

Capítulo 1

La Escala de distancias y expansión del Universo

La escala de distancias y expansión del Universo

La constante de Hubble

La constante de Hubble (H_0) indica el ritmo de expansión del Universo, y es un número muy importante en cosmología, ya que se utiliza para estimar el tamaño y la edad del Universo.

En 1929, Edwin Hubble anunció el descubrimiento de que, en cualquier dirección que se observe, las galaxias se alejan de nosotros. Hubble había observado distintas líneas espectrales conocidas en distintas galaxias y se había dado cuenta de que siempre aparecían desplazadas hacia la parte más roja del espectro. Este hecho lo interpretó como una consecuencia del efecto Doppler. Por demás, había una correlación inversa entre el brillo de la galaxia y la magnitud del desplazamiento al rojo, lo que implicaba que las galaxias más lejanas son también las que se alejan a mayor velocidad de nosotros.

El valor de H_0 puede haber cambiado apreciablemente en el tiempo. El valor actual puede calcularse a partir de las velocidades de recesión v de las distancias d de las galaxias: $H_0 = v/d$. En la práctica, la situación se complica porque, si ya es difícil hacer una medición precisa de la distancia a una galaxia cercana, para calcular H_0 con precisión es necesario utilizar galaxias suficientemente lejanas como para que cualquier movimiento debido a interacciones gravitatorias con galaxias o cúmulos de galaxias cercanos sea suficientemente pequeño.

El valor de H_0 suele darse en $\text{km s}^{-1} \text{Mpc}^{-1}$. Así pues, si el valor fuese por ejemplo 100, una galaxia a 10 Mpc de distancia tendría una velocidad de recesión de 1000 km s^{-1} . El valor inicial proporcionado por E. Hubble rondaba los $500 \text{ km s}^{-1} \text{Mpc}^{-1}$, mucho mayor que el actualmente contemplado, debido a la subestima de las distancias debida a errores en las características atribuidas a las estrellas utilizadas como indicadores estándares de luz.

En las últimas tres décadas, el valor de H_0 derivado de distintas investigaciones varía entre $50 \text{ km s}^{-1} \text{Mpc}^{-1}$ (Allan Sandage y otros) y $100 \text{ km s}^{-1} \text{Mpc}^{-1}$ (Gerard de Vaucouleurs). Más recientemente, se está realizando un estudio (key program) con el HST para determinar de manera más precisa el valor de la constante de Hubble.

La medida de distancias cósmicas

Para medir las distancias a las galaxias se necesitan indicadores de distancia, esto es, objetos con propiedades conocidas que permitan deducir la distancia a la que se encuentran. Junto con la determinación espectral de la velocidad de las galaxias, las medidas precisas de estas distancias constituyen un factor fundamental para determinar el ritmo de expansión del universo.

Para medir la distancia a galaxias lejanas, se necesita antes conocer las distancias de objetos de nuestra propia galaxia y que podamos encontrar fácilmente en galaxias cercanas. Por su parte, estas galaxias nos proporcionan otros indicadores y así, paso a paso, se puede llegar a determinar la distancia a las galaxias más alejadas.

Para estrellas muy cercanas, las distancias pueden medirse por el método de la paralaje. El trabajo más importante realizado en este sentido se ha llevado a cabo con el satélite HIPPARCOS. Con los resultados de esta misión se han confeccionado dos catálogos. El Catálogo Hipparcos contiene astrometría de más de 118 mil estrellas con precisiones de milisegundo de arco y milésimas de magnitud. El Catálogo Tycho proporciona datos de más de un millón de estrellas con precisiones de décimas a centésimas de segundo de arco y de magnitud.

Otra forma importante de obtener distancias a estrellas de nuestra galaxia es por el llamado *método del cúmulo en movimiento*. Este método se utiliza en cúmulos abiertos cercanos, tales como las Híades y el Cúmulo de la Osa Mayor. Estos cúmulos están formados por estrellas jóvenes que se mueven conjuntamente. La distancia r al cúmulo se obtiene a partir de la velocidad radial v del cúmulo respecto a nosotros (obtenida mediante observaciones espectrales), el tamaño angular θ , y la variación $\Delta\theta$ de este tamaño medida en un tiempo t :

$$r = \frac{vt\theta}{\Delta\theta}$$

De esta manera, es posible obtener el brillo intrínseco (luminosidad) de los distintos tipos de estrellas en estos cúmulos. En general, se adopta el cúmulo de las Híades como estándar. Dado que la forma en que se distribuyen en el diagrama H-R las estrellas de cualquier cúmulo (que se formaron todas en el mismo tiempo) depende de la edad del cúmulo y de las masas de las estrellas, la distancia a cualquier cúmulo abierto lejano se encuentran ajustando la secuencia principal del diagrama H-R al cúmulo de las Híades (Figura 1).

