

**La forma en que el
hombre ha conocido el
universo:
las distintas teorías
sobre su origen y
evolución y las técnicas
e instrumentos
utilizados.**

Raquel
Ruiz de Gauna
Bonail

1º Físicas
Grupo 0.1.

Introducción

A lo largo de este trabajo quiero llegar primero a explicar la visión que hoy en día tenemos del origen y evolución del universo así como de las galaxias, estrellas y demás cuerpos que lo componen para, a continuación, hacer un estudio de las técnicas, métodos e instrumentos de los que el hombre se ha valido para llegar a saber tanto sobre objetos que se encuentran tan lejanos que jamás soñaríamos con llegar hasta ellos.

Con este fin expondré primero las diferentes teorías que el hombre a lo largo de la historia ha dado para explicar el movimiento y los fenómenos que observaba en el cielo. De este modo, tras comprender teorías como la de Ptolomeo o Copérnico y modelos diferentes de universos estáticos o en expansión, como el modelo de Alexander Friedmann, o la teoría de Hubble sobre la expansión de universo, podremos comprender mejor el universo que nos rodea.

Una vez desarrollados los modelos y teorías de los que he hablado, pasaré a analizar las técnicas e instrumentos que se utilizan hoy en día en el estudio de las estrellas, galaxias y, en definitiva, del universo, haciendo una breve mención sobre los telescopios y entrando más a fondo en las técnicas espectroscópicas y lo que el estudio del espectro de la radiación emitida por una estrella puede revelarnos. Finalmente expondré también varias técnicas utilizadas muy frecuentemente para medir la distancia a las estrellas y galaxias.

Modelos de universo en la antigüedad

Ya desde la antigüedad, el hombre ha intentado explicar y llegar a conocer aquello que le rodea. Así, a lo largo de la historia, ha habido diferentes teorías que explicaban la existencia de las estrellas.

En muchas civilizaciones, al estar el cielo relacionado con lo divino (en contraposición con la tierra, lo humano), se asociaron los cuerpos celestes con los dioses e incluso se “inventaron” asociaciones entre estrellas de forma que se creasen dibujos en el firmamento, lo que conocemos como constelaciones.



Hoy en día se siguen utilizando las constelaciones a la hora de determinar el lugar en que se encuentra una estrella a simple vista. Sin embargo, debemos tener siempre presente que estos “dibujos” en el firmamento se hicieron sin tener en cuenta en ningún momento la profundidad del espacio, fijándose únicamente en cómo se ve el firmamento desde la tierra. Debido a ello, dos estrellas que en verdad están muy distantes entre sí pueden pertenecer a una misma constelación si (al estar alineadas), vistas desde la tierra parecen estar cerca la una de la otra.

En la antigüedad se pensaba que las estrellas eran “pequeñas lucecitas” incrustadas en una cúpula que iba girando, y que no se movían las unas respecto de las otras. A lo largo de la historia, fueron varios los modelos de universo que aceptaban esta teoría.

Así por ejemplo, el astrónomo del siglo II d.C. Claudius Ptolomaeus, más conocido como Ptolomeo propuso una teoría según la cual, el Sol, la Luna, los planetas y las estrellas giraban alrededor de la tierra que se mantenía inmóvil en el centro del universo. Según este modelo geocéntrico del universo, las órbitas que describen tanto las estrellas, como el resto de cuerpos celestes, serían perfectamente circulares. Aquí se aprecia la influencia de una creencia que viene desde la época de Aristóteles, el cual afirmó que, puesto que el cielo es perfecto, en él sólo pueden existir cuerpos y movimientos perfectamente esféricos.

Pero los movimientos observados de las estrellas y los planetas no coincidían con los que deberían verse si las órbitas fuesen perfectamente esféricas, sino que había

Aunque esta nueva teoría heliocéntrica podía explicar sucesos que la de Ptolomeo no era capaz, como el movimiento aparentemente retrógrado de Marte, Júpiter y Saturno, y el hecho de que Mercurio y Venus no se alejasen nunca del horizonte más de una distancia, no fue aceptada totalmente por la gente de la época debido esencialmente a prejuicios e ideas religiosas.

El hecho de haber planteado esta teoría le hizo objeto de varias críticas y le granjeó a Copérnico numerosos enemigos, sobretodo en los círculos cercanos a la iglesia (muy extendida en el siglo VI), que se negaba a aceptar que la tierra no fuese el centro del universo.

Sin embargo sí que tuvo varios seguidores, algunos de los cuales fueron luego muy importantes y conocidos, como Galileo (1564-1642) que en el siglo XVII aportó pruebas que reafirmaban el modelo heliocéntrico y por ello fue perseguido por la iglesia y sometido a un juicio eclesiástico en 1633. En ese juicio fue condenado por defender la teoría heliocéntrica (lo que lo convertía en hereje), y se le obligo a retractarse diciendo que la tierra no giraba y que esta era en el centro del universo.

Hubo también quien acepto parte de la teoría de Copérnico pero no esta en su totalidad, como fue el caso del astrónomo danés Tycho Brahe que adoptó un modelo intermedio entre el geocéntrico de Ptolomeo y el heliocéntrico de Copérnico, según el cual la tierra permanecía quieta mientras que el resto de los planetas giraban alrededor del sol que, a su vez, giraba una vez al año alrededor de la Tierra mientras que las estrellas lo hacían una vez cada día.

Pero lo más significativo que nos dejó Ticho Brahe en el campo de la astronomía no fue esta teoría, sino los datos de las órbitas y periodos de los planetas, en extremo precisos para la época, teniendo en cuenta además, que los únicos instrumentos con los que contaba eran una esfera y un compás. Brahe logró reducir los errores medios en la posición de un planeta de 5° a 10'.

Estos datos fueron utilizados después de su muerte, en 1601, por su ayudante Johannes Kepler, y jugaron un papel fundamental a la hora de describir correctamente el movimiento de los planetas.

Fue con los datos de su antecesor con los que Kepler (seguidor del modelo heliocéntrico de Copérnico) logró calcular la órbita de Marte, que no cuadraba con los cálculos hechos basándose en la teoría geocéntrica (ya en su lecho de muerte Brahe dijo a su discípulo Kepler una frase que ha perdurado como lema de quien busca lo extraño, lo que se sale de lo común: “busca la órbita de Marte”), y formular tres leyes sobre el movimiento orbital de los planetas:

1° Ley de Kepler: “Los planetas describen órbitas elípticas en uno de cuyos focos está el sol”

2° Ley de Kepler: “Las áreas barridas por los vectores que van de uno de los focos al planeta son proporcionales a los tiempos empleados en barrerlas.”

3° Ley de Kepler: “Los cuadrados de los periodos de revolución son proporcionales al cubo de los cubos de los segmentos mayores de la elipse”.

$$T^2 = kr^3$$

En estas leyes se basó el matemático y físico del siglo XVII (y principios del XVIII) Isaac Newton para formular su “ley de gravitación universal”. Dicha ley establece que cada partícula de la materia del Universo atrae a otra partícula con una fuerza directamente proporcional al producto de sus masas, e inversamente proporcional

un cuerpo sobre el resto de objetos del universo disminuye a medida que estos objetos se alejan del cuerpo en cuestión. No obstante, el campo gravitacional se extiende hasta el infinito y no desaparece por grande que sea la distancia.

$$F = GMm / r^2$$

Así, tras la aparición y aceptación de las leyes de Newton, se popularizó un nuevo modelo de universo, en el cual los planetas (incluida la tierra) giraban alrededor de las estrellas con órbitas elípticas, debido a la fuerza de atracción que estas ejercen sobre los mismos.

Según este modelo, el centro del universo no estaría ni en el sol ni en la tierra

A partir de entonces, se ha aceptado esta teoría en lo que se refiere al movimiento de los cuerpos existentes en el universo, zanjando de una vez por todas la discusión sobre el movimiento de los planetas y las estrellas, aunque hoy en día se sabe que no es del todo correcta y que si queremos hacer cálculos de una gran precisión debemos tener en cuenta la teoría de la relatividad de Einstein.

Sin embargo aun no se ha dado con un modelo de universo del que se pueda decir que se está seguro que es el verdadero, ya que una vez puestos de acuerdo sobre lo que al movimiento de los cuerpos celestes se refiere, la astronomía se ha ramificado y discute otros problemas. Como el del origen del universo y su evolución.

Teorías modernas sobre el origen del universo y su evolución

El modelo Newtoniano nos presenta un universo estacionario, no habla del origen del universo, sino que parece ser de creencias creacionistas, esto es que pensaba que el universo había sido creado por Dios y no que había surgido y evolucionado.

Si un universo de este tipo fuese finito, es decir, que a partir de un punto no hubiese más estrellas ni planetas ni demás cuerpos, una estrella "A" situada cerca del borde del universo sería atraída por aquellos cuerpos que estuviesen más cercanos al centro del universo y se acercaría a ellos con una aceleración considerable, ya que la fuerza de atracción ejercida por los cuerpos que se encuentran al otro lado de esta estrella A (es decir, entre A y el final del universo), que ejercerían una atracción opuesta a la anterior, son muchos menos y, por tanto es menor la atracción gravitatoria que ejercerían sobre la estrella A.

