos cuya complejidad y descripción justa y detallada rebasa el plan de un libro de divulgación como éste, han sido

deliberadamente omitidos sin que esto cause una falta de continuidad en la descripción de los esfuerzos de los pensadores y científicos por saber de qué tamaño es el mundo.

La finalidad del presente volumen es compartir con el lector interesado, la emoción y el placer de medir el universo.

A A F
Guanajuato, Gto.





CAPÍTULO 1

El mundo antiguo, el mundo cercano

*Medí los cielos, ahora mediré las sombras de la Tierra.
Mi alma era el cielo, pero la sombra de mi cuerpo reposa aquí.*

*Epitafio de Johannes Kepler en Ratisbona,
Alemania*

1. 1. LA DISTANCIA, UN CONCEPTO INTUITIVO EN NUESTRA VIDA

Calcular distancias es un ejercicio habitual en nuestra vida de todos los días. Podemos calcular de un vistazo si alcanzamos a cruzar una calle antes de que pase un coche; nos damos cuenta claramente sobre la distancia relativa entre un edificio y un árbol. Sabemos de manera clara cuando un objeto está más lejos que otro si lo juzgamos por su tamaño aparente. La perspectiva nos ayuda a intuir distancias: dos líneas paralelas parecen unirse en la distancia, las casas más lejanas a lo largo de una calle se ven aparentemente más pequeñas que las más cercanas, aunque nuestra experiencia nos dice que son todas más o menos del mismo tamaño. Estos ejercicios de medición de distancia los resuelve nuestro cerebro de manera automática sin realmente ser conscientes de cómo lo hacemos. Esta habilidad se desarrolla en nosotros desde la temprana edad y la llevamos en nuestra experiencia sin hacer cuestionamientos.

Si nos detenemos a pensar cómo lo hacemos, descubriremos que detrás de esa habilidad hay una gran cantidad de conceptos geométricos que bien podrían utilizarse para

determinar tamaños y distancias de objetos mucho más grandes o mucho más lejanos.

Si sabemos cuál es el tamaño real de un objeto (T) podemos juzgar, a partir de su tamaño aparente (θ), la distancia a la que se encuentra (d) a través de una relación simple, siempre que el ángulo sea muy pequeño y esté dado en radianes: $d = T / \theta$. Entre más lejos se halla el objeto (grandes valores de d) más pequeño lo veremos (valores pequeños de θ) (véase el esquema de la fig. 1.1).

Conociendo el tamaño de un objeto podemos también intuir su distancia a partir de la velocidad con la que lo vemos desplazarse. Cuando estamos en movimiento, por ejemplo, en un coche y vemos pasar las cosas a los lados del camino en dirección contraria a nuestro movimiento, los objetos más cercanos, como pueden ser árboles o postes se desplazan rápidamente, los más alejados parecen cambiar menos rápido su posición y los muy alejados ni siquiera parecen moverse.

El concepto detrás de todas estas prácticas es el de la *paralaje* y es tal vez la forma más eficaz de medir distancias en nuestro entorno. La paralaje ocurre cuando observamos un mismo objeto cercano desde distintos puntos y advertimos cómo cambia su posición respecto a los objetos más alejados. Una forma fácil de entender la paralaje es estirando nuestro brazo y mirando sólo con un ojo uno de nuestros dedos proyectados contra algo en el fondo de la habitación, una ventana, por ejemplo. Ahora, miremos sólo con el otro ojo y notaremos cómo la posición del dedo respecto a la ventana ha cambiado. Entre más cerca esté el dedo de nuestros ojos mayor será el cambio. El ángulo que mide el cambio de proyección del dedo es la paralaje y nos ayuda a juzgar la distancia a la que se encuentra el objeto cercano, es decir, el dedo en nuestro ejemplo (fig. 1.2). Si el objeto está muy lejos el ángulo será muy pequeño, aunque si tuviéramos los ojos más separados tendríamos

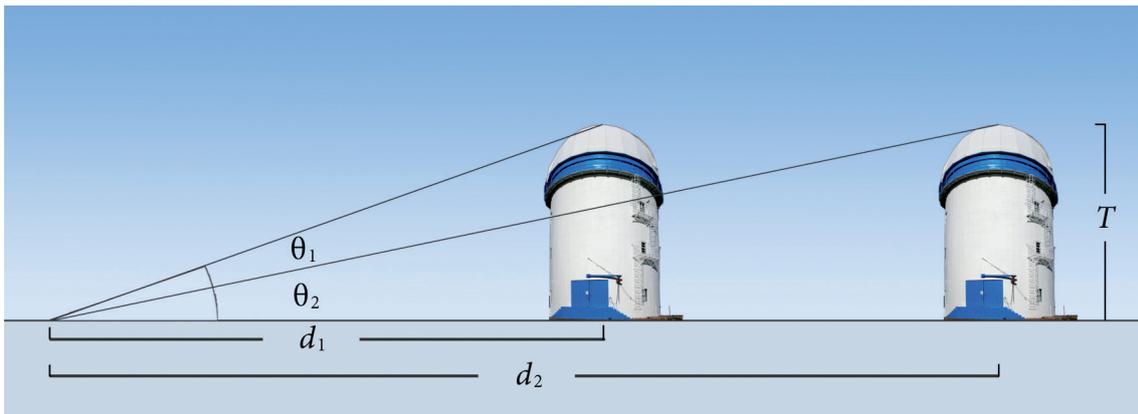


FIGURA 1.1. Entre más lejano es un objeto, el ángulo θ que subtende es más pequeño. Si el ángulo θ es pequeño y está dado en radianes, la distancia d , el tamaño T y θ están relacionados así:

$$d = T / \theta \text{ (imagen preparada por Juan Carlos Yustis).}$$

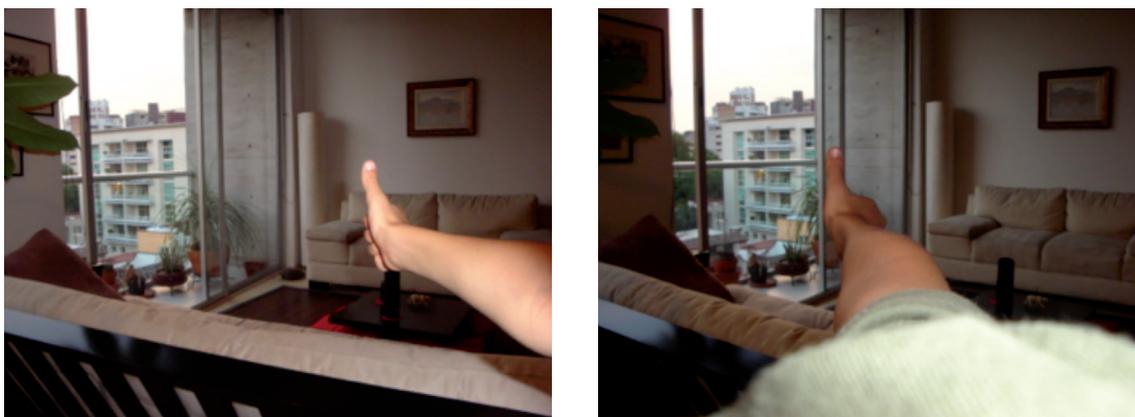


FIGURA 1.2. Paralaje con el dedo. La fotografía de la izquierda está tomada desde el hombro izquierdo. Note como la proyección del dedo sobre los objetos del fondo cambia cuando la foto la tomamos desde el hombro derecho. El ángulo que se ha desplazado el dedo es la paralaje. Si la foto la hubiéramos tomado desde los ojos, el ángulo habría sido menor porque los ojos están más cerca uno del otro que los hombros.

mos mejores oportunidades de medir mayores distancias.

En la oscuridad no podemos usar la paralaje, pero nuestra experiencia también nos ha enseñado cuán brillantes son algunas fuentes luminosas, por ejemplo, cuánto brilla un semáforo o el poste del alumbrado público, o las luces de un camión. Comparando el brillo aparente de una de esas fuentes luminosas con el brillo real que sabemos que tiene, podemos igualmente calcular si el objeto luminoso está más lejos o más cerca.

Todas estas intuiciones que han llevado a nuestro cerebro a tener un panorama congruente de las distancias, no funcionan con igual eficacia cuando miramos el cielo nocturno. Las estrellas, ¿son pequeñas y muy cercanas? o ¿son verdaderamente enormes, pero a distancias fabulosas? Las estrellas parecen estar muy aisladas como para tomar un punto de referencia y sus

brillos reales nos son desconocidos como para estimar su distancia. Sin embargo, los astrónomos, gracias al ingenio y la tecnología, han logrado aplicar algunos de los métodos naturales de nuestro mundo cercano a los confines estelares y han construido la base para determinar el tamaño del universo. El resto de este libro está dedicado a describir los métodos empleados para medir distancias cósmicas y desde luego, los resultados.

1.2. PRIMERAS IDEAS DEL UNIVERSO Y LA GEOMETRÍA

Seguramente nunca sabremos lo que pensaban los primeros homínidos, antepasados del hombre moderno hace un millón de años, sobre la Luna, el Sol y las estrellas, pero sí sabemos que durante la edad de piedra, 3 000 a. de C., muchos monumentos

fueron inspirados en observaciones astronómicas. Los primeros pensadores y observadores del cielo imaginaron extraordinarias ideas cosmológicas y basaron en ellas sus mitos y aunque lograron notables mediciones de los ciclos solar y lunar, no tenían una idea del universo en que vivían, ni siquiera tenían una idea clara de la forma y naturaleza del mundo bajo sus pies. Durante mucho tiempo creyeron que el mundo plano se extendía hasta tocar al cielo y, sin embargo, desarrollaron los rudimentos de mediciones angulares y geometría que, en manos de pensadores más modernos, se convirtieron en las herramientas que habrían de determinar el tamaño de la Tierra y del resto del universo.

La idea de que el universo es infinito no es moderna. Los atomistas griegos, Leucipio (450-370 a. de C.) y Demócrito (ca. 460-370 a. de C.) sostenían que el número de átomos en el mundo físico no tenía límite, por lo tanto, requerían de un espacio también ilimitado. Por otro lado, el concepto de universo infinito fue refutado por Platón (ca. 427-347 a. de C.) y por Aristóteles (384-322 a. de C.) para quienes el universo era esférico, finito y eterno; el espacio vacío no existe sino que está lleno de éter (en eterno movimiento) y los planetas más alejados que la Luna se encuentran en esferas concéntricas, siendo la última la de las estrellas fijas.

Para mejor entender el universo, su origen y estructura, es necesario determinar las distancias entre sus componentes para lo que han sido necesarios algunos con-

ceptos geométricos fundamentales y no deja de ser admirable que muchos de esos conceptos fueron desarrollados por pensadores muy antiguos. Entre esos primeros pensadores y observadores del cielo estuvieron los babilonios que vivieron en las márgenes de los ríos Éufrates y Tigris y que 2 000 años a. de C. ya eran observadores asiduos de Venus, y hábiles astrólogos. En su época de esplendor, alrededor del año 600 a. de C. habían desarrollado un sistema numérico complejo de base hexadecimal, es decir, usaban el número 60 como base de conteo y no el 10, como hoy en día. El 60 tiene algunas ventajas, por ejemplo, tiene muchos divisores (1, 2, 3, 4, 5, 6, 10, 12, 15, 20, 30 y 60), por lo que si un círculo es dividido en 60 partes iguales, entonces es fácil describir y utilizar diversas fracciones exactas del círculo. Ellos dividieron el círculo en 60 porciones llamadas grados y a su vez un grado en 60 minutos de arco y así, subsecuentemente, un minuto de arco en 60 segundos de arco. Este sistema les permitió dividir la trayectoria del Sol en su movimiento anual en 12 regiones de 30 grados cada una, que corresponden a los signos zodiacales. Aun ahora, casi 4 000 años después, seguimos usando el mismo sistema para medir ángulos e incluso hemos trasladado el sistema para medir el paso del tiempo; la mecánica de nuestros relojes analógicos funciona con base en una división hexadecimal del círculo.

Entre los primeros medidores de distancias estuvieron los egipcios, quienes con el fin de recaudar impuestos necesitaban me-

dir las tierras ricas en limo que dejaba el río Nilo en sus márgenes después de la crecida anual. Estos agrimensores fueron de alguna manera los primeros geómetras. De hecho la palabra misma geometría está compuesta de dos raíces; *geos*–tierra y *metros*–medida. Para las medidas usaban una cuerda larga con nudos igualmente espaciados. La separación entre los nudos era la unidad de medida. Sin embargo, el interés de los egipcios fue sólo práctico por lo que no se dedicaron al desarrollo abstracto de la geometría como tal.

Las primeras contribuciones a la geometría abstracta se le atribuyen al filósofo Tales de Mileto (624-546 a. de C.) a quien también se le considera como el fundador de las matemáticas y, aunque es probable que Tales no hubiera descubierto todas las proposiciones geométricas que se le atribuyen, es posible que haya organizado el conocimiento geométrico de su época. Fue Euclides de Alejandría (ca. 325-265 a. de C.) quien configuró la geometría que había estado dispersa en axiomas y teoremas de matemáticos griegos, como del propio Tales y de Pitágoras, durante los tres siglos anteriores. En su famoso libro *Los Elementos*, la única de las obras de Euclides que ha llegado a nosotros y del que se dice que después de la Biblia es el libro con mayor número de ediciones de la historia, éste nos legó la geometría que hemos aprendido hoy en día (en la educación básica) y la única geometría conocida hasta el siglo XIX. Sirvió para la solución de problemas geométricos en diversos campos de la ciencia durante más de

1 000 años. Las primeras determinaciones cartográficas de nuestro planeta, las de posiciones y distancias de estrellas están basadas en la geometría euclidiana e inspiró, en el siglo II, la Teoría Ptolemaica del universo. La contribución de dicha geometría al conocimiento del tamaño del mundo es muy notable.

La geometría euclidiana está tan arraigada en nuestra vida cotidiana que, como en el caso de la estimación de distancias en nuestro esquema mental, es difícil concebir otras geometrías y otras distancias, necesarias cuando tratamos con el universo a gran escala, como veremos más adelante en esta obra.

1.3. EL TAMAÑO DE LA TIERRA

Es una creencia generalizada entre la gente, o al menos entre muchos niños y adolescentes, que la forma esférica de la Tierra fue sugerida por primera vez y descubierta por Cristóbal Colón, y que hasta entonces la humanidad pensaba que vivía sobre una Tierra plana. Esto es incorrecto, pues la forma esférica era algo aceptado por la mayoría de los filósofos y científicos desde los tiempos de Platón, 1 800 años antes de Colón. Sin embargo, es cierto que a lo largo de la historia moderna de la humanidad, la idea sobre la forma de la Tierra ha tenido sus logros y retrocesos. Vale la pena que nos detengamos un poco y hagamos un recuento de las ideas en torno a su forma y tamaño, durante los últimos 3 000 años.

Los modelos griegos del mundo han moldeado en gran medida el pensamiento occidental posterior y la influencia de Platón y Aristóteles fue tan grande que sus ideas de universo finito prevalecieron durante casi 2 000 años, hasta el tiempo de Giordano Bruno (1548-1600). Bruno, en su libro *De Immenso* hace una erudita y extensa refutación de los argumentos de Platón en



FIGURA 1.3. Anaximandro de Mileto en la Escuela de Atenas.

contra de la naturaleza infinita del mundo y nos invita a comprender que, siendo el universo infinito, la Tierra no puede estar en su centro y que su rotación causa el movimiento diurno aparente del cielo.

Respecto a la forma de la Tierra, son muy numerosos y pintorescos los modelos ideados por pueblos antiguos: los incas, por ejemplo, imaginaban un arca techada a dos aguas donde moraba un dios; para los aztecas el universo tenía cinco cuadrados, uno al centro donde moraba el dios del fuego Xiuhtecutli o Huehuetéotl, y otros cuatro adosados en cada uno de los lados; por último, tenemos la famosa imagen del universo hindú con la Tierra casi plana apoyada sobre cuatro elefantes parados sobre una gran tortuga que flotaba en las aguas del universo.

Hasta donde sabemos, la primera persona que sugirió que la Tierra no era plana fue Anaximandro de Mileto (611-564 a. de C.), alumno de Tales. Según Anaximandro el mundo tenía la forma de cilindro alargado en la dirección Este-Oeste porque los barcos, cuando navegaban en dirección norte o sur, desaparecían en el horizonte, lo que significaba que la Tierra se curvaba en esas direcciones. Poco después, Pitágoras de Samos (ca. 582-497 a. de C.) ofreció dos evidencias de que la Tierra era esférica y no cilíndrica: en los barcos primero desaparece el casco y después el velamen, en todas direcciones, siempre de la misma manera; y la sombra de la Tierra sobre la Luna durante los eclipses es circular. Los astrónomos en la época de Pitágoras ya explicaban

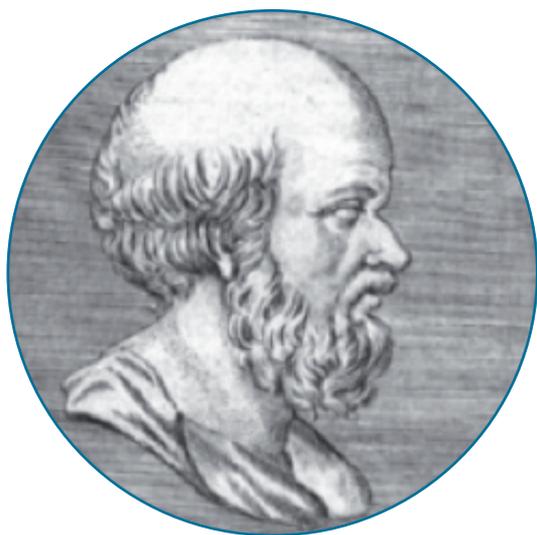


FIGURA 1.4. Eratóstenes de Cirene.

los eclipses lunares como el resultado de la sombra de la Tierra.

En los tiempos de Platón y Aristóteles, 350 años antes de Cristo, la forma esférica no era motivo de disputa entre la mayoría de los pensadores griegos, con excepción, quizá, de los seguidores de Epicuro (ca. 300 a. de C.) quien consideraba que la Tierra plana era resultado del sedimento de átomos en caída. Platón fundamentaba su creencia de la esfericidad en motivos puramente estéticos; si la esfera es la forma más perfecta, entonces la Tierra debe ser una esfera, pues de otra forma negaría el orden de la creación. Aristóteles, en cambio, estaba de acuerdo por razones matemáticas y algunas evidencias físicas: puesto que todos los cuerpos caen hacia un centro durante la formación, éstos originaron una esfera; por otro lado, está el argumento de la sombra circular de la Tierra sobre la Luna durante los eclipses.

Y ya que la Tierra era esférica, era natural preguntarse cuál sería su tamaño. No hay noticia de que los caldeos o los egipcios hayan intentado estimar el tamaño del mundo. Aunque es posible que algunos cálculos hayan sido hechos anteriormente, la cita más antigua que conocemos de las dimensiones de la Tierra fue hecha por Aristóteles, sin dar a conocer su origen, quien dice que la circunferencia es de 400 000 estadios. La siguiente mención sobre este valor es la de Arquímedes que nos dice 300 000 estadios, también sin citar su origen. Los autores de estas determinaciones y sus métodos se han perdido en el tiempo.

El primero en sugerir el tamaño de la Tierra calculado a partir de observaciones fue Eratóstenes de Cirene (ca. 276-196 a. de C.) aproximadamente en el año 240 a. de C. Eratóstenes fue un filósofo y matemático, sobre todo, un geógrafo muy notable en su época, lo que le valió el nombramiento que le confirió el Faraón Ptolomeo III, de bibliotecario de la famosa Biblioteca de Alejandría, la más grande del mundo occidental en esos tiempos. El método empleado por Eratóstenes ha sido ampliamente celebrado y descrito en numerosos textos de astronomía. Está basado en el hecho de que cuando una vara vertical no produce sombra al medio día en un determinado lugar, una vara equivalente en otro sitio sobre el mismo meridiano, produce sombra cuya longitud depende de la distancia entre los dos sitios. Se dice que Eratóstenes llevó a cabo el experimento en las ciudades de Alejandría y Siena (hoy Asuán en el

alto Nilo). Sabía que las dos ciudades estaban separadas 5 000 estadios y midiendo la longitud de la sombra de la vara, *S* en el esquema del experimento en la figura 1.5 y con un poco de geometría elemental, pudo determinar que el ángulo *A* medía 7.2° . Como los ángulos *A* y *B* son alternos-internos entre dos paralelas cortadas por una recta, éstos son iguales. Puesto que $7.2^\circ/360^\circ = 1/50$, entonces la distancia entre Alejandría y Siena equivale también a $1/50$ de la circunferencia total de la Tierra. Así que, multiplicando la distancia de 5 000 estadios por 50, determinó que el perímetro es de 250 000 estadios. Después este valor fue sustituido, probablemente por Eratóstenes mismo por 252 000 estadios, tal vez

para redondear el número de estadios en un grado a 700 ($252\,000/360$). Desde luego para compararlo con las determinaciones más modernas es necesario saber a cuánto equivale un estadio en una unidad más actual.

La pista para saber cuánto mide un estadio nos la dio Plinio *el Viejo* (23-79 d. de C.). Según Plinio, Eratóstenes tomaba un *Schoenus* como 40 estadios. El *Schoenus* (en latín) o *Schoinos* (en griego) era una unidad de longitud muy usada por los griegos, quienes la adoptaron de los egipcios y es equivalente a 6 300 metros. Así que, un estadio mide $6\,300/40 = 157.5$ metros. Por lo que, 252 000 estadios son 39 690 kilómetros. El valor moderno del perímetro de

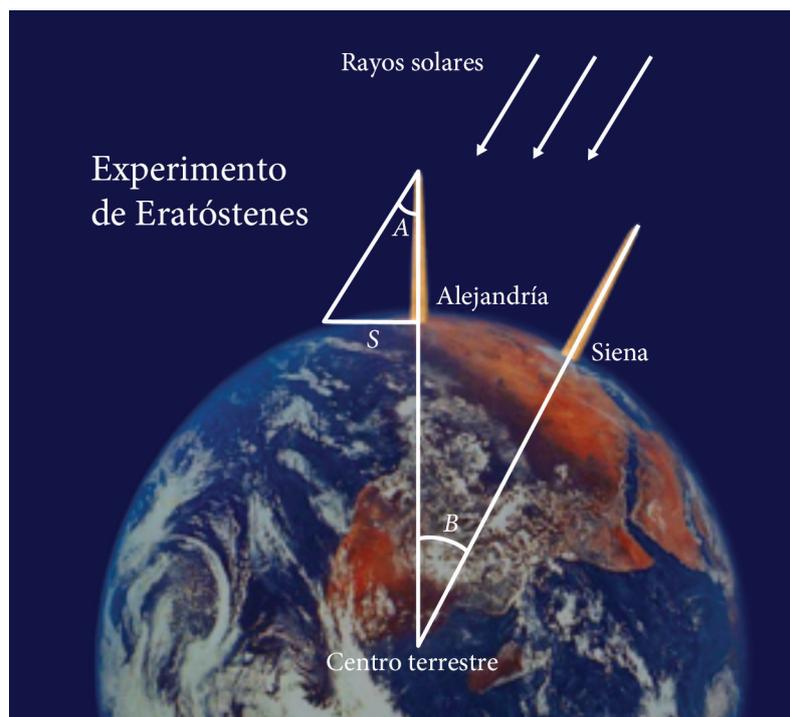


FIGURA 1.5. Experimento de Eratóstenes.

la Tierra, es cerca de 40 030 kilómetros, así pues, la determinación temprana de Eratóstenes es sorprendentemente correcta. Sin embargo, algunos autores consideran que el éxito de este resultado es el producto de varias casualidades, pues no tenemos noticia de que Eratóstenes haya tomado precauciones para disminuir los errores (véase una discusión detallada en el libro de Dreyer 1953).

Vale la pena hacer notar que otra determinación fue efectuada por Posidonius (ca. 135-50 a. de C.), utilizando mediciones de la diferente altitud de una estrella al culminar (cruzar el meridiano) cuando es vista desde distintas ciudades. El resultado de Posidonius de 240 000 estadios equivaldrían a una circunferencia de sólo 37 800 kilómetros. Una Tierra notablemente más pequeña. El resultado de Posidonius, sin embargo, fue adoptado por el notable geógrafo Ptolomeo en su famosa obra *Geografía*, muy conocida y empleada por los intelectuales y navegantes durante más de 10 siglos, aún en los tiempos de Cristóbal Colón.

Así las cosas, en la época de Colón la esfericidad de la Tierra era algo largamente aceptado que se enseñaba en las universidades. No era una idea propia de Colón y que éste estuviera tratando de afincarla entre sus contemporáneos, sino algo aceptado. El geógrafo Estrabón (ca. 63 a. de C.-ca. 25 d. de C.) sugirió que no solamente debiera ser posible navegar a oriente por occidente sino que esto ya se había intentado. La mayoría de los hombres cultos en los tiempos de Colón sabían que la Tierra

era esférica y así lo sabían los marinos que, eso sí, dudaban de que la empresa de circunnavegación fuera posible, por lo que la propuesta de Colón no era cosa nueva. Lo atrevido y realmente novedoso de su proyecto era proponer, por primera vez, realizar la navegación hacia el oriente por la ruta de Occidente, es decir, demostrar la esfericidad del mundo de manera práctica y contundente. Y todo esto, a pesar del oscurantismo cristiano de la Edad Media que negó la forma esférica de la Tierra durante más de 1 000 años, entre la época de las brillantes ideas de los sabios griegos y el momento del primer viaje de Cristóbal Colón.

En efecto, la cartografía cristiana marcó un enorme retroceso en la geografía y las ideas sobre la forma del mundo. El Cristianismo conquistó el imperio romano y la mayor parte de Europa y esto condujo a un olvido general del saber, fenómeno que perduró entre los años 300-1300 d. de C. Uno podría preguntarse desde luego a qué se debió esta “pérdida de memoria” y podríamos argumentar que a los dogmas impuestos por la fe cristiana. Los geógrafos cristianos no podían aceptar el concepto de antípodas (dos puntos, diametralmente opuestos sobre una esfera son las antípodas uno del otro), por consiguiente, tampoco la esfericidad de la Tierra. Lactancio, que fue el tutor del hijo del emperador Constantino, decía: “Cómo puede haber alguien tan necio como para creer que hay hombres con sus pies más altos que sus cabezas o los árboles crecer al revés y la lluvia caer hacia arriba”. Incluso cristianos tan notables como

San Agustín estaban de acuerdo con eso. Para los geógrafos cristianos en el ecuador se encontraban los fuegos tropicales y cualquier ser en las antípodas estaría aislado y el evangelio no podría haber llegado a ellos, por tanto, no estarían emparentados con Adán ni haber conocido las enseñanzas de Cristo. Antes que aceptar esa herejía, prefirieron negar la esfericidad de la Tierra y la existencia de las antípodas. Creer en las antípodas fue motivo de acusación de herejía por la Inquisición. Así que la geografía en Europa, devino durante todo ese tiempo en una mezcla de fantasía y dogma. Algunos historiadores han dado en llamar a ese periodo “la gran interrupción”.

Pero Colón, además de un navegante diestro y experimentado, era un hombre culto que había leído a los principales geógrafos y filósofos antiguos. En su biografía preparada por su segundo hijo, Fernando Colón, culto y bibliófilo, nos informa con énfasis especial sobre las lecturas de su padre, que incluían a Aristóteles, Ptolomeo, Marino de Tiro, Estrabón y Plinio. A partir de sus lecturas y la correspondencia con otro geógrafo erudito, el florentino Paolo Toscanelli (1397-1482), Cristóbal Colón pudo hacerse una idea del tamaño de la Tierra y las distancias que habría que navegar por Occidente para llegar a las costas orientales de Asia.

Sabía que en la esfera hay 360 grados, pero la pregunta era, ¿de qué tamaño es un grado? Como hemos visto, las primeras estimaciones del radio y la circunferencia de la Tierra nos ofrecen dos respuestas; a)

Eratóstenes nos dice que es de 252 000 estadios que divididos entre 360 grados da 700 estadios/grado; y b) Posidonius que obtuvo $240\ 000/360 = 666.66$ estadios/grado. Estos estadios se refieren al Schoinos de 157.5 metros. En su obra *Geografía*, Ptolomeo adoptó el perímetro calculado por Posidonius, pero utilizó como unidad el estadio egipcio de 210 metros y no el griego de 157.5 metros. Por lo que concluyó que había solamente 500 estadios en un grado, es decir, mucho menos que Posidonius. Es fácil comprobar que $666.66 \times 157.5 = 500 \times 210$. Esto es, Ptolomeo simplemente expresó el resultado de Posidonius en una unidad diferente. Sin embargo, Colón, seguidor de la gran autoridad de Ptolomeo, usó su resultado de 500 estadios/grado, pero supuso incorrectamente que se refería a estadio de 157.5 metros, por lo que un grado para Colón medía solamente $500 \times 157.5 = 78\ 750$ metros y no el valor correcto de Ptolomeo de $500 \times 210 = 105\ 000$ metros. Es decir, Colón pensaba que el mundo era 75% menor que lo calculado por Posidonius que por lo demás ya era más pequeño que el preciso resultado de Eratóstenes.

Hubo otras circunstancias que hicieron pensar a Colón que el mundo era más pequeño. Ptolomeo había dicho que el mundo conocido se extendía 180° al este, desde el Cabo San Vicente a 9° al oeste de Greenwich (en el extremo SO de Portugal) hasta el confín de Asia, lo que es casi correcto. Sin embargo, Colón prefería los resultados de Marino de Tiro que afirmaba que esa extensión cubría 225° y siguiendo a Marco

Polo ubicaba la ciudad de Zaitun (Shangai) 28° al este y a la isla de Cipango (Japón) a 30° de la costa, así que, esto coloca a Cipango a $-9^\circ + 225^\circ + 28^\circ + 30^\circ = 274^\circ$ al este de Greenwich. Esto corresponde al meridiano de 85° al oeste de Greenwich, que pasa cerca de la isla de Cozumel en México. Colón calculaba que viajando desde la isla del Hierro (Canarias) a 18° oeste tendría que navegar 67° y que yendo a 28° de latitud, un grado mediría como 40 millas náuticas o sea, esperaba una navegación de 2 680 millas náuticas (unos 4 963 kilómetros) para llegar a Cipango. Hoy sabemos que esos cálculos lo ubicarían aproximadamente en Puerto Rico y que la distancia hasta Japón es de 19 631 kilómetros. Pero era ahí a 2 680 millas náuticas donde Colón esperaba encontrar tierra. ¡Y la suerte quiso que la encontrara! pero no fue Cipango sino

América lo que encontró, con la que nadie contaba. Es muy interesante ver el mapa que usó para su primer viaje (que fue preparado por el cartógrafo alemán Martín Behaim) y que tenía a Marco Polo como referencia. En este mapa vemos Cipango al centro y de frente a Guam y las Canarias, a menos de un cuarto de círculo de navegación.

Cabe preguntarse si de haber sabido la verdadera distancia a la costa asiática, Colón habría intentado su proyecto y si éste habría sido financiado. Sin embargo, la verdadera confirmación práctica de que la Tierra es esférica habría de llegar en septiembre de 1522, cuando parte de la expedición de Fernando de Magallanes regresó a España después de un épico viaje que circunnavegó la Tierra. Fernando de Magallanes (1480-1521) nació en la villa Sabrosa, al norte de Portugal. A los 25 años

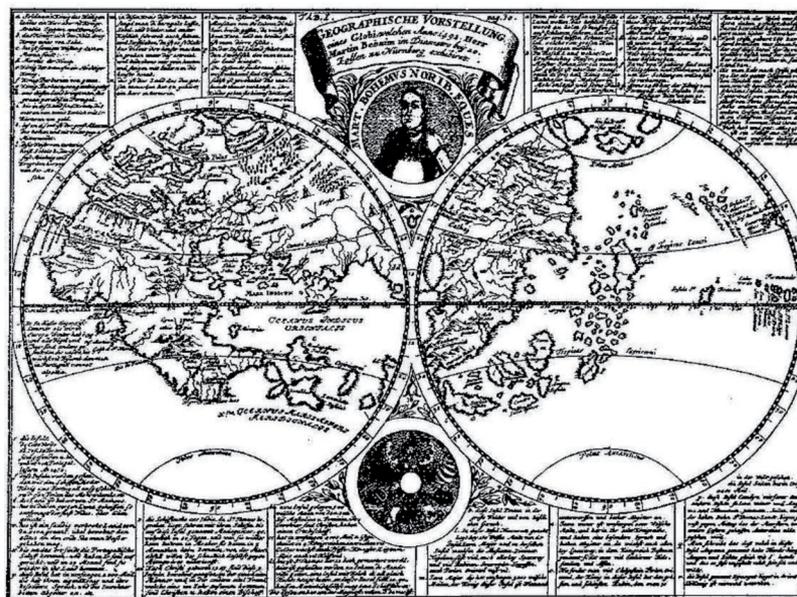


FIGURA.1.6. Mapa del mundo de Martín Behaim ca. 1492. América no aparece y al centro del mapa de la derecha, la mayor de las islas es Cipango (Japón). Las islas del extremo derecho son las Canarias.

inició su carrera de navegante y participó a las órdenes de Alfonso de Albuquerque en la fundación del imperio portugués en Asia. A los 32 años regresó a Portugal y fue acusado de comerciar con el enemigo, lo que lo llevó a renegar de su lealtad a Portugal y se marchó a España, a la corte de Carlos V. Magallanes y su amigo astrólogo y matemático Rui Faleiro, habían abogado durante mucho tiempo por encontrar un paso a Asia por la ruta del sudoeste. Luego de hábiles negociaciones con personajes españoles que controlaban los viajes de expedición, Magallanes logró que Carlos V aprobara el suyo el 22 de marzo de 1518. El plan contemplaba específicamente encontrar un paso en el extremo sur de América. Magallanes y Faleiro recibirían la vigésima parte de las ganancias y a ellos y a sus herederos les sería concedido el gobierno de las tierras descubiertas.

Magallanes zarpó el 20 de septiembre de 1519 con cinco carabelas en condiciones no muy buenas para tal navegación, bien armadas y cargadas de productos como cencerros, espejos, brazaletes de latón, piezas de terciopelo y 1 000 kilogramos de azogue (mercurio), todos estos productos muy apreciados por los príncipes orientales. La tripulación consistía de 250 hombres entre italianos, portugueses, franceses, griegos y un inglés porque no fue fácil encontrar españoles dispuestos a un viaje tan largo, peligroso y, ¡comandado por un aventurero extranjero! Faleiro decidió a último momento no acompañarlos porque su horóscopo le indicaba que no regresaría con vida.

La saga de la expedición de Magallanes es larga y muy colorida, de sabrosa lectura y llena de aventuras dignas de hombres valientes y ambiciosos. Para fines de este libro digamos brevemente que encontraron el



FIGURA 1.7. Las Nubes de Magallanes a la derecha de la Vía Láctea (fotografía de Miloslav Drucmüller, 2007).

buscado paso en el sur del continente, hoy conocido como Estrecho de Magallanes y que durante las noches despejadas se dieron cuenta de la existencia en el cielo de dos nubosidades, cuya presencia persistente llamó su atención, y que hoy conocemos como las Nubes de Magallanes: dos pequeñas galaxias, satélites de nuestra Galaxia de la Vía Láctea, fácilmente visibles a simple vista en noches despejadas en el hemisferio sur y que jugarán un papel importantísimo en la determinación de la escala cósmica de distancias, como veremos en los próximos capítulos.

Magallanes perdió uno de sus barcos, *el Santiago*, que naufragó mientras exploraba la costa. La tripulación refugiada en los cuatro barcos restantes continuó el duro paso por el Estrecho. Buscando caminos por entradas que resultaban a veces callejones sin salida extravió su barco más grande, *el San Antonio*. En realidad había sido secuestrado por el piloto amotinado, y conducido de regreso a España.

