

# EVOLUCIÓN ESTELAR-1.

(Rafael González Farfán)

## 1. Características de las estrellas.

- CLASIFICACIÓN.

La clasificación estelar se inicia estudiando las características del mayor número de estrellas posibles, luego se seleccionan algunas de estas características y se establece un sistema de clasificación usándolas como base. El paso más importante está en seleccionar las características correctas, de modo que el resultado tenga sentido. Posteriormente, se usarán esas características para establecer un orden sistemático y establecer una primera clasificación grupal. Cada grupo puede examinarse de nuevo, en base a otras características, y establecer subdivisiones, repitiendo, de nuevo, el proceso hasta agotar las características significativas de que se disponga. Con todo, siempre se encuentran elementos que NO se ajustan de modo satisfactorio a ningún grupo, convirtiéndose en indicativo para profundizar en el estudio.

En el caso particular de la clasificación estelar, un elemento a tener presente es la **evolución estelar**, tanto a nivel individual como de grupo.

- CARACTERÍSTICAS ESTELARES.

### Brillo y distancia

Es evidente que no todas las estrellas poseen el mismo brillo, aunque éste no puede medirse directamente, ya que *depende no sólo de las propiedades intrínsecas de la estrella, sino también de la distancia al observador*. Por tanto, para conocer el brillo real de las estrellas, necesitamos saber a qué distancia están. Las distancias estelares o a grupos de estrellas es un aspecto fundamental en la Astronomía.

Básicamente, en primera aproximación, hay dos formas de medir las distancias en Astronomía. La primera es *el método del paralaje*, consistente en evaluar la variación del ángulo de observación de una estrella conforme la Tierra se traslada a lo largo de su órbita<sup>1</sup>. Así, por ejemplo, para la estrella Sirio, el paralaje correspondiente es de 0,377 segundos, lo que le calcula una distancia de 2,65 parsec. Este método, sin embargo, sólo es válido para distancias estelares inferiores a los 200 años luz, ya que para esos valores, el ángulo de paralaje es inexistente.

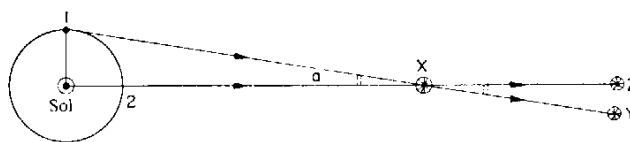


FIG. 1. Paralaje estelar. Cuando la Tierra se mueve desde el punto 1 hasta el punto 2 en su órbita alrededor del Sol, la estrella X parece desplazarse desde un punto en frente de la estrella Y hasta estar en frente de la estrella Z. El ángulo "a" es la paralaje de la estrella X

Otro inconveniente añadido al método del paralaje está en el hecho de que son numerosas las estrellas que presentan "movimiento propio", esto es, que no permanecen fijas a lo largo del tiempo. Tal vez, el caso más destacado sea la denominada "*estrella de Barnard*" que posee un movimiento propio de 10.25 " por año.

El otro método es para estrellas situadas a distancias superiores a los 200 años luz, y es conocido con el nombre de "*método de las cefeidas*"

Antes de hablar de este método, es preciso definir y aclarar conceptos como los de *iluminación, luminosidad, brillo y magnitudes relativas y absolutas* de las estrellas.

Uno de los conceptos más fundamentales en fotometría es el de **FLUJO** ( $\Phi$ ), a una distancia  $r$ , como la energía que cruza una superficie situada en esa posición (como por ejemplo el orificio de entrada a un telescopio), en un

<sup>1</sup> El valor de la distancia  $d$  sería  $d = R \cdot 360 / 2\pi \alpha$