Todas las estrellas y demás cuerpos celestes situados en los bordes del universo sufrirían esa aceleración hacia el centro y terminarían colapsando a no ser que otra fuerza se opusiese a la ya mencionada. Pero como habíamos dicho que el universo es finito, no existe ninguna fuerza exterior que pueda contrarrestar la atracción gravitatoria.

Sólo una aceleración interna que ya llevasen las propias estrellas y que las empujase hacia el exterior del universo podría oponerse a esta aceleración de la que acabamos de hablar. Pero esta aceleración haría que el universo se expandiese y, según el modelo de Newton, el universo es estacionario.

La única forma de que las estrellas más exteriores de un universo finito y estacionario no colapsasen sería que más allá de los límites del universo hubiese otros cuerpos que los atrajesen con una aceleración igual y opuesta a la que las haría colapsar, pero entonces, el universo sería infinito.

Así es que si aceptamos un modelo de universo estacionario debemos aceptar también que el universo es infinito.

El físico y astrónomo del siglo XVIII y primera mitad del XIX H.W.M. Olbers planteó la siguiente cuestión: si el universo fuese infinito, por la noche, el firmamento entero estaría iluminado por las estrellas, ya que, habría infinitas y, como han existido desde siempre (recordemos que estamos con un modelo de universo estacionario, según el cual el universo ha existido desde siempre, no ha surgió en ningún momento) su luz ya nos habría llegado.

Podemos pensar que si no vemos la luz de las estrellas más lejanas es porque están muy lejanas y la intensidad de su luz es demasiado pequeña, pero tenemos que tener en cuenta que también son más las estrellas que emiten luz a esa distancia.

Si dividimos el universo en superficies esféricas concéntricas (con centro en la tierra), la superficie de dichas esferas aumentaría al aumentar la distancia a la tierra según la siguiente ecuación: $S = 4\pi r^2$, por lo que la cantidad de estrellas de una capa aumentaría también en esta misma relación, puesto que el universo es homogéneo.

A su vez, la intensidad de la luz emitida por las estrellas de las diferentes capas disminuiría al mismo ritmo, ya que depende también de $4\pi r^2$. Así es que la luz que nos llegaría de todas las capas sería la misma y, por tanto, el cielo por la noche estaría

Hay quien ha dicho que el hecho de que no veamos esa luz puede deberse a que es absorbida por partículas y polvo estelar que se interpondrían entre las estrellas lejanas y nosotros, pero si fuese así, dicho polvo terminaría calentándose y emitiendo luz él mismo, por lo que el cielo seguiría iluminado.

Esa paradoja ha sido ya resuelta al descubrir que el universo observable tiene una extensión limitada.

La teoría más aceptada hoy en día es que el universo no es estacionario, es decir, no ha existido desde siempre, sino que apareció en un momento dado y se ha ido extendiendo desde entonces, de forma que la luz de las estrellas más “nuevas” o de las más lejanas aún no nos ha llegado.

Sin embargo, esta teoría de un universo en expansión no apareció hasta después de que Albert Einstein propusiese un modelo de universo basado en su teoría de la relatividad, una teoría que indicaba que el universo no era estático, pero el propio Einstein no se dio cuenta de ello y planteó la existencia de una fuerza de repulsión entre las galaxias que se oponía a la gravitatoria de atracción para explicar por qué el universo no colapsaba.

Fue ese mismo año, 1917, cuando el astrónomo holandés Willem de Sitter desarrolló modelos no estáticos del universo, resolviendo las ecuaciones de Einstein para un universo vacío, en el que no importaban las fuerzas gravitatorias.

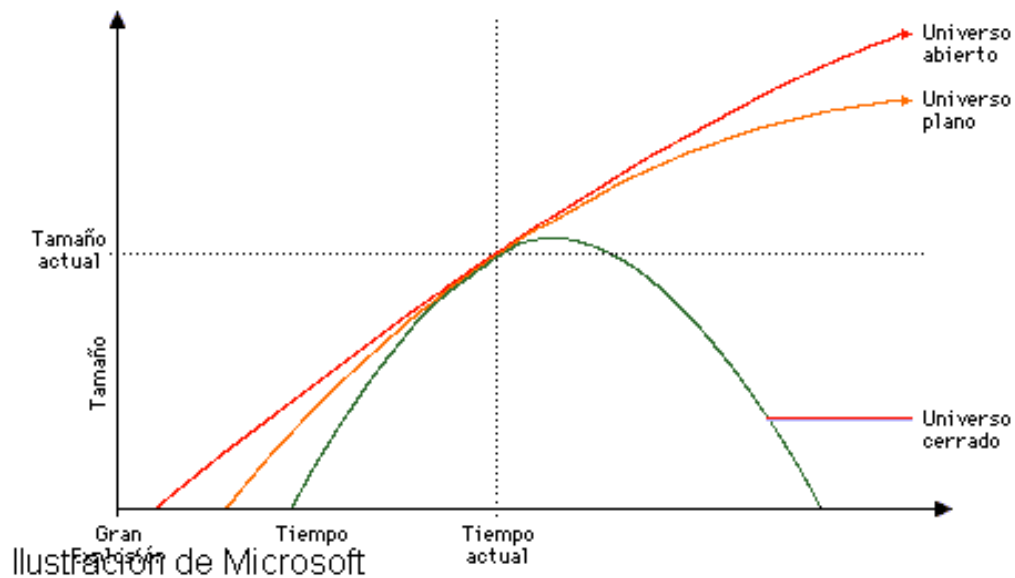
En 1922 lo hizo el matemático ruso Alexander Friedmann y cinco años después un sacerdote belga llamado Georges Lemaître, este último dio también una solución para la ecuación de Einstein, pero es más conocido por ser el primero en introducir la idea de que las galaxias son fragmentos despedidos por la explosión de un “núcleo primordial” en el que se encontraba condensada toda la materia, lo que dio origen a la teoría de la gran explosión o “Big Bang” sobre el origen del universo, según la cual en un principio toda la materia estaba concentrada en un núcleo de apenas unos centímetros y de densidad infinita que explotó expulsando la materia hacia fuera con una aceleración que contrarrestaría la atracción gravitacional.

El más aceptado actualmente es el modelo de Friedman, según el cual el universo surgió en un momento dado (después que apareciese la teoría del Big Bang de Lemaître se fusionaron ambas) y a partir de ahí, hasta nuestros días, ha ido expandiéndose. El destino del universo, según esta teoría depende de la densidad de la materia del universo: si la densidad es relativamente pequeña y se mantiene por debajo de un nivel crítico que actualmente estaría estimado en $5 \cdot 10^{-30} \text{ g/cm}^3$, la velocidad a la que se expande el universo disminuirá un poco debido a la atracción gravitatoria, pero el universo seguirá expandiéndose indefinidamente, sería lo que llamamos un universo curvo abierto (en rojo en la gráfica inferior).

Sin embargo, si la densidad es muy cercana a la ya mencionada densidad crítica ($5 \cdot 10^{-30} \text{ g/cm}^3$), pero menor que esta, la atracción gravitatoria haría que la velocidad de expansión disminuyese hasta hacerse casi cero, pero sin llegar a valer cero, de forma que, al igual que el tipo de universo anterior, este se expandiría continuamente, pero cada vez más despacio, no llegando nunca a sobrepasar un radio determinado (que dependerá de lo cerca que se encuentre el valor de la densidad del de la densidad crítica). Obtendríamos un universo abierto también, pero plano (en naranja en la gráfica).

Por último, si la densidad del universo es mayor que la densidad crítica, la velocidad de expansión disminuiría rápidamente hasta llegar a cero, momento en el que el universo comenzaría a colapsar llegando a lo que se ha dado en llamar Big Crunch. Un universo así sería curvo, al igual que el 1º, pero en este caso sería cerrado (en verde en la gráfica).

El destino de este universo colapsado es incierto, hay una teoría que dice que ese sería el fin del universo. Pero existe también otro modelo de universo “oscilante” o “pulsante” según el cual, tras colapsar, el universo volvería a estallar en un nuevo Big Bang expandiéndose y contrayéndose infinitamente.



Se ha intentado calcular la densidad del universo para determinar a cual de los tres tipos de universo descritos arriba pertenece el nuestro, pero dependiendo qué método se utilice se llegan a conclusiones muy dispares:

Si calculamos la masa del universo hallando primero la de una galaxia (cálculo que se puede llevar a cabo observando el movimiento de las estrellas pertenecientes a dicha galaxia) para luego multiplicarla por el número de galaxias y dividirlo entre el volumen calculado del universo, obtenemos una densidad muy pequeña, entre un 5 y un 10% del valor crítico. Lo que nos llevaría a pensar que nuestro universo es del primer tipo: abierto y curvo, que crecería infinitamente.