Cuando finalmente salieron del Estrecho entraron al Océano Pacífico, un mar mucho más grande de lo que esperaban. Cualquier estimación del tamaño del Pacífico a la que Magallanes hubiera tenido acceso lo predecía hasta 80% más pequeño de lo que es en realidad. Entre la tripulación se encontraba Antonio Pigaffeta que llevó un detallado diario y que felizmente estuvo entre los sobrevivientes que regresaron a España. Pigaffeta cuenta que navegaron durante esos tres meses 20 días, que pasaron hambre y tuvieron que comer

hasta aserrín de madera, tomar agua amarilla y polvo de galletas con olor a orines de rata. Las ratas eran escasas y se vendían a medio ducado la pieza. Muchos hombres murieron de escorbuto. Durante ese tiempo recorrieron 19 000 kilómetros; por fortuna no sufrieron ¡ninguna tormenta! El 6 de marzo de 1521 llegaron a Guam (hoy las islas Marianas), donde se abastecieron de arroz, agua y fruta. Una semana después llegaron a Samar (Filipinas). Ahí Magallanes cometió la imprudencia de involucrarse en una guerra local y siendo alcanzado por flechas envenenadas de los guerreros de la tribu de Mactán, murió en la playa de la pequeña isla, el 27 de abril de 1521. Una de las tres naves, *la Concepción* estaba en tan malas condiciones que tuvieron que quemarla. *La Trinidad* también se encontraba en mal estado lo que le impidió regresar a España por la ruta de Occidente, así que decidieron enviarla de regreso, pero no logró llegar a Panamá. *La Victoria*, en mejores condiciones, capitaneada por Juan Sebastián Elcano, consiguió regresar a Sevilla, el 8 de septiembre de 1522. De los 250 hombres que partieron, sólo 18 volvieron. Al llegar, demostraron que Eratóstenes estaba en lo correcto y que la circunferencia de la Tierra mide aproximadamente 40 000 kilómetros.

Hoy es posible determinar el tamaño de nuestro planeta a partir de fotografías tomadas desde satélites artificiales, utilizando un rayo láser, que es un haz de fotones monocromáticos que viajan en fase, por tanto, tienen una dispersión mucho menor que

el rayo de luz convencional. Debido a esta característica, el rayo láser puede viajar grandes distancias sin perder su colimación. Si se apunta a un satélite equipado con una superficie reflejante, el rayo será enviado de regreso a la Tierra. El tiempo de ida y vuelta puede medirse con gran exactitud. Con un reloj atómico se puede determinar el tiempo con precisiones mejores a 10^{-18} segundos. Como conocemos la velocidad de la luz (299 792 458 kilómetros/segundo) entonces podemos determinar la distancia al satélite. Una sola medición no es de gran utilidad, pero si esto se repite desde un número grande de estaciones de medición distribuidas por toda la Tierra, se puede reconstruir su forma y tamaño a partir de las mediciones individuales. Así, sabemos que la Tierra no es perfectamente esférica sino que el ecuador está ligeramente más alejado del centro que los polos, es decir, es achatada de los polos y que su radio medio es 6 369.85 kilómetros, que corresponde a una circunferencia media de 40 022.95 kilómetros.

1.4. DISTANCIA A LA LUNA Y AL SOL

Las estimaciones de distancias a cuerpos externos a la Tierra, por ejemplo, la Luna, el Sol y las estrellas también descansan inicialmente en la intuición y en la geometría euclidiana de tiempos de los antiguos filósofos griegos. Sabemos por experiencia que cuando un cuerpo es ocultado de nuestra vista por otro, el que se interpone

está más cerca que el ocultado. Para los primeros observadores del cielo era, por lo tanto, evidente que la Luna está más cerca que el Sol y que éste está más cerca que las estrellas, pues nunca ocurre que el Sol pase frente a la Luna y la oculte o que las estrellas pasen frente al Sol. También era claro para los antiguos astrónomos que algunos planetas estaban más cerca de la Tierra que el Sol, como Mercurio y Venus, mientras que los otros planetas conocidos hasta entonces, Marte, Júpiter y Saturno, se consideraban más lejanos, ya que en ocasiones eran ocultados por el Sol. Así, lo contempla uno de los famosos modelos antiguos del cielo: el sistema geocéntrico de Ptolomeo (100-170 d. de C.). Según Ptolomeo, la Tierra se encuentra en el centro del universo y los cuerpos celestes orbitan a su alrededor en órbitas contenidas en esferas concéntricas ordenadas por su distancia: la Luna, Mercurio, Venus, el Sol, Marte, Júpiter y Saturno. En la última de las esferas, la más distante, se encuentran las estrellas fijas. Aunque este modelo perduró entre las preferencias del mundo occidental durante 15 siglos, hasta el triunfo del modelo heliocéntrico de Nicolás Copérnico (1473-1524), es justo mencionar que fue el astrónomo griego Aristarco de Samos (ca. 320-250 a. de C.), el primero en sugerir que sería más fácil explicar los movimientos de los planetas, si la Tierra se mueve alrededor del Sol y no al revés. A lo largo de sus líneas de pensamiento, Aristarco ideó algunos métodos para determinar la distancia al Sol en términos de la distancia Tierra-Luna.

En el diagrama de la figura 1.8. se ilustra su método. Si se observa la Luna justo en el momento en que se encuentra en la fase de Cuarto Creciente (o Cuarto Menguante) y se mide el ángulo entre las posiciones de la Luna y del Sol (ángulo φ en la figura. 1.8.), entonces podemos inmediatamente conocer el valor de θ ($\theta = 90^\circ - \varphi$) y la distancia Tierra-Sol = Tierra-Luna/seno θ . Aristarco calculó que $\theta = 3^\circ$ y dedujo que el Sol se encontraba 19 veces más lejos que la Luna.

Sin embargo, para conocer la distancia absoluta al Sol se necesitaba conocer la distancia absoluta a la Luna. Para eso Aristarco ideó otro método geométrico basado en los eclipses de Luna y el diámetro angular de la Luna y el Sol; aunque su método es correc-

to, nunca se tomó el trabajo de calcular la distancia como tal.

Habría de ser Hiparco de Nicea (ca. 190-120 a. de C.) quien haría el primer cálculo. Las contribuciones de Hiparco a la astronomía son numerosas, algunas de las cuales tienen aún fuertes repercusiones en la astronomía moderna. Por ejemplo, fue el primero en catalogar las posiciones y brillos de más de mil estrellas, fundando así la técnica de la *astrometría* que sería de gran relevancia en el proceso de establecer la escala cósmica de distancias, como veremos más adelante en este libro. Casi todo lo que sabemos sobre los resultados y métodos de Hiparco ha llegado a nosotros a través de Ptolomeo, quien en su texto

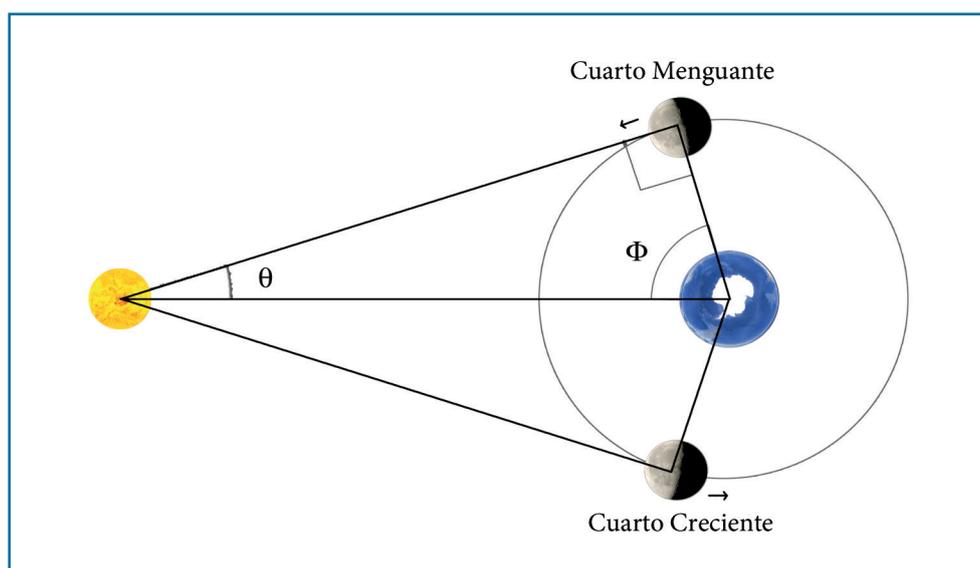


FIGURA. 1.8. Aristarco sugirió que el tiempo que transcurre del Cuarto Menguante al Creciente es, por la geometría que se muestra, menor que el tiempo del Cuarto Creciente al Menguante y que midiendo con precisión el momento de los cuartos y el ángulo en ese momento entre el Sol y la Luna φ , se determina el valor del ángulo θ , y por trigonometría, la distancia de la Tierra al Sol. En la práctica la medición es muy complicada y las mediciones de Aristarco fueron muy imprecisas (figura preparada por Juan Carlos Yustis).

Sobre los tamaños y distancias de la Luna y el Sol, nos dice que Hiparco usó la estimación del tamaño del cono de sombra de la Tierra medido por el paso de la Luna durante un eclipse lunar. Calculó la distancia y los tamaños de la Luna y el Sol usando el radio de la Tierra como unidad, concluyendo que el radio de la Luna es 0.29 y su distancia 60.5 radios terrestres. También reconoció que medir la distancia al Sol no era posible ya que estaba muy lejos para medir con precisión su paralaje, mucho más alejado de las 19 veces más que la Luna según el resultado de Aristarco. En efecto, la medición de la paralaje solar sólo sería posible hasta la invención del telescopio. Los valores modernos del radio y la distancia lunares son 0.27 y 60.3 radios terrestres, respectivamente. Las determinaciones de



FIGURA 1.9. Hiparco de Nicea
(ca. 190-120 a. de C.)

Hiparco son sorprendentemente correctas, por lo que podemos afirmar que la distancia y el tamaño de la Luna se conocen bien desde hace, ¡22 siglos! La distancia media de la Tierra a la Luna es 384 403 kilómetros.

Ptolomeo intentó la determinación de la distancia al Sol usando observaciones durante eclipses lunares, también concluyó erróneamente, igual que Aristarco, que el Sol estaba unas 21 veces más lejos que la Luna. Pero dada la gran autoridad de Ptolomeo este valor de la distancia al Sol fue aceptado durante 1 500 años. La distancia verdadera al Sol es 389 veces mayor que la de la Luna, esto es, 23 485 radios terrestres.

1.5. EL SISTEMA SOLAR

Hacia el siglo XVII, el modelo geocéntrico de Ptolomeo era obsoleto. El sistema heliocéntrico había demostrado sus virtudes, capaz de describir los movimientos observados de los planetas y de predecir sus posiciones con precisión. Con el Sol en el centro, se requiere solamente un poco de trigonometría para expresar la distancia a los planetas en términos de la distancia media Tierra-Sol, a lo que se le llama *Unidad Astronómica (UA)*. Copérnico dedujo sus distancias usando la suposición de órbitas coplanares y circulares para los planetas conocidos, que expresadas en UA son: Mercurio 0.38, Venus 0.72, Tierra 1.0, Marte 1.52, Júpiter 5.22 y Saturno 9.17.

Johannes Kepler (1571-1630) dedujo, utilizando las numerosísimas observacio-

nes de Tycho Brahe (1546-1602), las leyes de movimiento orbital de dos cuerpos con masa. Su tercera ley relaciona el periodo orbital con la distancia media entre los cuerpos, digamos para el caso del sistema solar, el periodo orbital de cada planeta y su distancia media al Sol. Si la distancia la expresamos en unidades astronómicas y el periodo orbital en años terrestres, la tercera Ley de Kepler dice que el cuadrado del periodo es proporcional al cubo de la distancia; $T^2 \propto D^3$. Pudo determinar los periodos orbitales de los planetas, por lo tanto, también comprobar sus distancias al Sol, siempre en unidades astronómicas. Con esto mejoró la precisión de las distancias calculadas por Copérnico. Los resultados de Kepler son: Mercurio 0.387, Venus 0.723, Tierra 1.0, Marte 1.524, Júpiter 5.200 y Saturno 9.531.

Para conocer el tamaño verdadero del sistema solar era necesario saber cuánto mide la unidad astronómica, por ejemplo, en kilómetros. Como hemos visto, ya Hiparco se había dado cuenta que no era posible medir la paralaje del Sol porque éste se encuentra a gran distancia. La situación en tiempos de Kepler no había cambiado. Aunque conocía las distancias relativas entre los planetas, la determinación de las paralajes planetarias, aún para los más cercanos a la Tierra, Marte y Venus, no era posible con la tecnología disponible en esa época. Habría que esperar la invención del telescopio para lograr esas mediciones.

La celebración del año Internacional de la Astronomía en 2009 se hizo para conme-

morar los descubrimientos de Galileo Galilei al apuntar su telescopio a distintos objetos celestes; sus descubrimientos más celebrados son los cráteres de la Luna, las estrellas en la Vía Láctea y los cuatro satélites más brillantes de Júpiter, hoy conocidos como satélites galileanos. Sin embargo, aún queda en mucha gente la idea de que Galileo inventó el telescopio. No fue así, en 2009 no celebramos la invención del telescopio sino los descubrimientos astronómicos hechos por Galileo con el telescopio. Nadie sabe realmente quién inventó el telescopio ni exactamente cuándo. Es muy probable que Leonard Digges (ca. 1520-1559), quien inventó el teodolito, haya construido además un telescopio alrededor de 1550. Generalmente, el crédito le ha sido dado a Hans Lippershey (ca. 1570-1619) que era un fabricante de binoculares en Middelburg, Holanda. Lippershey lo llamó *mirador* y algunos otros nombres también fueron utilizados; *vidrio de perspectiva*, *tubo óptico* o *vidrio óptico*. Se dice que fue el poeta y matemático griego Ionnes Demisiani (muerto en 1619) quien sugirió llamarlo *telescopio* a partir de sus raíces griegas que significan literalmente *mirar lejos*.

Otro invento que contribuyó de manera decisiva en la determinación de la unidad astronómica fue el micrómetro, creado por el astrónomo inglés William Gascoigne (1612-1644). Con el micrómetro se pueden medir pequeñas separaciones angulares. Éste, acoplado a un telescopio, permitió medir las paralajes pequeñas de algunos planetas.

La primera paralaje planetaria medida fue la de Marte. Como las órbitas de Marte y la Tierra son ligeramente elípticas y no coplanares, hay un momento en que los dos planetas tienen máximo acercamiento. Cuando esto ocurre Marte está en el lado opuesto al Sol, se dice en oposición. En ese momento la distancia Marte-Tierra es solamente de 0.37 unidades astronómicas, por tanto, la paralaje de Marte es 2.5 veces mayor que la del Sol. Este acercamiento ocurrió en 1672 y dos grupos de trabajo hicieron la medición. Giovanni Domenico Cassini (1625-1712) organizó las mediciones desde dos puntos alejados sobre la superficie de la Tierra, París y Cayena (en la Guayana Francesa). Al mismo tiempo John Flamsteed (1646-1719) usaba un método diferente: medir la posición cambiante de Marte respecto a tres estrellas lejanas a través de un tiempo suficientemente largo. Ambos midieron la paralaje de Marte de $25''$ (segundos de arco) y la paralaje del Sol de sólo $9.5''$, de donde se puede calcular que la distancia al Sol es de 21 600 radios terrestres o 91.5 millones de kilómetros. Si recordamos que según Ptolomeo la distancia al Sol era de 21 veces mayor que la de la Luna de 60 radios terrestres, o sea 1 260 radios terrestres, la medición de la paralaje de Marte hizo ver a los astrónomos que el sistema planetario era al menos, ¡20 veces más grande!

La determinación precisa de la distancia media de la Tierra al Sol fue estimada a principios del siglo XIX. Johann Karl Friedrich Gauss (1777-1855) expresó la tercera Ley de Kepler para el caso de la Tierra en térmi-

nos de su masa, el periodo orbital alrededor del Sol o año sideral y el semieje mayor de su órbita elíptica alrededor del Sol, a través de una constante llamada *Gaussiana* de la gravitación que vale $k = 0.01720209895$. Sin embargo, Gauss advirtió que, posibles mejoras en la determinación en la masa de la Tierra, y la duración del año sideral, implicarían tener que recalcular la constante. Para evitar eso, los astrónomos decidieron definir la Unidad Astronómica (UA) como “la distancia a la cual tendría que estar una partícula sin masa en una órbita perfectamente circular alrededor del Sol y que se desplaza k radianes por día, donde $k = 0.01720209895$ ”. De esta manera, la definición de UA no hace referencia al caso de la Tierra y ésta puede considerarse como un planeta más en el sistema solar. Así, en sentido estricto, la distancia media de la Tierra al Sol, considerando las perturbaciones por la presencia de los otros planetas, es de 1.000 0002 unidades astronómicas.

El método de las paralajes volvió a tener importancia cuando se aplicó a los asteroides. Una fuente de incertidumbre en la medición de la paralaje de Marte es que incluso a través de un telescopio pequeño se puede distinguir el disco del planeta, es decir, no es una fuente puntual, por lo tanto, las mediciones con el micrómetro no pueden ser muy precisas. Para evitar este problema, David Gill (1843-1914) hizo mediciones para los asteroides Iris, Shappo y Victoria, todos entre las órbitas de Marte y Júpiter, que son mucho más pequeños que los planetas y tienen imágenes puntuales

vistos al telescopio, por lo que permiten mediciones más precisas si uno tiene un telescopio más grande. Gill concluyó que la paralaje solar es de 8.8". El asteroide Eros sería una mejor selección porque está entre Marte y la Tierra, además de que en 1931 tuvo un paso cercano a la Tierra (a 25.5 millones de kilómetros), circunstancia que aprovechó Harold Spencer Jones (1890-1960) para determinar con gran precisión la paralaje solar de $8.790'' \pm 0.001''$. El poder de resolución de un ojo humano promedio es de unos 100", así que, la paralaje solar jamás podría haber sido estimada a simple vista. Una UA es equivalente a 149 597 870 kilómetros y es, en efecto, 389 veces más grande que la distancia a la Luna.

El sistema planetario conocido hasta el siglo XVIII terminaba en Saturno a 9.5 UA del Sol. Sin embargo, en la era del telescopio nuevos planetas serían descubiertos. En 1781, William Herschel (1738-1822) notó que una estrella que parecía más brillante que las otras se desplazaba entre las estrellas fijas a una razón de 1" por día. Después de varios meses de observación, Anders Johan Lexell (1740-1784) calculó la órbita y anunció que era un nuevo planeta a 19 UA del Sol, al que se le llamaría *Urano*, dos veces más alejado del Sol que Saturno. Las irregularidades en la órbita de Urano provocaron que John Couch Adams (1819-1892) y Joseph Leverrier (1811-1877) sugirieran la existencia de un planeta más, calcularan su órbita y predijeran su posición. Johann Gottfried Galle (1812-1910) se dispuso a buscar el planeta en la posición predicha y en

la primera noche de observación, el 23 de septiembre de 1846 descubrió a Neptuno muy cerca de la posición predicha y a una distancia de 30 UA del Sol. En 1929, Clyde William Tombaugh (1906-1997) fue contratado por el Observatorio Lowell en Arizona para buscar planetas más allá de Neptuno por medio de la inspección de una gran colección de fotografías de las mismas regiones del cielo. Después de un año de trabajo, Tombaugh descubrió un objeto que cambiaba su posición. Los astrónomos del Observatorio lo rastrearon durante un mes y anunciaron, el 13 de marzo de 1930, que se trataba de otro planeta, Plutón a unas 40 UA del Sol.

Como en el caso de la distancia a la Luna medida con rayo láser, la distancia a los planetas también puede determinarse con gran precisión utilizando tecnología más moderna. El radar, que emplea ondas de radio, fue usado para medir las distancias a Venus en 1961, a Mercurio en 1962 y a Marte en 1965, por varios grupos de científicos en diversos países. El método es tan preciso que sirve no sólo para determinar la distancia media de un planeta sino que puede inclusive detectar variaciones en la superficie. El rayo tardará un poco menos en ir y venir a la cumbre de una montaña que lo que tarda en hacer el recorrido hasta las planicies más bajas en un planeta. La diferencia puede ser de algunas millonésimas de segundo, pero esto es fácilmente medible en los radio observatorios modernos. El método del radar no funciona para planetas más alejados que Júpiter, sin

embargo, las naves que han explorado el sistema planetario exterior nos han enviado señales de radar que permiten la determinación de distancias con gran precisión y puede mapear la orografía de las superficies de planetas y satélites.

El sistema planetario se extiende mucho más allá de Plutón. El Cinturón de Kuiper se encuentra entre 30 y 100 UA y está formado por cuerpos congelados que se convierten en cometas de corto periodo al precipitarse hacia las regiones interiores del sistema solar. La Nube de Oort está formada por núcleos congelados de posibles cometas de largo periodo y se extiende entre 30 000 y 100 000 UA. Los cuerpos en estas regiones más externas son sin duda los residuos del proceso que condujo a la formación del Sol y los planetas. Estos son muy probablemente los confines del sistema solar a 2×10^{13} kilómetros. Distancia en la que muchos antiguos filósofos y astrónomos no habrían creído y que a muchos de nosotros nos cuesta trabajo imaginar; a pesar de su enorme tamaño, aún estamos en casa. Todavía estamos lejos de los confines del universo. Nuestro viaje por los páramos cósmicos acaba de comenzar.







CAPÍTULO 2

Distancia a las estrellas

Her discovery of the relation of period to brightness is destined to be one of the most significant results of stellar astronomy, I believe.

[Su descubrimiento de la relación entre el periodo y el brillo está destinado a ser uno de los resultados más significativos de la astronomía estelar, creo yo.]

--- Carta de Harlow Shapley a Edward Pickering
acerca del trabajo de Henrietta Leavitt

Después del sistema solar siguen las estrellas. En 1572, Tycho Brahe descubrió una nova, trató de medir su paralaje y se dio cuenta que era imperceptible, por lo que concluyó que debía estar muy lejos. Pero, ¿qué tan lejos? Mientras que Hiparco podía fijar la posición de las estrellas con una incertidumbre de 1° , Tycho podía hacerlo con precisiones de $1'$ y demostró a través de sus muchísimas observaciones que la paralaje anual de las estrellas fijas era, sin duda, menor a $1'$ lo que en el sistema de Copérnico implicaba que debían estar a 7 800 000 radios terrestres de distancia, es decir, cerca de 50 000 millones de kilómetros, o sea, entre el Cinturón de Kuiper y la Nube de Oort. Es claro hoy en día, que esa distancia para una estrella es demasiado pequeña. Sin embargo, Tycho consideró que esa distancia era absurdamente grande, utilizando esto como argumento para criticar el sistema heliocéntrico de Copérnico. Tycho sería tal vez, el último de los grandes astrónomos en hacerlo.

2.1. UNIDADES DE DISTANCIA

Cuando uno se propone medir algo, lo que sea, es conveniente que lo haga con las unidades de medida adecuadas. Medir la estatura media de una persona en kilómetros, aunque no es imposible, aproximadamente 0.0017 kilómetros, es incómodo. Imaginemos las tablas de crecimiento de niños con la escala entre ¡0.00050 y 0.00075 kilómetros durante el primer año de vida! o por el contrario, medir las distancias entre ciudades en centímetros también nos traería incomodidades no deseadas: la distancia entre la Ciudad de México y la costa más cercana es casi, ¡40 millones de centímetros! puf,... poco práctico. Medir cosas muy pequeñas con unidades muy grandes o cosas muy grandes con unidades muy pequeñas ocasiona dificultades de índole práctica que debemos evitar. La unidad de medición que ha de escogerse tiene que corresponder a la escala de tamaños o distancias de lo que ha de medirse.

La historia de las unidades de pesos y medidas es muy extensa e interesante, y queda fuera de la perspectiva de este libro. Ya en el capítulo 1 se habló de algunas unidades antiguas, como el *estadio* y no fue fácil para los historiadores conocer su equivalencia en unidades modernas. En la mayor parte del mundo actual el sistema que se emplea para medir distancias es el *sistema decimal*. Las distancias se miden en metros o kilómetros, los tamaños de las cosas se miden en metros, centímetros o milímetros, y las cosas muy pequeñas, de tamaños micros-

cópicos, pueden medirse en fracciones de milímetro, micras o micrones (1 000 micras = 1 milímetro) o incluso en nanómetros (1 000 nanómetros = 1 micra). Y de manera parecida a como nuestra experiencia cotidiana nos permite intuir o estimar distancias, nuestro andar por el mundo en que vivimos nos ha enseñado a “sentir” estas unidades. Nadie confunde algo que mide 20 centímetros con algo de 20 metros o 20 kilómetros.

Para la medición del tamaño de la Tierra y del sistema solar, los kilómetros han sido adecuados, aunque al final, cuando se determinaron las distancias a los confines del sistema, ya había que poner demasiados ceros al escribirlas (véase tabla 1) además, de que va siendo difícil tener una sensación o perspectiva de lo que significan, simplemente porque la distancia a los planetas no es parte de nuestro mundo cotidiano.

Como hemos visto, Tycho calculó que las estrellas fijas estaban “demasiado lejos”, a 7 850 000 radios terrestres y que esta distancia es mucho menor que la distancia de la Nube de Oort, es decir, que en realidad no va más allá del sistema solar. Pronto veremos que la distancia a las estrellas, aun a las más cercanas, es mucho más grande que la cifra anterior y que también las unidades astronómicas serán insuficientes.

Para definir una unidad cósmicamente práctica, los astrónomos recurrieron al concepto de *paralaje anual* o *paralaje trigonométrica*. Durante su recorrido alrededor del Sol a lo largo de un año, la Tierra alcanza

posiciones extremas en su órbita después de seis meses. Si observamos la posición de una estrella cercana respecto a estrellas más lejanas desde los dos puntos extremos en la órbita terrestre, notaremos que cambia exactamente igual que cuando vemos cambiar la posición de nuestro dedo sobre los objetos de fondo en la habitación si lo miramos alternativamente con uno y otro ojo. Véase la ilustración de la fig. 2.1 y note en ella el triángulo formado por las posiciones del Sol, la Tierra y la estrella. El ángulo con vértice en la estrella, π , se relaciona con el radio de la órbita de la Tierra, que es una UA, y la distancia d del Sol a la estrella por medio de la relación simple $\pi = 1UA/d$. Si la distancia de la estrella cambia, el valor de π cambia también. Por definición, cuando el valor de π es de un segundo de arco, $1''$, se dice que la distancia es de un parsec. Un segundo de arco es un ángulo muy pequeño, que corresponde a la estatura de una persona si esta pudiera ser vista a 370 kilómetros de distancia, aunque sabemos que la resolución angular del ojo humano es solamente cerca de 100 veces mayor. La palabra *parsec* es la combinación de las palabras latinas para paralaje y segundo de arco. Un *parsec* equivale a 206 265 unidades astronómicas.

Desde luego que otra unidad de distancia útil para medir distancias cósmicas es el *año luz*, que es la distancia que recorre la luz en el vacío durante un año sideral de 365.256 3835 días. Como la velocidad de la luz en el vacío es 299 729 kilómetros por segundo, un año luz equivale a 9.4 millones

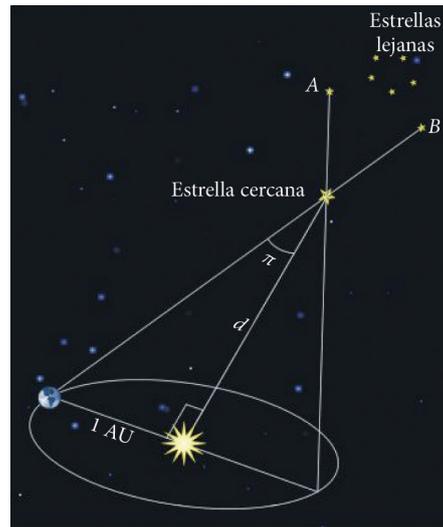


FIGURA 2.1. Si el ángulo que subtende el radio medio de la órbita de la Tierra en torno al Sol visto desde la estrella π es un segundo de arco, la distancia d entre el Sol y la estrella es un parsec (figura tomada del libro de Arellano Ferro 2003).

de millones de kilómetros (9.4×10^{12}). Un parsec equivale a 3.2 años luz. Sin embargo, los años luz serán todavía muy pequeños para medir las distancias verdaderamente grandes en los confines más alejados del universo, por lo que es costumbre medir esas enormes distancias en miles de parsecs (kiloparsecs) o aun en millones de parsecs (megaparsecs).

2.2. LA DISTANCIA A LAS ESTRELLAS

Incluso para Copérnico, las estrellas estaban todas a la misma distancia y el diámetro de la órbita de la Tierra era sólo de 1 100 veces el diámetro de la Tierra. Aunque este valor es menos de la décima parte del valor real, Copérnico esperaba que con esta base

tan grande algunas estrellas podrían haber mostrado cambios de posición debido a la paralaje anual, pero nadie había visto en ese entonces que alguna estrella cambiara de posición, la razón de Copérnico fue que las estrellas estaban demasiado lejos para mostrar paralajes. Según Kepler, las estrellas se encontraban todas distribuidas en un cascarón, ¡de unos pocos kilómetros de espesor! No obstante, poco antes del nacimiento de Copérnico, el filósofo alemán Nicolás de Cusa (1401-1464), que se convirtió en Papa en 1448, ya había sugerido que las estrellas se encontraban a diferentes distancias distribuidas por el espacio infinito, idea entusiastamente seguida y defendida posteriormente por Giordano Bruno (1548-1600) hasta el momento mismo en que, paradójicamente, fue quemado vivo por la Santa Inquisición acusado de herejía.

Los primeros intentos de medir la paralaje anual fueron hechos por dos notables científicos, Robert Hooke (1635-1703) que intentó medir la estrella γ Draconis y John Flamsteed (1646-1719) que estudió la Estrella Polar. Hoy sabemos que esas estrellas tienen paralajes muy pequeñas, $0.022''$ y $0.008''$, respectivamente, pero nadie antes del siglo XVIII poseía un instrumento lo suficientemente preciso para medir paralajes menores a $1.0''$. La selección de las estrellas fue desafortunada y las medidas de Hooke y Flamsteed subestimaron por mucho sus distancias. La estrella más cercana al Sol se llama *Próxima Centauri* y pertenece al sistema de tres estrellas de Alfa Centauri;

se encuentra a 1.3 parsecs. A esta distancia su paralaje anual es de $0.77''$, es decir, no existe ninguna estrella cuya paralaje anual sea mayor de $1''$, razón por la cual no fue posible medir la paralaje anual hasta bien avanzado el siglo XIX.

En el siglo XIX los astrónomos tenían telescopios más grandes e instrumentos más precisos, lo que contribuyó a que Friedrich W. Bessel (1784-1846), Friedrich G. B. von Struve (1793-1864) y Thomas Henderson (1798-1844) lograran las primeras mediciones para las estrellas 61 Cygni, α Centauri y Vega y obtuvieran, respectivamente, $0.31''$, $1.26''$ y $0.26''$ (los valores modernos son $0.287''$, $0.742''$ y $0.125''$), que corresponden aproximadamente a distancias de 660 000, 163 000 y 793 300 UA. Si estas tres estrellas estaban, como suponían estos estudiosos, entre las más cercanas, era claro que para la distancia de muchas de las otras estrellas tendría que recurrirse a nuevas unidades de distancia (el parsec o el año luz) y a nuevos métodos de determinación.

2.3. LOS ALCANCES DE LAS PARALAJES ANUAL Y SECULAR

Si nos referimos a las figs. 1.2 y 2.1, es fácil darse cuenta que entre más alejado esté el objeto, o sea, mayores valores de d , más pequeño será el ángulo que subtende θ cuando es visto desde dos puntos separados una distancia D . Y que si queremos ser capaces de medir la distancia para ese objeto lejano, debemos buscar la manera de con-

seguir que el ángulo sea grande para que nuestra medición sea más fácil y precisa. Esto podríamos lograrlo aumentando la separación entre los dos puntos de observación. En el ejemplo de la fig. 1.2, la separación es la de los ojos; en el caso de la paralaje diurna medida desde dos lugares lejanos en la Tierra, la separación máxima es el diámetro de la Tierra y en la paralaje anual (o trigonométrica, fig. 2.1), la separación es el diámetro de la órbita de la Tierra alrededor del Sol. Esta última nos permitió medir distancias a estrellas cercanas y naturalmente tiene sus límites que están definidos por nuestra escasa capacidad de medir ángulos muy pequeños.

Cada vez que hacemos una medición, esta va acompañada de un error o incertidumbre. Entre más alejada esté una estrella, su paralaje π será menor y la incertidumbre o error ε en nuestra medición, será mayor, es decir, el cociente ε/π crece para distancias más grandes. ¿Cuál es el límite aceptable para ese cociente? Esto depende de las aplicaciones para las que un astrónomo va a necesitar las distancias medidas, pero siempre será cierto que si queremos mantener pequeño el cociente ε/π es necesario disminuir los errores de medición y/o mantenernos a distancias no muy grandes. El límite teórico para la aplicación de la paralaje está determinado por la capacidad de medición del instrumento que usamos. Por ejemplo, si nuestro aparato puede medir paralajes con un error de 0.01", no deberíamos confiar en las distancias de estrellas con valores mayores de 100 parsecs.

Hacia 1900, se habían medido con cierta precisión las paralajes de alrededor de 100 estrellas solamente. En 1952, el *Catálogo de Paralajes de Yale* contenía paralajes de 5 822 estrellas medidas con una precisión de 0.01".

Para poder medir la distancia de estrellas más alejadas con ese mismo instrumento, nuestra alternativa solamente es una: hacer más grande el valor de π agrandando también la base del triángulo de observación. No podemos hacer que el diámetro de la órbita de la Tierra alrededor del Sol sea mayor, pero sí podemos utilizar el desplazamiento secular del Sol. Este, forma parte de un sistema estelar muy grande, la Galaxia, que rota en torno a su centro. El Sol completa una órbita alrededor del centro galáctico en unos 250 millones de años, lo mismo que las estrellas próximas al Sol. Debido a su movimiento orbital, el Sol se desplaza, aproximadamente, 4 UA por año. Si hacemos una primera observación de una estrella lejana y esperamos 20 años para hacer la segunda observación, la base de nuestro triángulo será de 80 UA y hará posible medir su paralaje con mayor precisión. A esta, se le llama *paralaje secular*, que permite medir distancias mucho mayores que la *paralaje anual*.

Para hacer posible la aplicación de la paralaje secular, otro gran invento tendría que ocurrir primero, la fotografía. Hacia finales del siglo XIX se fabricaron las primeras emulsiones a base de sales de yoduro y de nitrato de plata, material sensible a la luz. Estas emulsiones depositadas sobre vidrio

dieron lugar a las primeras placas fotográficas, muy utilizadas en astronomía. La placa fotográfica se colocaba en un porta placas o caja a prueba de luz y ésta a su vez en el plano focal de un telescopio, lo que permitía tomar una fotografía de una región del cielo. El telescopio era utilizado como gran lente telefoto. Las primeras fotografías astronómicas sobre placas secas de bromuro de plata fueron tomadas en 1882 por el astrónomo David Gill en el observatorio de Ciudad del Cabo, Sudáfrica. Gill se interesó por la nebulosa de Orión y el cometa Halley.

La placa fotográfica hizo posible la confección de grandes mapas estelares del cielo. Los primeros y más completos de estos mapas fueron el *Bonner Durchmusterung* publicado en 1863 por Friederick W. Argelander (1799-1875), que incluye imágenes fotográficas y posiciones para unas 450 000 estrellas del hemisferio norte; el *Cape Photographic Durchmusterung* preparado por Jacob C. Kaptein (1851-1922), cuyas placas fueron todas tomadas por Gill, que contiene posiciones y magnitudes para unas 450 000 estrellas; y el *Córdoba Durchmusterung* preparado por iniciativa de John M. Thome desde el observatorio de Córdoba, Argentina, en 1892 con posiciones y magnitudes para 520 000 estrellas del hemisferio sur.