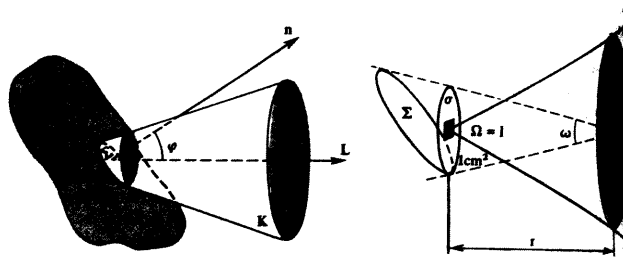
tiempo determinado. Al flujo luminoso que incide sobre una superficie de  $1 \text{ cm}^2$  se lo denomina ILUMINACIÓN de esa superficie:

$$E = \Phi/S$$

El concepto de iluminación es un concepto astrofísico muy importante, puesto que prácticamente es esta magnitud la que puede ser medida en las observaciones, pues el aparato fotosensible reacciona ante la cantidad de energía luminosa que pasa previamente a través de su orificio de entrada cuya superficie es conocida y constante.

Se llama LUMINOSIDAD de una fuente de radiación, a toda la energía que pasa en la unidad de tiempo a través de una superficie cerrada que rodea dicha fuente<sup>2</sup>.

La radiación de la superficie luminosa en una dirección dada se caracteriza por el brillo. Se denomina BRILLO al flujo de radiación que pasa a través de una superficie unitaria perpendicular a la dirección dada y contigua a la superficie irradiante y que está comprendido en el interior de un ángulo sólido unitario en la misma dirección.



En el elemento de superficie luminosa  $\Sigma$  irradia el flujo  $\Phi$  en el interior del cono K con ángulo sólido  $\Omega$ , cuyo eje L forma un ángulo  $\varphi$  con la normal n a  $\Sigma$ . Entonces, ese flujo pasará también por la superficie  $\sigma = \Sigma \cdot \cos \varphi$ ,

$$B = \frac{\Phi}{\Omega \Sigma \cos \varphi}$$

Hay una relación importante entre iluminación, creada por una superficie luminosa en el lugar dado, sus dimensiones y el brillo. Supongamos que observamos el objeto  $\Sigma$ , que está a una distancia r y se proyecta sobre la esfera celeste en la superficie  $\sigma$ . Sea su brillo igual a B. Según la definición de brillo, esto significa que el flujo luminoso en el interior del cono con ángulo sólido  $\Omega = 1$ , creado por la superficie unitaria  $\sigma$  en dirección de la normal, numéricamente es igual a B. El flujo de todo el objeto en el interior del mismo cono se obtiene multiplicando el brillo B por el área de la proyección  $\sigma$ , o sea:  $\Phi = B \cdot \sigma$ . En el lugar de observación todo este flujo  $B\sigma$  se distribuirá por la superficie  $S = \Omega r^2 = r^2$ . Por tanto, la iluminación observada es

$$E = \frac{B\sigma}{S} = \frac{B\sigma}{r^2}$$

Pero  $\sigma/r^2 = \omega =$  ángulo sólido bajo el que se ve el cielo. Por tanto  $E = B \cdot \omega$

De ahí que la iluminación máxima originada por cierto objeto en el lugar de observación, es igual al brillo medio de éste multiplicado por el ángulo sólido bajo el cual se ve el objeto en el cielo. Esta deducción ofrece un método simple de determinación del brillo de los objetos extendidos con ayuda del telescopio y un receptor de radiación.

Desde los tiempos de *Hiparcos* (120 aC) se viene usando un sistema de clasificación de las estrellas en orden a su brillo. Inicialmente, Hiparcos, las clasificaba haciendo uso de lo que él denominó **magnitud**, atribuyendo valores de 1 a 6 según el brillo observado de las estrellas; de modo que dos estrellas que se diferenciaban un grado de magnitud, se diferenciaban 2,5 veces en su brillo. Actualmente se sigue con la misma notación (algo más refinada) para hablar de la *magnitud visual de las estrellas* como (por definición) el logaritmo, tomado con signo negativo, en base 2,512 de la iluminación, originada por el objeto dado en la superficie perpendicular a los rayos.