Si, por el contrario calculamos primero la masa de un cúmulo de galaxias (observando el movimiento de las galaxias que lo componen) y lo multiplicamos por el número de cúmulos de galaxias para luego dividirla entre el volumen del universo, la densidad que obtenemos es mucho mayor, se aproxima al valor de la densidad crítica. Por tanto deberíamos pensar que nuestro universo es del segundo tipo, un universo abierto también, pero plano, un universo que, aunque creciente siempre, jamás superaría un determinado volumen (a lo largo del tiempo el valor de su radio se acercaría asintóticamente a un valor sin llegar nunca a él).

La diferencia existente entre ambos valores nos lleva a pensar que existe una gran cantidad de “materia oscura” dentro de cada cúmulo pero fuera de las galaxias visibles. Hay varios hechos además de este que nos llevan a pensar que, efectivamente,

que se mueven juntas debido a la atracción gravitatoria que ejercen las unas sobre las otras, aun siendo la masa de las galaxias insuficiente para mantenerlas unidas.

Esta “materia oscura” podría estar formada por diferentes materiales, como los neutrinos con masa, las enanas marrones (estrellas con un brillo tan pequeño que no pueden ser observadas desde la tierra) o agujeros negros.

Pero el fenómeno de la materia que “falta” en el universo aun no se comprende del todo, por lo que el método de calcular la masa del universo para hallar su densidad y determinar luego a qué tipo de universo pertenece es todavía poco fiable.

Velocidad de expansión del universo: Ley de Hubble

Como vemos, había sido aceptado ya un modelo de universo en expansión desechando el viejo modelo estático, pero, todavía quedaba por determinar el ritmo al que crece el universo. Esta es una cuestión que aun hoy en día sigue siendo tema de discusión, puesto que no se ha logrado hallar un valor exacto para dicha velocidad, sin embargo, lo que sí se ha logrado es saber cómo llegar a hallarla, aunque por el momento no se dispone de datos suficientemente exactos.

Ya en 1912 el astrónomo estadounidense Vesto M. Slipher había observado que (excepto en unos pocos sistemas cercanos como la galaxia Andrómeda) las líneas espectrales de las estrellas se observaban desplazadas hacia longitudes de ondas mayores debido al efecto Doppler, lo que mostraba que la mayoría de las galaxias se están alejando de la vía láctea, pero cada galaxia parecía alejarse con distinta velocidad.

En 1929, el astrónomo estadounidense Edwin Powell Hubble, nacido en 1889, comparó las distancias que había calculado para diferentes galaxias con los desplazamientos hacia el rojo fijado por Slipher para las mismas galaxias y descubrió que, cuanto más lejos se encontraba una galaxia de la tierra, mayor era su corrimiento hacia el rojo y más alta era, por tanto, la velocidad a la que esta se alejaba de nosotros, es decir, de la Vía Láctea (velocidad de recesión).

Estos datos podían llevarnos a pensar que estamos en el centro del universo, ya que todas las galaxias se alejan de la Vía Láctea, pero no debemos confundirnos. Este hecho se explica si pensamos que el universo se expande como un globo: imaginémosnos un globo con puntos uniformemente separados pintados en su superficie, mientras se infla, los puntos comenzarán a alejarse los unos de los otros al hacerse mayor cada vez la superficie del globo. Pues es así como se cree que se expande el universo, en forma de globo, siendo las galaxias los “puntitos” dibujados sobre la superficie del globo.

Ocurre lo mismo si ampliamos sucesivas veces en una fotocopidora una hoja con puntitos dibujados en ella: un observador situado en cualquiera de esos puntitos vería como de una fotocopia a la siguiente todos los demás puntitos se van alejando de él.

La relación entre la distancia a una galaxia y su velocidad de recesión se conoce como “ley de desplazamientos hacia el rojo” o “Ley de Hubble” y viene dada por una constante (H), a la que llamamos “constante de Hubble”.

$$V = H \cdot d$$

Mediante esta fórmula podemos hallar la edad del universo:

$$t = d / V = 1 / H$$

Para ello sólo necesitamos conocer la velocidad a la que una galaxia se aleja de la Vía Láctea y la distancia a la que se encuentra de la misma.

Calcular el primero de estos dos datos no es difícil gracias al sistema de espectroscopia, sin embargo, hallar la distancia a la que se encuentra una galaxia no es fácil y, dependiendo del método que se utilice se pueden obtener valores muy dispares, lo que hacen que exista todavía una gran indeterminación en el valor aproximado que hoy en día se conoce de la constante de Hubble y, por tanto, de la edad del universo.

Hoy en día se está llevando cabo un trabajo de investigación focalizado en la constelación de Virgo, un grupo de galaxias suficientemente alejadas como para poder calcular su velocidad pudiendo despreñar el movimiento de la Tierra, pero a la vez bastante cercanas como para captar sus desplazamientos con los telescopios existentes en la actualidad y calcular su distancia a la tierra. La distancia de Virgo ha sido estudiada (tanto por telescopios instalados en tierra como por el telescopio espacial Hubble) y discutida durante décadas, pero aún no se ha llegado a un consenso. Algunos se decantan por una constante elevada ubicando la constelación a una distancia aproximada de 16 megaparsec (48000 años luz), mientras otros, que optan por una constante mucho menor, duplican esa estimación.

Se han barajado cifras para la constante de Hubble que van desde los 10 a los 200 km/s por cada megaparsec, pero se cree que esta debe de ser más bien próxima a 90 km/s por cada mpc. Ahora bien, si aceptamos ese valor la edad del universo que obtenemos estaría entre los 8 mil y los 12 mil millones de años, cuando se ha calculado la edad de algunas estrellas en más de 15 mil millones de años. Parece obvio que uno de los dos cálculos es erróneo, la cuestión ahora está en determinar cual y por qué.

La teoría del Big Bang

Aunque el futuro del universo sea hoy en día incierto todavía y las teorías muy dispares, en lo que sí parecen estar de acuerdo los astrónomos y demás entendidos en

Bing Bang, cuya idea original surgió, como ya hemos visto en 1927 (propuesta por Lemaître) y en 1948 fue modificada por el físico ruso de nacionalidad estadounidense George Gamow.

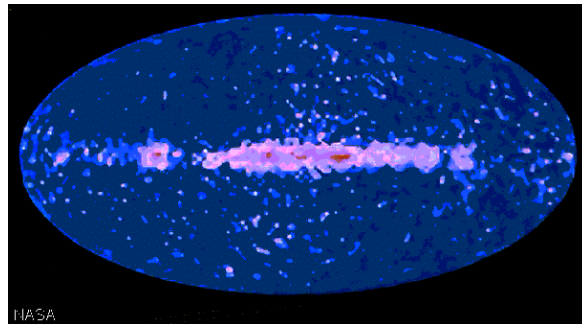
En la siguiente tabla aparece en rasgos generales la evolución del universo más aceptada según la teoría del Big Bang:

Instante	Acontecimiento
0	Origen del tiempo, el espacio y la energía del universo que conocemos.
10^{-35} seg	Sopa de Quarks
10^{-45} seg	La radiación gravitatoria sale rompe el equilibrio térmico del resto del universo.
10^{-35} seg	El universo, en un estado de vacío, empieza a "inflarse", es decir, a expandirse.
10^{-33} seg	Termina la época inflacionaria.
10^{-28} seg	Formación de la materia.
10^{-2} seg	Partículas de materia y de energía interaccionan en equilibrio térmico.
1 seg	Aparecen los neutrinos.
102 seg	Protones y electrones forman los primeros átomos de hidrógeno.
3 min y 42 seg	Los protones y los neutrones se unen, formando núcleos de helio. El universo ahora está compuesto de un 20% de núcleos de helio y un 80% de hidrógeno.
1 hora	El universo se ha enfriado hasta el punto de que se han detenido la mayoría de los procesos nucleares.
1 año	La temperatura ambiente del universo es aproximadamente la del centro la temperatura ambiente del universo es de una estrella.
106 años	Origen de la radiación cósmica de fondo. En lo sucesivo, la materia puede condensarse en galaxias y estrellas.
109 años	Aparecen las protogalaxias y se forman los cúmulos globulares. Comienza la época de los quásares.
4.500 106 años	El Sol y los planetas se condensan a partir de una nube de gas y polvo en un brazo espiral de la galaxia Vía Láctea.
5.000 106 años	La Tierra se ha enfriado lo suficiente para formar una corteza sólida; es la edad de las más antiguas rocas terrestres fechadas.

La teoría moderna del Big Bang se la debemos, pues a George Gamow y a sus alumnos Ralph Alpher y Robert Herman. Esta teoría explica cómo en un principio, justo después de la gran explosión las enormes densidades y las altas temperaturas al principio del tiempo y del espacio pudieron haber borrado la distinción entre materia y energía (lo que se ha dado en llamar “Big Squeeze”), y que de esa unión materia-energía se habría generado una energía radiante que habría ido disminuyendo de forma que, en la actualidad, debería aparecer una energía de radiación residual o radiación de fondo, cuya temperatura, según los cálculos, debía estar comprendida por debajo de los 5°K.