Estas primeras colecciones de imágenes del cielo permitieron determinar las posiciones precisas de cientos de miles de estrellas en la bóveda celeste. Repitiendo el ejercicio de tomar fotografías del cielo, décadas después, haría posible notar que

muchas estrellas, las más cercanas, habían cambiado sus posiciones respecto a otras, las más lejanas, debido al movimiento espacial del Sol a lo largo de esas décadas. Entre más tiempo pase entre la primera y la segunda colección de imágenes, mayor será el desplazamiento solar, y mayores los desplazamientos medidos de las estrellas. Esta paralaje secular, permite pues, medir distancias mucho mayores que la paralaje anual. Si el desplazamiento secular en 20 años proporciona una base 40 veces mayor que el anual, y la precisión de las paralajes es 0.01", podemos medir entonces distancias a estrellas 40 veces más lejanas, esto es, aproximadamente a unos 4 000 parsecs. El problema del método de la paralaje secular es que en 20 años las estrellas, que también orbitan alrededor del centro de la Galaxia, tienen movimiento propio y no podemos saber de antemano qué porción del ángulo que medimos de su paralaje es reflejo del movimiento del Sol y cuál es causada por el movimiento propio de la estrella. Si supiéramos cuál es la velocidad de la estrella proyectada en el cielo (velocidad transversal), entonces podríamos calcular la magnitud del desplazamiento debido a su movimiento propio y tendríamos la información suficiente para calcular la distancia. Como no es posible saber la velocidad transversal de una estrella individual, el método de la paralaje secular no funciona para estrellas individuales. Pero sí aplicamos el método de la paralaje secular a un grupo grande de estrellas parecidas, más o menos del mismo color y del mismo brillo,

por tanto, aproximadamente a la misma distancia, en promedio, sus paralajes seculares serán el reflejo del movimiento del Sol y entonces podremos saber la distancia media a ese grupo. Esta variante se llama *método de la paralaje estadística*, que se puede usar para determinar distancias a grupos estelares.

2.4. CÚMULOS ESTELARES EN MOVIMIENTO

Existen en nuestra Galaxia agrupaciones estelares llamadas *cúmulos* (véase fig. 2.2). Algunos se encuentran suficientemente cerca del Sol como para ver sus desplazamientos seculares después de unos años. Como las estrellas del cúmulo se desplazan por el espacio casi con la misma velocidad y la misma dirección, sus desplazamientos respecto al Sol son aproximadamente paralelos. Por efecto de perspectiva, sin embargo, los desplazamientos parecen converger a (si el cúmulo se aleja) o divergir de (si el



FIGURA. 2.2. Cúmulo doble en la constelación de Perseo.

cúmulo se acerca) un punto “de fuga”, por ejemplo, en el caso de los rieles de una vía de tren que son paralelos, pero a la distancia apuntan a un punto convergente.

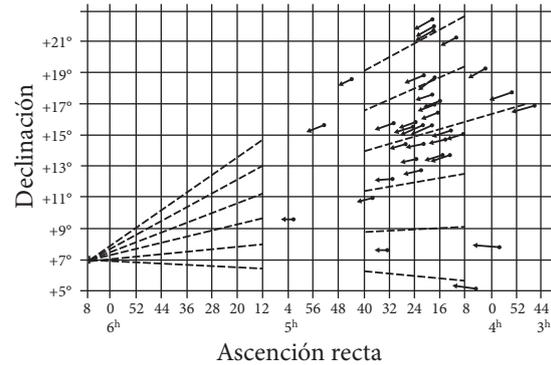


FIGURA. 2.3. Movimientos aparentes de las estrellas de la Híades.

La figura 2.3 muestra los movimientos aparentes de las estrellas de las Híades, que es el cúmulo estelar más cercano al Sol. Vemos cómo la prolongación de sus desplazamientos define la posición del punto convergente. Midiendo el ángulo entre la dirección de cada estrella y la de su punto convergente (θ en la fig. 2.4), y la velocidad radial V_r (por medio del efecto Doppler en las líneas de su espectro), podemos calcular la velocidad transversal V_t ($V_t = V_r \tan \theta$). Entonces la distancia en parsecs a cada una de las estrellas puede calcularse con la fórmula

$$d = V_t / 4.74 \mu, \tag{2.1}$$

donde μ es el desplazamiento por año de cada una de las estrellas medido en *segundos de arco*. Repitiendo el ejercicio para

tantas estrellas como sea posible en el cúmulo, podemos conocer su distancia media.

Existen varios grupos estelares lo suficientemente cercanos al Sol para aplicarles este método del punto convergente; las Híades en la constelación del Toro con unas 300 estrellas a 46 parsecs, el grupo de la Osa Mayor con 60 estrellas a 240 parsecs y el grupo de Escorpión-Centauro con aproximadamente 100 estrellas a 170 parsecs. La determinación de la distancia de las más de 500 estrellas en estas tres agrupaciones estelares ha sido muy importante en el establecimiento de la escala cósmica de distancias, porque ha hecho posible calibrar el brillo intrínseco de diversos grupos estelares y su distancia.

En el siglo II a. de C., Hiparco de Nicea clasificó los brillos de alrededor de mil estrellas

2.5. EL BRILLO ESTELAR COMO INDICADOR DE DISTANCIA

En el siglo II a. de C., Hiparco de Nicea clasificó los brillos de alrededor de mil estrellas

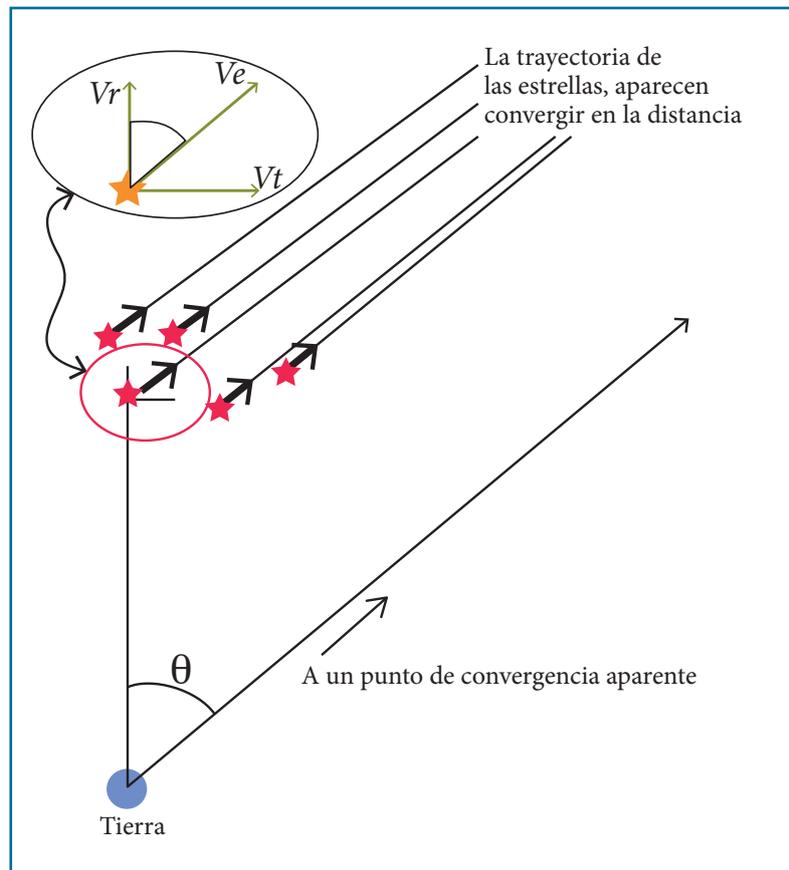


FIGURA 2.4. La velocidad espacial de una estrella V_e se puede descomponer en la velocidad radial V_r y la velocidad tangencial V_t . En un cúmulo que se aleja de nosotros parece que todas las estrellas se mueven hacia un punto convergente. Véase texto para explicación.

llas en seis clases de brillo, en donde las de clase uno eran las más brillantes del cielo y las de clase seis, las más débiles y apenas perceptibles por el ojo. Actualmente, a esas clases de brillo se les llama *magnitudes*. Para éstas, en 1856, Norman R. Pogson propuso una escala cuantitativa, según la cual una estrella de magnitud 1 emite exactamente 100 veces más luz que una de magnitud 6; la diferencia de una magnitud corresponde a un cociente de luminosidades igual a la raíz quinta de 100, es decir, 2.512. Esto es consistente con el hecho de que nuestro sistema sensorial percibe los cocientes iguales de energía lumínica como intervalos iguales de brillo. Así, la diferencia de una magnitud corresponde a un cociente de luminosidades de 2.512 o dicho de otra forma, una estrella que es una magnitud más brillante que otra, emite 2.512 veces más luz. Si las magnitudes de dos estrellas son m_1 y m_2 y sus brillos l_1 y l_2 entonces, $m_1 - m_2 = 2.5 \log l_2 / l_1$.

Debemos tomar en cuenta que el brillo que vemos de una estrella, o su magnitud aparente, depende de la distancia a la que se encuentra. Si la misma estrella pudiéramos alejarla o acercarla, su brillo aparente cambiaría. Sin embargo, la estrella tiene brillo real o intrínseco que está determinado por algunas características físicas, como son la temperatura en su superficie y el tamaño. Como no podemos saber a priori el brillo intrínseco, no podemos juzgar su distancia solamente a partir de su brillo aparente. Una estrella muy poco brillante podría ser muy cercana, pero intrínsecamente poco

luminosa o bien ser una estrella muy luminosa, aunque extremadamente lejana. Esta situación es parecida al tamaño aparente de un objeto (véase capítulo anterior), si el objeto es lejano se verá aparentemente pequeño y mucho más grande si está cercano. Únicamente cuando conocemos su tamaño real podemos estimar su distancia a partir de su tamaño aparente, piense, por ejemplo, en un camión o un árbol vistos a la distancia. Lo mismo sucede con las estrellas y sus brillos; solamente cuando conocemos su brillo real o intrínseco podemos usar su brillo aparente para calcular su distancia.

Ha sido muy conveniente en la medición de distancias estelares definir la magnitud absoluta (M_V) de una estrella como la magnitud aparente que la estrella tendría si estuviera a una distancia de 10 parsecs. Es verdad que no podemos mover las estrellas a esa distancia para medir su magnitud aparente, pero cuando logramos medir la distancia por algún otro de los métodos que ya describimos, por ejemplo, para las 500 estrellas por el método del cúmulo en movimiento o alguna de la paralajes, entonces dada su distancia, podemos calcular cuál debería ser la magnitud absoluta. Lo cierto es que si conocemos de alguna manera la magnitud absoluta de una estrella, entonces podemos calcular su distancia. La ecuación simple que relaciona estas cantidades es

$$m - M_V = 5 \log d - 5, \quad (2.2)$$

en donde d es la distancia dada en parsecs. La magnitud aparente m puede medirse con un fotómetro y un telescopio. Así que, basta conocer una de las dos, M_v o d para conocer la otra. Sin embargo, el espacio entre el observador y la estrella no está completamente vacío, sino que sabemos ahora que existen nubes de polvo interestelar que atenúan la luz de la estrella y nos hacen verla engañosamente menos brillante, lo que nos haría pensar que la estrella se encuentra más lejos de lo que está en realidad. Si corregimos m por esa absorción interestelar, A_v , tendríamos una magnitud libre de absorción m_o , así, $m_o = m - A_v$

$$m_o - M_v = 5 \log d - 5, \quad (2.3)$$

y la distancia será la correcta.

La estrategia es tal que para estrellas con distancia conocida, podemos determinar su M_v y eso lo hacemos para familias de estrellas de propiedades homogéneas (por ejemplo, temperatura y tamaño) y después podemos localizar estrellas de esa familia en otras regiones, y usar la M_v de la familia para determinar la distancia. Veremos en la siguiente sección que hay familias de estrellas a las que se les puede determinar su valor de M_v a partir de otra propiedad, como su periodo de pulsación o el brillo máximo de una explosión, por lo que han sido excelentes indicadores de distancia. Las más notables de estas estrellas son las pulsantes Cefeidas y las RR Lyrae, y las eruptivas novas y supernovas.

2.6. LAS ESTRELLAS VARIABLES NOS ABREN EL CAMINO

2.6.1. Estrellas pulsantes: RR Lyrae y Cefeidas

A lo largo de su evolución, la mayoría de las estrellas pasan por una etapa de inestabilidad gravitacional que las hace pulsar, es decir, su superficie se desplaza radialmente hasta 10% del radio estelar. Esta alternancia de contracción-expansión tiene como consecuencia el cambio de brillo de la estrella. Dependiendo de la familia de variables que se trate, el ciclo puede completarse en tiempos extraordinariamente cortos como algunos minutos (estrellas tipo δ Scuti), unas pocas horas (en estrellas tipo RR Lyrae) o algunos días o decenas de días, (en estrellas tipo Cefeida). El origen de la inestabilidad se encuentra en una región al interior de la estrella en donde se acumula energía procedente del núcleo y ésta es liberada por variaciones cíclicas en la opacidad del material.

Sin duda, las estrellas variables más emblemáticas en el contexto de la determinación de la escala cósmica de distancias son las Cefeidas, llamadas así por su prototipo, la estrella δ de la constelación de Cefeo (Rey de Etiopía, esposo de Casiopea y padre de Andrómeda) también conocida como δ Cephei. La variabilidad de δ Cephei fue descubierta en 1784 por John Goodricke que a pesar de ser sordomudo fue educado esmeradamente por sus padres, lo que no era frecuente en esa época

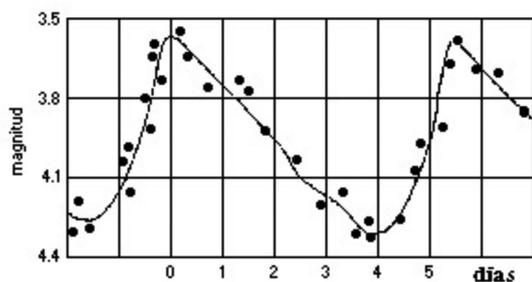


FIGURA 2.5. La variación de la magnitud con el tiempo se denomina *curva de luz*. Aquí se muestra la curva de luz de δ Cephei (figura tomada de los archivos de la Amateur Association of Variable Star Observers (AAVSO)).

con los hijos que sufrían alguna deficiencia física. A la edad de 17 años, Goodricke era un estudiante sobresaliente en matemáticas y astronomía por lo que fue invitado por su vecino y amigo, el astrónomo inglés Edward Piggot, a buscar estrellas variables. Piggot fue el descubridor de algunas variables importantes como η Aquilae (1784), R Corona Borealis y R Scuti (1795). Desafortunadamente Goodricke murió de neumonía a los 21 años. δ Cephei es fácilmente visible a simple vista y su variación puede ser detectada por un observador entrenado; varía su magnitud aparente entre 3.5 y 4.4 en 5.366 días. En los 100 años siguientes al descubrimiento de δ Cephei, se descubrieron 33 Cefeidas más con periodos de pulsación entre 1 y 39 días.

Sin embargo, el descubrimiento que habría de dar fundamento a la escala cósmica de distancias y a nuestra comprensión más reciente del tamaño del universo, ocurriría en 1912. La astrónoma Henrietta S. Leavitt (1868-1921), del Observatorio de Harvard,

buscando estrellas variables, trabajaba con imágenes en placas fotográficas de la Nube Pequeña de Magallanes (NPM), que en ese tiempo se consideraba como una nebulosa contenida en nuestra Galaxia de la Vía Láctea. Leavitt, logró descubrir y catalogar casi 1 800 variables de las cuales 25 tenían características similares a δ Cephei. Cuando ordenó esas 25 estrellas, según su periodo de pulsación, se dio cuenta que las estrellas con periodo más largo eran también las más brillantes y que sus magnitudes, V , y periodos, P , estaban relacionados de una forma muy simple (véase fig. 2.7), a través de una línea recta de la forma $V = a + b \log P$. A esta relación se le conoce como la relación Periodo-Luminosidad o P-L.



FIGURA 2.6. Henrietta Swan Leavitt (1868-1921).

Este descubrimiento fue importante hasta el punto en que a las Cefeidas suele llamárseles la *Piedra Fundamental de la Escala Cósmica de Distancias* y que nos llevaría a conocer el tamaño del universo, aun a distancias extraordinariamente grandes. Y esto es así, no solamente por los grandes

alcances de la relación Periodo-Luminosidad sino porque sirve de calibradora de métodos de determinación de distancia hasta los mismos confines observables del universo.

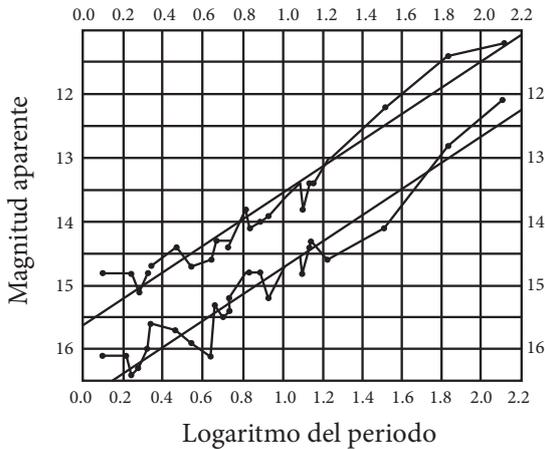


FIGURA. 2.7. Figura original de la relación entre el periodo de pulsación de las Cefeidas y sus magnitudes aparentes en el máximo y el mínimo brillo (Leavitt & Pickering 1912).

Pero antes de usar la relación P-L es necesario calibrarla, o sea, convertir las magnitudes aparentes V del eje vertical de la fig. 2.7, en magnitudes absolutas M_V para convertir la relación en $M_V = A + B \log P$ y calcular los valores de los coeficientes A y B . Así, calculando el periodo P obtenemos M_V y a través de la ecuación (2.2), obtenemos la distancia. En 1912, la distancia a la NPM no era conocida, pero si las Cefeidas en la NPM eran intrínsecamente tan brillantes como las que se localizan en nuestra Galaxia, entonces su poco brillo aparente tendría que deberse a que la NPM se en-

cuentra muy lejos, fuera de la Galaxia, como un satélite galáctico. Si solamente supiéramos la distancia de algunas Cefeidas por un método independiente, podríamos entonces usarlas para calcular su magnitud absoluta M_V y calibrar la relación P-L. Desafortunadamente no existe ninguna Cefeida suficientemente cercana como para medir su distancia por paralaje anual o secular. La más próxima a la Tierra es la Estrella Polar, Polaris, y se encuentra a 100 parsecs. El primero en intentar una calibración por medio de las paralajes estadísticas de 13 Cefeidas fue el químico y astrónomo danés Ejnar Hertzsprung (1873-1967) en 1913, pero sus resultados no fueron correctos debido a la imprecisión de la velocidad espacial del Sol que empleó. En 1918, Harlow Shapley (1855-1972) usó las paralajes estadísticas para 11 Cefeidas en nuestra Galaxia, es decir, estudió los movimientos propios de éstas y calculó sus distancias; y así pudo convertir las magnitudes aparentes en magnitudes absolutas. Con una relación P-L calibrada se está en posesión de una extraordinaria “regla” para medir distancias cósmicas. Ahora bien, sería suficiente con descubrir una Cefeida en otro sistema estelar, por ejemplo, en algún cúmulo estelar o incluso en otra galaxia, determinar su periodo de pulsación y usar nuestra regla P-L para determinar la distancia a la estrella, por tanto, al sistema estelar en que se encuentre.

Desafortunadamente, la calibración de Shapley contenía un error y una importantísima omisión. El error consistió en haber incluido en su calibración a las entonces

llamadas *Cefeidas de cúmulo*, presentes en algunos cúmulos globulares y que hoy conocemos como estrellas *W Virginis* o Cefeidas de Población II. Estas estrellas son en promedio 1.5 magnitudes intrínsecamente menos brillantes que las Cefeidas auténticas para el mismo periodo, y hoy sabemos que son menos masivas. Suponer, como lo hizo Shapley, que estos dos tipos de estrellas eran igualmente luminosas, produjo una calibración incorrecta que calculaba distancias demasiado pequeñas. Este error pasó inadvertido durante 30 años, hasta que, en 1952, fue descubierto por Walter Baade (1893-1960).

Por otro lado, la omisión de Shapley consistió en no haber tomado en cuenta la presencia de material interestelar, cuya existencia sería descubierta tres décadas después. Debido al material interestelar (gas, hidrógeno y aglomerados de átomos de silicatos que constituyen los granos de lo que denominamos polvo interestelar), la luz de las estrellas detrás de las nubes de polvo es dispersada y absorbida y en consecuencia observamos la estrella menos brillante que en ausencia del polvo, lo que podría hacer nos pensar que está más lejos.

La existencia de polvo interestelar fue demostrada por Robert Julius Trumpler (1886-1956), estudiando los tamaños angulares de cúmulos abiertos y los brillos de sus estrellas. Los efectos del polvo interestelar sobre la luz de una estrella detrás de la nube son dos. Por un lado, la luz es dispersada por el polvo, por tanto, la cantidad de luz percibida por el observador disminuye:

la estrella se ve más débil. Por otro lado, la dispersión es una función de la longitud de onda de la luz: la luz azul es mayormente dispersada que la roja y esto causa que el observador perciba un objeto enrojecido. Estos dos efectos, la extinción y el enrojecimiento interestelares, deben ser tomados en cuenta antes de hacer una determinación adecuada de la distancia a una estrella.

Más allá de la determinación correcta del punto cero de la relación P-L, es bueno hacer notar que en los inicios del siglo xx ya se poseía un instrumento que permitía medir distancias cósmicas impresionantemente grandes, y por consiguiente, los astrónomos modernos se encontraban ya en la antesala de medir el universo y esclarecer su estructura, y su edad. Aunque existen varias versiones y calibraciones de la relación P-L de las Cefeidas, todas muy parecidas, una posible relación es (Fitch & Catchpole 1997).

$$M_V = -2.81 \log P - 1.43. \quad (2.4)$$

No podemos dejar el tema de las estrellas pulsantes como indicadores de distancia sin comentar sobre otro grupo de estrellas pulsantes de gran importancia, las estrellas RR Lyrae. Son estrellas que pulsan de manera muy parecida a las Cefeidas, pero que son más pequeñas y por lo que sus periodos de pulsación son más cortos, menores a un día. Su propiedad más importante es que todas tienen aproximadamente la misma luminosidad o magnitud absoluta M_V . Esto se debe a que su estado evolutivo

es tal que, aun para periodos diferentes, el brillo intrínseco es aproximadamente el mismo. Así que, si uno determina el valor de su magnitud absoluta M_v y mide su magnitud aparente, puede determinar su distancia. Como en el caso de las Cefeidas, basta entonces encontrar una estrella RR Lyrae en algún rincón del cosmos a la que podamos medir su magnitud aparente media y su periodo de pulsación para conocer la distancia a ese sitio específico, por ejemplo, en centro Galáctico, otras galaxias, cúmulos globulares galácticos o extragalácticos, etcétera.

Aún con su relación P-L erróneamente calibrada, Shapley logró grandes descubrimientos sobre la distribución de cúmulos globulares, el tamaño de nuestra Galaxia y la posición del Sol respecto al centro galáctico, pero estos son temas de nuestro siguiente capítulo.

2.6.2. *Novas y supernovas*

Las estrellas novas y supernovas son excelentes indicadores de distancia. El término en latín *nova* se emplea para designar a las estrellas nuevas. No es que las llamemos *nuevas* porque pensemos que se acaban de formar sino porque ocurren en ellas explosiones que hacen que aumenten su brillo hasta en ocho magnitudes, es decir, unas 1 500 veces y como resultado, ahí donde había una estrella invisible sin la ayuda de un telescopio, de repente surge una estrella que aumenta su brillo hasta volverse fácilmente visible a simple vista, convirtiéndose mu-

chas veces en la más brillante del sistema estelar al que pertenece. De ahí el término *nueva* o *nova*.

La teoría más reciente, ampliamente aceptada que explica la razón de ese abrupto aumento en el brillo de una estrella, es que el fenómeno ocurre en un sistema binario formado por una estrella enana blanca y una gigante roja. Las dos estrellas se formaron al mismo tiempo, o sea, son de la misma edad, pero de distintas masas, lo que ha hecho que su evolución ocurra a ritmos diferentes. La enana blanca fue en algún momento la más masiva y evolucionó rápidamente hasta perder su envoltura conservando su núcleo caliente y ultracompacto. La menos masiva se convirtió lentamente en una gigante roja más grande, pero más fría. Durante la expansión de la gigante roja, el material de su atmósfera muy extendida es capturado por el campo gravitacional de la enana, precipitándose hacia ella. Debido al momento angular de giro del sistema binario, el material cae en forma espiral hacia la enana blanca, formando un disco a su alrededor, llamado *disco de acreción*. El material que cae es rico en hidrógeno, que al acumularse en las regiones calientes de la enana blanca se enciende de manera violenta, lo que hace que en menos de un día la estrella aumente su brillo espectacularmente y arroje un cascarón de material.

La curva de luz de una nova es muy peculiar e interesante. Su brillo alcanza su máximo en muy poco tiempo, típicamente un día y se desvanece lentamente, en varios meses. Lo interesante para fines de

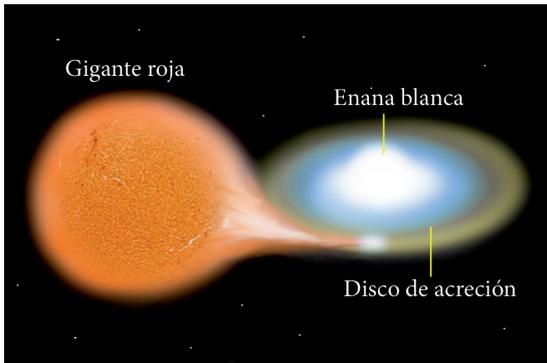


FIGURA 2.8. Modelo de una estrella binaria que da origen a una estrella nova por medio de la transferencia de masa de la gigante roja a la enana blanca.

emplearlas como indicadores de distancia es que, como las novas se forman siempre en sistemas binarios de características iguales, el brillo máximo que alcanzan es casi el mismo en cada caso, o dicho de otra manera, la magnitud absoluta del máximo es por lo general la misma, aunque la magnitud aparente no, pues ésta dependerá de su distancia. Por lo tanto, como en el caso

de la magnitud media de las Cefeidas, si logramos calibrar la magnitud absoluta del máximo utilizando novas que ocurren en sistemas para los que se conoce su distancia por algún otro método, entonces podemos usar la ecuación 2.2 con V medida y d conocida para determinar M_V la magnitud absoluta del máximo como indicador de la distancia. Ahora, si encontramos una nova en un sistema al que no conocemos su distancia, como ya sabemos cuál debe ser M_V en el máximo y podemos medir V , entonces determinamos la distancia d a la nova o al sistema donde ésta ocurrió. En la fig. 2.9a se muestra un ejemplo de la curva de luz típica de una nova. Es importante descubrir la nova muy pronto después de la explosión para poder observar el ascenso del brillo hasta el máximo, determinar su magnitud y su distancia.

Las estrellas supernovas son mucho más luminosas que las novas, esto es así,

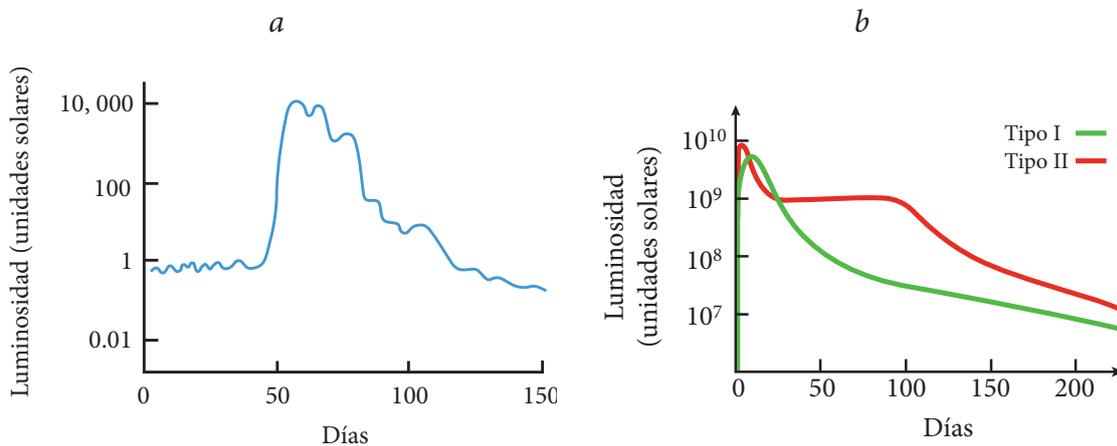


FIGURA. 2.9. Curvas de luz típicas de las estrellas novas (izquierda) y supernovas (derecha). En ambos, el brillo aumenta muy rápido y decae lentamente. La diferencia principal entre estas estrellas eruptivas es la energía liberada. Note la diferencia de luminosidad en el máximo de 10 000 veces la luminosidad del Sol en de la nova y 10 000 millones de veces en la supernova.

porque una supernova es el resultado de una explosión muy violenta que cambia radicalmente la estructura de la estrella y su futuro evolutivo. A diferencia de una nova que arroja unas pocas milésimas de su masa, una supernova arroja al espacio entre 60 y 90% de su masa, quedando como residuo sólo el núcleo ultracompacto en forma de pulsar. La enorme cantidad de energía liberada durante la breve explosión es equivalente a la que emite el Sol durante toda su vida. Su brillo sorprendente puede superar el brillo de la galaxia donde ocurre. Las curvas de luz de las supernovas tienen una forma muy parecida a la de una nova, pero las energías y las luminosidades alcanzadas en el momento del máximo brillo son mucho más grandes, por tanto, pueden ser observadas a distancias mucho mayores.

No todas las supernovas son iguales. Se pueden distinguir por sus propiedades espectrales. En 1940, Rudolph L. Minkowsky (1895-1976) y F. Zwicky (1898-1974) distinguieron dos grupos dependiendo de si sus espectros mostraban o no líneas de hidrógeno. A las que no tienen hidrógeno se les llamó tipo I y, tipo II a las que sí tenían líneas de hidrógeno. Posteriormente, los astrónomos se dieron cuenta que incluso las tipo I tenían diferencias; algunas mostraban líneas de silicio (Si): tipo Ia, mientras que otras no tenían líneas de Si, pero sí líneas de helio (He) en emisión: tipo Ib. Las tipo Ic no muestran líneas ni de Si ni de He. Hoy sabemos que los diversos tipos de supernova se originan por mecanismos distintos. Las tipo Ia se forman de manera análoga

a las novas, por transferencia de material de una estrella fría y extendida sobre una compañera más caliente y compacta. La diferencia con las novas es que, en la supernova intervienen estrellas masivas y las dos estrellas de la binaria entran en contacto; la explosión es muy intensa y destructiva, dejando sólo el núcleo ultracompacto en forma de pulsar. Por otro lado, las tipo Ib, Ic y II se forman por el colapso violento del núcleo de estrellas muy masivas. Puesto que las supernovas tipo Ia provienen del mismo fenómeno, la energía durante su máximo brillo es aproximadamente igual en todas y, así, su brillo aparente está relacionado con la distancia a la que se encuentra. Por esta razón, y porque son muy luminosas son excelentes indicadores de distancia. Las supernovas tipos Ib, Ic y II no son buenos indicadores de distancias, pues provienen de estrellas de diversas masas.



FIGURA. 2.10. Supernova (estrella más brillante abajo a la izquierda en la imagen) detectada en 1994 en la Galaxia NGC 4526 a 17 millones de parsecs (o 55 millones de años luz).

2.7. ALCANCES DE DISTINTOS INDICADORES ESTELARES DE DISTANCIAS

Ahora sabemos cómo utilizar los periodos de pulsación de las estrellas Cefeidas y RR Lyrae a través de la relación periodo-luminosidad o el máximo de brillo de la curva de luz de una nova o supernova para medir su distancia. Pero nos gustaría saber hasta dónde nos permiten llegar estos métodos. La respuesta es en principio muy simple: hasta donde seamos capaces de observar y medir el brillo, o la magnitud aparente V , con suficiente precisión. Con los adelantos tecnológicos, tales como detectores electrónicos de los llamados *Charged Coupled Device (CCD)* y su aplicación en telescopios cada vez más grandes o, inclusive, en telescopios en órbita fuera de la atmósfera terrestre, por ejemplo, el Telescopio Espacial Hubble (HST), los límites a los que podemos efectuar mediciones precisas han ido creciendo con el tiempo, siendo, en efecto, mucho mayores de los límites a los que tenían alcance los astrónomos a finales del siglo XIX con sus telescopios refractores y sus placas fotográficas.

Las observaciones del HST, junto con las nuevas técnicas de análisis de las imágenes CCD obtenidas, permiten medir con precisión estrellas de magnitud $V = 26$. Dependiendo entonces de la magnitud abso-

luta M_V de cada tipo de estrellas podremos medirlas a diferentes distancias límite. Por ejemplo, la magnitud absoluta de una estrella RR Lyrae es de aproximadamente 0.5. Utilizando estos valores de M_V y V en la ecuación 2.2 podemos calcular la distancia máxima de 1.2 millones de parsecs (o megaparsecs; mpc). Para el caso de una Cefeida con periodo de 35 días, su valor de magnitud absoluta según la relación P-L de la ecuación 2.4, es $M_V = -6.0$ y su distancia es 25.1 mpc. Para una nova la magnitud absoluta M_V del máximo es cerca de -8.0 y su distancia es 63 mpc. Para una supernova, la magnitud absoluta M_V del máximo es -19.5 y la distancia límite es entonces de ¡12 500 mpc! El alcance de las supernovas como indicadores de distancia es verdaderamente extraordinario. Todos estos límites están calculados como si las observaciones se hicieran desde el espacio con un telescopio como el HST. Sin embargo, si las observaciones se hacen desde la Tierra, la magnitud V que logramos medir con precisión es menor, tal vez $V = 21$ y en este caso, los límites de distancia son un poco menores. Con estos límites en mente, retrocedamos en la historia y veamos en el capítulo siguiente, cómo los astrónomos fueron descubriendo las estructuras del universo más cercano con ayuda de estos indicadores de distancia.



CAPÍTULO 3

La Galaxia de la Vía Láctea

“There is a mystique to astronomy, but it is a subtle mystique that come only through a deep understanding of the subject, the kind of mystique that makes great art and great music to endure”

[Hay mistisismo en la astronomía, pero es un mistisismo sutil que sólo emerge a través de un conocimiento profundo del tema, la clase de mistisismo que hace que el buen arte y la buena música perduren]

J. Donald Fernie

3.1. MODELO DE LA GALAXIA

En una noche oscura y despejada, sin luna, en un lugar alejado de la ciudad, es muy fácil ver una franja blanquecina que cruza el cielo. Los observadores del cielo más antiguos en los que podamos pensar también la veían, es la Vía Láctea. Es la Galaxia donde vivimos vista desde algún lugar en su interior. El Sol es una estrella más entre los 100 mil millones de estrellas que la forman y se encuentra inmerso en ese enorme sistema estelar. Hoy sabemos mucho sobre la Galaxia: que tiene forma espiral, que mide cerca de 30 000 parsecs de diámetro, que rota, y que el Sol con nosotros y todos sus planetas a cuestas, se encuentra aproximadamente a 8 500 parsecs del centro y completa un giro a unos 250 millones años. Toda esta información ha sido adquirida en los últimos 100 años. Antes, la Vía Láctea guardaba muchos de los secretos y misterios del universo. Para los más antiguos observadores era el universo mismo. En este capítulo haremos un recuento de cómo los astrónomos fueron desentrañando toda la información que nos permite entender la Galaxia en perspectiva como una porción pequeña y compleja del universo.

En 1750 Thomas Wright (1711-1786) en su libro *An original theory or new hypothesis of the Universe*, propuso que la Vía Láctea estaba formada por estrellas, que tenía una forma aplanada, como la de un disco, y que el Sol estaba en el centro. Su libro, de tintes religiosos, no tuvo gran impacto entre la comunidad científica, hasta que Immanuel Kant (1724-1804) con una visión más matemática propuso, en 1755, su propia versión del modelo de Wright, también con el Sol en el centro y en forma de disco. Y si la Vía Láctea tiene esa forma, la siguiente pregunta natural es, ¿qué tamaño tiene? Tratándose de un sistema tan grande no es fácil dar una respuesta, sobre todo estando dentro de él, sin poder verlo en perspectiva. Es como si una hormiga con inclinaciones intelectuales deseara averiguar las dimensiones y la forma de la selva amazónica en la que vive o una medusa la naturaleza del océano.

El primero en emprender cuantitativamente el problema de medir la Vía Láctea fue William Herschel (1738-1822), nació en una familia de músicos en la que él mismo llegó a ser un notable oboísta. Sin embargo, habría de pasar a la historia como un excelso astrónomo. Es difícil decir cuál fue su contribución más notable a la astronomía; fabricante de los primeros grandes telescopios, poseía dos, de 20 y 40 pulgadas de diámetro, descubridor del planeta Urano y de miles de galaxias, nebulosas y cúmulos globulares y de lo que ahora nos ocupa, los métodos numéricos que permitieron dilucidar la forma y tamaño de la Galaxia.