<sup>2</sup> El flujo de radiación (igual que la iluminación) pueden caracterizar la radiación en todo el espectro o en una parte de éste. Si esa parte es muy estrecha, el flujo y la iluminación se denominan monocromáticos, y en esos casos, el flujo ha de estar referido al intervalo de frecuencias o longitudes de onda. Así, si el flujo general, podremos medirlo en  $\text{W}/\text{m}^2$ , el monocromático podrá ser medido, por ejemplo en  $\text{W}/(\text{m}^2 \cdot \text{Hz})$ . En radioastronomía se suele usar el jansky como unidad de flujo de radiación:  $1 \text{ jansky} = 10^{-26} \text{ W}/(\text{m}^2 \cdot \text{Hz})$

De esta definición, se deduce que para dos estrellas, que originan iluminación  $E_1$  y  $E_2$ , la diferencia de magnitudes  $m_1 - m_2$  puede ponerse como:

$$m_1 - m_2 = -\log_{2,512} E_1/E_2 \Rightarrow E_1/E_2 = 2,512^{-(m_1-m_2)}$$

y en logartimos decimales:

$$\log(E_1/E_2) = -0,4(m_1-m_2) \Rightarrow (m_1-m_2) = -2,5 \cdot \log(E_1/E_2)$$

El valor de  $m_2 = 0$  se obtendrá si se toma como unidad la iluminación de la segunda estrella

Hay que notar que la magnitud visual decrece con la cantidad de flujo recibido; esto es, las estrellas más brillantes, poseen menores magnitudes visuales.

La magnitud absoluta, por definición, es aquella que presentan las estrellas si se midieran todas a 10 parsecs de distancia. Por tanto, si una estrella situada a  $r$  parsec presenta una magnitud visual  $m$ , su magnitud absoluta sería la que tendría a una distancia de 10 parsec. Usando las anteriores ecuaciones:

$$0,4(m-M) = \log(E_0/E)$$

donde  $E$  y  $E_0$  son las iluminaciones de las estrellas desde las distancias  $r$  y 10 parsecs. Ya que las iluminaciones son inversamente proporcionales a los cuadrados de las distancias,

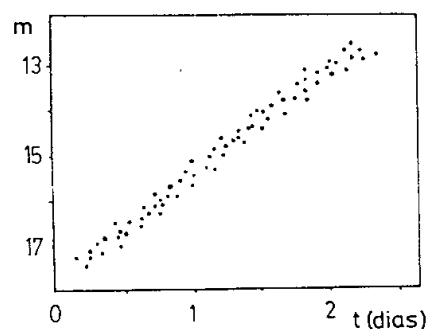
$$(E_0/E) = (r^2/100) \Rightarrow 0,4(m-M) = 2\log r - 2 \Rightarrow M = m + 5 - 5\log D$$

Por lo tanto, para conocer qué magnitud absoluta tiene una estrella, debe conocerse la distancia que nos separa a ellas y su magnitud visual.

El problema es que las estrellas situadas en otras galaxias no presentan paralaje y no es posible medir directamente la distancia a ellas. Es por ello que se utiliza el método de las cefeidas, que nos relaciona su periodo y magnitud, con lo que también podemos deducir su lejanía.

$\delta$  Cephei es una estrella de la constelación de Cepheo que no presenta un brillo constante, a pesar de que se sabe que no forma parte de ningún sistema binario; esto es, se dice que la estrella “pulsas”<sup>3</sup>. Como resultado de la pulsación, varía su temperatura superficial, lo que trae consigo una variación de su magnitud absoluta. Las pulsaciones de esta estrella son periódicas dando nombre a todo un grupo más extenso de estrellas de este tipo, de periodos de pulsación entre 1 y 50 días.

En 1912 *Henrietta Leavitt*, al estudiar las cefeidas de la Pequeña Nube de Magallanes, obtuvo una distribución para las magnitudes aparentes ( $m$ ) y el periodo ( $t$ ) de éstas similar a la de la figura (en realidad, fue una relación entre la luminosidad y el periodo). Del hecho de que todas las estrellas examinadas pertenecían a un mismo sistema se deducía que prácticamente, las distancias hasta las mismas eran iguales. Por esta razón, la dependencia observada resultó ser, simultáneamente la dependencia entre el periodo y la magnitud estelar absoluta  $M$  (o luminosidad) para las cefeidas. De ella, se deduce que las cefeidas más brillantes son las que poseen el periodo más largo, existiendo, además, una correlación entre estas magnitudes.