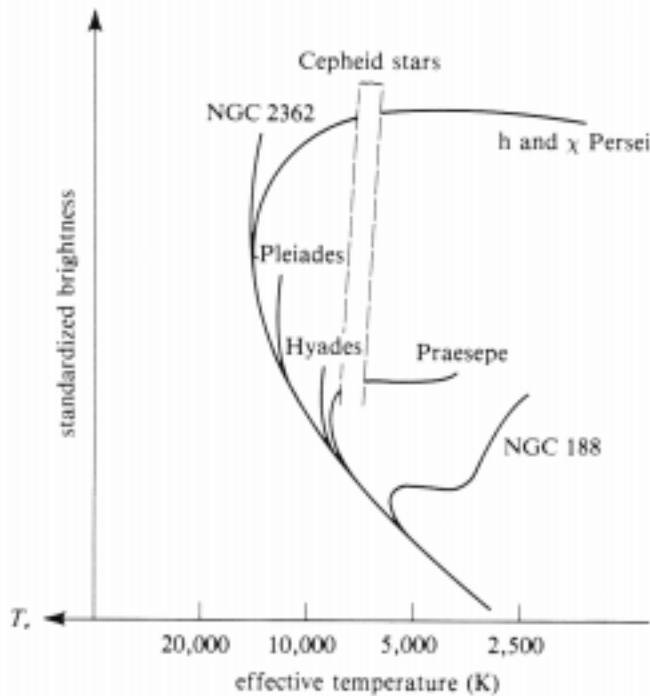


Figura 1. Diagrama H-R para cúmulos abiertos. Las estrellas de la secuencia principal se han alineado con las estrellas de las Híades

Para obtener distancias a galaxias cercanas, se utilizan *indicadores primarios de distancias*. Se trata de objetos que pueden observarse en nuestra propia galaxia y cuyas características pueden modelarse teóricamente. Algunos ejemplos de estos indicadores son las estrellas variables Cefeidas, novas, supernovas y estrellas RR Lyrae.

Las estrellas variables Cefeidas y RR Lyrae son fuentes luminosas estándares muy útiles para determinar distancias a galaxias cercanas. Ambos tipos de estrellas sufren variaciones regulares en brillo, con períodos íntimamente ligados al brillo intrínseco de la estrella. Conocido el

período de pulsación, puede calcularse el brillo intrínseco mediante modelos teóricos y, por comparación con el brillo aparente, se calcula la distancia a la estrella.

Las Cefeidas clásicas (Figura 2) son estrellas jóvenes (Población I), localizadas en cúmulos abiertos. Los períodos de oscilación están en el rango entre 1 y 140 días. En el máximo de brillo, el tipo espectral de estas estrellas es F, y en el mínimo G o K. Las luminosidades intrínsecas están en el rango entre 500 y 20000 L_{\odot} y las masas entre 3 y 10 M_{\odot} . En 1912, Henrietta Leavitt encontró, estudiando la Nube Pequeña de Magallanes, la llamada Relación Período-Luminosidad: Las Cefeidas de mayor luminosidad tienen períodos de pulsación mayores. La relación aproximada, teniendo en cuenta la física involucrada en estos procesos de pulsación, es:

$$P \approx \left(\frac{L}{L_{\odot}} \right)^{0.83} \left(\frac{M}{M_{\odot}} \right)^{-0.66} T_{eff}^{-3.45}$$

Otras fuentes estándares importantes son las estrellas Cefeidas de tipo II o W Virginis (Figura 3). Estas estrellas pertenecen a la Población II (cúmulos globulares, halo galáctico, bulbo) y su masa, entre 0.5 y 0.8 M_{\odot} , es sensiblemente menor que la masa de las Cefeidas clásicas.

Con todo, su estructura interna es muy parecida a la de las clásicas, por lo que sufren pulsaciones típicas de 0.5 a 35 días. Las Cefeidas de tipo II son menos luminosas que las Cefeidas clásicas (Figura 4).

Una último tipo de fuente estándar utilizada para medir distancias a galaxias cercanas son las estrellas RR Lyrae. Se trata de estrellas variables (Figura 3) viejas de baja masa (Población II, masa entre 0.5 y 0.7 M_{\odot}), de tipo espectral entre A3 y A6, y magnitud absoluta $M_V = 0.5$ ($100 L_{\odot}$). Estas estrellas se encuentran en la rama horizontal del diagrama H-R (combustión de He, Figura 4), por lo que todas tienen, aproximadamente, la misma luminosidad. Son abundantes en los cúmulos globulares.