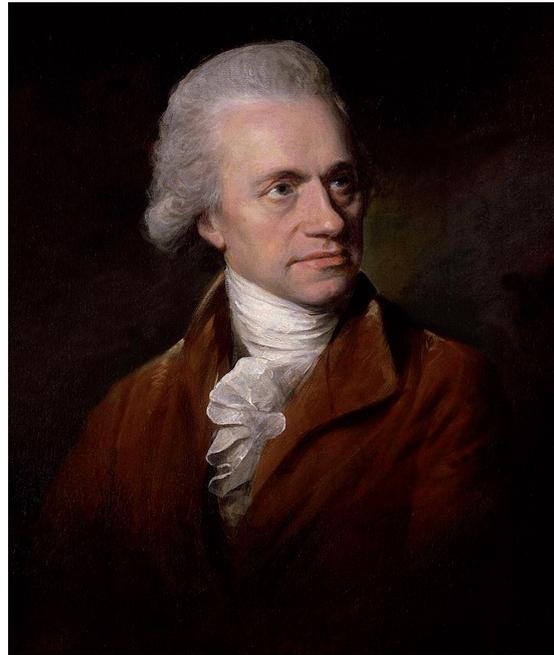


FIGURA 3.1. William F. Herschel (1738-1822).

Herschel argumentaba que para conocer la verdadera forma y tamaño del universo, era necesario conocer exactamente la posición y distancia de cada estrella. Desde luego, esa es una tarea fabulosa que no podía efectuar ni siquiera un trabajador incansable como Herschel. A través de sus telescopios él podía ver millones de estrellas, pero no olvidemos que no sabía cómo medir la distancia a una sola estrella. La primera medición de la distancia a una estrella la haría F. W. Bessel (1784-1846) en 1832, después de muerto Herschel.

Herschel se propuso atacar el problema de manera estadística, esto es, contar estrellas en algunas regiones del cielo e hizo tres suposiciones para fundamentar su trabajo: a) Que las estrellas estaban más o menos igualmente distribuidas en el espacio, o sea,

que dado un volumen espacial éste contendría aproximadamente el mismo número de estrellas; *b*) Que todas las estrellas tienen el mismo brillo intrínseco, por lo tanto, si se ven más débiles, es porque están más alejadas y que su luz no era absorbida al viajar por el espacio; *c*) Que sus telescopios alcanzaban a ver el sistema de la Vía Láctea hasta su borde mismo, esto es, que podía observar al sistema completo. Hoy en día es muy claro que sus tres suposiciones son incorrectas, pero también Herschel lo sabía; por ejemplo, su propio trabajo en estrellas binarias o dobles le indicaba que las estrellas no todas tienen el mismo brillo. Sin embargo, esto no impidió que desarrollara una técnica de conteo de estrellas que sería empleada durante muchas décadas después. Más que sus resultados, sería su estrategia o su método lo que impactaría en el trabajo de futuros astrónomos durante los siguientes 100 años. Herschel contó estrellas en más de mil regiones del cielo y concluyó que el sistema era finito, que tenía la forma de una piedra de molino o lente y que, como la Vía Láctea parece rodearnos y sus conteos de estrellas en todas direcciones sobre ella eran similares, el Sol estaba en el centro del sistema. Es decir, sus resultados estaban de acuerdo con las ideas especulativas de los filósofos Wright y Kant, pero a diferencia de los de ellos, los resultados de Herschel estaban sustentados por un sólido trabajo experimental.

Herschel determinó que el diámetro de la Vía Láctea medía 800 veces la distancia media entre las estrellas y el espesor sólo

unas 150 veces. Claro que no tenía idea de cuál es la distancia media entre las estrellas, ya que la única información al respecto que tenía, era la determinación de la distancia a Sirio que había hecho Newton, en 1698, de 800 000 unidades astronómicas. Así que, según Herschel, la Galaxia medía $800\,000 \times 800 = 640$ millones de UA de diámetro (unos 3100 parsecs) y $800\,000 \times 150 = 120$ millones de UA de espesor (unos 580 parsecs). Este fue el primer cálculo del tamaño de la Vía Láctea y como en ese tiempo se pensaba que ésta contenía todas las estrellas del universo, podría decirse que fue la primera determinación del tamaño del universo, pero, ¿qué tan correcta era esa estimación basada en tres suposiciones falsas? El mismo Herschel admitía que su modelo podría ser incorrecto y las suposiciones sobre las que se basaba corrían el riesgo de ser criticadas, pero argumentaba que habría sido imposible reconstruir la forma de la Vía Láctea sin esas suposiciones.

Ya hemos comentado en el capítulo anterior que la placa fotográfica hizo posible el registro de grandes cantidades de estrellas, sus posiciones y sus brillos. Uno de los catálogos estelares más notables fue el *Bonner Durchmusterung*, compilado por Friederick W. Argelander y que incluye datos para unas 450 000 estrellas. Los astrónomos Hugo von Seeliger (1849-1924) y Jacobus Cornelius Kaptein (1851-1922) utilizaron éste y otros de los grandes catálogos para estudiar la distribución espacial de las estrellas. El método estadístico que usaron no difería mucho del inventado por Herschel, aunque

algunas herramientas matemáticas nuevas permitieron prescindir de las suposiciones inválidas de Herschel. Seeliger y Kaptein publicaron sus respectivos modelos de la Galaxia. Los dos modelos eran similares: ambos colocaron al Sol en el centro del sistema, la densidad de estrellas disminuía con la distancia al Sol, y los dos suponían que no había material entre las estrellas que absorbiera la luz. Los modelos diferían mucho en cuanto a las dimensiones. Según Kaptein, el tamaño de la Galaxia era dos veces más grande de lo que pensaba Seeliger y medía 60 000 años luz de diámetro (18 kiloparsecs) y 8 000 años luz de espesor (2.4 kiloparsecs). En efecto, en esos tiempos todavía se creía que las estrellas en la Vía Láctea constituían todo el universo, a ese modelo se le conoció como *universo de Kaptein*.

En 1930 Trumpler descubrió la existencia del polvo interestelar, cuando éste fue tomado en cuenta en la medición del brillo de las estrellas, el universo de Kaptein tuvo que ser revisado, haciéndose más grande la estimación de su tamaño. Las dimensiones aceptadas más recientemente para la Galaxia son aproximadamente 100 000 años luz (30 kiloparsecs) de diámetro y en promedio 2 000 años luz (600 parsecs) de espesor.

3.2. EL TAMAÑO DE LA GALAXIA

Los modelos de la Galaxia de Kant, Herschel, Seeliger y Kaptein ubicaban al Sol en el centro del sistema. La tendencia del hombre

de ubicar la Tierra primero y el Sol después en el centro del mundo, ya fuera del sistema solar o la Galaxia, se repetía. En efecto, hasta las primeras décadas del siglo xx, los astrónomos y filósofos pensaban que el Sol y sus planetas ocupaban un lugar muy cercano al centro del universo. Decimos aquí universo y no Galaxia, porque todavía durante esas dos primeras décadas se pensaba en la Galaxia como en el cosmos entero. El carácter extragaláctico de las numerosas “nebulosas” que podían ser vistas con los telescopios en todas direcciones del cielo, era motivo de controversia, lo que dio origen a un gran debate entre dos de los actores principales en el mundo de la astronomía en los inicios del siglo xx: Harlow Shapley y Herber D. Curtis. Sobre este debate volveremos en detalle en el capítulo IV.

3.3. POSICIÓN DEL SOL EN LA GALAXIA

Las estrellas en la Galaxia viajan por el espacio como consecuencia de la rotación del sistema entero. Las estrellas en la vecindad del Sol, digamos a unos 100 parsecs de distancia de éste, completan un giro alrededor del centro galáctico en 250 millones de años. Como parece evidente, la Galaxia rota y no lo hace como si fuera un disco rígido sino como un “gas” de estrellas. En 1927 el astrónomo holandés Jan Oort (1900-1992) desarrolló la teoría de la rotación “diferencial”, en la que la velocidad orbital disminuye para objetos a

mayor distancia del centro galáctico. Por medio de la determinación de las posiciones galácticas de familias homogéneas de estrellas, su velocidad radial (medida por medio del corrimiento Doppler de las líneas espectrales) y sus distancias, es posible emplear el modelo de Oort para hacer una estimación de la distancia del Sol al centro galáctico. Este método ha sido empleado durante muchos años por los astrónomos. El resultado reciente usando un grupo de estrellas Cefeidas, cuyas distancias ya sabemos medir a partir de su periodo de pulsación y la relación P-L, se ha estimado que la distancia del Sol al centro galáctico es 8.5 ± 0.3 kiloparsecs. Es decir, una vez más para decepción de los antropocéntricos, el Sol (por lo tanto, la Tierra) no está en el centro de la Galaxia, sino muy alejado de éste.

3.4. EL HIDRÓGENO NEUTRO Y LA DISTANCIA DEL SOL AL CENTRO GALÁCTICO

El elemento más abundante en el universo es el hidrógeno. Se encuentra en todas partes. En las galaxias, en las estrellas y entre las estrellas. Junto con el polvo interestelar es la materia prima para la formación de estrellas. Nuestra Galaxia está constituida por estrellas ya formadas y polvo interestelar, conformado por granos de silicatos y gas. Ese gas es fundamentalmente hidrógeno, que es un átomo formado por dos partículas: un protón y un electrón. Cada una de estas partículas, posee una propiedad

cuántica llamada *spin* o giro. Uno puede imaginar estas partículas girando alrededor de su eje (véase fig. 3.2). Si los ejes de rotación son paralelos, es decir, las partículas giran en la misma dirección, entonces el átomo tiene un poco más de energía que si los ejes fueran antiparalelos, o sea, si las partículas giraran en sentidos opuestos. Un átomo de hidrógeno puede cambiar espontáneamente del nivel más alto de energía al nivel más bajo y en ese caso emite un fotón cuya energía corresponde a la diferencia de energías entre los dos estados, que es de 0.0000059 electrón-volt (eV) y que corresponde a una frecuencia de 1420.4 hertz o a una longitud de onda de 21.05 cm. Fotones con esta longitud de onda pueden ser detectados por los radiotelescopios. La probabilidad de que en un átomo de hidrógeno ocurra la transición es muy baja, pues solamente ocurre cada 11×10^6 años! Sin embargo, el hidrógeno es tan abundante en la Galaxia que compensa esta baja probabilidad, por lo que siempre hay muchas transiciones ocurriendo, de manera que

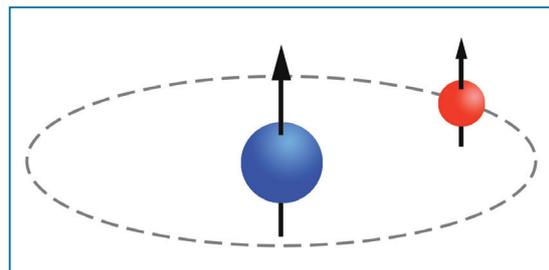


FIGURA. 3.2. Representación del átomo de hidrógeno. El protón (esfera azul) y el electrón (esfera roja) se muestran con un giro o *spin* en la misma dirección. A veces pueden estar en dirección opuesta.

siempre es posible detectar la radiación de 21 centímetros.

La transición entre los espines paralelos y antiparalelos fue predicha teóricamente por el astrónomo holandés Hendrick van de Hulst (1918-2000) en 1944 y observada en 1951 por los norteamericanos Edward Mills Purcell (1912-1997) y Harold Irving Ewen (1922) y confirmada por equipos de radioastrónomos en Holanda y Australia. La radiación de 21 cm tiene la ventaja sobre la radiación óptica, de longitudes de onda mucho más cortas, que puede penetrar más las nubes de polvo interestelar y, por

tanto, ser detectada a distancias mucho mayores. Fue el mismo Van de Hulst y sus colaboradores C. A. Muller y J. H. Oort, quienes utilizando una vieja antena de 7.5 m de diámetro de un radar alemán, muestrearon la radiación de 21cm a lo largo de la Vía Láctea y encontraron, en 1954, que la distribución del hidrógeno delineaba lo que parecían brazos espirales, como los que se veían en algunas nebulosas y sugirieron que nuestra Galaxia parecía tener un patrón espiral. En 1958, J. H. Oort, F.T. Kerr y G. Westerhout lograron un mapa mucho más completo del hidrógeno neutro en la

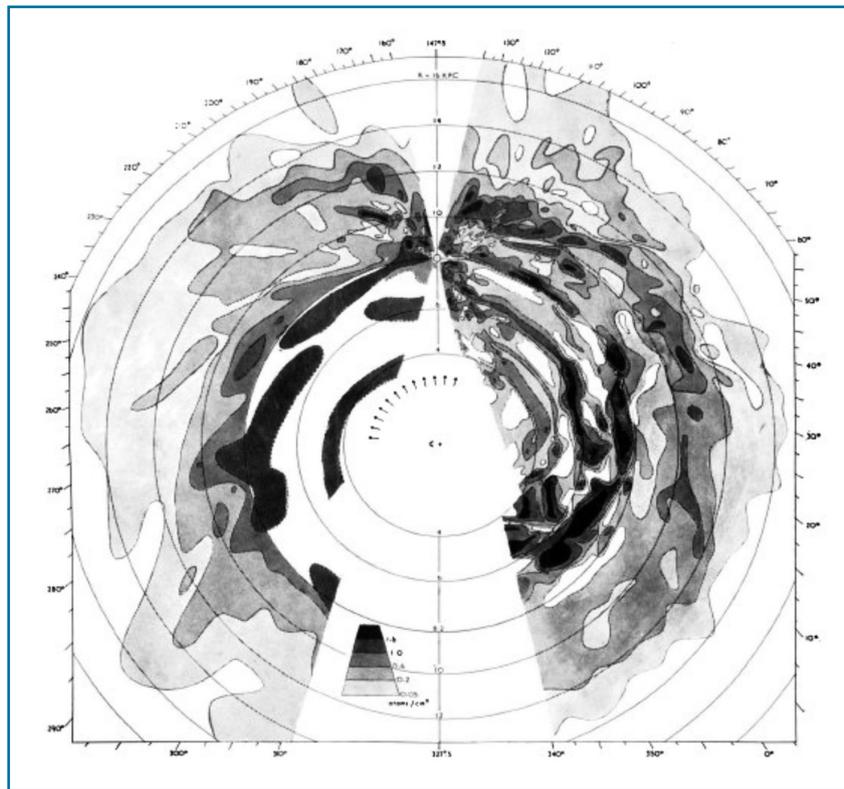


FIGURA 3.3. La distribución del hidrógeno neutro en nuestra Galaxia vista desde la posición del Sol indica claramente que éste no está en el centro del sistema, sino a unos 8 000 parsecs de distancia (Oort, Kerr y Westerhout, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society (MNRAS)*, 118, 379, 1958). Los tonos de gris más oscuros indican mayor concentración de hidrógeno. La zona no mapeada se debe a que cerca del núcleo las velocidades son muy altas y la interpretación es compleja.

Galaxia, que se puede apreciar en la fig. 3.3. Este mapa extraordinario nos mostró, por primera vez, la apariencia casi completa de nuestra Galaxia del que se pueden obtener varias conclusiones importantísimas sobre el tamaño y la estructura de sistema estelar en el que nos encontramos: *a)* el Sol no está en el centro sino a unos 8 000 parsecs de distancia, lo que coincide cualitativamente bien con el resultado de la distribución de cúmulos globulares obtenida por Shapley 40 años antes; *b)* el plano galáctico es más o menos circular y tiene una estructura espiral; y *c)* el diámetro de todo

el sistema es alrededor de 30 000 parsecs o cerca de 96 000 años luz.

La visión moderna que tenemos de la Galaxia nos muestra, en efecto, un sistema con estructura espiral, con al menos dos brazos espirales, un disco aplanado rico en hidrógeno, polvo y estrellas, y un halo esférico delineado por los cúmulos globulares. Cruzar el sistema de un extremo al otro, le toma a la luz unos 100 000 años. Si pudiéramos ver nuestra propia Galaxia desde afuera, probablemente tendría un aspecto parecido al de la galaxia M101 ilustrada en la figura 3.4.



FIGURA 3.4. Galaxia espiral M101. Nuestra Galaxia es probablemente muy parecida a esta galaxia.

3.5. LOS CÚMULOS GLOBULARES SON EXCÉNTRICOS

Los cúmulos globulares (existen cerca de 160 en nuestra Galaxia) son sistemas de cientos de miles de estrellas conglomeradas en una región de no más de 10 parsecs de diámetro. Hacia 1917, Shapley se propuso medir la distancia a algunos cúmulos globulares. Su procedimiento fue gradual. Él sabía que en algunos de estos cúmulos se podían detectar Cefeidas, por lo que usó su calibración de la relación P-L para medir la distancia a tres cúmulos: omega Centauri, M3 y M5. Luego utilizó las distancias de estos tres para calcular la magnitud absoluta de otro tipo de variables muy comunes en los cúmulos globulares; las RR Lyrae. Con las RR Lyrae, así calibradas, midió la distancia de otros cuatro cúmulos. Con las distancias de estos siete cúmulos, calibró las magnitudes absolutas de las 25 estrellas más brillantes de cada uno y confirmó que la magnitud promedio de estas estrellas era casi la misma en todos ellos, con lo que tenía otro indicador de distancia. Así pudo medir la distancia de otros 21 cúmulos. Ahora, tenía la distancia de 28 cúmulos. Conociendo su distancia fue fácil calcular su diámetro angular y confirmar que aproximadamente todos eran sistemas del mismo tamaño, por

lo que el diámetro angular también podría usarse como indicador de distancia para nuevos cúmulos. En 1917, publicó sus primeras estimaciones de las dimensiones de un cúmulo globular. Para M3 calculó un diámetro de 470 años luz o 30 millones de unidades astronómicas (unos 145 parsecs). Entonces, suponiendo que todos los cúmulos son aproximadamente del mismo tamaño, midió la distancia de 41 más para un total de 69 cúmulos y publicó sus distancias en 1918, en dos famosos artículos donde discutió, además, la distribución espacial de estos sistemas estelares.

En la figura 3.5, Shapley nos señala varias características novedosas y sorprendentes: la ausencia de cúmulos globulares en la región del plano galáctico (no hay ninguno a menos de 1 300 parsecs del plano), la distribución simétrica de los cúmulos alrededor del centro de la Galaxia y la posición excéntrica del Sol de acuerdo con la distribución de los cúmulos. Es decir, el Sol no está en el centro del sistema galáctico, sino aproximadamente a 28 000 parsecs del centro de la distribución de éstos. Aunque cualitativamente correcto, su modelo presenta una Galaxia demasiado grande. El resultado moderno más aceptado para la distancia del Sol al centro de la Galaxia es de 8 500 parsecs.

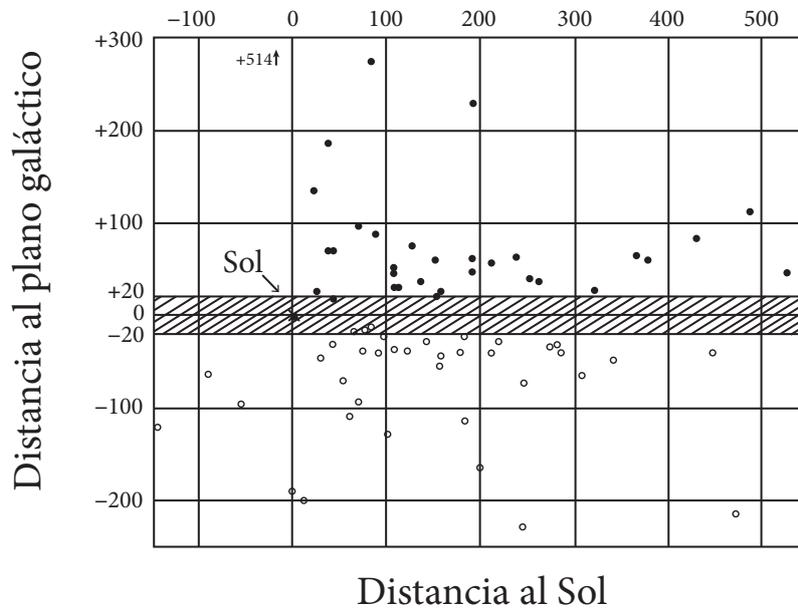


FIGURA. 3.5. Distribución en la Galaxia de los 69 cúmulos globulares cuyas distancias fueron determinadas por Shapley. En los ejes horizontal y vertical se grafican las distancias al Sol sobre el plano galáctico y perpendiculares a éste, respectivamente, en unidades de 100 parsecs.



CAPÍTULO 4

El universo extragaláctico

“esta es la carta que ha destruido mi universo”

Harlow Shapley 1924.

4.1. NEBULOSAS: GALÁCTICAS VS. EXTRAGALÁCTICAS

Ahora ya sabemos cuál es la escala de distancias en nuestra Galaxia y nos gustaría saber cuál es la escala extragaláctica. Si echamos marcha atrás en la historia, la primera pregunta que tendríamos que plantear es, ¿existe el universo más allá de la Galaxia? En 1855 Kant escribió, refiriéndose a las nebulosas, que la similitud entre muchas de ellas, elípticas en forma, hacía pensar que serían “otros universos” o *Universos Isla* como los llamó, fuera de nuestro propio universo o Galaxia. Todavía en 1925, este era motivo de controversia entre los astrónomos. Algunos pensaban que la Galaxia contenía todo lo que podía ser observado, otros que existían objetos externos y a grandes distancias que harían ver a nuestra Galaxia como una pequeña región del universo. En el centro del debate había la duda sobre la naturaleza de las nebulosas, conocidas desde finales del siglo XVIII. El astrónomo francés Charles Messier (1730-1817) fue el primero en notar esas nebulosas. Messier era un buscador de cometas que, en efecto, tienen una apariencia nebulosa. Durante sus patrullajes del cielo encontró muchos objetos nebulosos que evidentemente no eran cometas: no tenían

cauda, no cambiaban su posición en el cielo y algunos parecían contener estrellas. ¿Qué eran entonces? El primero en observar que ciertas de estas nebulosas tenían una apariencia espiral fue John Herschell (1792-1871) en 1864. El aspecto de algunas de estas nebulosas (en placas fotográficas) se ilustra en la figura 4.1.

Para ahorrar esfuerzos propios y de sus colegas buscadores de cometas, Messier decidió catalogar las nebulosas que claramente no eran cometas. Su catálogo, publicado en 1781, contiene 107 objetos identificados según el número en ese catálogo como M1, M2, etc. Posteriormente, William Herschel clasificó cerca de 2 500 nebulosas y notó que unas contenían estrellas y otras no. Con sus grandes telescopios Herschel era el único capaz de resolver estrellas en algunas de esas nebulosas. Por ejemplo, observó que M42, la Nebulosa de Orión, es una gran nube brillante con varias estrellas mezcladas de manera caótica. El catálogo de Messier contiene muchos cúmulos globulares, como M2, M3, M5, M9, etc., pero

las más enigmáticas eran aquellas con apariencia espiral, como M31, M33 y M101. Diversos astrónomos pensaban que podrían ser agrupaciones estelares parecidas a nuestra Galaxia, fuera de ésta. Como nadie podía resolver estrellas en esas nebulosas, no había evidencia de que fueran objetos externos o extragalácticos.

El 26 de abril de 1920, la Academia Nacional de Ciencias de Estados Unidos, organizó un debate sobre la naturaleza de las nebulosas. Este se llamó “La escala del universo” y tuvo lugar entre los dos principales defensores de cada una de las dos posturas. Por un lado, Harlow Shapley que pensaba que las nebulosas eran objetos de nuestra propia Galaxia, y por el otro, Hebert D. Curtis (1872-1942) sostenía que se trataba de objetos extragalácticos. Ambos participantes tenían argumentos sólidos que ofrecer y los defenderían con una lógica sobresaliente, aunque las observaciones posteriores demostrarían que algunos de esos argumentos no se sostenían. Hagamos un breve repaso de los puntos principales de la línea

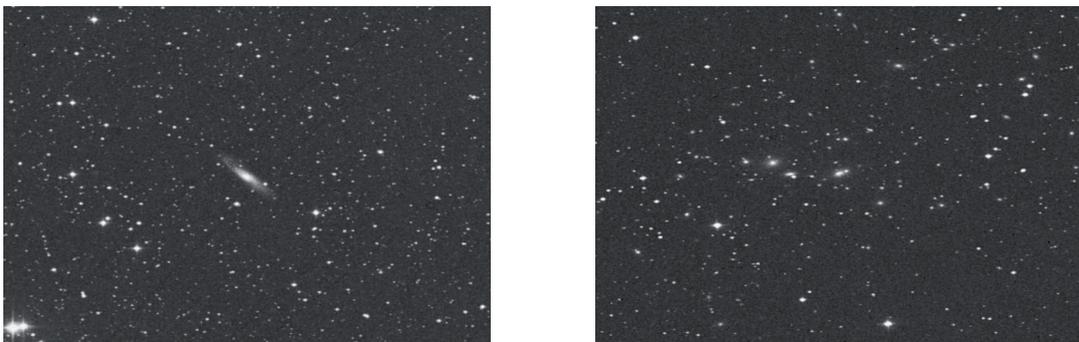


FIGURA 4.1. Aspecto de algunas “nebulosas” en placas fotográficas. A principios del siglo xx, su naturaleza galáctica o extragaláctica era motivo de controversia.

de argumentación de cada uno de estos notables astrónomos.

4.2. EL GRAN DEBATE

Shapley utilizó un resultado de Adriaan van Maanen (1884-1946) que había anunciado que la nebulosa M101 rotaba alrededor de su centro en 85 000 años y, argumentó, que si ésta fuera del tamaño de nuestra Galaxia, pero muy distante, ese periodo implicaría velocidades de rotación superiores a la velocidad de la luz. Más tarde, en 1935, se demostraría que el periodo de van Maanen estaba equivocado, era demasiado corto, lo que invalidaba el argumento de las velocidades superlumínicas.

Otro de los argumentos de Shapley se refirió a las estrellas novas. En 1885, Carl Ernst Albrecht Hartwig (1851-1923) descubrió una nova, S Andrómeda, en la nebulosa espiral M31. Como en ese tiempo no sabían medir la distancia a las estrellas novas, no había manera de saber la distancia a la nebulosa. Aunque pudiera suceder que la nova estuviera frente a la nebulosa y por casualidad proyectada sobre ella, también sería posible que la nova estuviera físicamente asociada a M31. En 1911, Frank Washington Very (1852-1927) al comparar el brillo máximo de S Andrómeda con otra nova, Nova Persei, cuya distancia (460 parsecs) había sido medida por un método diferente, supuso que las dos novas, cuando alcanzaron el máximo brillo aparente, tenían el mismo brillo intrínseco, o sea, que eran de la mis-

ma luminosidad; entonces, la diferencia de brillo aparente sería debida exclusivamente a la diferencia en sus distancias. Con fundamento en esto, Very había concluido que S Andrómeda, y por consiguiente M31, se encontraba a 2 500 parsecs y, por ello, estaba dentro de los confines de la Galaxia. A esto, Shapley añadió que si M31 fuera extragaláctica entonces S Andrómeda tendría que ser millones de veces más luminosa que Nova Persei, lo que según él era imposible.

El contra argumento de Curtis se basó en el descubrimiento, en 1917, de cuatro novas más en M31. Todas éstas alcanzaron una magnitud aparente máxima de entre +15 y +18, esto es, muy similares entre sí, mientras que S Andrómeda había alcanzado +7, es decir, fue mucho más brillante. Curtis sugirió que S Andrómeda no era una nova típica sino que era anormalmente brillante o una “super” nova. Usando las otras cuatro novas como indicadores, Curtis calculó que M31 estaba a 150 000 parsecs, esto es, fuera de la Galaxia, incluso de una Galaxia tan grande como la suponía Shapley de 90 000 parsecs de diámetro (véase fig. 3.2). Hoy sabemos que Curtis tenía razón, S Andrómeda fue efectivamente una supernova.

Por su parte, Shapley hizo notar que las nebulosas espirales abundaban lejos del plano de la Galaxia y que prácticamente no existían en el plano. Esto le hacía pensar que no podían ser extragalácticas, pues si lo fueran, su distribución no estaría ligada a la forma de nuestra Galaxia. Curtis aceptó que este era un argumento muy fuerte, pero adelantó la sugerencia de que en el plano

podría haber tanta materia, que impidiera ver nebulosas en esas regiones. Una vez más Curtis tuvo razón. En ese entonces no se conocía la existencia del polvo interestelar, pero, efectivamente, el polvo en el disco Galáctico produce una “zona prohibida” donde no podemos ver objetos detrás. Ha sido hasta en los últimos 20 años que esa zona prohibida ha sido desvelada poco a poco por medio de observaciones infrarrojas y de radio.

Los diámetros angulares de las nebulosas espirales varían mucho entre ellas. La más grande es unas 1 000 veces más extensa que la más pequeña. Si, como pensaba Shapley, todas estaban en la Galaxia y aproximadamente a la misma distancia, entonces en realidad unas eran 1 000 veces mayores que las otras. A Curtis esto le parecía improbable, porque todas las nebulosas espirales tenían casi la misma estructura. Él pensaba que, más bien, todas eran poco más o menos del mismo tamaño físico y que su tamaño aparente era consecuencia de su distancia. Así, la que se veía 1 000 veces menor, estaría aproximadamente 1 000 veces más lejos, lo que las ubicaría mucho más allá de los límites de la Galaxia.

Visto en la perspectiva del tiempo nos parece que la visión que Curtis tenía de la Galaxia y del universo estaba más cerca de la visión moderna. Sin embargo, al final del debate este parecía inconcluso y la comunidad astronómica veía los argumentos de ambos astrónomos como sólidos e indebatibles. Habrían de pasar cuatro años para que llegaran las observaciones que pondrían fin y conclusión al debate.

4.3. LAS CEFÉIDAS HACEN SU APARICIÓN OTRA VEZ

Entre 1919 y 1924 Edwin P. Hubble (1889-1953) utilizó el telescopio entonces más grande del mundo, cuyo espejo primario medía 100 pulgadas, construido en el Observatorio Mount Wilson en California, para tomar series de fotografías de las nebulosas espirales M31 y M33 con lo que pudo resolver estrellas que nunca antes habían sido vistas. En febrero de 1924, descubrió que algunas de éstas eran Cefeidas. Utilizando la relación Periodo-Luminosidad ya calibrada por Shapley, calculó las distancias de 275 000 parsecs para M31 y 260 000 parsecs para M33 o 900 000 y 850 000 años luz, respectivamente. Aunque, como veremos un poco más adelante, estas distancias están subestimadas y las verdaderas son aproximadamente el doble, con estas distancias y sus tamaños aparentes, Hubble calculó sus tamaños de 12 000 y 5 000 parsecs para M31 y M33, respectivamente. No había duda ya. Ambas nebulosas eran extragalácticas y de la misma naturaleza que nuestra propia Galaxia. Se dice que cuando Shapley leyó la nota que le envió Hubble explicándole los resultados, se dirigió a un colega cercano diciéndole: “esta es la carta que ha destruido mi universo”. Las nebulosas en realidad eran galaxias.

4.4. POLVO INTERESTELAR

Para determinar distancias correctas, es necesario tomar en cuenta la existencia del material interestelar. El espacio entre las estrellas no está completamente vacío, sino que está ocupado por nubes de granos de polvo formados por diversos materiales como silicatos y carbón, que pueden variar en su forma y tamaño. Esas nubes de polvo se encuentran, sobre todo, en el disco de nuestra Galaxia. Si las estrellas son vistas a través de esas nubes, parecen menos brillantes porque la luz que proviene de la estrella es dispersada por el polvo. Si no supiéramos que entre la estrella y nosotros existe una nube de polvo, pensaríamos que la estrella es menos brillante de lo que es en realidad. Si conociéramos el brillo real de la estrella, al verla tan poco brillan-

te, creeríamos que se encuentra muy lejos, pero al corregir por los efectos del polvo nos daríamos cuenta de que la estrella en realidad está más cerca. Quizá sea más fácil para el lector imaginar dos focos de 100 watts colocados a la misma distancia del observador; uno de ellos visto a través de la atmósfera transparente y el otro, a través de una nube de polvo. Es claro que el polvo hará que el segundo foco se vea menos brillante. Si el observador no supiera de la existencia del polvo, consideraría que el segundo foco está más lejos, cuando en realidad se encuentra a la misma distancia. El polvo puede engañar nuestra percepción de la distancia verdadera si no sabemos de su existencia.

Los primeros astrónomos que calcularon el tamaño de la Galaxia, desde Herschel hasta Shapley, ignoraban la existencia

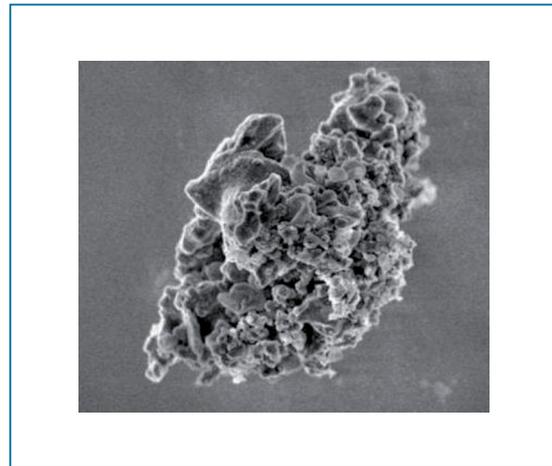


FIGURA. 4.2. A la izquierda, se muestra la famosa nebulosa de la Cabeza del Caballo. Las regiones oscuras se deben a nubes densas de polvo interestelar que atenúan el brillo de las estrellas detrás de la nube y pueden incluso oscurecerlas totalmente. A la derecha, se muestra un grano de polvo interplanetario recuperado de la estratósfera terrestre, su tamaño es de ~ 0.1 mm. Como éste son los granos de polvo interestelar, pero miden menos de 100 micras (imagen de Perets y Biham, 2006, MNRAS, 365, 801).

del polvo interestelar, por consiguiente, aunque sus métodos eran correctos, sus resultados no. El primero en proponer la existencia del material interestelar fue Robert J. Trumpler (1886-1956). En 1930, Trumpler comparó los tamaños aparentes de muchos *cúmulos abiertos*. Supuso que todos eran casi del mismo tamaño real, y que cualquier disparidad en su tamaño aparente era debida a la diferencia de sus distancias. Por ejemplo, comparó los cúmulos de las Hyadas y M103 advirtiéndole que las Hyadas son un cúmulo 57 veces más grande, por lo que M103 debía estar 57 veces más lejos. Por otro lado, al comparar el brillo de sus estrellas, notó que las de M103 eran 10.5 magnitudes menos brillantes, lo que implica que se encuentran 125 veces más lejos. Los dos métodos no daban el mismo resultado. Trumpler concluyó que una manera de hacer coincidir los dos resultados era postulando que el brillo de las estrellas de M103 estaba siendo atenuado por polvo interestelar a una razón de 0.7 magnitudes por cada kiloparsec.

4.5. DISTANCIAS A LAS GALAXIAS CERCANAS: ¡EL TAMAÑO DEL UNIVERSO SE DUPLICA!

Observar estrellas en galaxias externas, aun en las más cercanas, requiere de mucha habilidad, paciencia y buen instrumental; hasta con telescopios muy grandes es difícil. Sin embargo, es necesario calibrar las distancias a las estrellas variables contenidas en

esas galaxias para lograr determinar distancias más lejanas en el universo. Aunque Hubble ya había encontrado estrellas Cefeidas en los brazos espirales de la galaxia de Andrómeda (M31), en 1942 Wilhelm H. W. Baade (1893-1960) encontró algunas en las regiones centrales de nuestra propia Galaxia, también conocidas como el bulbo galáctico. Notó que había diferencias sutiles entre las estrellas en el bulbo y las de los brazos espirales, concluyendo que se trataba de dos tipos de poblaciones de estrellas: las azules en los brazos espirales, que llamó de *población I* y las rojas cerca del centro o *población II*. Hoy sabemos que las de población I son estrellas jóvenes formadas en regiones con polvo interestelar, mientras que las de población II son estrellas viejas muy comunes en las regiones centrales en galaxias espirales, en cúmulos globulares y en regiones sin polvo. Baade encontró 300 Cefeidas en M31, y descubrió que existían tanto de población I como de población II. Ambos tipos de Cefeidas varían de forma similar con periodos parecidos, pero las de población I, que hoy conocemos como Cefeidas clásicas, son aproximadamente 1.5 mag. más brillantes que las de población II, a las que nos referimos más comúnmente como W Vir, ya que su prototipo es la estrella variable W Virgins.