El hecho de la predicción de esta energía radiante fue una de las razones que hicieron muy popular esta teoría, puesto que trasladó la idea del Big Bang del campo de la hipótesis al terreno de la ciencia de observación, sólo era cuestión de observar si, efectivamente aparecía dicha radiación. La suposición sobre la existencia de la radiación quedó confirmada cuando, dieciocho años después Arno Penzias y Robert W. Wilson lograron identificarla, calculando que su temperatura era de 2,7°K.

El siguiente mapa de radiación de microondas formado a partir de los datos recogidos por el satélite Explorador Cósmico de Fondo (COBE) de la NASA, refleja la distribución de la radiación de fondo. Los colores de la imagen (que son falsos) corresponden a la temperatura de radiación: el rojo es el más cálido y el azul el más frío. La línea rosa horizontal del centro representa las emisiones de la Vía Láctea. Las pequeñas variaciones que se ven en la imagen parecen ser el resultado de variaciones de la densidad en el comienzo del universo, que finalmente (según algunas teorías) dieron lugar a las galaxias.



Siguiendo con la evolución del universo en sus primeros instantes, debemos decir que, tras ese momento en el que fue emitida la radiación de la que hemos hablado, mientras el universo comenzaba a expandirse y a enfriarse, habría aparecido la primera materia propiamente dicha en forma de partículas elementales como son los protones, neutrones y electrones. A medida que la temperatura iba disminuyendo también lo hacía la energía de radiación y los neutrones comenzaron a combinarse con protones formando núcleos de átomos que comenzaron a atraer electrones hasta formar los primeros átomos de hidrógeno.

De esta forma surgieron en un principio el Hidrógeno y el Helio que al expandirse se enfriaron y condensaron formando las estrellas y las galaxias. La pregunta ahora es cómo se formaron estos planetas y galaxias.

Sobre la formación de las estrellas hay una teoría que no tiene prácticamente competidora. Esta teoría nos dice que las estrellas se formaron a partir de nubes de gas debido a la atracción gravitatoria, ya que las partículas de hidrógeno y helio que había

mayores que se atraían con más fuerza atrayendo a más partículas que, al “caer” hacia esa acumulación de masa van ganando energía cinética y aumentan la temperatura de la estrella. Una vez alcanzada cierta temperatura el hidrógeno del núcleo comenzaría a arder aumentando así la energía de la estrella, lo que impide que esta colapse (está teoría la desarrollaré a fondo más adelante).

Sobre la formación de las galaxias, sin embargo existen varias teorías:

Una de ellas propone que poco después del Big Bang, el universo que en un principio era homogéneo dejó de serlo apareciendo “grumos”, esto es, zonas donde la densidad era mayor (donde hay más estrellas). Estas zonas, al contener una masa mayor atraerían ligeramente la materia que estuviese alrededor aumentando así su masa e incrementando la gravedad. De esta forma las estrellas, sujetas por las atracciones gravitatorias existentes entre ellas se moverían juntas (pero a cierta distancia, no llegando a unirse del todo) formando lo que hoy conocemos como galaxias.

Los dos procesos que acabamos de describir, tanto el de la formación de las estrellas como el de las galaxias no podrían haberse dado si la materia del universo hubiese sido perfectamente homogénea, ya que cada partícula hubiese sido atraída por igual en todas direcciones y no se habrían ido acumulando.

Esta era una de las razones en contra de las dos teorías que acabamos de ver, pero en 1992 el satélite norteamericano “Cobe” detectó la granulación de la radiación fósil que se muestra en el mapa de radiación de microondas que aparece en la página anterior.

Esas granulaciones en la radiación de fondo demuestran que la materia no era completamente homogénea y, por tanto, que las teorías anteriores pueden ser ciertas (aunque no podemos demostrar que lo sean).

Otra teoría sobre la formación de las galaxias es la llamada “teoría de las explosiones cósmicas”, según la cual las estrellas más masivas explotaron como supernovas creando cataclísmicas ondas de choque que empujaron los gases circundantes en densas nubes a partir de las cuales se fueron formando las estrellas. Al haber sido el gas empujado, se acumulaba en algunas zonas (que, una vez formadas las estrellas serían las zonas en las que aparecerían las galaxias) de forma que las estrellas se formaban ya en las galaxias en vez de atraer luego a otras estrellas para formarlas.

Formación y Vida de las estrellas

A continuación voy a describir más detalladamente la formación y la posterior evolución (es decir, la vida) de las estrellas. Como ya he dicho, la teoría mayormente aceptada dice que las estrellas se formaron en principio a partir de nubes de gas frío (de hidrógeno y helio) que, una vez superada una cierta densidad crítica comienza a ejercer una atracción gravitatoria sobre las partículas de su alrededor (atrayendo estas hacia sí)

Las partículas atraídas van ganando energía cinética mientras caen hacia el centro de lo que será la estrella y hacen que este se vaya calentando. A esta fase de la vida de una estrella, que dura unos 50 millones de años, se le llama fase de “condensación” o de “colapso”, puesto que la nube de gas se ha tenido que condensar y comenzar a colapsar para que se forme la estrella que, en un principio permanecerá rodeada por la nube de gas a partir de la que se formó hasta que dicha nube se disipe gradualmente por la radiación que emana la estrella dejando atrás un sistema de objetos menores que pueden terminar formando planetas y satélites.

Lo que ocurra después de esta fase depende de la cantidad de gas que tuviese la nube inicial: si la masa de esta nube era cien veces mayor que la del sol, o más, la atracción gravitatoria llega a ser tan grande que la contracción continua sin parar hasta que, tras haber pasado rápidamente por diferentes etapas, termina por colapsar formando una estrella de neutrones o un agujero negro. Si, por el contrario, su masa no llega a ser 10 veces menor que la del sol, la “estrella” no llegará a alcanzar la cantidad de energía necesaria para que se desate la fusión y nunca llegará a encenderse.

Sin embargo, si su masa se encuentra entre esos dos límites, podemos hablar de una estrella propiamente dicha y de las diferentes fases por las que esta pasará a lo largo de su evolución.

Tras haber pasado por la fase de “condensación”, una vez la energía de la estrella es suficiente como para que el hidrógeno que contiene comience a arder, una estrella entra en un largo periodo de estabilidad que conocemos como “secuencia principal”. Esta estabilidad se debe a que el colapso que anteriormente se estaba produciendo es detenido por la presión hacia fuera que se produce como consecuencia de las reacciones que ocurren en el núcleo, donde el hidrógeno comienza a arder fusionándose para formar helio y desprendiendo al mismo tiempo unas enormes cantidades de energía.

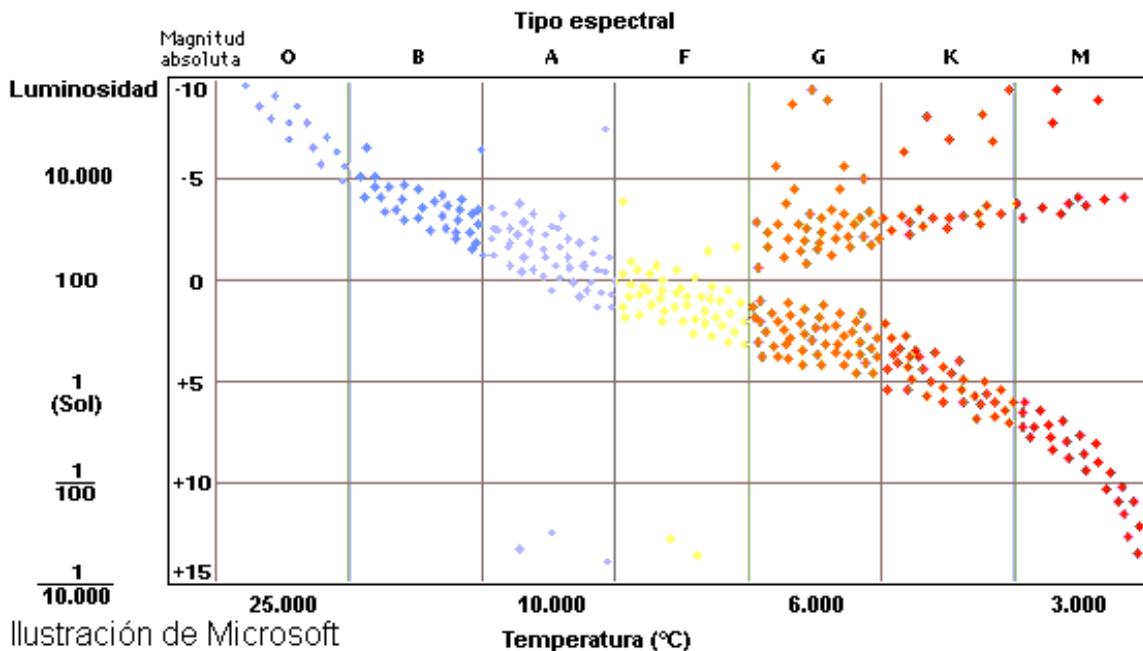


Diagrama de Hertzsprung-Russell

A esta etapa (representada por una diagonal en el diagrama de Hertzsprung-Russell, donde se representa la luminosidad de las estrellas frente a su temperatura) pertenecen el 90% de las estrellas, ya que es la más larga, pero no todas las estrellas permanecen el mismo tiempo en esta etapa, esto depende de su masa. Cuanto más masiva es una estrella más rápido quema hidrógeno, lo que la hace ser más nítida, más grande y más caliente, pero la transformación rápida de hidrógeno en helio también implica un agotamiento del stock del primero más pronto en estrellas masivas que en las de menor tamaño.