<sup>3</sup> Los motivos por los que pulsas estas estrellas fueron descritos por A. Eddington en 1926. En esencia la pulsación se debe al cambio que sufre una gigante roja, de unas 7 masas solares, en las capas superficiales. Cuando llega a un estado, en su evolución, en el que la temperatura superficial es de unos 5300°, la temperatura de la estrella, al comprimirse, es menos transparente a la radiación que al dilatarse. Entonces, si la estrella se contrae por efecto de su gravedad, la radiación tiene dificultad en salir al exterior por lo que la cefeida se calentará y, por lo tanto, se hinchará. Esto provoca una expansión y el consiguiente aumento de transparencia de la estrella a la radiación por lo que ésta se enfriará y contraerá reiniciándose el ciclo.

Desgraciadamente, en 1912 no se conocían distancias a ninguna cefeida, pues por entonces sólo se usaba el método del paralaje, siendo inaplicable a esas cefeidas de la nube pequeña de Magallanes. Henrietta Leavitt fue capaz de observar la relación luminosidad-periodo en esa nube, no porque conociera su distancia, sino porque dentro de ésta las distancias no importaban. Dentro de la Nube, el brillo era proporcional a la luminosidad, y de ahí dar el salto a la relación magnitud visual-periodo.

La gráfica de Leavitt, mostraba el periodo que debía tener una cefeida en cualquier magnitud (absoluta), y por lo tanto, qué magnitud debería tener una cefeida con un periodo dado. De esta manera, si las cefeidas se comportaban de la misma manera en todos lados, podía obtenerse una escala relativa de distancias. Por ejemplo, si se descubría que dos cefeidas poseían periodos idénticos, ambas tendrían igual magnitud absoluta. Si la cefeida A se mostraba 4 veces más brillante que la B, esto significaba que ésta última se encontraba 2 veces más lejos. Faltaba, por último encontrar sólo la distancia a una de esas cefeidas para que la escala dejara de ser relativa.

Encontrar la distancia a una de esas cefeidas vino del *estudio de los movimientos propios* de algunas estrellas. En general, el movimiento propio de las estrellas puede descomponerse en dos componentes: una componente radial (en la misma dirección que la visual) y otra transversal (perpendicular a la anterior). Ambos componentes se miden de formas distintas: la radial se refleja en el espectro de la estrella en virtud del efecto Doppler, midiendo la magnitud del desplazamiento de las líneas espectrales. La otra componente no se manifiesta en el espectro, pero sí en un desplazamiento en la bóveda celeste, y por tanto, medibles en segundos de arco. Calcular la velocidad transversal requiere, por tanto, conocer la distancia a la estrella.

Para el caso de las cefeidas, este asunto se aborda desde el punto de vista estadístico, en el sentido de que se admite que en promedio, las componentes radial y transversal son iguales, con lo que la determinación de la componente radial por método espectral, calcula, también la transversal, al admitirse igual. De este modo es posible calcular la distancia.

Para una cefeida en concreto, este método puede conducir a resultados disparatados, pues en ese caso particular, puede suceder que una de las componentes de la velocidad sea muy diferente de la otra, de ahí que se tomen en el estudio un cierto número de cefeidas (de un mismo cúmulo o galaxia) con igual periodo. Este fue el método usado por E. Hertzsprung en 1913, y posteriormente se vería mejorado y ampliado por Shapley.

### **Temperaturas superficiales, colores y espectros de las estrellas.**

Hay que tener presente que gran parte de la energía que emiten las estrellas cae en la zona NO visible del espectro (Rayos X, ultravioleta, etc...) Por ello, para poder hablar de la energía emitida por la estrella hay que medir también ese tipo de radiación. La magnitud *bolométrica* recoge, precisamente este hecho: es la magnitud que corresponde a la energía total radiada por la estrella, y no sólo la parte correspondiente al visible. La diferencia entre la magnitud bolométrica ( $M_{bol}$ ) y la magnitud visual ( $M_v$ ), se denomina *corrección bolométrica* (BC)

$$BC = M_{bol} - M_v$$

La BC puede calcularse teóricamente, sin necesidad de realizar medidas fuera de la atmósfera.