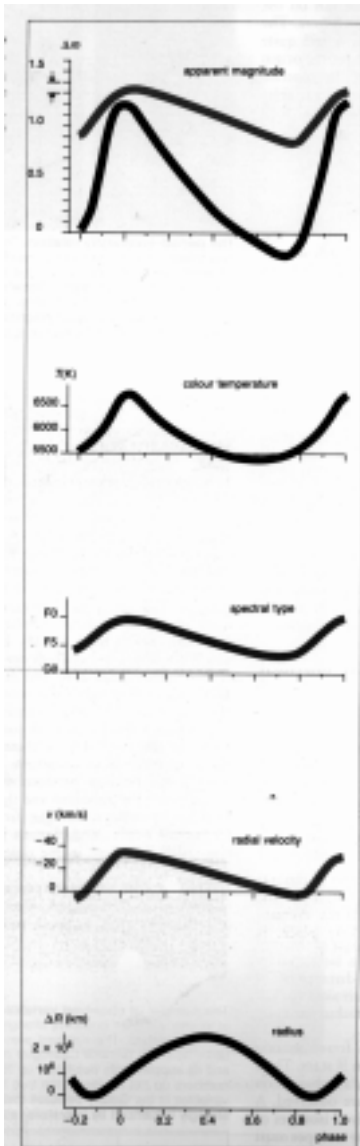


Figura 2. Variabilidad de δ Cephei. El período de δ Cephei es de 5.366 días. En la parte superior puede observarse las variaciones de la estrella a 422 y 1030 nm. También se grafican las variaciones de temperatura de color, tipo espectral, velocidad radial y, por último, las variaciones del radio. La amplitud de las variaciones de color es de 1500 K y las del radio un 10%, aproximadamente, con un radio promedio de 15 R_{\odot} . Las variaciones en la luminosidad se deben a las variaciones en la temperatura efectiva y no a las variaciones en el radio que, de hecho, están fuera de fase con la temperatura.

Las observaciones de Cefeidas desde la Tierra han detectado estas estrellas a distancias de 12 millones de años luz. Sin embargo, todas las galaxias a esas distancias poseen movimientos importantes debidos a atracciones gravitatorias con galaxias y cúmulos vecinos. Se necesita extender la observación de Cefeidas a distancias de al menos 30 millones de años luz, lo que actualmente se está llevando a cabo con el Hubble.

Otros indicadores de distancia, llamados *indicadores secundarios*, son las nebulosas planetarias, supernovas, y las estrellas más brillantes de las galaxias. También las propias galaxias pueden servir como indicadores secundarios. Por ejemplo, el método de Tully-Fisher emplea una correlación entre los movimientos internos de las galaxias (obtenidos a partir de observaciones en radio del gas frío interestelar), con sus luminosidades. El método de Faber-Jackson hace uso de observaciones espectroscópicas para determinar los movimientos aleatorios de estrellas. Ambos métodos se basan en la idea de que las galaxias más luminosas deben ser también las más masivas, por lo que su rotación debe ser más rápida.

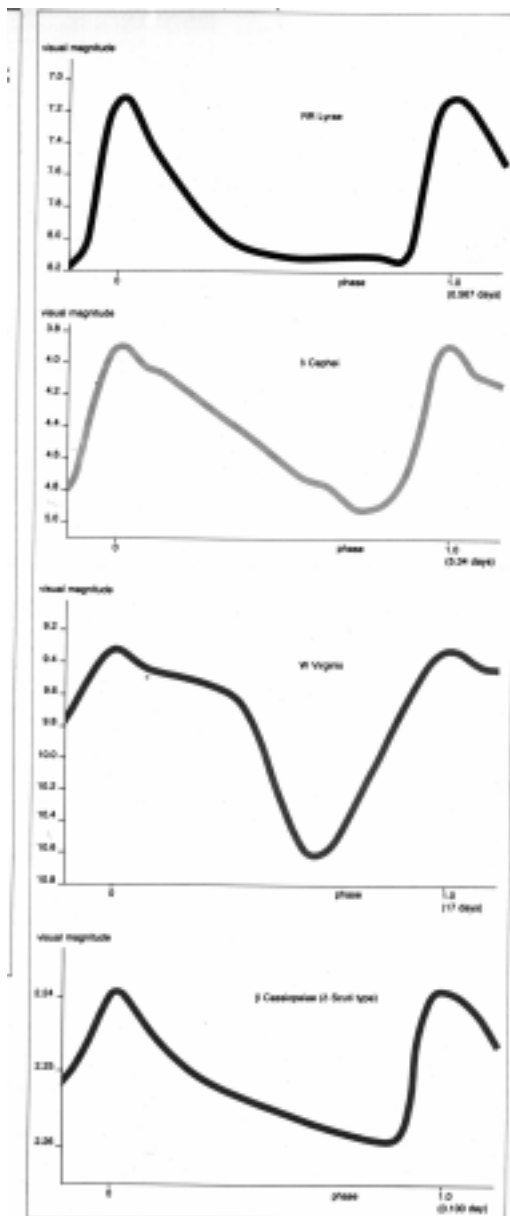


Figura 3. Curvas de luz. Cuatro tipos de estrellas variables, Cefeidas, W Viginis, RR Lyrae y δ Scuti, muestran características comunes en sus curvas de luz. Debido a las pulsaciones, varían además del brillo la temperatura efectiva y el radio.