Como vemos, la luminosidad de la estrella va disminuyendo a medida que lo hace su temperatura, estrellas con la misma temperatura tienen por tanto una luminosidad parecida. Sin embargo existen algunas excepciones: las estrellas que vemos en la esquina superior derecha del diagrama son las llamadas “gigantes rojas”, y su gran luminosidad se debe, no a su temperatura (que es bastante baja), sino a su tamaño, ya que la luminosidad que desprenden por m^2 es la misma que la de las demás estrellas de su temperatura, pero al tener mayor superficie, las gigantes rojas son más luminosas.

Las enanas blancas (zona central inferior del diagrama de H-R), por el contrario, son estrellas muy pequeñas cuya luminosidad es menor que la del resto de estrellas a su misma temperatura debido a que su superficie es menor.

Las estrellas de una masa aproximadamente como la del sol permanecen en la secuencia principal aproximadamente 10 mil millones de años, mientras que una estrella diez veces más masiva que el sol permanecería en esta etapa 1000 millones de años solamente, eso sí, durante este periodo, se vería 10 mil veces más nítida que el sol. Una estrella de masa $1/10^a$ parte de la del sol, sin embargo, tendrá un brillo de sólo $1/10000^a$ parte de la del sol, pero permanecerá en la secuencia principal durante 1 billón de años.

La evolución de una estrella depende de la masa de la misma y podemos distinguir tres tipos de estrellas según su masa:

Estrella de masa intermedia

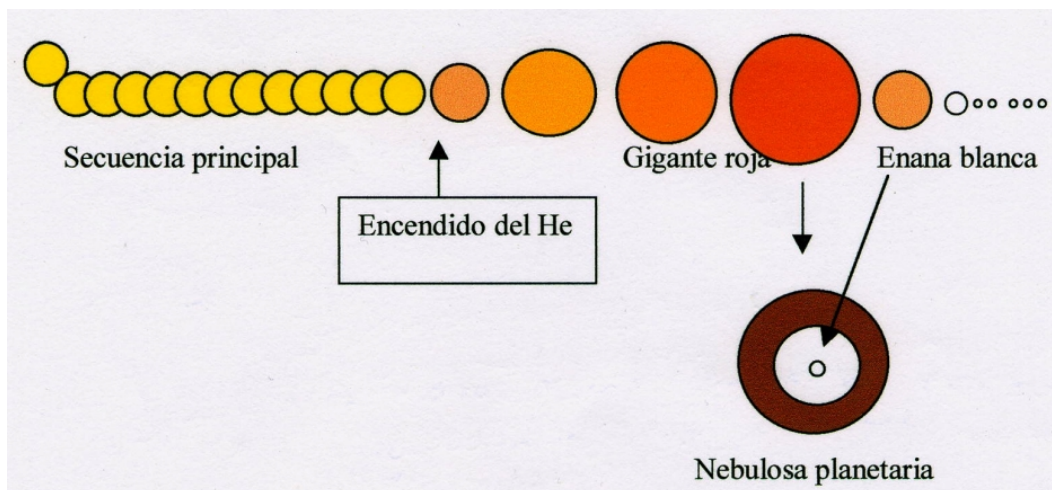
Una estrella de masa intermedia, como lo es el sol comenzará fusionando hidrógeno mientras el helio que aparece de esta reacción se acumulará en el núcleo de la estrella. La acumulación de Helio hará que la zona de fusión del hidrógeno se encuentre cada vez más exterior y su superficie, por tanto, sea mayor, con lo que la cantidad de hidrógeno que se fusiona cada segundo será mayor y lo será también la presión ejercida hacia el exterior. Debido a esto, las estrellas que se encuentran en esta fase van creciendo lentamente hasta llegar a un punto en el que el hidrógeno se gasta, lo que provoca un descenso repentino de la energía y de la presión que permite que la estrella comience a colapsar de nuevo.

Una vez ha ocurrido esto, la presión producida por el colapso calentará el núcleo y, si la masa de la estrella es suficientemente elevada, la presión llegará a ser suficiente como para que el helio almacenado en el núcleo comience a fusionarse produciendo carbono (que se almacenará en la capa interior del núcleo), y liberando de nuevo una cantidad de energía suficiente como para detener el colapso. Pero la energía que libera el helio al fusionarse es mayor que la que libera el hidrógeno, por lo que la presión hacia el exterior será ahora mayor que antes, lo que hará que la estrella crezca. Además, el

helio, por lo que las capas exteriores se verán obligadas a expandirse, convirtiendo la estrella en una gigante roja, más brillante y fría que durante su etapa en la secuencia principal.

Durante la fase de gigante roja (en el diagrama de H-R las gigantes rojas son las estrellas que aparecen en la esquina superior derecha) se dan en la estrella pulsaciones y explosiones que hacen que esta pierda parte de su masa, ya que muchas de las capas exteriores son expulsadas hacia el espacio por la radiación que emana del interior de la estrella.

Una vez el helio que contiene la estrella se ha fusionado, la estrella vuelve a colapsar y, si la masa de la estrella es aún bastante grande, la presión producida por el colapso calentará el núcleo de carbono hasta hacer que este comience a fusionarse, la estrella pasaría entonces por otra etapa de combustión como las dos anteriores. Pero las estrellas de masa parecida a la del sol no tienen normalmente masa suficiente como para que el carbono empiece a fusionarse, por lo que, una vez agotado el helio se quedan sin “combustible” y comienzan a colapsar sin que haya presión alguna que las detenga hasta convertirse en una enana blanca que normalmente aparecerá rodeada de una nebulosa planetaria (compuesta por las capas de la estrella que han sido expulsadas en las anteriores explosiones).



Estrella de masa pequeña

Como ya he dicho, cuanto menor es la masa de una estrella, más lentamente quema el hidrógeno de su interior, por lo que viven más años. Las estrellas unas 10 veces más ligeras que el sol tienen una combustión tan lenta, que su etapa en la secuencia principal es incluso mayor que la edad estimada del universo, por lo que no se ha podido observar ninguna en sus fases finales, sin embargo hay teorías sobre su evolución.



Se supone que estas estrellas deberían tener una evolución muy semejante a las estrellas de masa media, excepto que nunca podrían alcanzar la temperatura necesaria para que el helio se fusione, así es que al agotarse el hidrógeno la estrella se enfriaría

pasando a ser una enana marrón hasta convertirse, al cabo de un billón de años, en un a enana negra.

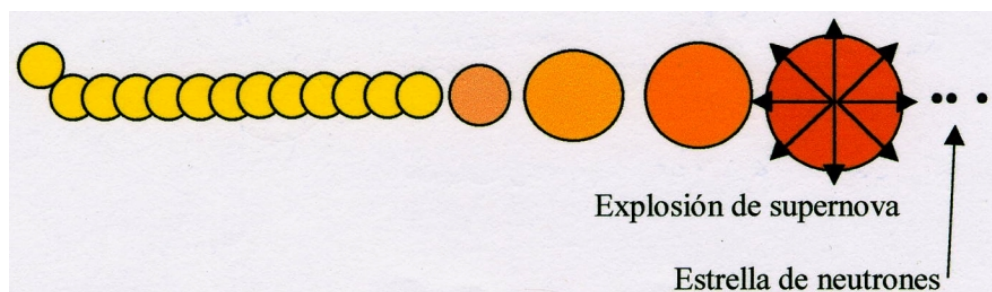
Estrellas de masa mayor

Las estrellas de masa unas 10 o más veces mayor que la del sol son de combustión muy rápida, así es que su vida es mucho más corta, por lo que las encontramos normalmente cerca de las estrellas junto las que se han formado, ya que no les da tiempo a alejarse de ellas en los 30 millones de años (como mucho) que dura su vida.