La diferencia entre estos dos tipos de Cefeidas es de gran importancia para la medición de distancias, porque debido a su diferencia de brillo intrínseco no deben ser confundidas. En su calibración de la relación

P-L de 1919, Shapley utilizó 11 Cefeidas clásicas, pero no consideró la presencia de material interestelar; debido a esto, creyó que las Cefeidas eran menos brillantes, es decir, subestimó su brillo. Por mera casualidad su calibración, incorrecta para Cefeidas clásicas, era correcta para estrellas W Virginis; como él empleó dicha calibración para medir la distancia de cúmulos globulares donde las Cefeidas son del tipo de W Virginis o de población II, sus distancias a cúmulos globulares fueron usadas por otros astrónomos para calibrar el brillo de estrellas RR Lyrae en cúmulos globulares que al compararse con los resultados de otros métodos, se encontró que eran correctas. Así que, el error de no haber incluido el efecto del material interestelar en la calibración de la relación P-L, pasó desapercibido por mucho tiempo. Por esta razón, también Hubble, que empleó la relación incorrecta de Shapley, subestimó las distancias a galaxias donde había detectado Cefeidas clásicas.

El descubrimiento, en 1942, de Baade de las dos poblaciones de Cefeidas, las clásicas y las W Virginis, y del error en el punto cero de la calibración P-L de Shapley, permitió corregir las distancias de Hubble a las galaxias externas, que resultaron ser dos veces más grandes. A partir de entonces, pareció claro que el universo era dos veces más grande de lo que se había pensado. Si la galaxia de Andrómeda estaba dos veces más lejos, esto también implicaba que era dos veces más grande, incluso mayor que nuestra propia Vía Láctea. Baade

anunció sus resultados en la Asamblea General de la Unión Astronómica Internacional celebrada en Roma en 1952. El resultado era particularmente importante, pues en esa época la edad de la Tierra, calculada por decaimientos radiactivos, se creía de 3 000-3 500 millones de años, mientras que la del universo, calculada según la relación entre la velocidad de recesión de las galaxias y su distancia (o la Ley de Hubble), era de solamente 2 000 millones de años. Duplicar el tamaño del universo, también significaba duplicar su edad y así las edades de la Tierra y del universo eran más congruentes.

4.6. PASOS FIRMES HACIA EL UNIVERSO EXTRAGALÁCTICO

Con el conocimiento de la existencia del material interestelar y la identificación de las propiedades de algunas estrellas que son indicadores de distancia, los astrónomos estuvieron en posición de calcular las distancias a numerosas galaxias cercanas. Ya hemos hablado en el capítulo 2 de las propiedades como indicadores de distancia de algunas familias de estrellas, a las que nos referiremos como los *indicadores primarios* de distancia. Estos son: las Cefeidas clásicas, las estrellas RR Lyrae, las novae y las supernovas.

Con ellas se establecen las distancias a las galaxias cercanas y se utilizan para calibrar otros métodos *secundarios* menos precisos para medir distancias a galaxias más remotas (véase capítulo 5).

Para utilizar estos indicadores primarios, es indispensable poder detectarlos y medir sus brillos en esas galaxias cercanas. Ya a mediados del siglo xx, los astrónomos observadores habían medido muchas de estas estrellas empleando, para ello, los telescopios más grandes del mundo y las placas fotográficas. Sin embargo, esto requería de gran habilidad y muchísima paciencia. Durante la segunda mitad del siglo xx, se dieron desarrollos tecnológicos que tuvieron un profundo impacto en la precisión de la determinación de las distancias cósmicas. Quizá el más significativo sería la invención y desarrollo de los detectores electrónicos, conocidos como Charged Coupled Device (CCD), por los físicos W. S. Boyle y G. E. Smith en 1970, quienes en 2009 recibieron el premio Nobel de Física por su invento. Un CCD es un arreglo de semiconductores pequeños o píxeles, de unas cuantas micras cada uno, capaces de convertir rayos de luz (fotones) incidentes en una corriente eléctrica (electrones). El conjunto de píxeles forma una imagen electrónica de la fuente de luz. Cada uno de estos píxeles actúa como lo haría un grano o partícula en la emulsión de una placa fotográfica, pero con una eficiencia mucho mayor. Las placas fotográficas más sensibles registraban hasta 2-3% de la luz incidente. Un CCD puede registrar hasta casi 100% de la luz que recibe. Actualmente casi todos estamos familiarizados con la utilización de un CCD, pues las cámaras fotográficas y los teléfonos celulares están equipados con uno, siendo así como se registran nuestras fotografías

digitales. Los astrónomos usan el mismo principio, donde el telescopio actúa como el lente de su cámara y sus detectores CCD son más grandes y sensibles.

El otro frente tecnológico importante ha sido el desarrollo de grandes telescopios (del orden de 6-10m) con óptica adaptativa, es decir, óptica controlada por una computadora que por medio de deformaciones físicas adecuadas de los espejos, puede compensar la turbulencia atmosférica, produciendo así imágenes muy nítidas. Desde luego, la puesta en órbita del telescopio espacial Hubble, que observa el cielo sin la perturbación de la atmósfera terrestre ha sido de gran relevancia. La instalación de un detector CCD en estos grandes telescopios ha permitido a los astrónomos observar y medir las ínfimas cantidades de energía provenientes de los confines mismos del universo.

La calibración de los indicadores primarios de distancia constituye una parte sustancial del ejercicio astronómico de los últimos 70 años. Sin duda, la mayor atención ha sido puesta en las Cefeidas porque son estrellas luminosas y abundantes en galaxias cercanas, y porque su relación Periodo-Luminosidad (véase sección 2.6.1) está sustentada por principios teóricos de la pulsación estelar. Además, una vez calibrada la relación, es relativamente simple calcular una distancia. Si retomamos la ecuación 2.4 (sección 2.6.1), vemos que la medición del periodo P de pulsación nos conduce a la magnitud absoluta M_V y con la ecuación 2.3 (sección 2.5), una vez que corregimos la magnitud aparente por la

extinción interestelar, podemos calcular la distancia d .

Por medio de las Cefeidas se han medido distancias a gran cantidad de galaxias cercanas y, como veremos en las siguientes secciones, han servido también para calibrar las distancias de otros indicadores primarios que, por tener brillos más intensos, son de mayores alcances. Estos son las estrellas novas y supernovas.

4.7. ESTRELLAS NOVAS COMO INDICADORES DE DISTANCIA

Hemos descrito ya en la sección 2.6.2 el mecanismo que da origen a las estrellas novas y supernovas y, cómo sus curvas de luz poco antes y después de la erupción, alcanzan un brillo máximo en muy corto tiempo, un día o menos, y posteriormente su brillo disminuye muy lentamente, tanto que, en el caso de las novas, pueden pasar

semanas o meses antes de que vuelvan al brillo que tenían antes de la explosión. Las supernovas no vuelven nunca a ser lo que fueron.

La primera estrella nova que se descubrió fue la estrella T Aurigae, observada en 1892 por T. D. Anderson. En 1920, se conocía una docena de novas ocurridas en nuestra propia Galaxia y algunas en la nebulosa espiral M31; las primeras estimaciones de distancias extragalácticas con estrellas novas fueron hechas por Heber Curtis y Knut Lundmark. Estos autores supusieron que el aumento de brillo era consecuencia de un mismo fenómeno físico; de tal manera que el máximo brillo intrínseco era siempre aproximadamente el mismo, por ello, cualquier diferencia en su brillo máximo aparente sería debido a diferencias en su distancia.

Con el paso de los años, se vería que esto no es exactamente así. En realidad, el brillo máximo intrínseco en diversas novas

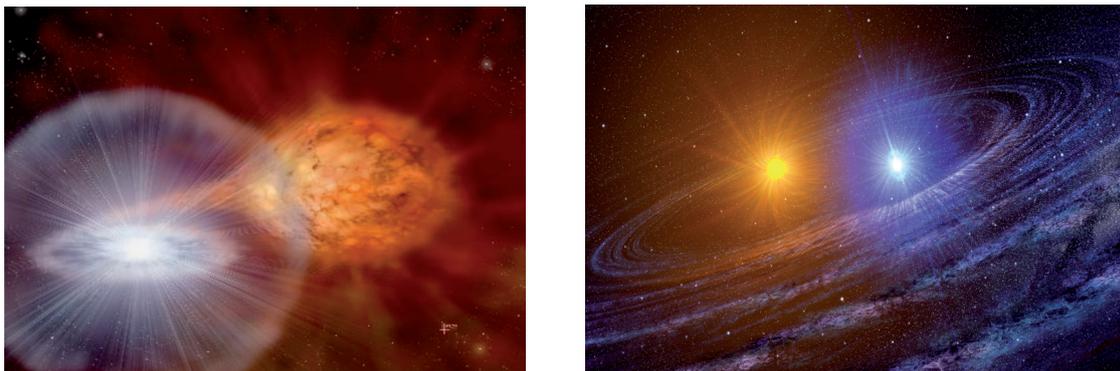


FIGURA. 4.3. Dos ilustraciones (no fotografías) de los alrededores de una estrella nova. A la izquierda, en el sistema binario, la gigante roja vierte material rico en hidrógeno sobre un disco de acreción y eventualmente, sobre la enana blanca caliente donde se produce la explosión. A la derecha, la enana blanca alcanza un brillo mucho mayor que el de su compañera y se vuelve visible a gran distancia.

tiene un gran intervalo de valores, pero está correlacionado con la rapidez con la que disminuye el brillo. Sidney van den Bergh (1929-) demostró en 1975 que esta correlación existe de igual manera para novae en M31 que en nuestra Galaxia, y la calibró con novae cuyas distancias se habían medido por métodos independientes. Así que, midiendo la rapidez de la disminución del brillo se puede, a través de la calibración de Van den Bergh, obtener la magnitud absoluta del máximo brillo y con esto, como se mencionó antes (ecuación 2.3 sección 2.5), la distancia a novae en otros sistemas estelares.

Por medio de las novae, hacia finales de los años setenta, Van den Bergh y Gérard de Vaucouleurs (1918-1995) determinaron distancias a las Nubes Grande y Pequeña de Magallanes (63 y 69 kpc respectivamente, es decir, unos 200 000 años luz), M33 (459 kpc o 1.47 millones de años luz) y M31 (631 kpc o 2 millones de años luz). Podemos afirmar que con las técnicas modernas de observación, las novae tienen potencial para ayudar a medir distancias a galaxias más lejanas, como M81, M101 o incluso para las galaxias del cúmulo de Virgo.

4.8. ESTRELLAS SUPERNOVAS COMO INDICADORES DE DISTANCIA

Por otro lado, tenemos a las estrellas supernovas tipo Ia que en su momento de máximo brillo son hasta un millón de veces más brillantes que las novae, por tanto, su

alcance como indicadores de distancia es mayor. Ya en el capítulo 2 (sección 2.6.2) hemos visto que hay otros tipos de supernova, Ib, Ic y II que no son indicadores de distancia.

Se puede calcular que en nuestra Galaxia debería ocurrir una supernova cada 50 años, pero debido al enorme oscurecimiento que produce el polvo interestelar no podemos ver la mayor parte de la Galaxia. En las cercanías del Sol no se ha observado ninguna supernova desde la invención del telescopio. En la Galaxia han ocurrido varias explosiones de supernova, pero pocas han sido vistas y registradas por algún observador. Las más famosas que se encuentran en los anales históricos son: la que vieron los observadores chinos en el año 1054, de la que aún hoy podemos ver los residuos como una nebulosa, la Nebulosa del Cangrejo; la Nebulosa de Tycho vista por este astrónomo en 1572; y la de Kepler de 1604. Se sabe de otras supernovas en nuestra Galaxia solamente gracias a la detección de sus residuos que todavía pueden ser identificados, y se conocen en la jerga astronómica como *remanentes de supernova*. La más antigua ocurrió aproximadamente en el año 185 a. de C. (G315.4-2.3) y la más reciente, alrededor de 1860 (G1.9 + 0.3). Las estadísticas indican que pronto tendríamos que ver alguna no muy lejos del Sol. Cuando esto suceda, y considerando los grandes desarrollos tecnológicos que han acontecido desde la última en 1860 y que no fue observada, la comunidad astronómica tendrá la oportunidad de estudiar

de cerca muchos de los fenómenos físicos asociados con una supernova, muchos de los cuales no han sido entendidos con exactitud. La supernova más reciente y cercana a nosotros ocurrió en la Nube Grande de Magallanes. Descubierta en 1987 por Ian K. Shelton (1957), que ha sido profusamente observada desde entonces.

La fig. 4.4 ilustra algunos ejemplos de supernovas detectadas en otras galaxias. Quizá la primera supernova extragaláctica que fue usada como indicador de distancia y explotó cerca del centro de la galaxia de Andrómeda (M31) en 1885, fue la estrella S Andrómeda. Sin embargo, se supuso en-

tonces que era una nova y la distancia se subestimó (véase sección 4.2).

Entre 1934 y 1935, W. Baade y Fritz Swicky (1898-1974) iniciaron un programa de búsqueda sistemática de supernovas en “nebulosas” (aún no se llamaban galaxias) usando el telescopio tipo cámara Schmidt de 18 pulgadas de Monte Palomar. Durante esos años obtuvieron entre 5 000 y 10 000 imágenes de al menos una veintena de nebulosas. La primera supernova descubierta en ese programa fue en la galaxia NGC 4157, el 26 de febrero de 1937. Desafortunadamente cuando fue descubierta ya había pasado el momento del máximo brillo.

En épocas más recientes ha habido varios programas de búsqueda sistemática de supernovas, por ejemplo, el Supernova Cosmology Project (SCP) que emplea las ventajas de los detectores CCD con un telescopio de cuatro metros en Cerro Tololo, Chile. Hacia 1999, el SPC había descubierto más de 80 supernovas. El Chilean Automatic Supernovae Search (CHASE) que emplea un grupo de seis telescopios automáticos,

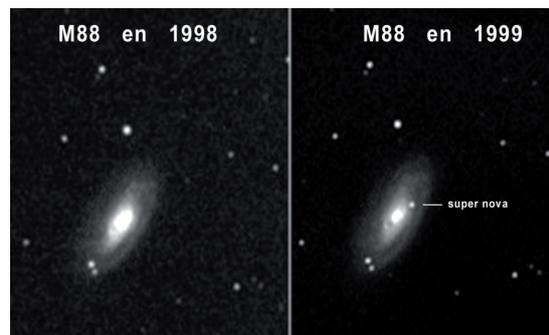
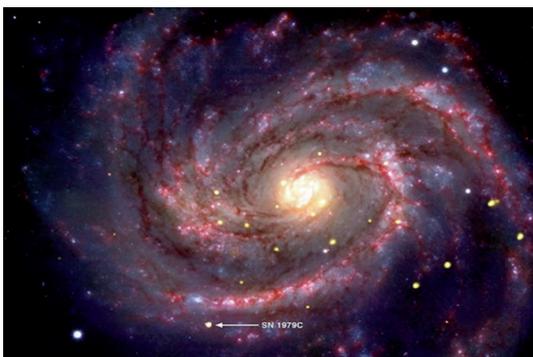


FIGURA 4.4. Aspecto de supernovas detectadas en galaxias. Durante algunos meses pueden ser el objeto más brillante en la Galaxia.

también en Tololo, descubrió en 2009 y 2010 unas 80 supernovas muy lejanas. Otro exitoso programa de búsqueda es el The High/-Z SN search del Observatorio de Mount Stromlo, Australia.¹ Actualmente se conocen cientos de supernovas en otras tantas galaxias, sus curvas de luz y sus propiedades espectrales han sido estudiadas con detenimiento por los precursores de los proyectos SPC, Saul Perlmutter (1959) y del High/-Z SN, Brian Schmidt (1967) y Adam Riess (1969), quienes a finales del siglo xx llegaron a la conclusión de que el universo se expande aceleradamente, lo que les valió el premio Nobel de Física 2011.

Si todas las supernovas fueran el resultado de un mismo fenómeno físico que se repite, esperaríamos que su brillo máximo fuera siempre el mismo y, entonces, la estrategia para utilizarlas como indicadores de distancia sería parecida a la usada en el caso de las estrellas Cefeidas, esto es, determinar su magnitud absoluta a partir de un parámetro medible observacionalmente. En el caso de las Cefeidas, este parámetro es el periodo de pulsación. Sin embargo, la situación para las supernovas es un poco más complicada.

Como explicamos en el capítulo 2, en 1940, Rudolph L. Minkowsky y F. Zwicky clasificaron las supernovas en dos grupos que llamaron *de tipo I* y *de tipo II*. En la década de 1980, las de tipo I se clasificaron en

Ia, Ib y Ic dependiendo de la apariencia de su espectro (véase sección 2.6.2) y se han visto tanto en galaxias espirales como en elípticas y se piensa que provienen de estrellas viejas con masa menor a ocho veces la masa del Sol. El escenario para la formación de una supernova tipo Ia es el de una estrella compacta, enana blanca, a la que su estrella compañera, una gigante roja, le transfiere material gravitacionalmente. El material que cae en la enana blanca es rico en hidrógeno, que en la superficie caliente de la enana blanca se convierte rápidamente en helio, carbono y oxígeno. Cuando la masa de la enana blanca aumenta a más de 1.4 masas solares, el núcleo de carbón explota violentamente. El espectro muestra entonces líneas de helio, carbón y oxígeno, además de algunos elementos muy pesados como níquel, cobalto y hierro. Las supernovas de tipo II sólo se han visto en los brazos de galaxias espirales; provienen de objetos jóvenes, aislados y de masas superiores a ocho masas solares cuyo núcleo de hierro colapsa, provocando que la onda de choque del colapso rebote y de manera catastrófica arroje hasta la mitad de la masa de la estrella al espacio; el resto se colapsa en un objeto ultracompacto o estrella de neutrones. Sus espectros se caracterizan por tener líneas de hidrógeno intensas en emisión.

Las de tipo II son muy luminosas y, por lo tanto, en principio, buenos indicadores de distancia porque se alcanzan a ver a grandes distancias. Desafortunadamente, su luminosidad o energía emitida durante la explosión, no es la misma de una supernova

¹ El lector interesado en estos programas puede consultar las paginas: <http://supernova.lbl.gov> <http://www.das.uchile.cl/proyectoCHASE/> y <http://www.cfa.harvard.edu/supernova/home.html>

a otra. La razón es que su masa inicial puede ser entre 8 y 100 masas solares, con velocidades de rotación diferentes, así como composiciones químicas iniciales distintas. Por ello, no parecen ser de utilidad para medir distancias. Sin embargo, Robert P. Kirshner (1949) propuso emplear un método inventado en 1947 por Baade y A. J. Wesselink (1909-1995) para calcular distancias a estrellas Cefeidas.

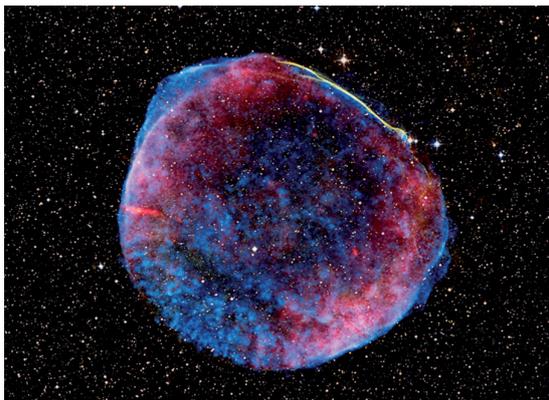


FIGURA 4.5. Remanente de la supernova que explotó en nuestra Galaxia en 1006 d. de C. La nube es el material que fue parte de la estrella y arrojado al espacio. Contiene más de ocho veces la masa del Sol. El brillo de la esfera en expansión y su tamaño se pueden combinar para medir su distancia (véase el texto) (HST).

Las supernovas dejan remanentes que continúan expandiéndose de manera más o menos simétrica durante mucho tiempo. En la figura 4.5 vemos el hermoso ejemplo de un remanente de supernova, 1 000 años después de su explosión (1006). Consideremos ahora el esquema de la figura 4.6. El diámetro angular del remanente de supernova θ y su diámetro D , aumentan a medida

que la nube se expande. Si logramos medir ambas cantidades para ángulos pequeños, la distancia d se puede calcular por la relación $\theta = D/d$. El ángulo θ lo determinan los astrónomos a partir de medidas del brillo y del color de la nube y de modelos teóricos de la expansión del gas, mientras que D se puede calcular si medimos la velocidad de expansión del gas y consideramos cuánto tiempo lleva expandiéndose, es decir, el tiempo transcurrido desde el momento en que se le vio explotar hasta el momento de la medición de la velocidad. La velocidad de expansión se puede medir con cierta facilidad midiendo el *corrimiento Doppler* de las líneas espectrales. Este método se conoce como de *Baade-Wesselink* en honor a los astrónomos que lo inventaron. El método se ha probado con supernovas tipo II en galaxias que también contienen Cefeidas; las determinaciones de distancia coinciden de manera razonable.

Por otro lado, las supernovas tipo I son mucho más homogéneas; se ha encontrado que, en efecto, el brillo del máximo de luz es, con poca dispersión, el mismo para todas. Diversos equipos, con muestras diferentes de supernovas en una variedad de galaxias y por métodos diversos, han concluido que la magnitud absoluta M_V o luminosidad intrínseca, en el momento del máximo brillo es de entre -19.3 y -19.7 magnitudes. Esto, hace que las supernovas tipo I sean de los indicadores de distancia más confiables. Su extraordinaria luminosidad permite medir distancias unas 1 000 veces más grandes que con las Cefeidas. Lo malo

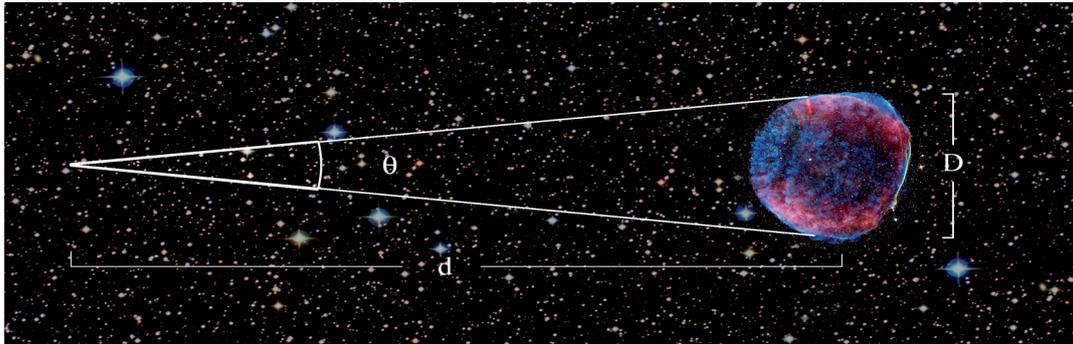


FIGURA 4.6. El diámetro angular θ de un remanente de supernova y su diámetro físico D se pueden combinar para calcular la distancia d por medio de la relación para ángulos pequeños $\theta = D/d$ y con esto, se puede calcular la magnitud absoluta del máximo con $V_0 - M_V = 5 \log d - 5$, donde V_0 es la magnitud aparente del máximo brillo corregida por los efectos del polvo interestelar, y M_V la magnitud absoluta del máximo (véase la figura 1.1).

es que no hay muchas supernovas tipo I y que su máximo brillo dura poco tiempo. Es necesario descubrirlas y medirlas con precisión justo después de la explosión para no perder el momento de máximo brillo.

Una vez sabiendo la magnitud absoluta M_V del máximo, podemos medir la magnitud aparente del máximo V_0 corregida por los efectos del polvo interestelar, y con ayuda de la ecuación $V_0 - M_V = 5 \log d - 5$ (véase la ecuación 2.3 y la discusión de la sección 2.5), determinar su distancia d en parsecs.

En la práctica, las cosas son un poco más complicadas que lo que describimos en este libro porque, como las supernovas están muy lejos, las mediciones de sus curvas de luz, de la velocidad radial y la conversión del diámetro angular θ y diámetro físico D , son complejas y contienen grandes incertidumbres. Diferentes métodos y calibraciones también conducen a resultados distintos. Por ejemplo, la distancia determinada para M31 por diversos métodos varía

de 725 a 780 kpc, pero al menos todos los resultados modernos son del mismo orden de magnitud.

Con la ayuda de los telescopios más grandes del mundo, el Canadian-French-Hawaiian Telescope (CFHT) de 3.5 m de diámetro y los llamados *Keck* de 10 m de diámetro cada uno, ubicados en la isla de Hawái, en 2009 se descubrieron cuatro supernovas en galaxias muy lejanas a 11 000 millones de años luz. Véase fig. 4.7 con el ejemplo de una de ellas que explotó en 2004.

Pero antes de adentrarnos por esos páramos, echemos marcha atrás y describamos el universo más cercano, como nos lo fueron revelando los indicadores primarios de distancia.

4.9. EL UNIVERSO INMEDIATO

Cada vez las imágenes de las galaxias cercanas han sido mejores y las calibraciones

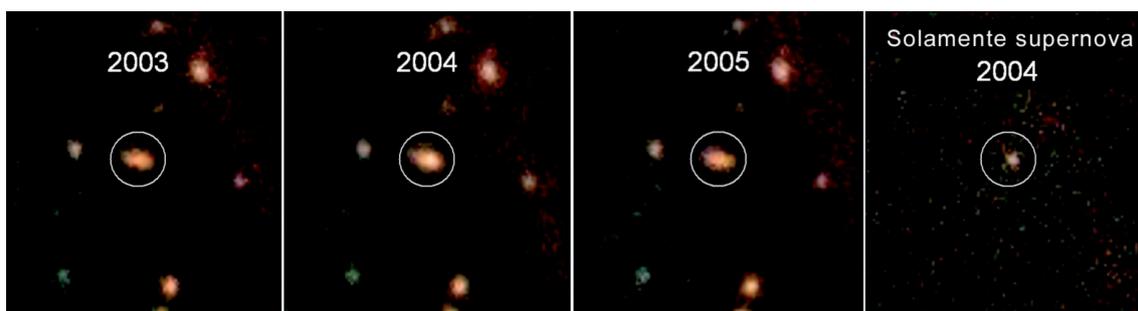


FIGURA 4.7. La supernova más lejana que se conoce a 11 000 millones de años luz. Las imágenes de 2003 y 2005 muestran una galaxia antes y después de la explosión, respectivamente. En 2004, la galaxia es más brillante debido a la contribución del aumento de brillo de una supernova. En la imagen de la extrema derecha se han substraído numéricamente las imágenes, quedando como residuo solamente la imagen de la supernova (imágenes del telescopio CFHT).

de los indicadores primarios de distancia también han sido más y más precisas. Estas circunstancias nos han permitido obtener un panorama más o menos claro de cómo es el universo en las inmediaciones cósmicas de nuestra Galaxia.

El Grupo Local de galaxias está formado por al menos 34 de diversas formas y tamaños. Las tres más grandes del grupo son la enorme Andrómeda (M31), nuestra propia Galaxia (Vía Láctea) y M32. Entre las tres emiten más de 90% de la luz en el grupo. M31 es definitivamente la más grande y es el objeto más distante en el cielo que puede verse a simple vista, en una noche oscura y con buenas condiciones, como una tenue nebulosidad en la constelación de Andrómeda. Hasta 1994, creíamos que las galaxias más cercanas a la nuestra eran las Nubes de Magallanes a unos 190 000 años luz de nosotros. Sin embargo, ese año G.F. Gilmore (1951), M. J. Irwin (1952) y R. A. Ibata (1967) descubrieron una galaxia enana conocida como

SagdEg a solamente 82 000 años luz de la Tierra y a 50 000 años luz (~ 15 kpc) del centro de la Vía Láctea. SagdEg había pasado inadvertida porque debido a su cercanía ocupa una gran extensión en el cielo y su brillo es menor que el de una noche oscura, por lo que no llama la atención del observador. Además, se encuentra detrás del disco de la Vía Láctea y está oscurecida por el polvo interestelar denso en el disco. Las últimas descubiertas en el Grupo Local son tres pequeñas galaxias esferoidales satélites de M31 llamadas *And V*, *And VI* y *And VII*. Las más lejanas cuyas distancias se han podido medir gracias a la detección, en 1997, de estrellas gigantes rojas son las irregulares Antlia y Sag dIlg, ubicadas a poco más de un megaparsec o 3.2 millones de años luz. Podemos decir que este es el diámetro del Grupo Local de galaxias. Véase tabla 4.1 con la lista de nuestros vecinos en el Grupo Local.

La mayoría de las galaxias del Grupo Local son pequeñas y de forma irregular o

esferoidal. Todas éstas, se encuentran ligadas gravitacionalmente y viajan por el espacio a velocidades enormes, cerca de 200 kilómetros por segundo, respecto al centro del grupo. El grupo es dinámico, de tal manera que su colocación actual es muy diferente a la que fue en el pasado, y seguramente lo será en el futuro. Los dinamistas piensan que M31 se formó muy cerca de la Vía Láctea y que en los últimos 13 000 millones de años se ha alejado hasta su posición actual y que las Nubes de Magallanes fueron capturadas por la atracción de nuestra Galaxia hace unos 6 000 millones de años. Más allá de las fronteras del Grupo Local, el grupo de galaxias más cercano es el de Maffei 1, cuyos miembros quizá pertenecieron al Grupo Local. Un poco más lejos están los grupos del Escultor, de M81 y de M83. Todos estos son pequeñas aglomeraciones de galaxias chicas

en torno de una galaxia más grande. Estos grupos, incluyendo a nuestro Grupo Local, se encuentran en las regiones externas del gran cúmulo de galaxias de Virgo.

Actualmente podemos medir el brillo de estrellas Cefeidas a 24 mpc (78 millones de años luz), esto es, más allá del cúmulo de Virgo.

Las distancias a las galaxias más pequeñas pueden ser inciertas. Pero es importante que la distancia a las Nubes de Magallanes, que son las galaxias más grandes y cercanas a nosotros, a M31, la mayor galaxia del Grupo Local, y a otras cuyas distancias se han medido con Cefeidas, sean conocidas con la mayor precisión posible, pues tienen un papel muy importante en la calibración de los métodos secundarios que nos llevarán a medir las distancias de los páramos más alejados en el universo.

TABLA 4.1. GALAXIAS DEL GRUPO LOCAL

NOMBRE	Tipo	Distancia al Sol (kpc)	Distancia al centro del grupo (kpc)
Vía Láctea	Espiral	--	400
Sag dEg	Enana esferoidal	25	425
Nube Grande de Magallanes	Irregular	49	370
Nube Pequeña de Magallanes	Irregular	58	430
Ursa Minor	Enana esferoidal	63	380
Draco	Enana esferoidal	63	370
Sculptor	Enana esferoidal	78	390

Continúa

Sextans	Enana esferoidal	79	450
Carina	Enana esferoidal	87	450
Fornax	Enana esferoidal	131	400
Leo II	Enana esferoidal	215	520
Leo I	Enana esferoidal	273	580
Phoenix	Enana irregular/ esferoidal	390	540
NGC 6822	Irregular	540	660
NGC 185	Enana esferoidal	620	230
NGC 147	Enana esferoidal	660	270
IC 10	Enana irregular	700	880
NGC 205	Espiral/elíptica	725	320
M31	Espiral	779	320
M32	Elíptica	828	320
And I	Enana esferoidal	727	320
And II	Enana esferoidal	630	320
And III	Enana esferoidal	723	320
And V	Enana esferoidal	742	320
And VI	Enana esferoidal	783	320
LGS 3	Enana irregular	760	410
IC 1613	Irregular	765	520
M33	Espiral	795	420
Aquarius	Enana irregular	800	800
Tucana	Enana esferoidal	870	1060
WLM	Irregular	940	800
Antlia	Enana esferoidal	1000	1030
Sag dIlg	Enana irregular	1100	1180

4.10. INDICADORES SECUNDARIOS DE DISTANCIA

Y más allá del Grupo Local, a distancias mayores a un Megaparsec o 3.3 millones de años luz, el universo se extiende inacabable. Ese vasto espacio está lleno de galaxias incontables. ¿Cuántas hay?

A finales del siglo XIX, Edward Keler (1857-1900) había estimado que con la tecnología de la época se podrían fotografiar cerca de 120 000 “nebulosas”. Charles D. Perrine (1868-1951) calculó más tarde que habría unas 500 000 al alcance fotográfico. Un atlas iniciado en 1998 espera poder obtener imágenes para ¡500 millones! Los cálculos más recientes nos hablan de 100 000 millones de galaxias en el universo observable. Si recordamos que nuestro Grupo Local tiene apenas unas 30 galaxias, nos queda un largo camino por recorrer.

Desafortunadamente los métodos primarios que hemos descrito hasta ahora, con todo su ingenio y su hermosura, no nos sirven para medir distancias mucho más allá del Grupo Local. Simplemente no podemos observar estrellas (Cefeidas, por ejemplo) y medir sus brillos a distancias extremadamente grandes, y aunque en los últimos años se han detectado estrellas Cefeidas en el cúmulo de galaxias de Virgo a 50 millones de años luz y supernovas en confines verdaderamente lejanos, medir con precisión sus curvas de luz y sus espectros es difícil. Los astrónomos han buscado caminos alternativos y han logrado desarrollar métodos que emplean *indicadores secundarios de distancia*,

es decir, aquellos que requieren para su calibración, el conocimiento de las distancias a galaxias cercanas determinadas con los *indicadores primarios*. En las siguientes secciones describiremos brevemente algunos de los métodos secundarios más notables y exitosos.

4.10.1. *Nebulosas planetarias*

Las nebulosas planetarias son estrellas que, hacia el final de su evolución, han perdido su envolvente. El núcleo de la estrella continúa su evolución como enana blanca ultra compacta, mientras que la envolvente se expande como una nube gaseosa. Hoy en día, disponemos de imágenes muy hermosas de gran cantidad de nebulosas planetarias obtenidas por el Telescopio Espacial Hubble (HST). Sin embargo, en las placas fotográficas de principios del siglo XX, estas estrellas aparecían como un objeto extendido y

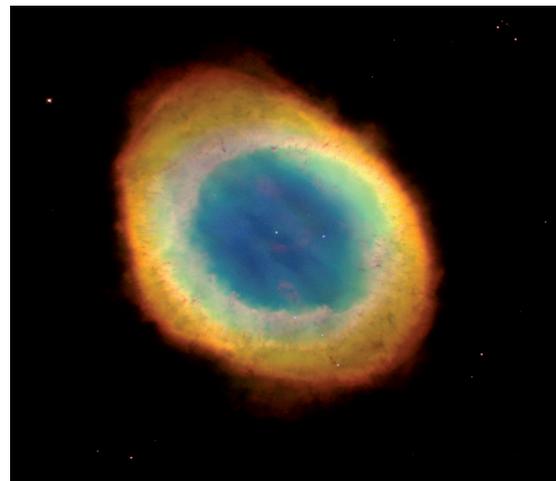


FIGURA 4.8. M57: Nebulosa del Anillo (H. Bond et ál., Hubble Heritage Team (STScI / AURA), NASA)

nebuloso, con cierta similitud a las imágenes de los planetas, de ahí el nombre de nebulosas planetarias, aunque en realidad nada tienen en común con un planeta.

Solamente a unas pocas nebulosas planetarias se les puede determinar su distancia por métodos clásicos como la paralaje trigonométrica o la paralaje espectroscópica. También es posible determinar la distancia midiendo su velocidad de expansión y el diámetro angular, igual que en el caso de las supernovas descrito en la sección 4.8 (véase esquema de la fig. 4.6).