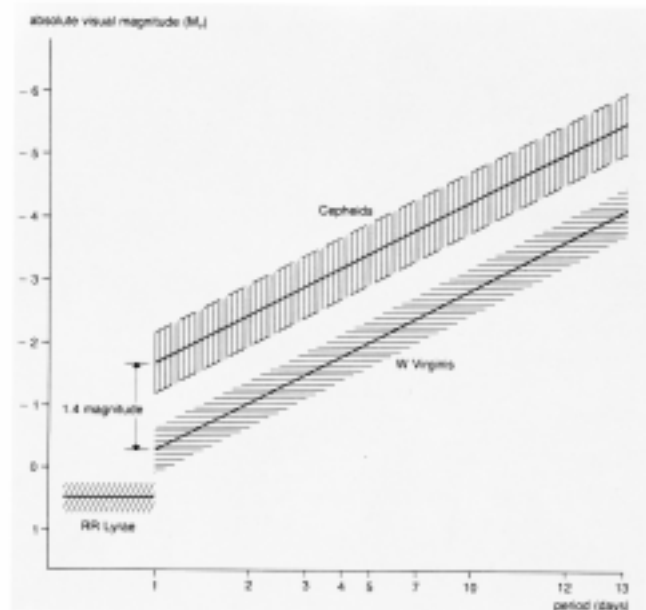


Figura 4. La relación *Período-Luminosidad*. Esta relación empírica se interpreta actualmente en función de estrellas de distinta masa. Constituye una herramienta poderosa para determinar distancias. A partir del período se puede determinar el brillo intrínseco de la estrella. Obsérvese el comportamiento análogo entre los dos tipos de Cefeidas (clásicas y W Virginis) y, por el contrario, la falta de relación entre período y luminosidad de las estrellas RR Lyrae, que se encuentran en la rama horizontal y tienen todas, aproximadamente, el mismo brillo intrínseco.

Historia de la determinación del ritmo de expansión del Universo

1900-1910

Henrietta Leavitt, estudiando estrellas variables cefeidas en la Pequeña Nube de Magallanes, descubre la relación Período-Luminosidad para estas estrellas.

1910-1920

Albert Einstein desarrolla la Teoría General de la Relatividad en 1917. Aplicando dicha teoría, varios teóricos contemplan la posibilidad de que el Universo se esté expandiendo o contrayendo. Einstein critica esta posibilidad por falta de pruebas experimentales. La mayoría cree en un Universo estático e incluso se propone la existencia de una especie de fuerza de repulsión, la llamada *constante cosmológica*, que impide que las galaxias “caigan” unas sobre otras por la fuerza gravitatoria.

1920-1930

Edwin Hubble descubre estrellas variables Cefeidas en varias *nebulosas*. Deduce que estas nebulosas son en realidad galaxias lejanas a la Vía Láctea, pero comparable a ésta en tamaño y estructura.

Vesto Slipher realiza medidas de las velocidades de *nebulosas* espirales, que muestran que se alejan de nosotros. Sin embargo, no llega a darse cuenta de que se trata de galaxias remotas.

Hubble (1929) descubre que las galaxias más distantes se alejan de nosotros a mayor velocidad, descubriendo la correlación entre distancia y velocidad (ley de Hubble) y calculando un primer valor para la *constante de Hubble*.

1930-1950

Las observaciones de Hubble llevaron a la conclusión de que, en un Universo en expansión, las galaxias debieron haber estado mucho más cerca unas de otras en tiempos remotos. En el Universo primigenio la densidad y temperatura de la materia debieron haber sido muy altas. Aparece el modelo de Universo en Expansión (Teoría del Big Bang). Esta teoría establece que el Universo comenzó en un estado extremadamente denso y caliente, y que se ha ido expandiendo y enfriando desde entonces. Se empieza a trabajar en observaciones destinadas a encontrar un valor preciso del ritmo de expansión y a comparar los resultados con los límites impuestos por la edad de las estrellas más viejas conocidas.

1950s

Se intenta medir con precisión las distancias a galaxias. En 1952, Walter Baade encuentra que la escala de distancias a las galaxias está equivocada debido a un error en la escala de luminosidades de las estrellas.

1960s

Penzias y Wilson detectan la radiación cósmica de fondo, residuo del Big Bang, de acuerdo con las predicciones teóricas.

Medidas de la densidad de elementos ligeros (H, He, Li,...) en el Universo temprano apoyan la teoría del Big Bang.

1970s

A mediados de los 70s, Allan Sandage descubre que algunas de las estrellas utilizadas por Hubble para la estimación de distancias no eran tan brillantes como se pensaba.

A pesar de que las Cefeidas han permitido conocer las distancias a las galaxias más cercanas, no es posible detectar estos objetos a distancias mayores. La NASA empieza la construcción del HST, uno de cuyos programas clave es la búsqueda de Cefeidas en galaxias distantes.

1980s

Wendy Freedman y Barry Madore llegan a la conclusión de que el polvo en las galaxias espirales que albergan estrellas Cefeidas, disminuye el brillo de estas estrellas, que además quedan enrojecidas, lo que origina errores en la escala de distancias.

Se refinan métodos secundarios de determinación de distancias. Entre otros, las medidas del brillo y velocidades de rotación de las galaxias y la medida de estrellas supernovas masivas. Se conocen las distancias relativas con bastante aproximación, pero no las distancias absolutas.