Al principio, este tipo de estrellas pasan rápidamente a través de las mismas fases que una estrella de masa intermedia, pero debido a su gran cantidad de masa, las temperaturas que se obtienen al colapsar son muy elevadas, lo que les permite, tras haberse agotado el helio, entrar en una fase en la que se las llama “supergigantes rojas”, en la que continúan fusionando carbono en neón, neón en oxígeno, oxígeno en silicio, y finalmente silicio en hierro.

Llegado a este punto, debido a que los elementos más pesados que el hierro desprenden energía por fisión y no por fusión, la estrella se queda repentinamente sin combustible y toda su gran cantidad de masa comienza a colapsar rápidamente, ya que no existe ninguna presión que detenga el colapso en lo que conocemos como una “explosión de supernova”

Al ser la masa muy elevada el colapso es muy violento y la masa de la estrella pasa a ocupar un espacio extremadamente pequeño, para lo cual los electrones degeneran, puesto que la alta densidad les obliga a juntarse más al núcleo, esto es, a permanecer en un nivel de energía menor al mínimo normal. Al ser mucha la presión ejercida por la estrella, los protones y electrones se combinan formando neutrones que, al no repelerse (puesto que no están cargados), pueden ocupar menos espacio, dando como resultado un cuerpo de una densidad extremadamente alta (10^{15} g/cm³) al que llamamos “estrella de neutrones”, que suele tener un radio aproximado de unos 12 km.



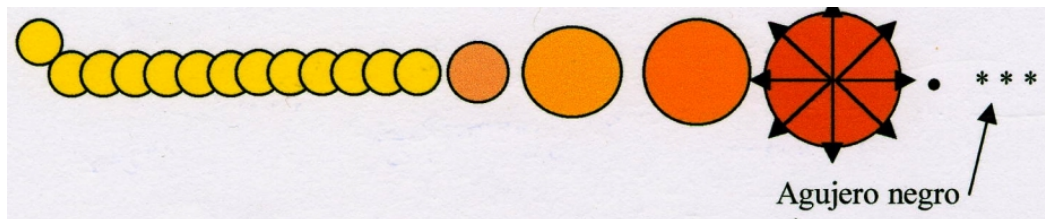
El grado de compresión de la materia de una de estas estrellas origina un campo magnético mil veces mayor que el de una estrella normal (10^8 a 10^{13} Gauss). Dicho campo hace que el gran número de partículas cargadas eléctricamente que expulsa una estrella de neutrones a través de su superficie, al verse obligadas a girar en espiral en el seno de un campo magnético, emitan un haz de energía electromagnética en diferentes formas (ondas de radio, ópticas, ultravioleta, rayos X, rayos gamma).

A una estrella de neutrones que emite un haz tal, la llamamos “pulsar”, puesto que visto desde lejos parece una estrella pulsante, esto es, que parpadea. Este “parpadeo” se debe a que, al no coincidir la dirección del haz con la del eje de giro de la estrella, se da un efecto parecido al del faro que hace que veamos el haz sólo cuando este está dirigido hacia nosotros.



Pero no todas las estrellas de neutrones pueden ser púlsares, puesto que estos van perdiendo energía al expulsar el haz del que hemos hablado, energía que obtiene la estrella reduciendo su velocidad de rotación, así es que sólo aquellas estrellas de neutrones que tengan una velocidad de rotación considerable llegan a convertirse en púlsares. Todos los púlsares son estrellas de neutrones, pero no todas las estrellas de neutrones son púlsares.

Sin embargo, solo las estrellas de masa entre 10 y 30 veces la masa del sol terminan como estrella de neutrones o púlsares. Si su masa supera en 30 a 1 la del sol, esta seguirá colapsando incluso después de formar una estrella de neutrones hasta llegar a formar una agrupación de masa tan grande y densa, que produciría una atracción gravitacional extraordinariamente fuerte, de forma que en un cierto radio alrededor de dicha agrupación, la velocidad mínima necesaria para no ser atraído hacia el centro de la “estrella” superará incluso la velocidad de la luz, formando así lo que hoy en día conocemos como un agujero negro.



Durante esta última fase en la que una estrella pesada pasa de ser una supergigante roja a una estrella de neutrones o un agujero negro, debido a la violencia del colapso, la estrella sufre pulsaciones y explosiones en las cuales son expulsadas algunas de las capas que componían la estrella, formando así una nebulosa a partir de la cual más tarde, pueden formarse otras estrellas a las que llamaríamos “de segunda generación”. Estas son las conocidas “explosiones de supernova” que pueden lograr que, en un momento la estrella llegue a brillar más que la galaxia en la que está.

Se sabe que el sol es una estrella de segunda generación, puesto que se han hallado en su composición elementos más pesados que el helio que no han podido ser producidos por la fusión de elementos más livianos, ya que esta estrella aun se encuentra en la fase de fusión del hidrógeno.

Técnicas e instrumentos utilizados en la exploración del espacio

Hasta ahora hemos hablado de las diferentes teorías sobre la evolución del universo, las galaxias y las estrellas, sobre las velocidades a las que se alejan las unas de nuestro planeta, sobre los elementos que componen las otras y los elementos que se crean en su interior. Pero una pregunta surge ahora sin remedio: ¿cómo ha llegado el hombre a saber tanto sobre objetos que están tan alejados tanto en el espacio, como en el tiempo, si jamás ha salido del sistema solar?

Algunas de las cosas que sabemos sobre las estrellas y el universo, como el movimiento de los planetas y satélites alrededor del sol, pueden deducirse a partir de una observación a simple vista del firmamento. Sin embargo, si queremos conocer más, necesitamos técnicas e instrumentos especiales.

Uno de los primeros instrumentos que se utilizaron y que hoy en día sigue siendo de gran utilidad es el telescopio. El óptico holandés Hans Lippershey fue probablemente el que construyó el primer telescopio (en la primera década del siglo XVII) que luego sería utilizado por Galileo. Este era un telescopio refractor, propenso a la aberración cromática (la producción de franjas de colores falsos en las imágenes y la distorsión del color verdadero), problema que se resolvió combinando lentes de diferentes índices de refracción.

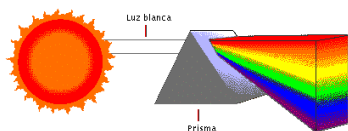
Poco después de la aparición de los telescopios de refracción aparecieron los de reflexión, con los que quedaba por fin resuelto de una vez por todas el problema de la aberración cromática. Poco a poco los telescopios han ido mejorando permitiendo cada vez una mejor observación gracias a la cual se han descubierto muchas estrellas invisibles a simple vista y se ha podido explorar la superficie de algunos planetas.

En este último siglo XX se han construido telescopios de cada vez mayores, con los cuales se han llevado a cabo estudios que revelan la estructura de las enormes y distantes agrupamientos de estrellas a las que llamamos galaxias e incluso de cúmulos de galaxias.

Como vemos, la observación (ya sea a simple vista o con un aparato que nos acerque lo que no podemos ver debido a la distancia) nos ha aportado una gran cantidad de información. Sin embargo, existen ciertas propiedades de las estrellas y galaxias que es imposible determinar a simple vista, como la composición de una estrella, la composición de un gas que esté en una región concreta del espacio, la velocidad a la que una galaxia se aleja de nosotros...

Estos datos podemos obtenerlos a partir del estudio del espectro de la estrella o galaxia en cuestión, ya que cada estrella emite energía en forma de luz visible, de rayos infrarrojos, ultravioletas e incluso ondas de radio y rayos X. Esta energía se

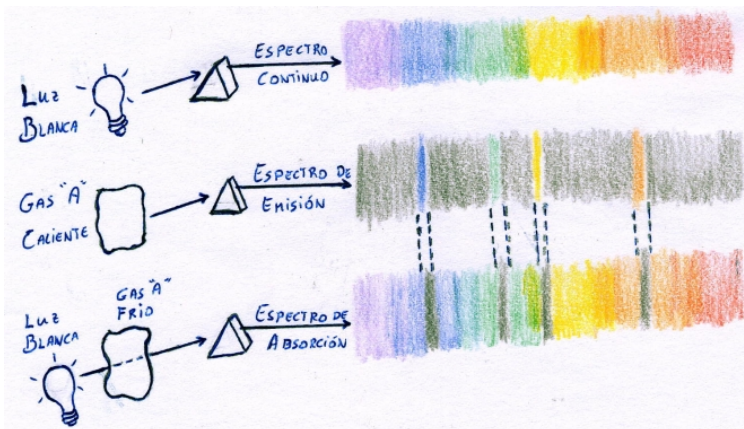
expande en todas direcciones viajando a través del universo hasta llegar a nosotros que la fraccionamos para poder estudiarla.



Existen diferentes métodos para fraccionar la luz que nos llega en un espectro, como el de utilizar un prisma triangular de vidrio, aunque hoy en día se utiliza más un dispositivo llamado “rejilla de difracción”, que se incorpora en aparatos como los espectroscopios (si son utilizados para mirar a través de él) o espectrógrafos (si el espectro es registrado fotográficamente o por algún método distinto del ojo).