Al igual que el atizador va cambiando de color conforme se va calentando, tomando tonos blancos y blancoazulados conforme sube la temperatura, las diferencias de color observadas al telescopio en las estrellas, es indicativo de la temperatura superficial en las mismas. Las estrellas que se nos muestran azules o blancas, les corresponden temperaturas superficiales altas, mientras que a las rojizas, les corresponden temperaturas bajas.

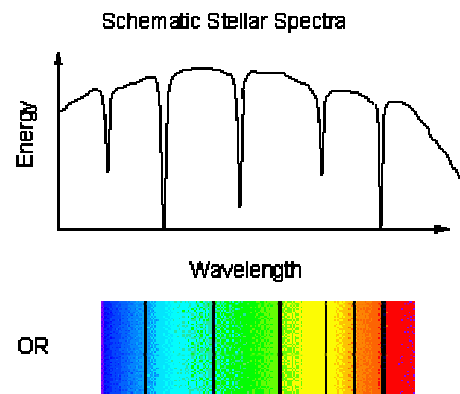
Los colores de las estrellas se determinan con el uso de filtros de colores en su observación (rojo y azul fundamentalmente). Hoy en día se hace con detectores fotoeléctricos.

Otro método para obtener la temperatura está basado en *el espectro de la luz* estelar. Normalmente, el espectro de la estrella forma una banda coloreada que, examinada con detalle, muestra gran número de rayas negras que la cruzan. Tales líneas negras están relacionadas con ausencia de determinadas longitudes de onda.

Las líneas de un espectro estelar están relacionadas con transiciones electrónicas de los átomos que forman la estrella, pudiendo ser líneas correspondientes a emisión o a absorción de energía en el tránsito electrónico. De

este modo, cuando la radiación del interior de la estrella fluye hacia el exterior a través de la superficie estelar, los átomos de la región superficial absorben parte del flujo, y esto produce rayas negras de absorción en el espectro.

La capacidad de un átomo de absorber luz depende de la temperatura del medio en el que se encuentra, existiendo una determinada temperatura para la cual la absorción es la más eficaz (a mayores temperaturas, puede provocarse la ionización, y a menores, puede conseguirse NO excitar lo suficiente a los átomos para provocar las transiciones. De este modo, estudiando las líneas del espectro puede determinarse la temperatura superficial de la estrella mediante la conocida ley de Wien ( $\lambda_{\max} \cdot T = 2,9 \cdot 10^{-3}$ ) y establecer una clasificación estelar en base a estos resultados. Una de las clasificaciones más conocidas es la denominada "clasificación de Harvard"<sup>4</sup>:



A, B = con acentuadas líneas de hidrógeno en el espectro.

F, G = con marcadas líneas correspondiente a metales. (El sol es una estrella tipo G)

K, M = con líneas espectrales correspondientes a moléculas.

Clasificación de Harvard	O	B	A	F	G	K	M
Intervalo de temperatura °C	50000-25000	25000-11000	11000-7500	7500-6000	6000-5000	5000-3500	3500

O = con líneas de Helio.

De todos modos, cada clase espectral puede subdividirse en otras clases menores denotadas con números que van del 0 al 9. De esta manera, se inician en el O0 y terminan con la M9, dando un total de unas 70 clases distintas.

Una estrella se comporta como un cuerpo negro, por lo que el flujo de energía cumple la ley de Stefan-Boltzman:  $\Phi = \sigma \cdot T^4$  De este modo, la luminosidad de la estrella vendrá dada por:

$$L = 4\pi r^2 \cdot \sigma \cdot T^4$$

Lo que significa que si conseguimos medir la luminosidad de la estrella y su temperatura, podremos conocer su radio, y por tanto, densidades.