1990s

Estudios con el HST empiezan a dar resultados en el sentido de medir la constante de Hubble, en el proyecto denominado "Key Project on the Extragalactic Distance Scale". Este proyecto tiene 3 objetivos: 1) medir la distancia a Cefeidas en unas 20 galaxias y calibrar 5 métodos secundarios para medir distancias relativas entre galaxias; 2) medir distancias a Cefeidas ubicadas en galaxias que pertenezcan a dos de los supercúmulos galácticos más cercanos, Virgo y Fornax; y 3) comprobar la escala de distancias a las Cefeidas.

El debate entre Shapley y Curtis

A principios de siglo, como hemos visto en la sección anterior, no se conocía ni la existencia de otras galaxias ni el tamaño de la nuestra. Shapley (1918) atribuía un tamaño muy grande para nuestra galaxia, lo que hacía inverosímil la existencia de galaxias ajenas a la nuestra, y que estos objetos debían ser nebulosas gaseosas como otras ya conocidas. Para Heber D. Curtis, sin embargo, estas nebulosas sí eran galaxias ajenas a la nuestra. En 1920 se llevó a cabo un debate a través de la National Academy of Sciences de Washington.

Parte del debate se centraba en el tamaño de la Vía Láctea. El tiempo ha dado la razón a Shapley en este asunto. Sin embargo, se equivocó en la naturaleza de las nebulosas espirales.

Tanto Shapley como Curtis coincidían que la clave consistía en medir las distancias a estas galaxias. Shapley tenía argumentos para afirmar que estas distancias eran pequeñas. Uno de estos argumentos era el estudio de von Maanen que indicaba una rotación de 0.02 segundos de arco por año en la galaxia M101. Puesto que esta galaxia se extiende medio grado en el cielo, implica una rotación con un período menor a 10^5 años. Para una galaxia de tamaño como la nuestra, esto suponía velocidades mayores que la de la luz. Aunque su razonamiento no contenía errores, los datos de von Maanen sí. Curtis respondió que estas medidas no eran precisas, lo que fue confirmado por Hubble y el propio von Maanen en 1935.

Por otro lado, ambos astrónomos usaron estrellas novas de la galaxia de Andrómeda para obtener un método directo de calibración de distancias. Comparaban el pico de luminosidad con novas de nuestra propia galaxia. Las conclusiones, sin embargo, eran muy distintas. En parte porque ya no estaban de acuerdo con la escala de distancias en la Vía Láctea, pero sobre todo porque en aquella época no se conocía la diferencia entre novas y supernovas. Hoy en día, un método corregido basado en las novas aún se utiliza como fuentes luminosas estándar para galaxias cercanas.

Shapley argumentaba también que si las nebulosas espirales eran galaxias, debían tener características fotométricas y espectrales semejantes a la nuestra. Citó entonces los trabajos de Seares y Reynolds. Seares había calculado el brillo superficial de nuestra galaxia y el resultado era muy inferior al brillo de las nebulosas espirales. Pero en aquella época nadie conocía la existencia de extinción interestelar, puesta de manifiesto por Trumpler una década más tarde. Reynolds había examinado el color de las espirales y había encontrado diferencias entre el disco más azul y el bulbo más rojo. Además, apenas encontraba rastros espectroscópicos de estrellas en las regiones centrales. Estas propiedades eran muy distintas a lo que se conocían entonces de nuestra galaxia, explicadas en 1944 por los trabajos de Baade sobre las diferentes poblaciones estelares. Para estos argumentos, Curtis no tenía réplica. El punto básico de Shapley, sin embargo, era que si las espirales son galaxias, deberían parecer sistemas de estrellas (análogo al razonamiento de los Burbidge sobre los cuasares). Desgraciadamente, nadie en aquella época tenía idea de a qué debería parecerse una galaxia.

La parte más interesante del debate consistía en la distribución espacial y de velocidades de las espirales. Éstas se encuentran preferentemente hacia los polos galácticos, evitando el plano de nuestra galaxia. Slipher, además, había hallado que las espirales tienden a alejarse a velocidades muy grandes de nosotros. Para Shapley, estas dos observaciones indicaban que las espirales evitaban nuestra galaxia, y que debían estar próximas a nosotros. Nuestra galaxia debía ejercer alguna *repulsión* que alejaba a las espirales del plano y las expelía a altas velocidades. Curtis, argumentó que las espirales vistas de perfil mostraban una banda delgada de material en la parte central de su plano que las oscurecía. Si la Vía Láctea contenía también este material y las espirales eran galaxias ajenas a la nuestra, entonces sólo se podían observar lejos del plano galáctico. Sin embargo, no tenía explicación para la velocidad de recesión de las espirales, aunque le parecía verosímil que las tuvieran.