Se sabía desde hace tiempo que distintos elementos químicos emitían su propio y característico color de radiación, o líneas, cuando se los calentaba en estado gaseoso, pero fue Isaac Newton el primero en darse cuenta de que los colores producidos cuando un haz de luz blanca pasa a través de un prisma son una propiedad de la luz misma y no algo producido por el vidrio del prisma. Este logro tendría consecuencias de gran alcance en la física y especialmente en el conocimiento del universo, pero para ello debíamos primero comprender la relación entre las líneas del espectro y la estructura de los átomos y moléculas y su capacidad de emitir y absorber luz u otros tipos de radiación.

Si estudiamos un haz de luz blanca, obtendremos un espectro continuo, es decir, veremos todos los colores, desde el violeta hasta el rojo, sin ninguna interrupción. Si, por el contrario, estudiamos el espectro que emite un elemento “A” en estado gaseoso y caliente, lo que obtendremos serán una serie de franjas de diferentes colores que están relacionadas con los niveles de energía del elemento en cuestión.



Si lo que estamos estudiando es el espectro que se obtiene a partir de un haz de luz blanca que ha atravesado un gas frío (formado por el mismo elemento “A”), el espectro que obtendremos será el que resultaría de sustraerle al espectro de luz blanca aquellas longitudes de onda (cada color tiene su propia longitud de onda) que emitía dicho gas. Esto se debe a que el gas frío tiende a absorber energía y, al ser irradiado por una onda electromagnética absorbe aquellas longitudes de onda que le aportan la energía necesaria para que los electrones de los átomos de dicho gas pasen a un nivel de energía superior. Que coinciden con las longitudes de onda que emite ese mismo gas caliente al pasar sus electrones a niveles de energía inferior.

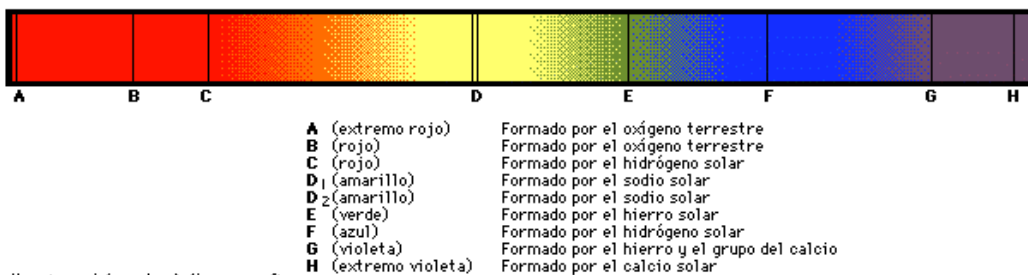
Cada elemento tiene un espectro de emisión y de absorción característico, así es que, si conocemos el espectro de un elemento y nos encontramos con que, al fraccionar la luz que nos llega de una estrella obtenemos un espectro continuo al que

el elemento en cuestión forma parte de dicha estrella. El hecho de que al espectro de la estrella le “falten” las longitudes de onda correspondientes al espectro de un elemento se debe a que la energía que irradia la estrella desde sus capas más interiores ha sido absorbida en parte por el elemento que se encuentra en las capas superiores (y, por tanto, está más frío).

El calcular en qué cantidad se encuentra cada elemento es ya más difícil de saber, pero se ha logrado determinar en varios cientos de las estrellas más brillantes y en bastantes objetos astronómicos diferentes. Gracias a estos estudios sabemos que el hidrógeno es con mucho el elemento más común en el universo y que puede ser usado como “materia prima” para fabricar todos los elementos más pesados mediante las reacciones de fusión que ocurren en el interior de las estrellas.

También podemos determinar mediante la misma técnica (espectroscopia) si en el espacio entre una estrella y la tierra existe algún tipo de gas. Si lo existe, este gas absorberá la radiación de la estrella solamente en las longitudes de onda que le corresponden a su espectro característico, por tanto, podremos determinar de qué gas se trata.

Para diferenciar si el gas que hemos detectado está en la estrella o en el espacio intermedio entre esta y nosotros no tenemos más que fijarnos en el corrimiento del espectro, puesto que el espectro de la estrella aparecerá desplazado hacia el rojo (como se explica bajo estas líneas) al igual que el de cualquier gas perteneciente a esta (y que, por tanto se aleja de nosotros a la misma velocidad que la estrella) mientras que el espectro de un gas que se encuentre en el “camino” de la radiación emitida por la estrella no sufrirá desplazamiento alguno hacia el rojo.



Espectro solar

En 1802 William H. Wollaston observó por vez primera las líneas oscuras que aparecían en el espectro del sol. Más tarde, estas líneas fueron descritas detalladamente por Joseph von Fraunhofer (quien llegó a contar 576 de las 25000 líneas del espectro solar) que asignó a cada una de las líneas más destacadas una letra para identificarla.

Mediante un espectrógrafo podemos también determinar la velocidad a la que una estrella o una galaxia se mueve con relación a nosotros gracias al denominado “efecto Doppler”.

Efecto Doppler



La longitud de onda de una onda dada es igual a la velocidad de dicha onda entre la frecuencia de la misma. $\lambda = v / f$

Cuando un foco de ondas se mueve acercándose a un punto, la longitud de la onda (λ') será igual a la longitud de la onda original (λ), menos la velocidad que lleve el foco (v_{foco}) entre la frecuencia de la onda.

$$\lambda' = \lambda - (v_{foco} / f) \rightarrow \lambda' = (v / f) - (v_{foco} / f) \rightarrow \lambda' = (v - v_{foco}) / f$$

Cuando el foco se está alejando de nosotros percibimos precisamente lo contrario, que las longitudes de onda aumentan, ya que la onda que nos llega tendrá una longitud que será igual a la longitud de onda original, más la velocidad del foco entre la frecuencia.

$$\lambda' = \lambda + (v_{foco} / f) \rightarrow \lambda' = (v / f) + (v_{foco} / f) \rightarrow \lambda' = (v + v_{foco}) / f$$

Como ya hemos dicho, las estrellas emiten una serie de radiaciones electromagnéticas que, tras recorrer la larga distancia que las separa de la tierra, llegan a nosotros con unas determinadas longitudes de onda. Si una estrella se está alejando de nosotros, las radiaciones que esta emite nos llegarán con unas longitudes de onda mayores de las que emitió originalmente, así es que el espectro lo hallaremos desplazado hacia el rojo (el rojo es el color con menor longitud de onda).

De este modo, si conocemos el espectro de un elemento y lo hallamos en una estrella pero desplazado hacia el rojo, calculando la diferencia entre la longitud de onda a la que se debería encontrar cada franja y la longitud a la que se encuentra podremos calcular la velocidad a la que la estrella en cuestión se aleja de nosotros.

La espectroscopia puede servirnos también para detectar ciertos sistemas binarios (dos estrellas que giran la una alrededor de la otra y, vistos desde lejos pueden parecer una sola) que no pueden ser identificados a simple vista ni con un telescopio (a los que sí pueden serlo se les denomina sistemas “binarios visuales”), pero sí mediante un estudio de su espectro, a los que llamamos sistemas “binarios espectroscópicos”.

Las estrellas binarias espectroscópicas muestran la superposición de dos espectros que se mueven periódicamente hacia el rojo y hacia el azul de manera que, mientras uno de ellos sufre un corrimiento hacia el rojo (se está alejando de nosotros) el otro lo sufre hacia el azul (se está acercando). El que, mientras una se aleja, la otra se acerque, se debe al hecho de que ambas giren alrededor de un centro de masas común.

No en todas las binarias espectroscópicas se ven ambos espectros

ve uno de los espectros, por lo que puede parecer una estrella simple. Pero su espectro se diferencia de las estrellas que están solas en que presenta corrimientos periódicos ya que, el hecho de que la otra estrella no sea brillante no implica el que no ejerza sobre la estrella que vemos una atracción gravitatoria que la haga alejarse y acercarse periódicamente de nosotros.

Los desplazamientos periódicos en los espectros de una binaria espectroscópica reflejan la velocidad de cada estrella alrededor del centro de masa del sistema, pero únicamente la componente de velocidad en la dirección de nuestra visual (velocidad radial). Cuando el movimiento es perpendicular a nosotros, no se presenta el efecto Doppler de la luz y la velocidad radial es cero. Cuando el movimiento es paralelo a nosotros, la velocidad radial es máxima.