El método que realmente posicionó a las nebulosas planetarias como indicadores secundarios para grandes distancias fue el desarrollado hace apenas unas dos décadas

por G. H. Jacoby (1950) y R. B. Ciardullo (1954). Para entender el método consideremos que en algunas galaxias se han podido detectar muchas nebulosas planetarias. Por ejemplo, en nuestra Galaxia es probable que existan alrededor de 50 000, aunque sólo se conocen 2 000, pues la mayoría están en regiones no visibles desde la Tierra a causa del polvo interestelar. En M31 se conocen cerca de 600, no todas igualmente brillantes. Las menos brillantes son más numerosas. Las nebulosas planetarias son muy brillantes en una línea espectral verde de longitud de onda 5007 Å, producida por una transición de los átomos de oxígeno presentes en la nebulosa. Por eso, los astrónomos prefieren observarlas con un filtro de ese color y

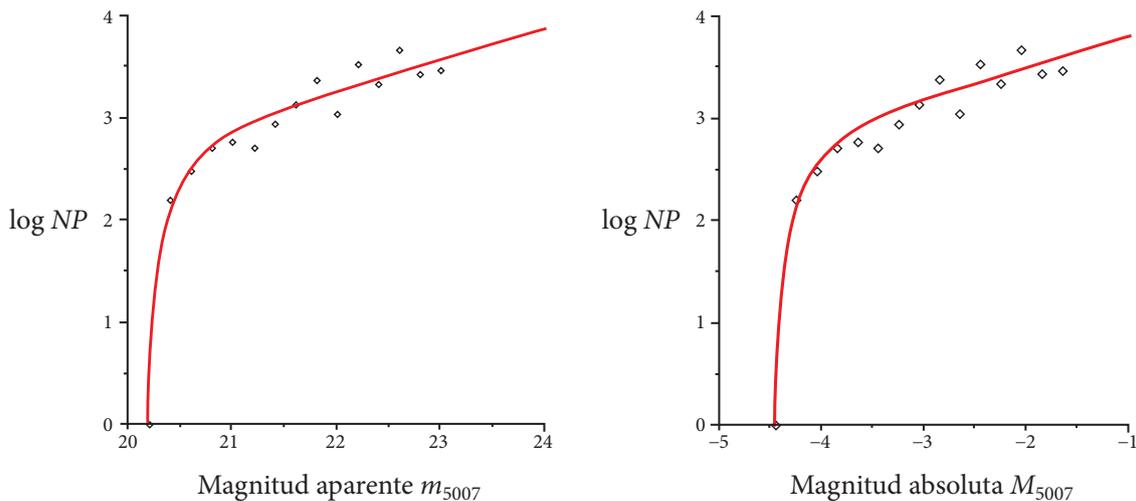


FIGURA 4.9. La gráfica muestra el logaritmo del número de nebulosas planetarias como función de su magnitud aparente m_{5007} en M31. La curva roja es la representación matemática de la distribución: empleando la distancia obtenida a partir de las Cefeidas se puede calibrar, es decir, transformar el eje de magnitud aparente en magnitud absoluta M_{5007} , como en la gráfica de la derecha. Ahora sólo basta contar nebulosas planetarias en una galaxia de distancia desconocida, ajustar la curva para calcular el módulo de distancia $m_{5007} - M_{5007}$, y de ahí la distancia a la galaxia (figura preparada por Roberto Figuera a partir de los datos de Ciardullo, Jacoby, Ford y Neill, ApJ, 339, 53, 1989).

medir su magnitud aparente m_{5007} . La distribución del número de nebulosas planetarias según su magnitud aparente en M31 se puede ver en la fig. 4.9 de la izquierda. Puesto que M31 también tiene Cefeidas y su distancia se conoce a través de la relación P-L, entonces podemos convertir las magnitudes aparentes de las nebulosas planetarias en M31, m_{5007} , en magnitudes absolutas M_{5007} y deducir que el corte en el eje horizontal de la distribución ocurre a $M_{5007} = -4.48$ como se ve en la fig. 4.9 de la derecha. De esta manera, las nebulosas planetarias en M31 sirven de calibradoras para las nebulosas planetarias en otras galaxias más lejanas: sólo tenemos que contar nebulosas planetarias según su brillo en esa otra galaxia de distancia desconocida, ajustar una curva de distribución como la de M31 y determinar la magnitud aparente de corte en el eje horizontal m_{5007} . Como a ésta le corresponde la magnitud absoluta $M_{5007} = -4.48$, entonces podemos calcular la diferencia $m_{5007} - M_{5007}$ y de ahí, la distancia usando la ecuación 2.3 del módulo de distancia en la sección 2.5.

Las nebulosas planetarias son buenos indicadores hasta una distancia de unos 20 mpc (65 millones de años luz), pues más allá, resultan demasiado débiles para ser medidas con precisión. Esto incluye algunas galaxias en los cúmulos de Virgo y Fornax cuyas distancias resultantes son 15.1 ± 0.9 mpc y 17.7 ± 0.9 mpc (49 y 58 millones de años luz), respectivamente. Aunque este rango de distancias no es mayor que el que se puede medir con Cefeidas, las nebulosas

planetarias son útiles para galaxias elípticas que no tienen Cefeidas, y donde, además, la extinción por polvo interestelar es despreciable. Así que, constituyen un método complementario muy bueno.

4.10.2. Hidrógeno neutro (21 cm): método de Tully-Fisher

Echando un vistazo a la imagen de una galaxia espiral, por ejemplo, la de la figura 3.5, uno intuye que el sistema rota. Su forma espiral con brazos nos recuerda un remolino o un huracán. Adriaan van Maanen ya había concluido que la nebulosa M101 rota y calculó que completa un giro en 85 000 años. En la sección 4.2, hemos comentado que Shapley usó estos resultados para refutar la naturaleza extragaláctica de las nebulosas. En efecto, las galaxias espirales rotan, pero no a la velocidad calculada por Van Maanen. Nuestra Galaxia, por ejemplo, rota de tal manera que a la distancia que el Sol se encuentra del centro, completa un giro en aproximadamente 250 millones años.

Las galaxias espirales son ricas en hidrógeno neutro, acumulado sobre todo en el disco. El hidrógeno emite fotones con gran intensidad en la longitud de onda de 21 cm (véase sección 3.2.2). Como la galaxia rota, la línea de 21cm que proviene de la parte del disco que se aleja de nosotros, se hace un poquito más larga (debido al efecto Doppler). Análogamente, la línea formada en la parte del disco que se acerca, se hace más corta. Como consecuencia, la línea de 21 cm global de una galaxia se ve ancha;

midiendo su ancho W es posible calcular la velocidad de rotación de la Galaxia.

En 1977, los astrónomos R. B. Tully (1943) y J. R. Fisher (1943) descubrieron una correlación entre el brillo de una galaxia y su velocidad de rotación. Las más masivas también son más brillantes por tener mayor cantidad de material que contribuye a su brillo. Aunque el cociente de la masa de todas las estrellas de una galaxia M_* , y la luminosidad de la galaxia L , es decir, M_*/L , puede variar mucho según la masa de la galaxia, las observaciones muestran que la luminosidad L y la velocidad de rotación V_{rot} obedecen la relación $L = kV_{rot}^4$ donde k vale entre 3.0 y 3.5, dependiendo del filtro con el que se hagan las observaciones.

Como la luminosidad puede convertirse en magnitud absoluta M , entonces ésta y el ancho de la línea de 21 cm W , se pueden correlacionar de la siguiente manera:

$$M = a \log (W/2 \text{ sen } i) + b. \quad (4.1)$$

En esta ecuación, i representa la inclinación con la que vemos la Galaxia. A partir de M se puede calcular la distancia (ecuación 2.2). Las constantes a y b deben ser determinadas, esto es, la ecuación (4.1) debe calibrarse. Tully y Fisher usaron para esto un grupo de galaxias aproximadamente a la misma distancia en los cúmulos de galaxias de Virgo y la Osa Mayor. Efectivamente, encontraron que había para ese grupo una buena correlación entre sus magnitudes absolutas y sus velocidades de rotación (medidas con el ancho de la línea de 21 cm).

Dado que se emplearon galaxias con distancias conocidas por algunos otros métodos primarios, fue posible calcular los valores de a y b . La ecuación 4.1 se transformó en el trabajo original de Tully-Fisher, calculada con observaciones en el filtro azul B en:

$$M = -9.5 \log (W/2 \text{ sen } i) + 2. \quad (4.2)$$

Observaciones posteriores en otros filtros han contribuido a precisar la ecuación 4.2 y, así, actualmente el valor de a está entre -7.5 y -8.7 dependiendo del filtro con el que se observe.

Los radioastrónomos pueden detectar la línea de hidrógeno de 21 cm a distancias de 100 mpc (o 326 millones de años luz) y con la relación de Tully-Fisher estimar entonces la magnitud absoluta M y por lo tanto, la distancia a las galaxias. Entre los métodos de medición de distancias que hemos repasado hasta el momento, es éste el que nos ha llevado más lejos en el universo, aunque será superado en alcance por otros métodos como el del brillo de los cúmulos globulares y el del brillo máximo de las estrellas supernovas, según veremos más adelante.

4.10.3. Las estrellas más brillantes

Las masas y tamaños de las estrellas son de gran variedad. Las hay más pequeñas que el Sol a las que llamamos *enanas*, pero las hay también mucho más grandes, las impresionantes *gigantes* y *supergigantes*. Algunas estrellas supergigantes pueden ser hasta 100

veces más masivas que el Sol y 100 veces más grandes. El brillo de una estrella depende principalmente de su temperatura, pero si dos estrellas tienen la misma temperatura, la más grande será más brillante. Las supergigantes más grandes, masivas y brillantes de nuestra Galaxia, son unas 100 000 veces más luminosas que el Sol, por consiguiente, visibles a grandes distancias. Como se dijo antes, si logramos determinar su magnitud absoluta o brillo intrínseco, podrían servir de indicadores de distancia.

En la década de 1980, R. F. Humphreys, A. Sandage y G. A. Tammann mostraron que, en promedio, las estrellas rojas más brillantes de una galaxia tienen el mismo brillo y calcularon que su magnitud absoluta M_V es casi -7.8 . Con esta técnica se han determinado distancias a numerosas galaxias en varios grupos como el Local, el de M82 y el

de M101, las más distantes a unos 5.8 mpc (18 millones de años luz).

Algunas limitaciones del método incluyen la dificultad de calcular los efectos del polvo interestelar en la propia Galaxia y en la detección, y medición de estrellas supergigantes rojas en galaxias muy lejanas. Aun con la tecnología disponible en el presente, hay un límite práctico que es mucho menor que el que nos ofrece, por ejemplo, el método del hidrógeno neutro (sección 4.10.2).

4.10.4. Cúmulos globulares

Los cúmulos globulares son aglomerados de cientos de miles de estrellas localizados en el halo de nuestra Galaxia. Son sistemas muy viejos que se formaron durante las primeras etapas de la formación de la Galaxia. A pesar de contener tantas estrellas son relativamente

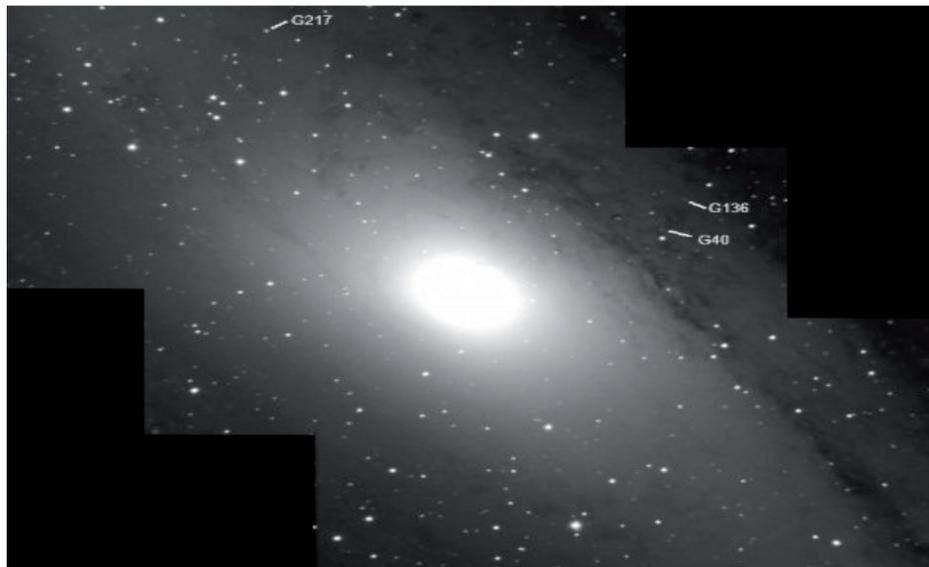


FIGURA 4.10. M31 con algunos de sus cúmulos globulares marcados. En efecto, es fácil confundirlos con estrellas brillantes o galaxias lejanas en el fondo de la imagen.

compactos, lo que hace que la densidad espacial de estrellas sea enorme. Por ejemplo, en la vecindad solar, en un volumen donde hubiera dos estrellas, en un cúmulo globular habría unas 15 000. En nuestra Galaxia se conocen cerca de 160 cúmulos globulares. Algunos son más lejanos, incluso, que las Nubes de Magallanes, por ejemplo NGC 2419 y Palomar 4. En otras galaxias también hay cúmulos globulares, por ejemplo, en M31 se conocen casi 400 (fig. 4.10), pero algunas galaxias elípticas pueden tener más de 1 000.

Vistos a grandes distancias en otras galaxias, los cúmulos globulares tienen la apariencia de una estrella muy brillante poco difusa. Así que, es posible medir su brillo aparente integral, es decir, todo el cúmulo como si fuera una estrella. Si todos los cúmulos tuvieran más o menos el mismo número de estrellas, o sea, aproximadamente la misma masa, podríamos esperar que tuvieran todos casi la misma magnitud absoluta; repitiendo la estrategia de siempre, al conocer su magnitud absoluta y medir su magnitud aparente por medio de un fotómetro o un Charged Coupled Device (CCD), determinaríamos su distancia y, por lo tanto, la distancia de la galaxia a la que pertenecen. Sin embargo, algunos cúmulos globulares son más masivos que otros y, por ello, su brillo intrínseco también es mayor. Los cúmulos globulares individuales no son buenos indicadores de distancia.

En la década de 1970, R. Racine (1939) propuso usar la función de luminosidad de los cúmulos, esto es, la distribución del nú-

mero de cúmulos como función de su magnitud absoluta. La forma de esta distribución es como la que se ilustra en la fig. 4.11, obtenida en varias galaxias del Grupo Local cuyas distancias han sido determinadas por algunos otros de los métodos primarios. Por ejemplo, en nuestra Galaxia hay más de 20 cúmulos globulares con $M_V \sim -7$, pero sólo unos pocos con $M_V \sim -10$ ó $M_V \sim -4$. El máximo de la distribución siempre ocurre aproximadamente a la misma magnitud absoluta M_V entre -6.8 y -6.6 en todas las galaxias. La idea es entonces contar el número de cúmulos globulares en una galaxia cuya distancia se desea determinar y obtener una distribución que tendrá su máximo en alguna magnitud aparente V . La diferencia entre esa magnitud aparente y la magnitud absoluta calibrada con las galaxias de distancia conocida $V - M_V$ corresponde al módulo de distancia y como se mostró en la sección 2.5, según la ecuación 2.2, esto nos conduce a la distancia de la galaxia en cuestión. Utilizando telescopios en Tierra, el método puede utilizarse para medir distancias hasta 50 mpc, mientras que con telescopios en el espacio, como el HST, podrían medirse distancias de 200 mpc, es decir, dos veces más lejos que con el método de Tully-Fisher.

4.10.5. *Perspectiva extragaláctica*

Todos los métodos descritos en este capítulo para medir distancias extragalácticas nos dan una idea clara de las dimensiones y la distribución de galaxias a nuestro

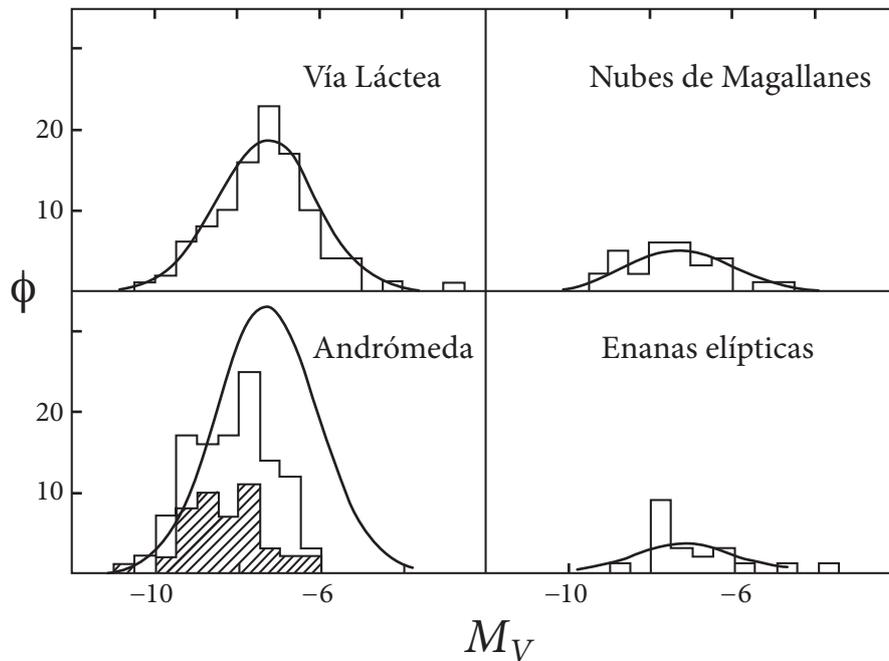


FIGURA 4.11. La distribución del número de cúmulos globulares como función de su magnitud absoluta se llama *Función de luminosidad de los cúmulos globulares*. Aquí se muestran cuatro casos en galaxias del Grupo Local. En todas, la distribución tiene la misma forma y alcanza su máximo aproximadamente a la misma magnitud absoluta M_V . Esta propiedad permite que por medio de un conteo de cúmulos en una galaxia de distancia desconocida, podamos estimar el módulo de distancia $V - M_V$ y de ahí su distancia (figura adaptada del original de Harris y Racine, 1979, *Annual Reviews in Astronomy & Astrophysics*, vol. 17, pág. 241).

alrededor, hasta una distancia de 200 mpc aproximadamente (650 millones de años luz). Nuestro Grupo Local interactúa gravitacionalmente con otros grupos cercanos. El más próximo se encuentra a 3 mpc (10 millones de años luz), es el pequeño grupo de Maffei I que contiene cerca de 10 galaxias, algunas de ellas probablemente fueron miembros del Grupo Local. La mayoría de estas galaxias se descubrieron hace sólo 20 años porque están detrás del plano de la Vía Láctea, muy oscurecidas por el polvo interstelar. Un poco más lejos se encuentran los

grupos del Escultor M81 (fig. 4.12) y M83. Éstos no son muy numerosos; de unas pocas decenas de galaxias que se han congregado alrededor de una o dos más grandes y masivas, en torno de las cuales orbitan en escalas de tiempo de miles de millones de años. Estos grupos se encuentran a su vez como satélites en las regiones más externas de un cúmulo enorme de galaxias, el cúmulo de Virgo a unos 18 mpc (60 millones de años luz). Nuestro Grupo Local se aleja actualmente a 400 km/seg del de Virgo, pero la enorme masa de éste detendrá la fuga

del Grupo Local y lo hará invertir su dirección espacial y caer hacia el centro de Virgo (fig. 4.13). Este mismo futuro les espera a todos los grupos de galaxias satélites de Virgo. La dinámica del supercúmulo de ga-

laxias es sorprendente y compleja, desafortunadamente está fuera de la intención de este libro, por lo que no la discutiremos en detalle.



FIGURA 4.12. Grupo de M81 (foto de Jordi Gallego).

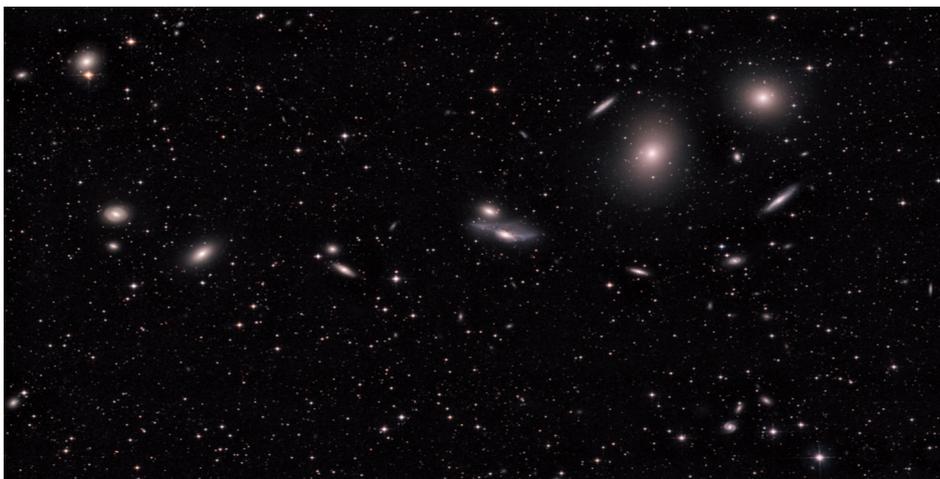


FIGURA 4.13. Cúmulo de Virgo (foto de Bob y Janice Fera, obtenida desde el Eagle Ridge Observatory, California).

Los esquemas de la fig. 4.14, la última de este capítulo, ilustran la estructura del universo alrededor de nosotros hasta cerca de 200 mpc (650 millones de años luz) que

incluye a otros grandes cúmulos de galaxias y que ya muestra la estructura filamentaria de la materia visible, y los grandes espacios carentes de galaxias.

TABLA 5.2. CÚMULOS DE GALAXIAS CON DISTANCIAS DE HASTA 200 MILLONES DE AÑOS LUZ

Grupo	Número de galaxias	Velocidad radial (km/seg)	Distancia (10^6 años luz)	Supercúmulo
Virgo I	100	960	50	Virgo
Ursa Major S	15	890	55	Virgo
Ursa Major N	20	1060	60	Virgo
Fornax I	40	1420	60	
Eridanus	30	1550	70	
NGC4697	15	1200	70	Virgo
Puppis	40	2100	95	
Virgo M	20	2240	105	Virgo
Virgo W	20	2290	105	Virgo
NGC5676/IC1029	15	2340	110	
NGC5044	15	2510	115	
NGC5371	20	2540	120	

Continúa

NGC3557	15	2660	125	Hydra
NGC7172/IC5156	15	2660	125	Pavo-Indus
Antlia	30	2830	130	Hydra
Telescopium	15	2840	130	Pavo-Indus
Centaurus/A3526	100	2990	140	Centaurus
ESO507-25	20	3040	140	Centaurus
NGC6753/IC4837A	25	3100	145	Pavo-Indus
NGC5011/5090	20	3180	150	Centaurus
NGC3801/3800	20	3230	150	
IC5250/NGC7329	15	3230	150	Pavo-Indus
Hydra/A1060	100	3360	155	Hydra
A3565	40	3590	165	Centaurus
Pavo/NGC6876	20	3820	180	Pavo-Indus
Pegasus	30	3840	180	
NGC6769/IC4845	30	4020	185	Pavo-Indus
NGC5419/5488	30	4030	190	Centaurus
NGC5152	20	4040	190	Centaurus
NGC1417	25	4050	190	
Cancer	30	4250	200	
NGC4709	40	4310	200	Centaurus

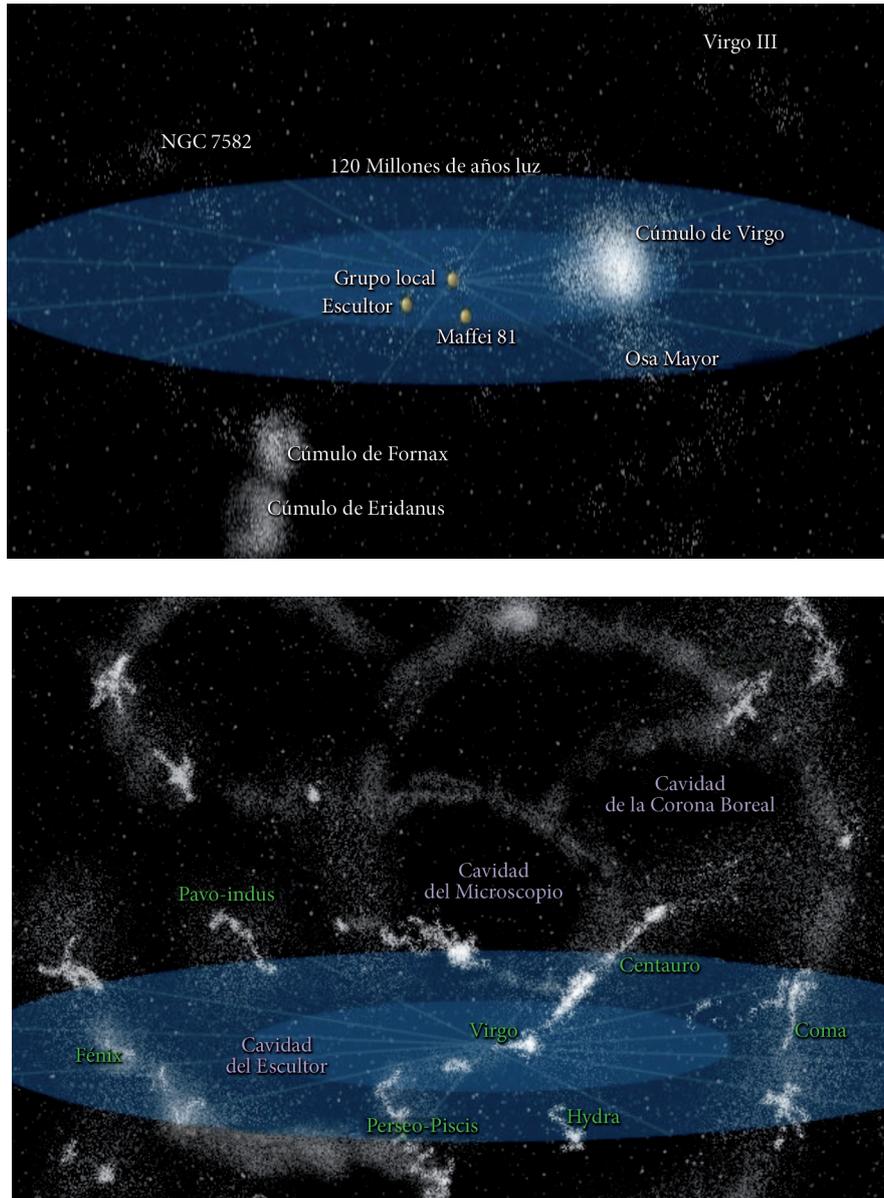
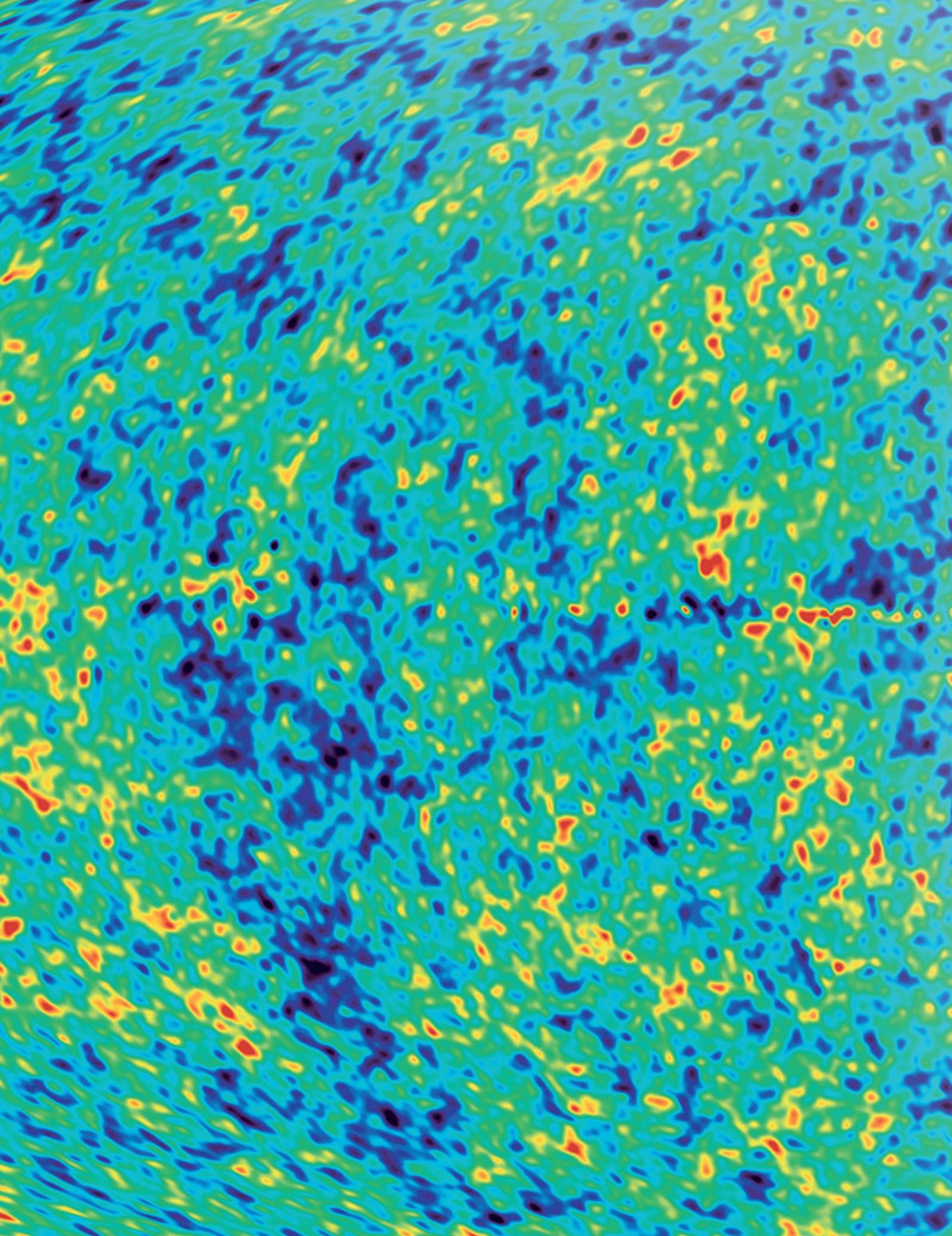


FIGURA 4.14. El esquema de arriba muestra la estructura del universo a 60 millones de años luz alrededor de nosotros, con los principales grupos de galaxias indicados. Nos encontramos en las afueras del majestuoso cúmulo de Virgo que contiene al menos 1 500 galaxias. El esquema inferior muestra la estructura hasta una distancia de unos 650 millones de años luz, que incluye a otros grandes cúmulos de galaxias y que ya muestra la estructura filamentaria de la materia visible, y los extensos espacios carentes de galaxias (cavidades), (figura preparada por Rosalía Langarica).

Nuestro recorrido cósmico hasta este punto ha sido enorme y hemos aprendido mucho sobre el tamaño y la estructura del universo. Hay miles y cientos de miles de galaxias, entre las que nuestra Galaxia, la Vía Láctea, es solamente una más. Se congregan en grupos pequeños de decenas y grandes cúmulos de millares de ellas. Los cúmulos de galaxias no están homogéneamente distribuidos en el espacio, sino que muestran una estructura de filamentos con enormes espacios (cavidades) sin galaxias. Y sobre todo, una vez más, no estamos en el centro

de ese majestuoso universo, sino solamente hacia las orillas de una galaxia en un grupo pequeño, ubicado en las afueras de un cúmulo de galaxias que a su vez es uno entre muchos, incluso más grandes.

¡Pero el universo no termina ahí! Para seguir midiéndolo más allá todavía, ni las supernovas tipo Ia son útiles, las distancias son tan grandes que ya no es posible observarlas y medir sus brillos. Además, a partir de aquí, la geometría del espacio y el tiempo juegan un papel que no podemos ignorar.



El universo lejano y antiguo

*Youth who left the Ozarks Mountains to study stars
causes Einstein to change his mind*

*[Muchacho que se fue de las Montañas Ozarks a estudiar
las estrellas hace que Einstein cambie de opinión]*

*encabezado del periódico "The Springfield Daily News"
en Missouri, 1931.*

5.1. LA ESPECTROSCOPIA: MADRE DE LAS TÉCNICAS DE OBSERVACIÓN ASTRONÓMICAS

En el quehacer científico es común que un descubrimiento del momento tenga una aplicación extraordinaria en el futuro y de manera inesperada. Ese es el caso de los experimentos de Joseph Fraunhofer quien, en 1814, examinó el espectro del Sol y construyó el primer retículo de difracción con el que midió las diferentes longitudes de onda de más de 300 líneas oscuras en el espectro del Sol. A las líneas más conspicuas las identificó, según su intensidad, con las letras A, B, C, D, E, F, G, H, I, J, K, etc. A mediados del siglo XIX, los fisicoquímicos Gustav Kirchhoff (1824-1887) y Robert Bunsen (1811-1899) (fig. 5.1) descubrieron que, quemando algunos elementos químicos y haciendo pasar la luz de la combustión por un prisma, ésta producía un patrón de líneas brillantes; asimismo, el patrón era diferente para distintos elementos, con lo que se podían identificar los elementos de un compuesto quemándolos al mechero y analizando el patrón de las líneas o espectro. Estos científicos fueron los precursores de la espectroscopía que tantas aplicaciones habría de tener en la ciencia y la tecnología,

pero especialmente en la astronomía; podríamos decir de la espectroscopía que es la madre de las técnicas observacionales para estudiar el universo.

Dos líneas espectrales jugarían un papel importante en la medición del universo: las líneas que Fraunhofer etiquetó como *H* y *K* y cuyas longitudes de onda fueron medidas por el físico sueco Anders Jonas Ångström (1814-1874) como 5896 y 5898 angstroms, respectivamente. Son dos líneas muy cercanas, una de la otra. Kirchhoff y Bunsen las identificaron como correspondientes al calcio (Ca). En los espectros de estrellas estas dos líneas son muy intensas y fácilmente identificables.

En los espectros de las galaxias, muchas de las líneas de otros elementos se mezclan

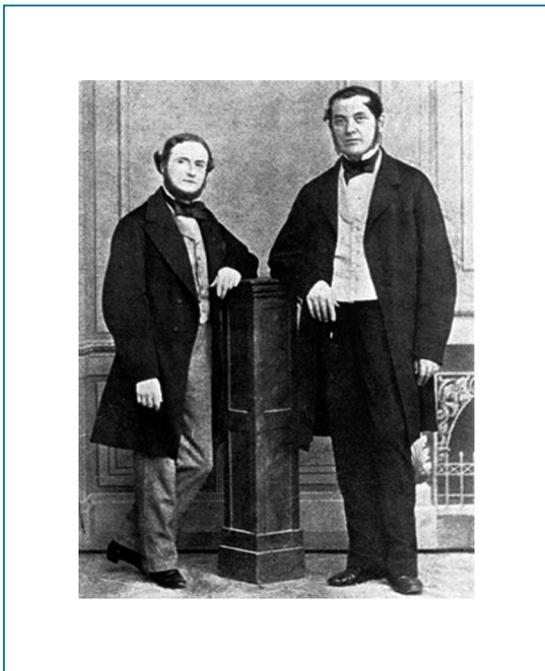


FIGURA 5.1. Gustav Kirchhoff (1824-1887, izquierda) y Robert Bunsen (1811-1899, derecha).

y diluyen porque la luz de muchos tipos de estrellas se combina. Sin embargo, las líneas de calcio son intensas porque la luz estelar pasa a través de nubes de gas más frías y es absorbida selectivamente en *H* y *K*, así que, en los espectros de algunas galaxias estas líneas son también muy intensas.

5.2. LAS NEBULOSAS ESPIRALES SE ALEJAN

En 1914, Vesto Slipher (1875-1969) notó que las líneas *H* y *K* en el espectro de la nebulosa de Andrómeda, estaban ligeramente corridas hacia longitudes de onda más cortas, es decir, hacia el azul. En 1842, Christian Doppler (1803-1853) había concluido en su artículo “On the Coloured Light of Double Stars and Certain Other Stars of the Heavens,” que el movimiento de una fuente luminosa o sonora hace que la frecuencia de su luz o sonido esté corrida hacia el rojo si la fuente se aleja o hacia el azul si se acerca al observador, y que el corrimiento es proporcional a la velocidad de la fuente. Slipher concluyó que Andrómeda se acercaba a nosotros con una velocidad cercana a los 200 kilómetros por segundo. En 1925, Slipher había medido las velocidades de 41 nebulosas espirales, mostrando que la mayoría se alejaban de nosotros, esto es, presentaban corrimientos de *H* y *K* hacia el rojo, y que el caso de Andrómeda era más bien la excepción. También fue en 1925 cuando Hubble publicó su artículo “Cepheids in spiral nebulae” donde demostraba contun-

dentamente que las nebulosas eran galaxias externas a nuestra Vía Láctea.