Métodos secundarios de determinación de distancias

Regiones H II gigantes y galaxias ScI

El grupo de M81 contiene algunas galaxias similares a las del Grupo Local. Algunos investigadores se dieron cuenta que los tamaños de las regiones H II gigantes, iluminadas por estrellas OB, tenían tamaños similares que los observados en las galaxias del Grupo Local. Allan Sandage y Gudstav Tammann decidieron utilizar estas regiones como *reglas estándares* para medir distancias.

Emplearon el método en el grupo de M101. Esta galaxia es una espiral del tipo Sc de la clasificación de Hubble, y con una luminosidad de clase I. Las galaxias ScI son las espirales más luminosas, y contienen regiones H II gigantes en sus brazos espirales. Puesto que la distancia a M101 era conocida a partir de otros calibradores (20 millones de años luz), Sandage y Tammann pudieron determinar el tamaño de estas

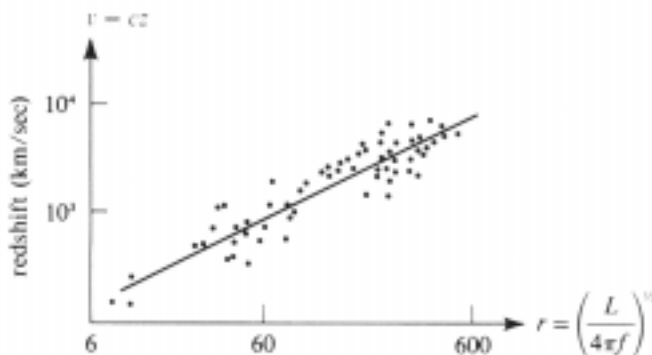


Figura 5. Diagrama de Hubble para galaxias ScI de la muestra de Sandage y Tammann. El ajuste a una línea recta demuestra la validez de la Ley de Hubble.

regiones en las galaxias de tipo ScI. Una vez conocido el tamaño real de estas regiones, midieron las distancias a otras 50 galaxias ScI de campo (Figura 5). Así determinaron también el brillo intrínseco de este tipo de galaxias, que resultó muy parecido en todas ellas. Con este dato, y dado que las galaxias ScI pueden reconocerse fácilmente por su morfología, fueron utilizadas como *fuentes luminosas estándares* para medir distancias a otros cúmulos, como el de Virgo que contiene a M100.

Se acepta que las 50 galaxias de la muestra de Sandage y Tammann siguen básicamente la Ley de Hubble. Las galaxias más débiles tienen velocidades de recesión de 9000 km/s y, si están a una distancia de unos 600 millones de años luz, arrojan un valor de H_0 de $15 \text{ km s}^{-1} \text{ a}^{-1}$ ($50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$) que coincide con el valor derivado por estos autores del estudio del cúmulo de Virgo. Sin embargo, otros astrónomos (p.e., de Vaucouleurs) no aceptan la distancia calculada por Sandage y Tammann a las galaxias ScI (particularmente en el caso de M101). Esto es debido a que la utilización del tamaño de las regiones H II se considera una técnica poco fiable.

Supernovas

Las explosiones de supernovas pueden observarse a distancias enormes, pues fácilmente superan el brillo de toda la galaxia. Existen dos técnicas para medir distancias con supernovas, según sean del tipo Ia o II.

Las supernovas de tipo Ia se originan en binarias interactuando, en las que en la componente enana blanca se produce una explosión termonuclear de C y O al recibir material transferido por la compañera, lo que lleva a la estrella a superar el límite de Chandrasekhar. En este proceso se forma una cantidad determinada de níquel 56 radiactivo, que decae en cobalto 56 y por fin a hierro 56, en un proceso que emite la mayor parte de la energía observada a partir de la curva de luz de estos sucesos. Como este

proceso es, en principio, muy uniforme, ya que suceden al alcanzarse el límite de Chandrasekhar, estas estrellas se utilizan como fuentes luminosas estándares. Sin embargo, también se cuestiona la uniformidad de las condiciones en las que se originan estas explosiones.

Las supernovas de tipo II se originan cuando las estrellas masivas evolucionadas sufren un colapso en su núcleo y eyectan su envoltura rica en hidrógeno. La forma de la curva de luz permite inferir el cambio de tamaño en el material eyectado a alta velocidad, que a su vez puede medirse por efecto Doppler.

Conocidos los tamaños angulares y reales, puede calcularse el brillo intrínseco de éstas explosiones, lo que permite su utilización como fuentes luminosas estándares.

Aunque los métodos basados en explosiones de supernovas pueden usarse para cualquier caso en que se observe este fenómeno, en la práctica, se precisaría un buen conocimiento de las opacidades para corregir por diferencias en las profundidades ópticas observadas en las líneas espectrales y en la luz del continuo. Este conocimiento sólo es posible cuando la atmósfera de la estrella es rica en hidrógeno. En cualquier caso, los valores para la constante de Hubble deducidos de las explosiones de supernovas están alrededor de $75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.