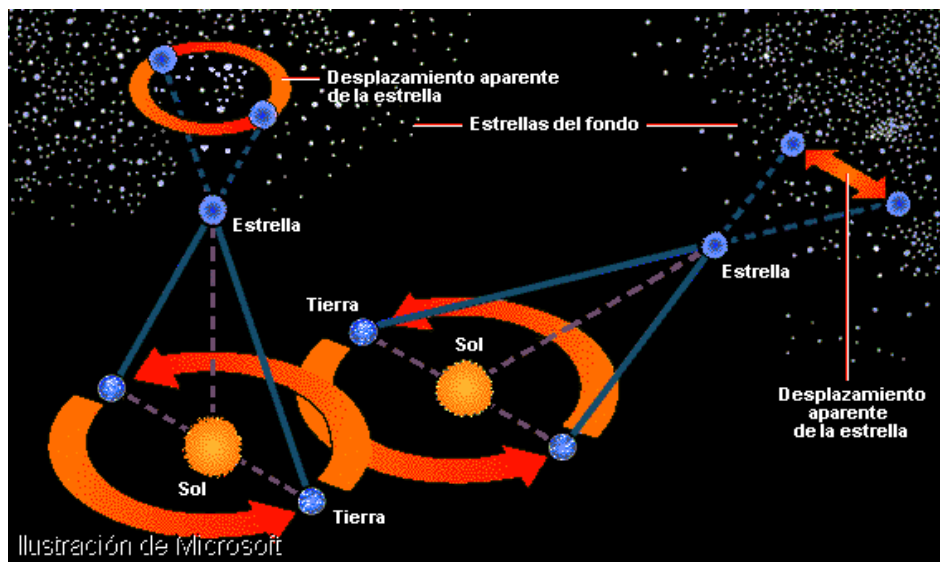
Existe una relación entre el corrimiento del espectro ($\Delta\lambda$) y la velocidad radial (v) que viene dada por la siguiente ecuación (debemos tener en cuenta que esta ecuación es una aproximación que sólo podemos utilizarla cuando la velocidad radial es mucho menor que la de la luz):

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = v / c$$

La espectroscopia puede servirnos también para llegar a determinar la edad del universo mediante la constante de Hubble, pero para ello debemos también conocer la distancia a la que se halla la estrella o la galaxia que estamos estudiando, y eso es ya más complicado.

Para determinar la distancia a una estrella existen diferentes técnicas:

El método de Paralaje:



Este método sirve solamente para medir la distancia desde la tierra a estrellas que se encuentran relativamente cerca (como mucho a 100 parsec) y se basa en el hecho de que al moverse la tierra vemos cómo las estrellas que se encuentran relativamente cerca se desplazan en comparación con el fondo de estrellas más lejanas.

Si sacamos una fotografía de las estrellas y a los seis meses (cuando la tierra se

obtuvimos la primera fotografía) sacamos otra, al compararlas veremos cómo ciertas estrellas se encuentran desplazadas mientras que otras permanecen en el mismo lugar prácticamente.

Midiendo el desplazamiento aparente de la estrella respecto del fondo de estrellas podemos llegar a medir el ángulo (θ) con el cual vemos el desplazamiento la estrella desde la tierra (en el dibujo el ángulo comprendido entre las líneas azules continuas, que es igual al comprendido entre las líneas azules discontinuas). La mitad de este ángulo ($\theta/2$) es lo que llamamos el ángulo de “paralaje” o “la paralaje”. Mediante la paralaje podemos calcular la distancia de la estrella al sol (d) sabiendo que la distancia del sol a la tierra es de una unidad astronómica (u.a.) y aproximando que, al ser la distancia de la estrella al sol mucho mayor que la del sol a la tierra, el arco de la sección de circunferencia (con centro en la estrella) comprendido entre el sol y la tierra es igual a la cuerda que corta la circunferencia en estos dos puntos.

$$\text{arco} = \theta \cdot \text{radio} \rightarrow 1 \text{ u.a.} = \theta \cdot d \rightarrow d = 1 \text{ u.a.} / \theta$$

La distancia (d) la obtenemos en una unidad de medida llamada parsec que equivale a 3.26 años luz. Un parsec es la distancia a una estrella cuyo paralaje (θ) es de 1".

La primera determinación de una paralaje fue realizada en 1838, para la estrella 61 Cisne, hallándose el valor de 0,3". La estrella más cercana al Sol, que es más pequeña que éste, se denomina Próxima Centauro y su paralaje es de 0,76".

Paralaje espectroscópica:

Para comprender cómo se utiliza este método debemos conocer primero algunas magnitudes y relaciones estelares:

Llamamos “brillo” (b) de una estrella a la intensidad de la radiación que llega a la tierra procedente de dicha estrella, que depende de la distancia a la que esta se encuentra de nosotros.

“Luminosidad” (L) de una estrella es la cantidad de energía que esta emite en unidad de tiempo (sin que influya para nada la distancia a la que se encuentra la estrella) que viene dada por la siguiente relación:

$$L = 4 \pi R^2 T^4$$

Pero, como no conocemos el radio de las estrellas (sí lo conocemos, pero lo obtenemos a partir de esta ecuación, así es que no podemos obtener mediante la misma el valor de la luminosidad), calculamos la luminosidad utilizando la siguiente relación:

$$b = L / (4 \pi d^2)$$

La “magnitud relativa” (m) es una medida logarítmica del brillo (una diferencia de 5 unidades en la magnitud supone un brillo 100 veces mayor) que viene dada por:

$$m = -2.5 \log(\text{brillo}) + X \quad (\text{donde } X \text{ depende de las unidades utilizadas para expresar la distancia})$$

La magnitud absoluta (M) es el valor que tendría la magnitud relativa a una distancia de 10 parsec.

Podemos estimar la distancia a la que se encuentra una estrella comparando su magnitud relativa con la de otra cuya distancia hayamos determinado por el método de

espectral que la que queremos estudiar y podamos, por tanto, suponer que su luminosidad será la misma.

Método de las Cefeidas variables

Las cefeidas son estrellas de brillo variable cuyo período de variación es regular y está relacionado con su luminosidad. A mayor período, mayor luminosidad (es decir, las más brillantes tardan más en cumplir un ciclo completo). De modo que, si uno observa el brillo de estas estrellas y determina en cuántas horas o días se repite el ciclo, conoce el período y puede deducir la luminosidad o brillo real de la estrella.

Ahora bien, lo que observamos de la estrella no es su luminosidad (las cefeidas son bastantes más luminosas que el Sol), si no su brillo aparente, disminuido por la distancia. Entonces, comparando el brillo aparente (que podemos medir a ojo), con la luminosidad o brillo real (que medimos a través del período), podemos calcular la distancia.

Como a menudo se encuentran en cúmulos de estrellas y en galaxias cercanas, el medir la distancia a estas estrellas nos ha permitido saber a qué distancia se encuentran estas galaxias o cúmulos, lo que ha supuesto un gran avance para la astronomía, ya que nos hemos podido hacer una idea de la enorme escala de distancias del universo.

Ecuación de Hubble

Para medir la distancia a la que se encuentran algunas galaxias muy lejanas se utiliza también la ecuación de Hubble ($V = H \cdot d$), de la que ya hemos hablado, pero este método no da una distancia exacta, sino aproximada, y con mucho margen de error, ya que, aunque la velocidad la podemos calcular mediante la espectroscopia, no conocemos con exactitud la constante de Hubble (H).

Conclusión

Como vemos, el conocimiento que el hombre tiene sobre el universo y las estrellas ha ido evolucionando a lo largo de la historia y, en estos últimos siglos, especialmente rápido.

Hoy en día podemos creer que por fin sabemos a ciencia cierta cómo es el universo (no lo conocemos todo, pero podemos pensar que lo que conocemos es lo cierto), pero debemos tener cuidado, puesto que todavía hay muchas cosas que no tienen una explicación y otras que nos es imposible demostrar que son realmente como nosotros lo imaginamos. Los avances más importantes, además, se han debido casi siempre a cambios de paradigmas radicales que han mudado totalmente la forma de ver el universo, como el cambio de modelo que se dio del de Ptolomeo al de Copérnico o el gran avance que supuso la idea de un universo en expansión.

Así es que puede que un día surja una nueva teoría que se oponga a la actual y que explique mejor los sucesos que observamos en el universo y no debemos estar cerrados a ella, puesto que lo que estamos buscando no es una verdad absoluta en la que creer, sino una explicación para aquello que observamos a nuestro alrededor.

¿Y quién nos dice, además, que todo lo que observamos existe en realidad y no está solamente en nuestra mente?

Bibliografía

- Enciclopedia “Encarta ’97”
- “Apuntes de astrofísica” Departamento de Física y Química del I.E.S. Usandizaga-Peñaflorida-Amara B.H.I.

Páginas web visitadas:

- <http://www.civilia.com/chile/astrocosmo>
- <http://www.feinstein.com>
- <http://www.earg.gov.ar>
- <http://www.arval.org.ve>
- <http://www.cica.es/aliens/dfamnus/cursos/astrofísica>
- <http://www.geocities.com/astronomiasur/>
- <http://www.inaoep.mx/Coordinaciones/astrofísica.html>
- <http://www.iac.es>

Índice

Contenido	página
Introducción	1
Modelos de universo en la antigüedad	2
Teorías modernas sobre el origen del universo y su evolución	6
Técnicas e instrumentos utilizados en la exploración del espacio	19
Conclusión	26
Bibliografía	27
Índice	28