¿Por qué tendrían que alejarse todas las nebulosas de nosotros? ¿Es que acaso, al final de cuentas, sí estamos en un lugar especial del universo? Otra vez la mente antropocéntrica de nuestra especie nos hacía flaquear y una vez más habría de probarse que no es más que una ilusión.

En 1928, Edwin P. Hubble (1889-1953) era un astrónomo del Observatorio de Mount Wilson, en California. Tenía acceso al telescopio más grande del mundo en ese momento con su espejo primario de 100 pulgadas de diámetro. En 1929, Hubble presentó el primer análisis de la velocidad radial de un

grupo de galaxias dentro de un radio de 2 mpc. La gráfica de la fig. 5.2a muestra la correlación. La dispersión es considerable y se notará que hay algunos puntos con velocidades negativas, o sea, algunas galaxias se acercan a nosotros. Hubble convenció a Milton La Salle Humason (1891-1972) que participara en las observaciones de nebulosas. Humason era un hábil observador, así que lograron obtener espectros de nebulosas mucho más lejanas y poco brillantes, por ejemplo, en los cúmulos de Virgo, Pegasus, Piscis, Cáncer, Perseo, Coma, Osa Mayor y Leo. En cada cúmulo midieron la velocidad para varias galaxias, entre 1 y 20, cuyas distancias se podían calcular

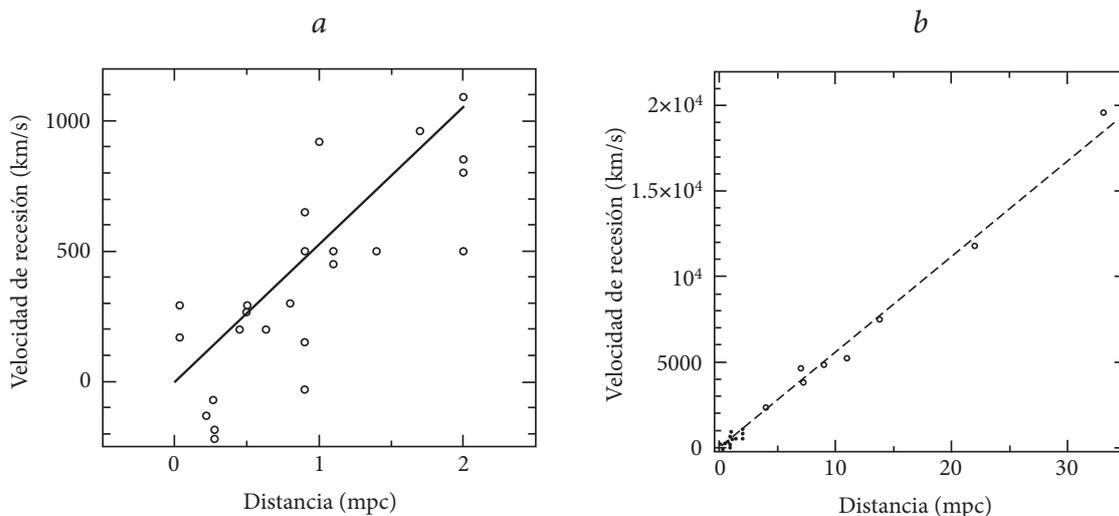


FIGURA 5.2a. Correlación de las velocidades como función de la distancia para galaxias con distancias menores a 2 mpc (figura reconstruida con los datos del artículo de Hubble 1929); en la figura 5.2b, los puntos negros corresponden a la fig. a y los círculos a promedios de velocidades para varias galaxias en cúmulos mucho más lejanos (figura adaptada con los datos en el artículo de Hubble y Humason 1931). La dispersión en el rango de distancias pequeñas de la fig. a es el resultado de la “turbulencia” en los movimientos espaciales de nuestras vecinas cercanas, incluso algunas galaxias se desplazan hacia nosotros (con velocidades negativas). En regiones muy distantes todas las galaxias se alejan con velocidades mayores según se encuentran más y más lejos.

por un método independiente: Cefeidas, las estrellas más brillantes, nebulosas planetarias o novas y supernovas. Esta vez midieron los corrimientos al rojo más grandes que jamás se hubieran medido, que implicaban velocidades de hasta 20 000 km/seg y distancias de más de 30 mpc. En la fig. 5.2*b* hemos reconstruido la correlación usando los datos del artículo de Hubble y Humason de 1931 (*Astrophysical Journal*, vol. 74, p. 43). ¡La relación es encantadoramente lineal! Una nebulosa con el doble de velocidad espacial está dos veces más lejos. Si 10 veces la velocidad, 10 veces la distancia y así podrían medirse distancias tan grandes como se quisiera. Desde luego que coleccionar la luz y medir los corrimientos en objetos muy débiles es más difícil. Dicho de otra manera, el cociente entre la velocidad y la distancia es una constante; $v/d = K$, o sea, la pendiente de la recta en la fig. 5.2*b*. Hubble y Humason determinaron, en 1931, que $K = 558$ km/seg/mpc, esto es, que por cada mpc de distancia, la velocidad de recesión aumenta 558 km/seg.

5.3. LA LEY DE HUBBLE

A pesar de las gráficas en la figura 5.2, lo que Hubble realmente descubrió no fue la correlación entre velocidad y distancia, sino entre el corrimiento al rojo z y la distancia. Hubble interpretó el corrimiento hacia el rojo de las líneas espectrales como resultado del efecto Doppler, en donde para velocidades pequeñas (z pequeñas) $v = cz$,

donde c es la velocidad de la luz. Así que podía escribir entonces:

$$cz = K d. \quad (5.1)$$

Aunque otros astrónomos (entre los cuales se encuentran Slipher, Lundmark y Robertson) tenían ya determinado que existía una relación entre la velocidad y la distancia, a la ecuación 5.1 se le llamó la *Ley de Hubble*, pues fue quien dio las evidencias indiscutibles y las observaciones que sentaron la ley. En poco tiempo, la constante K habría de sustituirse irreversiblemente por una H .

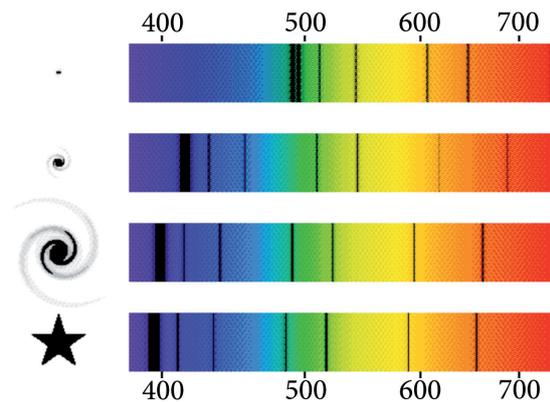


FIGURA 5.3. Espectros de objetos en el cielo. Las bandas negras son líneas de absorción producidas por átomos en la fuente lumínica. La banda ancha, cerca de 400 nanómetros de longitud de onda (1 nanómetro = 10 angstroms) está formada en realidad por la mezcla de las líneas H y K del Ca ionizado. A medida que el objeto es más lejano, las líneas se corren hacia longitudes de onda más largas (hacia el rojo) y se puede determinar así la velocidad con la que la galaxia se aleja de nosotros debido a la expansión del espacio.

Con el desarrollo instrumental como espectrógrafos de gran resolución, detectores más sensibles, telescopios en Tierra mucho más grandes, el telescopio espacial Hubble (HST) (llamado así ahora por obvias razones), la calidad y la cantidad de las observaciones aumentó: se midieron corrimientos al rojo para muchas más galaxias muy lejanas, se calibró la Ley de Hubble con más galaxias cuyas distancias se habían determinado mejor por medio de supernovas tipo Ia. La precisión de la relación P-L de las Cefeidas también ha ido en aumento y por consiguiente, el movimiento espacial del Sol y la dinámica de nuestra propia Galaxia se conocen mejor, etc. Todo esto, en conjunto, ha conducido a una mejor determinación del valor de H .

Cuando Baade reportó, en 1952, el error en la calibración de la relación P-L de las Cefeidas debido a la utilización inadvertida de estrellas de población I y II (sección 4.5), y tomó en cuenta el efecto del polvo interestelar el valor de H , se redujo a 250 km/seg/mpc. Después de la muerte de Hubble, en 1953, su entonces ayudante Allan Sandage (1926-2010), continuó con fervor el trabajo de su maestro y se dio cuenta de que algunas “estrellas” que Hubble había usado como calibradoras para determinar la distancia de algunas galaxias eran, en realidad, agrupaciones estelares y, por lo tanto, las distancias de esas galaxias eran mucho mayores. Sandage publicó su nueva calibración, en 1958, para la que calculó $H = 75$ km/seg/mpc. Posteriormente, revisaría su valor a $H = 50$ km/seg/mpc. Para evitar

escribir las unidad km/seg/mpc es cada vez que nos referimos al valor de la constante de Hubble H , es una costumbre usar el parámetro adimensional h que se define como $h = H/100$ km/seg/mpc, es decir, la constante de Hubble en unidades de 100 km/seg/mpc. Así, por ejemplo, $h = 0.75$ o 0.50 .

5.4. EL UNIVERSO SE EXPANDE.

LA EDAD DEL UNIVERSO

El valor de h ha sido motivo de controversia en el ámbito astronómico durante los últimos 50 años. Los detractores de Sandage tenían argumentos sólidos para creer que $h = 1$. La confrontación fue tal que en 1996, se organizó el *segundo gran debate*, como el primero entre Shapley y Curtis, el 26 de abril de 1920 (sección 4.2). El tema era, otra vez, “La escala del universo”; los contendientes fueron, por un lado, Gustav A. Tammann (1932) defendiendo la posición de su colaborador Sandage y un valor $h \sim 0.55$, y por el otro, Sidney van den Bergh (1929) que prefería $h \sim 0.80$. Esta vez los astrónomos en la audiencia hablaban con naturalidad de supernovas en galaxias increíblemente lejanas, encontraban natural contar con instrumentos como el telescopio Keck de 10 m de diámetro en una montaña de Hawái o el telescopio en órbita HST. El conocimiento del universo había cambiado sustancialmente, pero en la ciencia siempre hay lugar para la controversia, gracias a eso se desarrolla.

No es un asunto ocioso querer conocer el valor de h con la mayor precisión posible, pues de él dependen el tamaño y la edad del universo. El esquema más sencillo que nos ofrece la Ley de Hubble es el de un universo en expansión, en donde es natural que las galaxias más lejanas viajen a velocidades más altas. Para entenderlo, imaginemos por un momento que el universo hubiera duplicado su tamaño en un segundo. La galaxia de Andrómeda habría aumentado su distancia de 725 kpc a 1 450 kpc en un segundo, es decir, habría viajado a una velocidad de 725 kpc/seg. Por otro lado, si consideramos una galaxia lejana, digamos del cúmulo de Coma, ésta habría aumentado su distancia de 14 a 28 mpc, por tanto, su velocidad habría sido de 14 mpc/seg. Entre más lejana esté la galaxia mayor será su velocidad en un universo en expansión. La idea simple de una expansión uniforme nos lleva a conclusiones inmediatas. Por ejemplo, si echamos la película hacia atrás, parece claro que las galaxias acabarían todas juntas en un punto peculiar desde donde una gran explosión las hizo alejarse y para saber cuánto tiempo ha pasado desde la explosión, bastaría saber la tasa de expansión, o sea, la constante H o h . La distancia de una galaxia (en mpc) dividida entre la velocidad de recesión (en km/seg) es el inverso de la constante de Hubble, $d/v = 1/H$, a esto se le llama el *Tiempo de Hubble* o la *Edad del universo*. Es fácil comprobar que valores de h entre 0.50 y 1.00 implican tiempos de entre 15 000 y 10 000 millones de años, respectivamente. Actualmente, la mayoría de

los astrónomos están de acuerdo en que $h \sim 0.73 (\pm 0.10)$ y que la edad del universo es aproximadamente de unos 13 750 millones de años. Sin embargo, es útil aclarar que esta conclusión depende del modelo del universo que se adopte.

Pero, ¿qué pasa si la expansión del universo no es uniforme? Por ejemplo, si es frenada o acelerada de alguna manera. En la expansión del universo compiten dos tendencias, la expansión impulsada por una energía cuyo origen desconocemos, y la contracción gravitacional producida por la materia. En un universo dominado por la materia, la atracción gravitacional de ésta, haría que la expansión se fuera frenando gradualmente y entonces la tasa de expansión, o sea la pendiente de la Ley de Hubble o constante de Hubble H , no sea una constante sino un parámetro que cambia con el tiempo, esto es, con la edad del universo y cuyo valor en el presente es $H \sim 73$ km/seg/mpc, o $h \sim 0.73$.

Como veremos más adelante, un modelo simple del universo en expansión dominado por la materia es el modelo de Einstein-de Sitter. Hoy en día, y a la luz de las mediciones de supernovas tipo Ia, ese modelo es erróneo, pues se ha descubierto que la expansión del universo no sólo no se frena sino que es acelerada. En secciones posteriores describiremos el modelo de Einstein-de Sitter, debido a su importancia histórica y simpleza y la expansión acelerada del universo, dada la novedad de tan importante descubrimiento.

5.5. EL ESPACIO-TIEMPO Y LA CURVATURA DEL ESPACIO

No sería Hubble quien explicaría las implicaciones cosmológicas de su ley. Expansión del universo o lo que fuera, Hubble tenía la herramienta que le permitía medir distancias tan grandes como su telescopio le permitiera observar y con el tiempo los telescopios permitirían llegar verdaderamente lejos. Para explicar las implicaciones de la Ley de Hubble se necesitaría el genio de teóricos como Willem de Sitter (1872-1934), Albert Einstein (1879-1955) y George Lemaître (1894-1966).

Se dice que durante una visita a Pasadena en 1931, Einstein comentó con la esposa de Hubble que el trabajo de su marido era *beautiful* y que públicamente declaró que su idea primera de un universo estático estaba equivocada. En efecto, cuando en 1917, Einstein resolvió las ecuaciones de campo de su Teoría General de la Relatividad para una distribución de masa homogénea e *isotrópica*, se dio cuenta que el universo no se encontraba estático sino que debía contraerse o expandirse. Como entonces se creía que el universo estaba estático y no cambiaba, introdujo un poco artificialmente, un factor en sus ecuaciones que llamó la *constante cosmológica* para obtener una solución estática. En 1927, George Lemaître publicó sus resultados de un modelo de universo homogéneo de masa constante y de radio creciente, pero la idea continuó sin ser aceptada por Einstein. Sin embargo, se dice que en 1931, declaró, ante la evidencia de la expansión,

que la introducción de la constante cosmológica había sido su “peor metida de pata”. Si lo dijo o no, poco importa; sabemos que se dio al trabajo de restaurar las ecuaciones de campo que ahora describen la expansión del espacio. Segundo a segundo el espacio aumenta. Durante el tiempo que le toma al lector leer esta página, las galaxias en el cúmulo de Coma, por ejemplo, se han alejado de nosotros alrededor de 380 000 kilómetros, ¡que es la distancia a la Luna! Desde luego que nos parece increíble, pues no es parte de nuestra vivencia cotidiana ver cómo el espacio “surge” de esa manera, pero así es.

Conviene aquí hacer algunas aclaraciones. Primero, que veamos alejarse de nosotros a la mayoría de las galaxias no implica que la Tierra esté en un lugar especial en el universo. En un universo en expansión cualquier observador en otro lugar vería exactamente el mismo efecto descrito por la Ley de Hubble. Segundo, que el espacio se expanda no implica que la Tierra aumente su tamaño o nuestros cuerpos crezcan o que la distancia a la Luna y al Sol también aumenten, ni siquiera que las galaxias cercanas, por ejemplo en el Grupo Local, estén cada vez más lejos de nosotros. De hecho, algunas galaxias cercanas se mueven hacia nosotros. Las fuerzas locales, como la atracción del Sol sobre los planetas o la interacción gravitacional entre galaxias de un grupo, incluso entre grupos de galaxias, crea una dispersión de velocidades mayor que la producida por la expansión del universo. Hasta el cúmulo de Virgo, el

corrimiento Doppler por la velocidad debida a movimientos peculiares internos es superior al corrimiento al rojo debido a la expansión del universo. Sin embargo, si consideramos las distancias entre cúmulos de galaxias, la expansión espacial domina.

Mientras los observadores estaban muy ocupados discutiendo si las nebulosas eran extragalácticas o no y midiendo sus velocidades espaciales, los físicos y matemáticos también estaban muy entretenidos tratando de entender, explicar y formular con precisión la novísima Teoría de la Relatividad surgida de la inquietud de Albert Einstein por entender qué es la gravedad. En esta teoría, la gravedad no es una fuerza que atrae a dos cuerpos con masa, como lo entendemos en la teoría de la gravedad de Newton, sino una ilusión causada por la curvatura del espacio. Un cuerpo con masa, hace que su espacio cercano se curve. El ejemplo clásico que ayuda a entender el concepto en dos dimensiones es el espacio que resulta si se deja una esfera pesada, como la bala de un cañón, sobre una superficie elástica. En el ejemplo, el mundo es solamente de dos dimensiones: el de la superficie elástica y la presencia de un cuerpo masivo que ha curvado el espacio. Una partícula que se mueve en ese mundo debe hacerlo sobre la superficie y al moverse de un punto a otro en las cercanías del cuerpo masivo seguirá una trayectoria de mínimo esfuerzo, o distancia mínima entre esos dos puntos que no será una recta como en un espacio plano.

En un espacio curvado por la presencia de masas, el concepto de distancia es com-

plicado. En nuestro mundo de todos los días, la distancia es un concepto claro que no necesita discusión. Las reglas de la geometría que usamos hasta por intuición, son las definidas por Euclides en su libro *Los elementos*, 300 años antes de Cristo. La posición en el espacio de tres dimensiones requiere de tres coordenadas y ahí la distancia mínima entre dos puntos es una recta.

La Teoría de la Relatividad nos plantea que para identificar o describir un evento requerimos saber su posición en el espacio y también el momento en el que ocurre; es decir, necesitamos de una cuarta dimensión que es el tiempo. Vivimos pues, en un espacio-tiempo. Nos plantea también que dos observadores equipados con reglas y relojes que se mueven uno respecto al otro a una velocidad v , no miden igual la distancia y el tiempo entre dos eventos ocurridos en el espacio-tiempo. Los acontecimientos en el mundo dependen del observador y su velocidad respecto a los acontecimientos.

La descripción de la geometría y temporalidad en un espacio-tiempo curvo requiere de una matemática compleja, de una “métrica” especial que ha ocupado a numerosos matemáticos, astrónomos y físicos teóricos durante los últimos 100 años. Está mucho más allá de la intención y perspectiva, de este libro, hacer una discusión detallada de la Teoría de la Relatividad General y sus implicaciones en la métrica y la cosmología del universo. El lector interesado puede ver los amenos y muy informativos libros citados en la bibliografía al final del presente volumen.

A manera de ejemplo escojamos el modelo del universo de Einstein-de Sitter para describir algunas consecuencias importantes de una métrica no-euclidiana del espacio-tiempo. Cabe aclarar en este punto que el universo de Einstein-de Sitter no es actualmente el modelo más aceptado por los cosmólogos modernos, pero tanto por su importancia histórica en el desarrollo de nuestras ideas del universo como por su simpleza, es conveniente describirlo y ayudarnos de él para explicar algunos otros conceptos en las siguientes secciones.

5.6. EL UNIVERSO DE EINSTEIN-DE SITTER

En 1922, el matemático y meteorólogo ruso Alexander Alexandrovich Friedmann (1888-1925) encontró la solución general a las ecuaciones de campo de la Teoría General de la Relatividad para un universo que se expande de manera homogénea e *isotrópica* (igual en todas las direcciones). Su solución, que no consideró la constante cosmológica de Einstein, muestra que varios modelos del universo son posibles dependiendo de los valores que uno adopte para la curvatura del espacio, la densidad de masa y energía en todo el universo, y la presión. Una solución simple se consigue adoptando valores cero para la presión y la curvatura, es decir, suponiendo que a gran escala la geometría del universo es plana. Esta solución, estudiada en 1932, se conoce como el universo de Einstein-de Sitter. Las implicaciones

principales de este modelo son: *a)* el factor de escala del universo es una función no lineal del tiempo o, dicho de otra manera, su crecimiento no es lineal; y *b)* el universo se expande cada vez más lentamente debido a la acción de la atracción gravitacional de toda la materia contenida en él, como si la gravedad fuera un freno que desacelera la expansión.

Como hemos visto en la sección 5.4, el tiempo de Hubble t_H o la edad del universo en el caso de un crecimiento lineal es $t_H = \frac{d}{v} = \frac{1}{H}$, el inverso de la constante de Hubble. Sin embargo, si la expansión se va frenando, el universo es más joven de lo que parece porque en el pasado se expandía mucho más rápido. Según el universo de Einstein-de Sitter, su edad está dada por $t_o = \frac{2}{3} t_{H_o}$ o en términos de la constante de Hubble $t_o = \frac{2}{3H_o}$. Recordemos que H_o es la constante o parámetro de Hubble actual y que en el pasado fue diferente.

Volviendo al corrimiento al rojo z , tomemos en cuenta que a la luz le lleva tiempo, a veces enorme, en llegar desde la galaxia donde fue emitida hasta nuestro espectrógrafo y que durante ese tiempo, el universo se ha expandido. Si llamamos $R(t_o)$ al factor de escala del universo en el presente y $R(t_e)$ al factor de escala que tenía en el momento de la emisión, se puede demostrar que

$$1 + z = R(t_o) / R(t_e). \quad (5.2)$$

El factor de escala no es el tamaño del universo sino un factor que nos dice cuánto ha cambiado el tamaño del universo entre dos momentos específicos, digamos ahora t_0 y un momento en el pasado, cuando la luz fue emitida por la galaxia t_e . Si el corrimiento al rojo z es 0.5 en la ecuación 5.2, vemos que el cociente entre los factores de escala es 1.5, lo que significa que el tamaño del universo aumentó 50% desde que la luz fue emitida hasta que fue detectada por nosotros.

Lo anterior quiere decir que las galaxias muy distantes se alejan de nosotros no porque tengan una velocidad propia respecto a la Tierra, sino porque el espacio se expande, las arrastra consigo y las pone más lejos de nosotros. Y si además poseen una velocidad espacial propia, la expansión domina y su valor de z se debe principalmente a ésta. El término *Big Bang* es un término desafortunado porque hace pensar en una explosión donde las galaxias vuelan como las esquirlas de una granada con velocidad intrínseca, movidas por una presión central. En el universo en expansión, las galaxias podrían no tener movimiento propio de unas respecto a otras y, aún así, alejarse como resultado de la expansión del espacio. *El corrimiento al rojo z es cosmológico, por lo tanto, es un efecto de la expansión y no un efecto de la velocidad.*

5.7. LA RADIACIÓN DE FONDO

En cualquier momento del pasado, todo en el universo estaba más cerca. Si extrapolamos

hacia el pasado lo suficiente y utilizamos las ecuaciones de otro modelo cosmológico en expansión, podemos calcular la densidad del universo en un tiempo determinado. Por ejemplo, según el modelo de Einstein-de Sitter, cuando el universo tenía únicamente 20% de su edad actual, era sólo de 34% de su tamaño actual y, por ello, su densidad era mucho mayor. Fue Georges Lemaître el primero en sugerir que el universo fue alguna vez mucho más pequeño y denso. Al principio había un “átomo” primigenio estático, en estado estacionario durante un tiempo indefinido que por alguna razón igualmente incierta, comenzó a expandirse. En realidad no se trata de un único átomo, sino que en cada región se puede definir este punto de gran densidad.

George Gamow (1904-1968) y Ralph A. Alpher (1921-2007) calcularon las abundancias relativas de hidrógeno y helio poco después del *Big Bang* y éstas coincidieron con las abundancias observadas, lo que fue quizá la primera evidencia de que el universo comenzó en un estado de alta condensación. Más adelante, el mismo Alpher y Robert Herman (1914-1997) concluyeron que el universo había sido extremadamente caliente y que con la expansión se ha ido enfriando, y predijeron que actualmente debería tener una temperatura de entre 5 y 50 K (grados Kelvin). A esa temperatura un cuerpo negro radía microondas, así que predijeron la existencia de una radiación cósmica de fondo correspondiente a esa temperatura. En 1964, Arno A. Penzias (1933) y Robert W. Wilson (1936) descubrie-

ron, de manera accidental, con una antena para radiocomunicaciones, la radiación del fondo cósmico como un ruido permanente en su equipo. La temperatura fue calculada por Robert H. Dicke (1916-1997) y sus colaboradores con un radiómetro y determinaron el valor de 3.5 K. Más recientemente con ayuda del satélite Cosmic Background Explorer (COBE), la temperatura de la radiación de fondo se ha definido en 2.725 K con gran precisión.

5.8. LA EXPANSIÓN ACELERADA DEL UNIVERSO

El descubrimiento de que la expansión es acelerada, sin duda es tan significativo en el conocimiento del universo como el descubrimiento de la expansión misma por Edwin Hubble y la existencia de la radiación de fondo encontrada por Arno Penzias y Robert Wilson. La aceleración de la expansión nos demuestra la posible existencia de una energía cuyo origen y naturaleza no conocemos, y que se ha llamado la *energía oscura* o energía del vacío.

La aceleración de la expansión del universo fue descubierta a finales del siglo XX por dos equipos de astrónomos, encabezados por Saul Perlmutter, Brian Schmidt y Adam Riess, quienes estudiando los corrimientos al rojo de algunas de las supernovas tipo Ia más lejanas que se conocen, llegaron a la conclusión de que el universo se expande aceleradamente, por lo que les fue concedido el premio Nobel de Física 2011.

Para el universo cercano, es decir, para galaxias con corrimiento al rojo pequeño, la expansión del universo se muestra lineal como nos lo demuestra la Ley de Hubble. Sin embargo, para notar los posibles efectos de la aceleración o frenado, es necesario observar y medir la distancia de objetos muy lejanos, y como las supernovas son los indicadores de distancia más apartados era necesario descubrir y medir el corrimiento al rojo, y el brillo máximo alcanzado en su curva de luz (véase sección 2.6.2 y figura 2.9). Los programas iniciados en 1988, por Saul Perlmutter (*Proyecto Cosmológico Supernova*) y en 1994 por Brian Schmidt (*Búsqueda de Supernovas a Alto Corrimiento al Rojo*) consistían en el monitoreo estratégico y constante de algunas regiones del cielo con la intención de descubrir supernovas muy lejanas con las que pudiera medirse, hasta entonces, el supuesto frenado de la expansión del universo. Si en efecto, la expansión, se fuera frenando, la extrapolación de un modelo de expansión constante a distancias muy grandes, tendría que mostrar que las supernovas son más brillantes de lo pronosticado y midiendo esa diferencia de brillo con un análisis cuidadoso, podría medirse la desaceleración. Para sorpresa de ambos equipos de astrónomos, lo que encontraron fue justo lo inverso, o sea, que las supernovas más lejanas aparecen menos brillantes de lo predicho, esto implica que están todas más lejos de lo esperado, lo que sólo puede ocurrir si la expansión se acelera. El hecho que dos equipos encontraran exactamente el mismo resultado de manera

independiente da al resultado gran confiabilidad.

¿Qué es lo que hace que la expansión del universo se acelere? ¿De dónde proviene y qué propiedades tiene la energía que causa esa aceleración? Por ahora no lo sabemos. La implicación del descubrimiento es que aproximadamente 75% del universo es esa forma desconocida de energía que los cosmólogos llaman *energía oscura*, 20% es materia oscura y solamente 5% es la materia que vemos, y que constituye las galaxias.

La aceleración del universo es el más reciente de los grandes descubrimientos sobre su naturaleza y lograrlo fue posible gracias a la capacidad de los astrónomos actuales para medir distancias (o corrimientos al rojo) de las supernovas tipo Ia más lejanas que se conocen y que posiblemente existan.

5.9. ¿EXISTE EL LÍMITE DEL UNIVERSO?

¡Esa pregunta hay que hacérsela a un poeta o a un filósofo, no a un cosmólogo!

Denise Sciama (1926-1999).

(en respuesta a una pregunta en conferencia pública).

Bien, ¡hemos llegado a los confines observables del universo! El Diagrama moderno de Hubble, esto es, la correlación entre la distancia y el corrimiento al rojo ($d-z$), es sin duda, la herramienta que más lejos nos ha llevado en nuestro ejercicio de medir el universo. A pesar de esto, no podemos decir con seguridad cuáles son las distancias

más grandes que hemos medido. Si el lector se siente decepcionado por esto, no lo culpo. Todos querríamos ponerle números en kilómetros, años luz o mpc a las distancias de los objetos más lejanos, como lo hicimos cuando medimos la distancia al Sol, a Andrómeda, al cúmulo de Virgo y más allá. Sin embargo, a distancias muy grandes, hemos visto cómo el modelo del universo depende de cantidades que no tenemos muy claras y que sólo podemos suponer, entrever, adoptar: la curvatura del espacio-tiempo, la constante cosmológica, la misma constante de Hubble. La solución a las ecuaciones de campo de Fridmann, por ejemplo, admite varios modelos del universo. Por brevedad y simpleza sólo hemos descrito el modelo de Einstein-de Sitter, pero otros, en general, más complejos, igualmente son posibles. Así que, aunque es cierto que podemos tener una idea de las distancias a los objetos más lejanos que hemos detectado y medido, debemos tener presente que esas son dependientes del modelo adoptado.

La Ley de Hubble también tiene sus límites, aunque éstos sean muy grandes. Un límite es, por ejemplo, nuestra capacidad tecnológica de detectar la luz de un objeto muy lejano para determinar su corrimiento al rojo z . Esta limitación ha sido con el tiempo cada vez menor a medida que se han construido telescopios más grandes, con óptica exquisita en lugares de condiciones atmosféricas excepcionales, y que se han equipado con detectores electrónicos muy sensibles; o con el telescopio espacial y otros telescopios en órbita que ven mejor sin

atmósfera que les perturbe su óptica; o por medio de la observación en otras longitudes de onda como el infrarrojo y el radio, los rayos gamma en el extremo ultravioleta del espectro electromagnético, etc. No hay duda que con el tiempo nuestros recursos de observación seguirán siendo mejores y que lograremos ver objetos muy débiles, y muy lejanos. ¿Habrà pues un límite hasta el cual logremos medir distancias? Sí, la Ley de Hubble tiene un límite que no está asociado con nuestra capacidad instrumental y tecnológica, sino con la naturaleza misma del universo. Actualmente la idea más aceptada que se tiene del universo es que se expande aceleradamente y se enfría. Las pruebas observacionales irrefutables son, como hemos visto, la correlación entre la distancia y la velocidad de expansión, la existencia de la radiación de fondo, y las abundancias químicas, particularmente la abundancia del helio primigenio.

Los cosmólogos de las últimas décadas han sido capaces de reconstruir, a partir de las observaciones y la física moderna, las condiciones que prevalecían en el universo en diferentes momentos luego del *Big Bang*. Por ejemplo, un segundo después del *Big Bang* la temperatura había descendido, mientras que la energía de todo el universo estaba en las partículas que lo formaban, protones, electrones y neutrinos, y sus antipartículas con las que se aniquilaban creando energía y luz (fotones) de la que surgían nuevas partículas y antipartículas. Aproximadamente 200 segundos posterior al *Big Bang*, la temperatura era de 10^9 K y los protones y neu-

trones se unieron para formar *deuterios*, que a su vez formaron átomos de helio. El universo en esas etapas tempranas está formado por 75% de núcleos hidrógeno y 25% de helio.

Cien mil años después del *Big Bang* la temperatura era de unos 5 000 K y el hidrógeno y el helio seguían *ionizados*, esto es, sin electrones ligados. Los electrones se mueven libremente por lo que los fotones no viajan grandes distancias debido a que son dispersados por los electrones. Alrededor de 380 000 años después del *Big Bang* se formaron los átomos neutros, es decir, los electrones fueron capturados por los núcleos, fue la *época de la recombinación*. Entonces la radiación, o sea los fotones podían viajar libremente por el espacio sin interactuar con la materia, formando la radiación de fondo. La radiación de fondo se enfrió con la expansión del universo y a través de un proceso que aún es un misterio, la materia comenzó a condensarse y a formar galaxias y cúmulos de galaxias. Diez millones de años después del *Big Bang* la temperatura era de 300 K y actualmente, unos 13 750 millones de años posterior al *Big Bang* la temperatura es de 2.73 ± 0.04 K. Luego de 10^9 años se formaron las estrellas y los planetas, en tanto que 10^{10} años después del *Big Bang* la vida inteligente se formó, al menos en uno de esos planetas.

Percibimos los objetos en el cosmos gracias a la luz que éstos emiten. La luz viaja a una velocidad finita, por lo que le toma tiempo llegar hasta nuestro telescopio: más tiempo, entre más lejano esté el objeto

emitiendo luz. Para cuando la luz finalmente llega a nosotros el objeto ha cambiado y se ha alejado. Si está cerca, su evolución en ese lapso no será significativa; por ejemplo, a la luz le toma 8 minutos llegar desde el Sol, por lo que nunca vemos al Sol como es en el presente, sino como era hace 8 minutos. En 8 minutos el Sol no cambia, así que estos minutos son irrelevantes. Cuando vemos objetos mucho más lejanos, el asunto ya tiene su importancia. A la galaxia de Andrómeda la vemos como era hace 2 millones de años, pues su distancia es aproximadamente 2 millones de años luz. En el cosmos no vemos las cosas como son sino como eran. Entre más profundo observemos en el universo más hacia el pasado vemos. Para una galaxia del cúmulo de Leo, el retraso será de 20 000 millones de años. Y así, hasta los confines del universo observable. La materia se condensó para formar galaxias y estrellas algunos millones de años después del *Big Bang*; ese sería nuestro límite de observación. Nunca veremos una galaxia más lejos, o más atrás en el tiempo, simplemente porque no existían. No se habían formado. Más allá, sólo está la radiación.

En las últimas dos décadas ha sido frecuente encontrar en la literatura astronómica el “objeto más lejano” que se haya observado, sólo para ser derrotado pronto por otro cuyo corrimiento al rojo es aún mayor. Los recursos de observación mejoran a grandes pasos.

Los primeros objetos con un valor de z muy grande fueron los *cuasares* (o *quasars* en inglés), llamados así porque tienen el aspecto de una estrella, pero sus espectros

muestran gran corrimiento al rojo. Los cuasares son galaxias muy lejanas con núcleos que emiten grandes cantidades de energía y que son, por lo tanto, muy brillantes. Este fenómeno fue característico de algunas galaxias en etapas muy tempranas del universo. Se conocen unos 6 000 cuasares. En 1991, el cuasar PC1247 + 3406 era el objeto más distante observado con $z = 4.897$, que con $H = 70$ km/seg/mpc equivale a una distancia de 2 480 mpc. En 1997, el récord pasó a una galaxia con $z = 4.92$ y en 1998, a la galaxia 0140 + 326RD1 con $z = 5.34$ y, ¡seis semanas más tarde a otra galaxia con $z = 5.64$!

Al momento de escribir estas líneas el objeto más lejano detectado en octubre de 2010, es una galaxia, necesariamente muy primitiva llamada UDFy-38135539 a 12 900 millones de años luz o aproximadamente 3 958 mpc que corresponde a un valor de $z \sim 8.6$. La luz con la que fue descubierta salió de la Galaxia cuando el universo tenía una edad de solamente 600 millones de años. Fue descubierta con el Very Large Telescope (VLT) en Paranal, Chile.

¿Estamos cerca del límite del universo? 380 000 años después del *Big Bang* el universo se había enfriado lo suficiente para que los electrones se ligaran a los núcleos atómicos, es la *época de la recombinación*; los fotones no tenían ya suficiente energía para mantener desacoplados los protones y los electrones, por tanto, podían viajar más lejos llevando información a otros puntos del universo. El universo se volvía transparente a los fotones. Actualmente la temperatura de la radiación de fondo es

2.73 K. El cociente de temperaturas en la época de la recombinación y la actual es $3\,000/2.73 = 1\,100$. Si viéramos un objeto lumínico en esa “frontera”, debería tener un valor $z = 1\,100$. Es decir, que estamos muy lejos de poder medir el corrimiento al rojo cosmológico de un objeto que emitió un fotón en la época de la recombinación.