Nebulosas planetarias

Este método se desarrolló en los años 80 y permite calcular distancias hasta 50 millones de años luz (cúmulo de Virgo). Las nebulosas planetarias envuelven estrellas en sus últimos estadios de evolución, y tienen luminosidades muy distintas, en función de su edad y de las condiciones físicas. Sin embargo, existe un límite para esta luminosidad, alcanzado sólo por las nebulosas más brillantes. El método consiste en medir esta luminosidad en las nebulosas planetarias más brillantes de otras galaxias.

La relación V^4 para galaxias espirales y elípticas

Una propiedad empírica muy importante compartida por galaxias espirales y elípticas es que sus luminosidades L son proporcionales a la cuarta potencia de sus velocidades V de rotación o de sus movimientos aleatorios, respectivamente. La constante de proporcionalidad puede calcularse a partir de galaxias gigantes cercanas. A partir de mediciones de V en otras galaxias, puede calcularse L y de ahí su distancia.

La mayoría de las galaxias tienen tamaños angulares demasiado pequeños para un estudio detallado de su cinemática. Es más fácil medir la dispersión de velocidades V de líneas espectrales. En las galaxias elípticas, V resulta de las velocidades aleatorias de las estrellas, mientras que en las espirales se observa el movimiento de rotación del gas en la galaxia. A partir de observaciones en el óptico, Faber y Jackson encontraron la relación $L \propto V^4$ entre la luminosidad y la velocidad de movimientos aleatorios para galaxias elípticas. Fischer y Tully descubrieron una relación similar entre la luminosidad y la dispersión de la línea de 21 cm en galaxias espirales (Figura 6). Posteriormente, Aaronson, Huchra, Mould, Sullivan, Schommer y Bothun encontraron que si se toma la luminosidad L en infrarrojo, debida principalmente a estrellas del disco, la relación Tully-Fisher para elípticas tiene la misma dependencia que la relación Faber-Jackson para elípticas (con constantes de proporcionalidad distintas).

Con las medidas en radio de la línea de 21 cm, Aaronson determinó tanto el corrimiento al rojo de la galaxia como el perfil de esta línea. La luminosidad aparente la obtuvo a partir de medidas en infrarrojo. La relación Tully-Fisher le permitió entonces calcular la luminosidad y la distancia a la galaxia. El valor que halló concuerda aproximadamente con el de de Vaucouleurs.

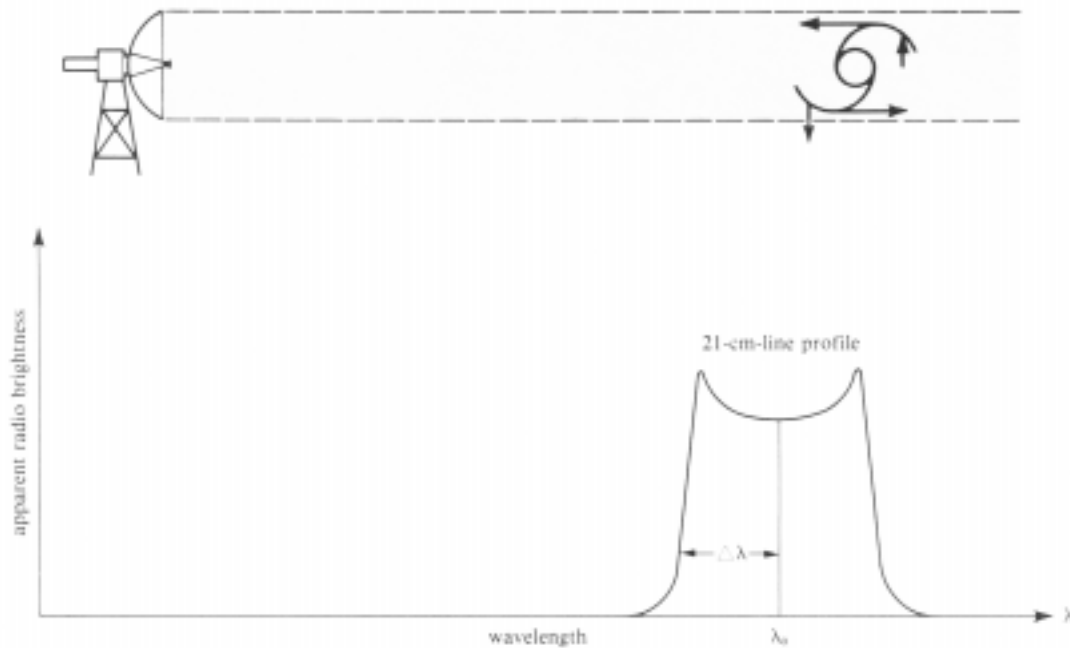


Figura 6. Relación Tully-Fisher. Si la galaxia espiral no puede resolverse con el radiotelescopio, la emisión de cada átomo de hidrógeno contribuye con un fotón a una longitud de onda corrida por efecto Doppler respecto a la de reposo. Debido a la rotación diferencial de la galaxia, este corrimiento da lugar a un perfil de línea como el de la figura, en donde la anchura total de la línea es proporcional a la velocidad de rotación de la galaxia.