Antes de esta época de recombinación, todo en el universo era sólo una niebla. Si algo hubiera emitido una señal lumínica antes, pronto habría perdido su identidad, pues se habría “termalizado” con el resto del plasma y radiación.

5.10. EL HORIZONTE OBSERVABLE

Es una idea generalizada que la distancia a un objeto en el cielo puede determinarse por el tiempo que le tomó a la luz en viajar desde el objeto hasta nosotros. Esto es estrictamente cierto en un universo estático. En ese caso, el universo que podemos ver depende de su edad. Durante el primer año de vida veríamos objetos cuya distancia es de hasta un año luz, porque la luz de los objetos más lejanos no ha tenido tiempo de llegar a nosotros. A esto lo llamamos *horizonte de partículas*; cualquier partícula u objeto más allá es inaccesible a nuestra observación. El horizonte se desplaza a la velocidad de la luz y nos da un universo observable cada vez más grande a medida que este envejece. Para poder observar todo un universo estático e infinito, tendríamos que esperar un tiempo igualmente infinito.

En el caso de un universo en expansión, la situación es un poco más compleja. Cuando la luz fue emitida por el objeto, éste se encontraba más cerca de nosotros. Mientras la luz viajaba el universo continuaba dilatándose y el objeto alejándose cada vez más, prolongando el tiempo de recorrido de la luz. Muy al principio, el crecimiento del universo era más rápido que la luz, así que los fotones se iban quedando atrás. En un universo de Einstein-de Sitter la expansión se ha frenado, por ello, los fotones llegaron finalmente a su destino, aunque muy retrasados. Es decir, el tiempo luz es mucho mayor que lo que sería si el objeto no hubiera sido alejado por la expansión. Durante el viaje de la luz, el objeto siguió alejándose. De esta manera, el tiempo luz no nos informa ni de la distancia que tenía el objeto cuando la luz fue emitida ni de la que tiene realmente ahora. ¡El tiempo luz no es un indicador de distancia! ¿Cómo podemos entonces saber cuál es la distancia a un objeto “ahora mismo”?

Llamemos *distancia propia* de un objeto a su distancia en el presente. Para objetos cercanos, como el Sol o inclusive las galaxias del Grupo Local, durante el tiempo que tarda en llegarnos su luz, la expansión del universo no ha alterado suficientemente la distancia y el tiempo-luz es un buen indicador de distancia, o sea, su distancia-luz y su distancia propia coinciden. Para objetos muy lejanos, el tiempo de recorrido de la luz es muy largo y durante ese tiempo el universo se expande una cantidad importante que hace que la distancia propia sea

mucho mayor que la distancia-luz. La distancia propia no es algo que podamos medir, no tenemos manera de hacerlo, pero sí podemos calcularla. Para esto es necesario hacer algunas suposiciones, o dicho de otra manera, adoptar un modelo del universo y algunas de las constantes fundamentales como la constante de Hubble, la curvatura, etc. En el caso sencillo del universo de Einstein-de Sitter y $H = 50$ km/seg/mpc, se puede demostrar que la distancia propia d_p está relacionada con el corrimiento al rojo z^1 y, por tanto, si medimos z podemos calcular a qué distancia se encuentra en el presente.

En la tabla 5.1 se enlistan la distancia luz d_L y la distancia propia d_p para algunos valores de z calculadas con las ecuaciones de los pies de página 1 y 2 (págs. 118 y 119),

respectivamente. Note cómo la distancia propia es cada vez más grande que la recorrida por la luz, debido a que durante el recorrido de la luz la expansión del universo se lleva al emisor cada vez más lejos. Para distancias cortas (o valores de z pequeños) las dos distancias son más parecidas.

La máxima distancia recorrida por la luz ($z = \infty$) es de 13 040 millones de años luz (4 000 mpc), que es la edad del universo. Durante ese tiempo, los objetos más lejanos han sido llevados por la expansión cósmica a 39 120 millones de años luz (12 000 mpc), que es el tamaño del universo de Einstein-de Sitter.

El horizonte de partículas actualmente se encuentra a 13 000 millones de años luz más allá del cual no podemos todavía ver

TABLA 5.1. Distancias recorridas por la luz d_L y distancias propias d_p para algunos valores de corrimiento al rojo z dadas en millones de años luz. $Z = \infty$ se refiere al momento mismo del *Big Bang*

z	DISTANCIA LUZ d_L (millones de años luz)	DISTANCIA PROPIA d_p (millones de años luz)
0.01	200	200
0.5	5 900	7 117
1.0	8 430	11 460
2.0	10 530	16 530
5.0	12 160	23 150
20.0	12 910	30 580
∞	13 040	39 120

¹ En un universo de Einstein-de Sitter con $H = 50$ km/seg/mpc la distancia propia o verdadera del objeto en el presente está dada en términos del corrimiento al rojo z por $d_p = 12\,000(1 - 1/(1 + Z)^{1/2})$.

lo que sucede porque el universo no es suficientemente viejo para que la luz que ahí se inició, llegue hasta nosotros. Más allá del horizonte de partículas hay mucho universo que observar, pero que no es accesible a nosotros; para verlo y medirlo hay que esperar a que el universo envejezca lo suficiente. En un universo de Einstein-de Sitter tendríamos esperanzas de lograrlo porque en ese modelo el horizonte de partículas avanza más rápidamente que la expansión del universo² y llegaría el momento en que ambos fueran iguales. Sin embargo, parece claro actualmente que, el universo se expande aceleradamente y es probable entonces que el horizonte de partículas no alcance nunca a la expansión y que siempre haya una región del universo que no sería observable jamás. No obstante, todo indica que esas regiones tienen las mismas propiedades globales que las que caen dentro de nuestro horizonte.

El tamaño actual del universo de Einstein-de Sitter es de 39 000 millones de años luz o 12 000 mpc, en todas direcciones. Mientras que la distancia recorrida por la luz es de 13 040 millones de años luz o 4 000 mpc. Puede resultar sorprendente que el universo logre ser tres veces más grande de lo que la

luz ha podido viajar, pero esto es así debido a la expansión cósmica. En un universo acelerado, la diferencia entre el tamaño y el tiempo de recorrido de la luz sería aún mayor.

Podemos calcular la distancia al horizonte de partículas en cualquier momento. Por ejemplo, 1 millón de años después de *Big Bang*, en la época de la recombinación, la distancia del horizonte era de unos 3 millones de años luz, o de 900 000 parsecs. En ese momento, el radio del universo era de 1 500 millones de años luz o unos 470 mpc. Antes de ese momento los fotones no llevarían información a épocas posteriores y, por ello, mientras los fotones sean nuestros mensajeros de lo que sucede en el universo, nunca veremos el universo como era antes de la época de la recombinación, o bien, jamás veremos al universo como fue durante su primer millón de años.

El horizonte de partículas contiene pues, todo lo que es observable en el universo presente, y puesto que casi logramos llegar a esos confines, podemos decir que hemos llegado con éxito al final de nuestra aventura de medir el universo y, a inferir con cierta certeza qué hay más allá.

² En un universo de Einstein-de Sitter el horizonte de partículas crece con el tiempo como $t^{2/3}$, mientras que la expansión del universo lo hace como t (o sea el factor de escala $R(t) = R(t_0) (t/t_0)^{2/3}$ y la longitud de Hubble $d_H = 3ct$, respectivamente). Entonces en este modelo, eventualmente, el horizonte de partículas alcanzaría e igualaría al tamaño del universo.

Epílogo

The search will continue. Not until the empirical resources are exhausted, need we pass on to the dreamy realms of speculation

[La investigación continuará. Hasta que se hayan agotado los recursos empíricos, no tenemos la necesidad de pasar a los dominios del ensueño y la especulación]

*Edwin Hubble
The Realm of the Nebulae, 1936.*

Creemos que el interés de nuestra especie por medir el tamaño del mundo en que vive y los cielos que percibe comenzó hace unos 2 300 años, y aunque el esfuerzo ha sido continuo, desde entonces, solamente en los últimos 100 años logró medir los 13 500 millones de años luz que abarca el universo observable. Esto es principalmente la consecuencia del igualmente acelerado desarrollo tecnológico que ha permitido a los curiosos humanos “mirar” más lejos. Sin embargo, muchos de los recursos intelectuales a los que recurrieron para alcanzar sus logros más tardíos, fueron gestados desde el principio de la epopeya. Y en efecto, hemos visto cómo la geometría de lo cotidiano los llevó a medir distancias a galaxias y cúmulos de galaxias.

Muchos se preguntarán, ¿por qué el ser humano quiso medir? o ¿para qué le sirvió hacerlo? Mi respuesta inmediata a la primera pregunta es simple: ¡porque no podía dejar de hacerlo! Su intelecto, gestado por los mismos procesos físico-químicos que dieron origen al universo que quería medir, lo empujaron en esa dirección de manera inevitable. Más

tarde o más temprano, habría sucumbido a la enorme tentación y al fabuloso reto de medir los cielos. Una vez desarrollados su cerebro y su razón le sobrevino la curiosidad, que no lo ha abandonado hasta el presente. Como parte de ese enorme y complejo sistema universal, de alguna manera representamos al sistema tratando de entenderse a sí mismo, ¡y nos ha tocado la fortuna de lograrlo! La segunda pregunta es más complicada y me parece que admite múltiples respuestas. Algunas de estas se esforzarán por hacer comprender a la gente alejada de la ciencia y más inclinada a creer en lo práctico-cotidiano, como en efecto, la ciencia y los intentos por averiguar el tamaño del universo han tenido una profunda repercusión en su vida de todos los días y en muchas de las comodidades tecnológicas que hoy disfruta... cierto, ¡pero muy complicado! Yo prefiero las respuestas que brotan del corazón, que no valen menos que las de nuestra razón: por el placer intelectual de los métodos empleados y el enorme gusto de haberlo logrado.

Si tratamos de imaginar en perspectiva nuestro propio tamaño físico, o el de nuestro cerebro, con el tamaño de lo que ha sido capaz de medir, el ejercicio es abrumador por imposible. Cualquier equivalencia que uno quiera inventar a partir de nuestro alrededor más o menos cercano, se queda muy corta: un insecto tratando de medir la selva del Amazonas o una medusa que desea saber de los alcances de los océanos en la Tierra... no, no funcionan, todos son demasiado limitados cuando la compara-

ción es con el tamaño del universo y en esa misma escala es que debemos dimensionar el logro de nuestra especie al haber medido algo tan grande. Da emoción.

En un intento por comparar gráficamente las enormes diferencias de tamaño y masa de algunas estructuras naturales en el universo, entre las que se encuentra el cuerpo de un ser humano; en la fig. E.1 se han graficado las dimensiones de objetos, desde un átomo hasta el super cúmulo de galaxias Shapley que contiene al menos 25 cúmulos de galaxias y es la estructura más masiva conocida en el “universo cercano”. Las escalas de los ejes son logarítmicas porque de otra manera no es posible comparar cuerpos de dimensiones y masas tan diferentes en una misma gráfica. Referimos al lector al pie de la figura para una explicación de las escalas en los ejes. El propósito de ésta no es sugerir alguna correlación entre la masa y el tamaño de los objetos graficados, que podría no tener fundamento físico, por ejemplo, un hoyo negro, masivo y muy compacto no caería en la gráfica de la figura. La finalidad es solamente señalar la enorme diferencia de masa y tamaño entre lo medido y quien lo mide, y dimensionar de alguna manera las proporciones del logro de haber medido un sistema tan grande.

La determinación de las masas de las grandes estructuras es inevitablemente incierta. Hacer un recuento de cuántas galaxias tienen y cuál es la masa de cada una implica suposiciones y extrapolaciones aventuradas fundamentadas en nuestro conocimiento de estructuras parecidas, pero más

cercanas, como en el Grupo Local. Sobre todo, contabilizar la materia oscura es la mayor fuente de incertidumbre. Hay una gran cantidad de materia que no se ve porque no brilla, o porque son objetos muy pequeños, como los planetas, o porque son muy fríos, como las estrellas enanas café y las nubes moleculares, o porque son objetos colapsados que no dejan escapar su

brillo, como los hoyos negros. Es a través de rastreos en otras longitudes de onda como los rayos X, los rayos gamma y el infrarrojo, así como a partir de las velocidades espaciales que ayudan a calcular la dinámica de los sistemas complejos que los astrónomos hacen estimaciones de la masa. Pero más allá de las incertidumbres en los valores de los tamaños y las masas, es inevitable remarcar

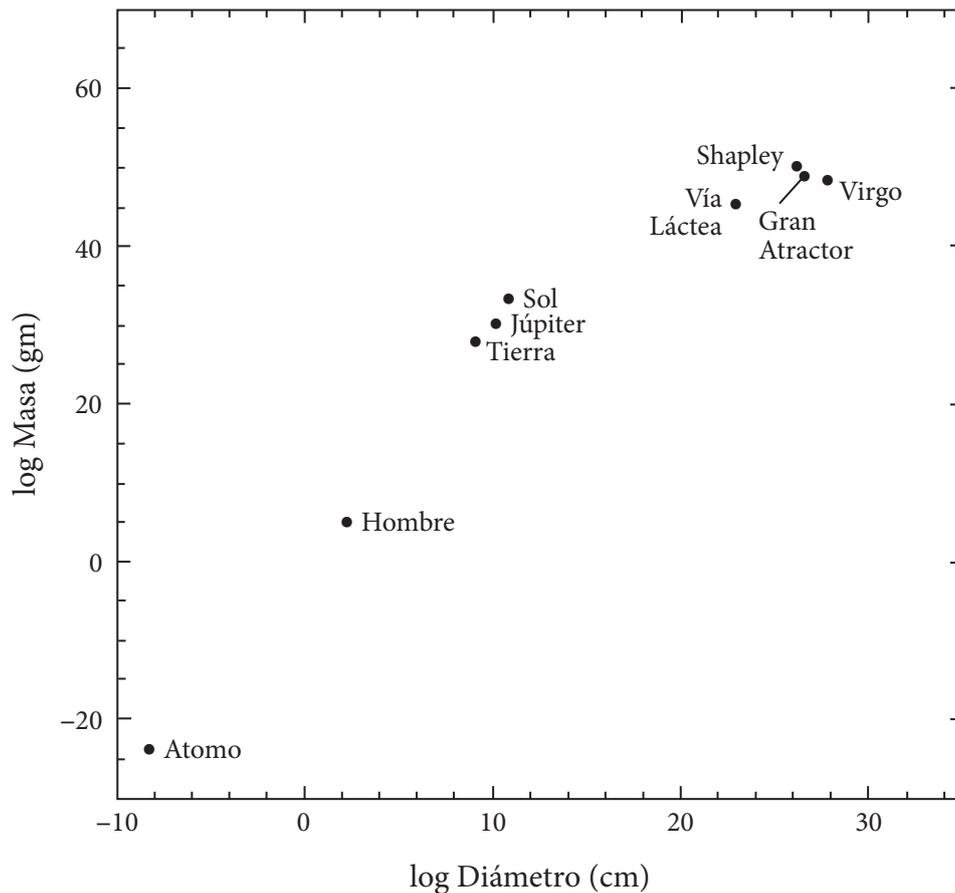


FIGURA. E.1. Tamaños y masas de estructuras naturales en el universo. Las escalas en los ejes son logarítmicas. Así, cada marca en el eje horizontal implica un factor de 100 respecto a la marca vecina. Por ejemplo, $\log D = 10$ es equivalente a escribir 10^{10} y $\log D = 12$ equivale a 10^{12} . De esta forma, un cuerpo con tamaño $\log D = 12$ es 100 veces más grande que uno con tamaño de $\log D = 10$. Análogamente, la diferencia de tamaños entre $\log D = 20$ y $\log D = 10$ es de ¡10 mil millones! De la misma manera, en el eje vertical cada marca indica un factor de 100 000 respecto a la marca anterior.

la enorme diferencia de escala entre el sistema estudiado, es decir, el universo y sus componentes y este observador audaz, y minúsculo, que es el ser humano.

Y, ¿no será quizá que nuestro desarrollo intelectual nos hizo (adecuadamente) petulantes como para enfrentar el enorme reto de medir y entender el universo? Sin duda, algo hay de eso, la petulancia ha llevado a algunos hasta extremos como el llamado *Principio Antrópico*, según el cual el universo es como es, y las leyes que lo formaron son como han sido para hacer posible la existencia de observadores del universo y su capacidad de observarlo y entenderlo. O dicho de otra manera, las cosas son como son, porque si no lo fueran no estaríamos aquí. La postura es claramente antropocéntrica. La tendencia a sentirnos el “centro del mundo” es añeja y desde los tiempos de Copérnico nos hemos encontrado numerosas veces, para decepción de algunos, con que no lo somos. Decir que el universo existe sólo para que existamos nosotros carece de toda sensatez, y me parece, que es un argumento que sólo puede esgrimirse en terrenos que no son los propios de la ciencia como son el misticismo, la fe, la religión. No transitaré por esas rutas en estas páginas, pero tampoco dejaré de expresar mi opinión. Por qué o para qué existe el universo, es una pregunta que como dijo Sciama (epígrafe de la sección 5.8), le va mejor a un filósofo o a un poeta e incluso a un místico que a un astrónomo. Al universo no le importamos ni un poquito. Está lleno de fuerzas y radiaciones que son letales, que podrían acabar con

nosotros en poco tiempo, ¡paf! y ya está, desapareceríamos y el universo no se enteraría ni cambiaría. Si la vida surgió aquí y ha perdurado tanto tiempo, es porque en este rincón del universo se dieron una serie de condiciones fisicoquímicas que la hicieron posible, y es en efecto una maravilla, pero eso no obedece a un plan. Somos una consecuencia y no una causa. Es posible, y hasta probable, que no seamos la única consecuencia, sino que haya habido consecuencias más o menos parecidas en otros lugares del universo. Tal vez, ¡pero ese es otro tema!

La pregunta de si surgimos en un momento específico o conveniente, me parece de mayor relevancia. ¿Nos encontramos en un momento especial en el universo?, ¡sin duda! pero otra vez, no como causa sino como una consecuencia. Cuando el universo era mucho más joven (y por tanto, las distancias más cortas) no había habido tiempo para formar los elementos y planetas sólidos que son necesarios para formar la vida en la forma como la conocemos, o sea la única. Si fuera mucho más viejo, las estrellas como el Sol que albergan planetas habitables, habrían evolucionado en enanas blancas. La temporalidad para la química y la formación de planetas adecuados para formar y desarrollar la vida, la inteligencia y la conciencia es de fundamental relevancia.

Es evidente de las observaciones que el universo se expande y lo hace de manera acelerada, por lo que cabe preguntarse cuál será su futuro. Hay dos grandes posibilidades: *a)* continúa expandiéndose para siempre;

b) alcanza un tamaño y velocidad máximos y vuelve a contraerse. Cada uno de estos escenarios tiene implicaciones distintas. En el primer caso, la densidad de la materia será muy baja como para formar nuevas galaxias, mientras que las existentes terminarán su actividad y evolución. Habrá una relajación dinámica de los sistemas estelares, como las galaxias y los cúmulos de galaxias, vendrá el decaimiento de los protones, así como la evaporación de los hoyos negros y el universo estará dominado por esa *energía oscura*. En el segundo caso, los cúmulos de galaxias y las galaxias mismas se colapsarán, el cielo se calentará muy por encima de las temperaturas de las estrellas; las estrellas serán destruidas y los hoyos negros crecerán catastróficamente. La temperatura se encontrará a más de 100 millones de grados. Los tiempos involucrados en ambos casos dependen de cuál es la masa total del universo y los astrónomos actuales ya hacen conjeturas sobre esto, contabilizan la materia que vemos (estrellas, galaxias), pero también la que no vemos (planetas, estrellas frías, hoyos negros, en fin; materia oscura toda) y midiendo la aceleración de la expansión universal deducen que el contenido del universo está formado solamente por 5% de materia, mientras que la materia oscura es de 20% y 75% lo constituye la energía oscura, cuya naturaleza y origen desconocemos aún. En cualquier caso, así como la vida tuvo un pasado finito, específico, también tendrá un futuro finito. Sin embargo, esta idea de que nuestros días como especie están contados no

debería preocuparnos. Los tiempos para los procesos descritos son prácticamente infinitos si los comparamos, ya no digamos con la duración de la vida de una persona, sino con el tiempo de existencia de la vida toda. Es más que probable que al paso que vamos, incluso antes de que el planeta o el Sol o el universo en su evolución natural e indiferente nos arrojen al olvido, nosotros mismos mediante nuestro “desarrollo” acabemos exterminándonos.

El tamaño de las estructuras que se han formado en el universo debe responder de alguna manera a las leyes físicas del lugar y del momento en que se generaron. Por ejemplo, los cúmulos de galaxias tienen masas de 5×10^{12} (Grupo Local) o 3×10^{15} veces la masa del Sol (cúmulo de Virgo), en escalas que van de 1 mpc a 100 mpc, respectivamente. Las galaxias tienen masas entre 10^8 y 10^{13} veces la masa del Sol y miden entre 1 y 500 kpc (véase fig. E.1). Estas estructuras surgieron entre 1 000 y 10 000 millones de años después del *Big Bang*, más tarde en nuestra época, ya prácticamente, no se forman galaxias.

Los cúmulos globulares surgieron durante las primeras etapas en la formación de las galaxias y no posteriormente. Las estrellas con planetas vinieron después, sobre todo, en discos galácticos ricos en polvo y gas enriquecidos por la evolución estelar. Y los planetas con desarrollos bióticos aún después, al menos en un caso, el nuestro, hasta donde sabemos. Es incluso intuitivamente claro que para el desarrollo de planetas con posibilidades de desarrollo biológico haya

habido también una temporalidad específica y que la etapa de la “población del universo” sea ahora, a 13 750 millones de años de haber comenzado todo, y no antes ni después.

En la figura E.2 se muestran los intervalos de las distancias que se pueden medir con cada uno de los indicadores que han sido discutidos en este libro. Es muy claro que los métodos primarios que miden distancias cortas son la base de la calibración de los métodos secundarios para grandes distancias. Con ellos, hemos llegado a los confines del universo observable. Podemos decir que se ha logrado medir la distancia a los primeros objetos luminosos que se formaron. Más allá, del otro lado del *horizonte de partículas*, queda mucho universo por observar y medir, pero es inaccesible a nosotros. Sola-

mente el tiempo echará ese horizonte más atrás, más lejos y nos proporcionará un universo observable cada vez más grande. A pesar de que el horizonte de partículas se desplaza a la velocidad de la luz, la espera es de muchos miles de millones de años y para cuando el universo observable sea sustancialmente más grande, es muy probable que ya no estemos aquí para medirlo. Por otro lado, como la expansión del universo es acelerada, igualmente es posible que algunos eventos salgan del horizonte de partículas. En cualquier caso, por ahora, no queda mucho que medir. Sin embargo, nada impide que calculemos y ahí, en ese universo inaccesible, agarrados de la física que conocemos, nos queda la especulación y el ensueño.

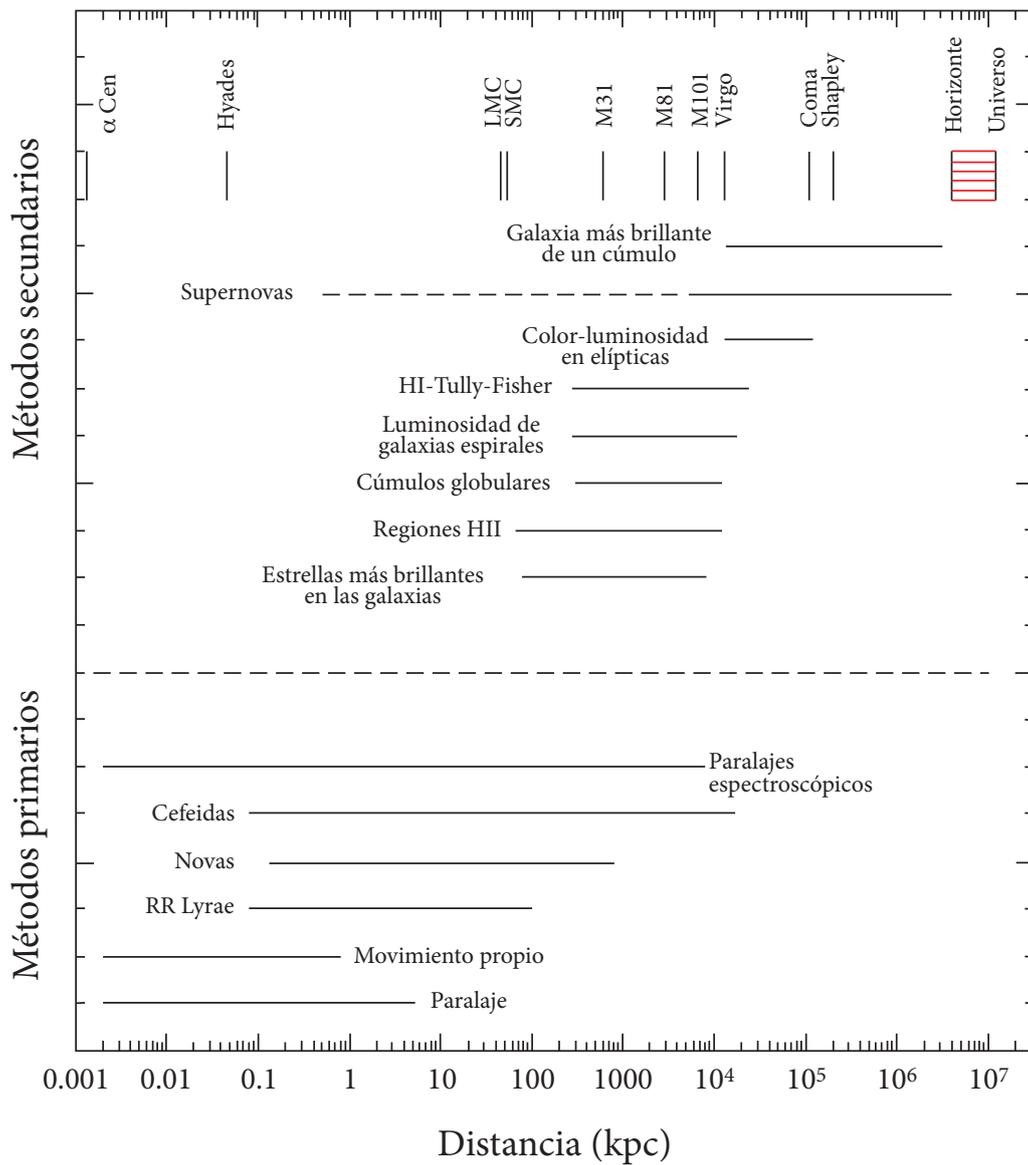


FIGURA E.2. Métodos primarios y secundarios de medición de distancias cósmicas y sus respectivos alcances. En la parte superior se indican las distancias de algunos objetos representativos: desde α Centauri, la estrella más cercana al Sol, hasta el super cúmulo de galaxias Shapley, que es la mayor concentración de galaxias que se conoce dentro de los alcances de los métodos secundarios. Las marcas “Horizonte” y “Universo” se refieren al *horizonte de partículas* y el tamaño del universo en el presente según el modelo de Einstein-de Sitter. La región marcada con rojo representa la parte del universo que no es accesible a nuestras observaciones debido a que no es suficientemente viejo para que la luz proveniente de esa región haya llegado a nosotros (figura adaptada y actualizada de la figura equivalente de Rowan-Robinson, 1985).

Bibliografía

Arellano Ferro, A., *Midiendo el universo: 200 años de historia*. CIENCIA: Revista de la Academia de la Investigación Científica, vol. 35, México, 1984, pp. 203.

—, *Por qué no hay extraterrestres en la Tierra*, Fondo de Cultura Económica, Colección: La ciencia para todos, vol. 193, México, 2003.

Ciardullo R., Jacoby G. H., Ford H. C., Neill J. D., *Planetary nebulae as standard candles. II—The calibration in M31 and its companions*, The Astrophysical Journal, 339, 53, 1989.

Dreyer, J. L. E., *A history of astronomy from Thales to Kepler*, Dover Publications Inc., Nueva York, 1953.

Feast, M. W., Catchpole, R. M., *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 286, L1, 1997.

Hacyan, S., *Los hoyos negros y la curvatura del espacio-tiempo*, Fondo de Cultura Económica, Colección: La ciencia para todos, vol. 50, México, 2003.

—, *Relatividad para principiantes*, Fondo de Cultura Económica, Colección: La ciencia para todos, vol. 78, México, 1989.

Hubble, E. P., *A Relation between Distance and Radial Velocity among Extra-Galactic Nebulae*, Proceedings National Acad. of Sciences, 15, 168, 1929.

—, *Cepheids in spiral nebulae*, The Observatory, 48, 139, 1925.

Hubble, E. P., Humason, M. L., *The Velocity-Distance Relation among Extra-Galactic Nebulae*, The Astrophysical Journal, 74, 43, 1931.

Johnson, G., *Miss Leavitt's Stars: The untold story of the woman who discovered how to measure the Universe*. W. W. Norton & Co. Ltd., Nueva York, 2005.

Leavitt, H. S., Pickering, E. C., Harvard Circular 173, 1, 2012.

Rowan-Robinson, M., *The cosmological distance ladder, Distance and time in the Universe*. W. H. Freeman and Co., Nueva York, 1985.

Webb, S., *Measuring the Universe: The cosmological distance ladder*. Springer-Praxis, Series in Astronomy and Astrophysics, Chichester, UK, 1999.

Glosario

AAVSO. Amateur Association of Variable Star Observers.

Coplanar. Se dice de dos órbitas o curvas contenidas en el mismo plano.

Colimar, colimación. Obtener un haz de rayos paralelos a partir de un foco luminoso.

Cúmulo abierto. Agrupación de estrellas con origen común que van desde unas pocas decenas hasta unas pocas centenas de miembros. Se encuentran en el disco de la Galaxia y son agrupaciones relativamente jóvenes. Se hallan también en otras galaxias.

Cúmulo globular. Agrupación de estrellas con origen común que van desde unas pocas decenas de miles hasta cientos de miles de miembros. Se encuentran en el halo de la Galaxia y son sistemas viejos, formados durante las etapas tempranas de la formación de la Galaxia. Además existen en otras galaxias.

Deuterio. Isótopo del átomo de hidrógeno cuyo núcleo está formado por un protón y un neutrón, por lo que igualmente se le conoce como hidrógeno pesado.

Eclíptica. Es la proyección de la órbita de la Tierra alrededor del Sol sobre la bóveda celeste.

Efecto Doppler. Se refiere al corrimiento en frecuencia o longitud de onda en el sonido o luz de una fuente que se mueve con velocidad v respecto al observador. Si la fuente se aleja, el corrimiento es hacia longitudes de onda más largas o más rojas. Si se acerca, el corrimiento es hacia longitudes de onda más cortas o más azules. Fue explicado en 1842 por el matemático y astrónomo austriaco Christian Doppler.

Electrón-volt (eV). Unidad de energía que equivale a 1.6×10^{-19} joules. Corresponde a la energía que gana o pierde un electrón cuando se mueve a través de una diferencia de potencial eléctrico de 1 voltio.

Estadio. Medida de longitud usada por griegos y egipcios en el siglo III a. de C. equivalentes a 157.5 y 210.0 metros, respectivamente.

Grados Kelvin. Es una escala de temperatura en la que el cero absoluto corresponde a -273 grados Celcius. Un grado en la escala de Kelvin es igual a un grado en la escala de Celcius, por lo que para convertir una escala a otra basta sumar o restar 273. Nuestra temperatura ambiente de $25\text{ }^{\circ}\text{C}$, por ejemplo, equivale a $25 + 273 = 298\text{ K}$.

Homínidos u homíninos. Se dice de la familia de primates bípedos entre los que se clasifica el hombre moderno. El chimpancé se

separó de los primates bípedos aproximadamente hace unos 6 millones de años. El fósil de homínido bípedo más antiguo que se conoce tiene cerca de 8 millones de años.

Horizonte de partículas. Es el límite definido por la distancia que la luz ha podido recorrer durante la edad del universo. La luz proveniente de un objeto más allá del horizonte, aún no ha tenido tiempo de llegar a nosotros. El horizonte aumenta su tamaño físico a la velocidad de la luz a medida que el universo envejece.

Isótopo. Es el núcleo de un átomo al que se le han agregado neutrones, por consiguiente, es más pesado que el núcleo original, pero sin cambiar su carga eléctrica (es decir, conserva el número de protones). Por ejemplo, el núcleo del átomo de hidrógeno solamente tiene un protón. Si se le agrega un neutrón el núcleo es más pesado y corresponde al *Deuterio* que es, en efecto, un isótopo del hidrógeno. Otro isótopo del hidrógeno es el *Tritio*, con dos neutrones y un protón en el núcleo.

Isotrópico. Se refiere a un fenómeno que tiene simetría esférica y ocurre de la misma manera en cualquier dirección.

Materia oscura. Término que incluye a toda la materia que no brilla lo suficiente como para que podamos detectarla, por ejemplo, planetas, estrellas enanas frías, hoyos negros, material interestelar, etcétera.

Nova. Nombre que se da a una estrella que aumenta su brillo y se vuelve evidente a la vista de los observadores. El incremento de brillo se debe a explosiones producidas por la transferencia de masa rica en hidrógeno desde una estrella compañera a la envolvente caliente de la estrella receptora, en donde el hidrógeno se enciende de manera violenta.

Paralaje. Ángulo que subtiende un objeto cercano respecto al fondo más lejano, al ser observado desde dos puntos o perspectivas diferentes.

Radián. Unidad de medida para ángulos. En un círculo de radio r , la longitud del radio cabe 2π veces sobre la circunferencia y subtiende un ángulo de $360^\circ/2\pi = 57.296^\circ$, es decir, 1 radián = 57.296° .

Remanente de supernova. Es material gaseoso rico en elementos químicos pesados, que queda en el espacio después de que ha explotado una estrella supernova.

Secular. Se dice de algo que ocurre a través del paso prolongado del tiempo; proviene de la palabra latina *seculum* o siglo.

Segundo (o minuto) de arco. Es una medida angular que equivale a $1/3600$ grados. Un grado tiene 60 minutos y cada minuto 60 segundos. Así, un grado tiene $60 \times 60 = 3600$ segundos. De manera análoga, un minuto de arco equivale a $1/60$ de grado. Una persona de 1.75 metros de estatura vista a 6 kilómetros subtiende un ángulo de 1 minuto de arco. Vista a 360 kilómetros subtiende un segundo de arco.

Zodiaco. Se llama así, al conjunto de constelaciones a lo largo de la eclíptica (véase este glosario). Tradicionalmente son 12 constelaciones o signos zodiacales.

Créditos de imágenes

Portada. Sebastian Münster, *La Cosmographie universelle, contenant la situation de toutes les parties du monde*. S. 1. [Basilea]: Henry Pierre, 1568. BPNM 2-52-12-2

Dedicatoria. Gran telescopio de Herschel, en el observatorio de Slough. Ilustración perteneciente al libro: *El mundo físico: gravedad, gravitación, luz, calor, electricidad, magnetismo, etcétera* / A. Guillemin. Barcelona Montaner y Simón, 1882.

Capítulo 1. *The Gust*, Willen van der Velde the Younger, Rijksmuseum, Amsterdam, 1663.

Capítulo 2. Cúmulo globular M72. Imagen: NASA, ESA, Hubble, HPOW.

Capítulo 3. La Vía Láctea. Foto: Derek Rowley.

Capítulo 4. Cúmulo de galaxias Virgo. Imagen: Rogelio Bernal Andreo. LHEA at NASA / GSFC & Michigan Tech. U.

Capítulo 5. Mapa de la anisotropía de la radiación de fondo en microondas obtenida por el satélite Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP), Princeton University & NASA Goddard Space Flight Center.



Cómo se mide el universo
Armando Arellano Ferro

Impreso en los Talleres Gráficos de la Dirección
de Publicaciones del Instituto Politécnico Nacional
Tresguerras 27, Centro Histórico,
Deleg. Cuauhtémoc, CP 06040, México, DF
Agosto de 2013. Edición 700 ejemplares.

Eréndira Domínguez Martínez
CORRECCIÓN Y CUIDADO EDITORIAL

Guadalupe Villa Ramírez
DISEÑO DE PORTADA Y FORMACIÓN