El efecto Sunyaev-Zeldovich y las lentes gravitatorias

El efecto Sunyaev-Zeldovich también proporciona un método para calcular distancias, aunque es menos preciso que otros mencionados. Las galaxias están sumergidas en un gas caliente y altamente ionizado, a temperaturas de cientos de millones de grados Kelvin. Los electrones e iones de este gas emiten una gran cantidad de rayos X, y distorsionan por efectos de dispersión el fondo cósmico de microondas. Los datos de la emisión en rayos X y la distorsión de la radiación de fondo de microondas dan idea de la profundidad óptica (en este caso, la extensión del cúmulo en la línea de visión), lo que combinado con el tamaño angular del cúmulo sirve para indicar la distancia al mismo. La poca precisión del método, sin embargo, arroja valores para H_0 que van desde 35 a 80 $\text{km s}^{-1} \text{Mpc}^{-1}$ a partir de una muestra de una docena de cúmulos.

Finalmente, el retraso temporal en las fluctuaciones de luz observadas en las múltiples imágenes de un cuasar producidas por un cúmulo de galaxias puede proporcionar una escala de distancias a partir de consideraciones geométricas. El único sistema adecuado conocido hasta ahora es el cuasar QSO 0957+561, con el que se ha determinado un valor de la constante de Hubble de $70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$. El inconveniente de este método es su dependencia con la distribución de masas en el cúmulo de galaxias. La Figura 7 muestra los distintos indicadores de distancias y el rango de estas distancias en los que se aplican.

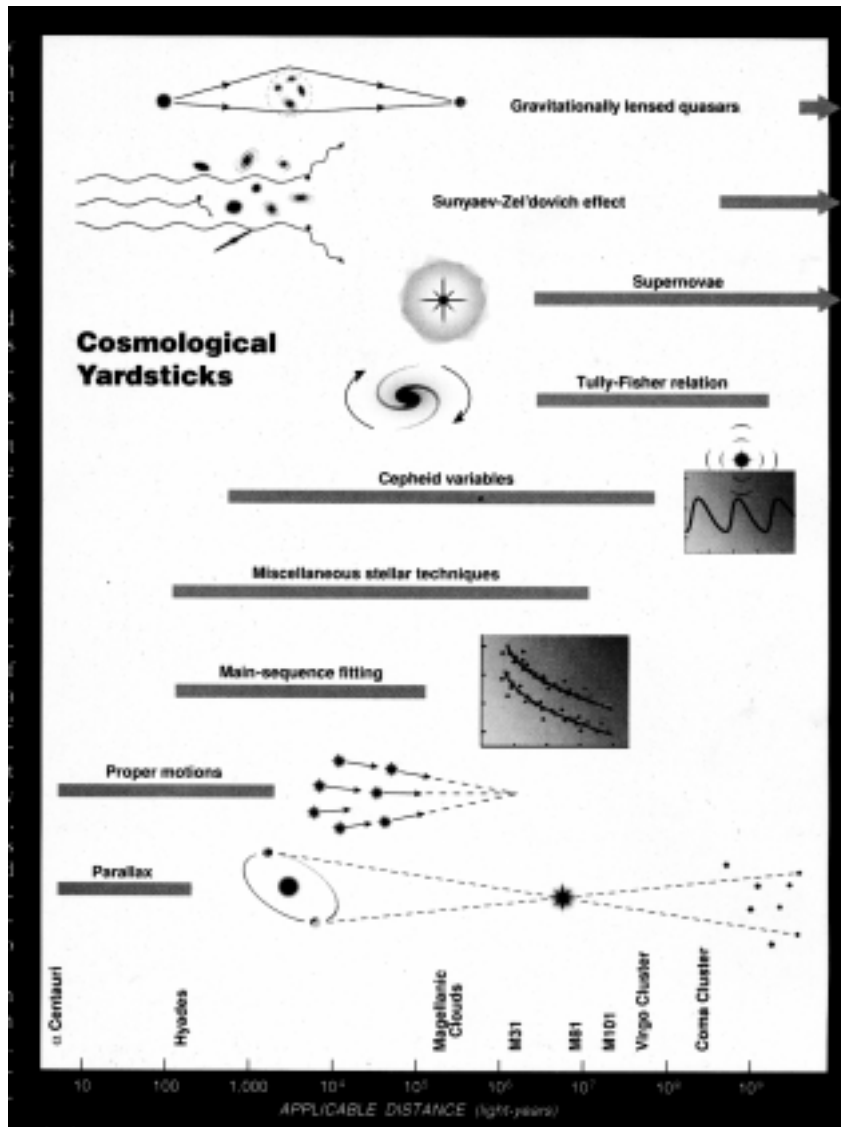


Figura 7. Los distintos métodos de determinación de distancias cósmicas. Conocido el tamaño de la órbita de La Tierra alrededor del Sol, fue posible medir las distancias a las estrellas más cercanas a través del método de la paralaje. Paso a paso, fue posible encontrar otros indicadores a distancia a objetos cada vez más lejanos.