### Tamaños de las estrellas.

Es éste uno de los parámetros más difíciles de determinar. Un método útil para ello consiste en examinar las estrellas dobles eclipsantes (en rotación respecto del centro de masas común) cuyas órbitas se vean de lado desde la Tierra, de modo que al ir pasando una estrella frente a otra, se van produciendo alteraciones de brillo. La duración de cada eclipse depende de los tamaños relativos de las estrellas y de la velocidad con que se mueven en la órbita. En cualquier caso el análisis de la situación de estas binarias eclipsantes se hace espectroscópicamente interpretando las líneas espectrales con ayuda del efecto Doppler.

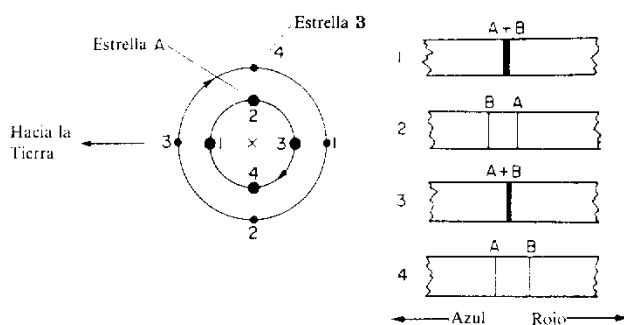


FIG. 5. Efecto Doppler en una binaria eclipsante

De este modo, las líneas del espectro de cada componente del par se irán desplazando desde los extremos azules a los rojos del espectro (de modo alternativo) según que se estén alejando o acercando respecto a nosotros (ver figura) La amplitud en la oscilación de las líneas del espectro depende de las velocidades

<sup>4</sup> Oh Be A Fine Girl Kess Me

relativas de las estrellas. De este modo, cuanto mayor sea la velocidad relativa de las estrellas, tanto mayor será la oscilación de sus líneas espectrales. Esto significa, que si medimos la amplitud de la oscilación, podremos determinar las velocidades de las estrellas. Si además medimos el tiempo de duración de los eclipses, se puede calcular el tamaño de las estrellas.

Un ejemplo típico de binaria eclipsante es la estrella Algol (B-Per)

Hay otro método más directo para medir tamaños estelares, basado en el uso de un interferómetro estelar (estudiando las interferencias de luz provocado por los bordes de una misma estrella en rotación), pero este método está restringido a estrellas cercanas de tamaño muy considerable.

Según este criterio, las estrellas que son de 10 a 100 veces mayores que nuestro sol se denominan *gigantes*. Las que son aún mayores, se denominan *supergigantes*. El tamaño, la temperatura, y el brillo de una estrella están todos relacionados: cuanto mayor es una estrella, mayor es su superficie y, por lo tanto, mayor la región por la que puede emitir energía al espacio, aunque puedan existir estrellas grandes y frías que emitan tanta energía como las pequeñas y calientes.

### El diagrama de Hertzsprung-Ruseell (H-R)

El brillo y la temperatura superficial de las estrellas son dos de las características más fácilmente medibles por los astrónomos, por lo que son ampliamente usadas para diferenciar las estrellas. Una forma muy clara de evidenciar tales diferencias es mediante un diagrama. En la escala vertical se dispone la magnitud estelar, y en la horizontal, la temperatura. En este tipo de diagrama, la temperatura superficial crece de derecha a izquierda. Tal gráfica se la denomina *diagrama de Hertzsprung-Russell*.

Puesto que ya hemos visto que el brillo y la temperatura superficial de una estrella está relacionada con su tamaño, el diagrama HR da idea de los tamaños estelares. Puede observarse en el diagrama que el tamaño de las estrellas aumenta con la distancia respecto al vértice inferior izquierdo. Muchas veces, es posible dividir las estrellas en diferentes tipos según su posición en el diagrama. Así, por ejemplo, las estrellas hacia el extremo superior derecho del diagrama son de gran tamaño y poseen temperaturas superficiales bajas. Son denominadas habitualmente *gigantes rojas*. Por otro lado, las situadas en el vértice opuesto son pequeñas y calientes y se las suelen denominar *enanas blancas*. La inmensa mayoría de las estrellas que se dibujan en un diagrama HR quedan dispuestas sobre una diagonal que va del extremo inferior derecho al superior izquierdo. A esta zona se la denomina *secuencia principal*, al que pertenece, por ejemplo, nuestro Sol.

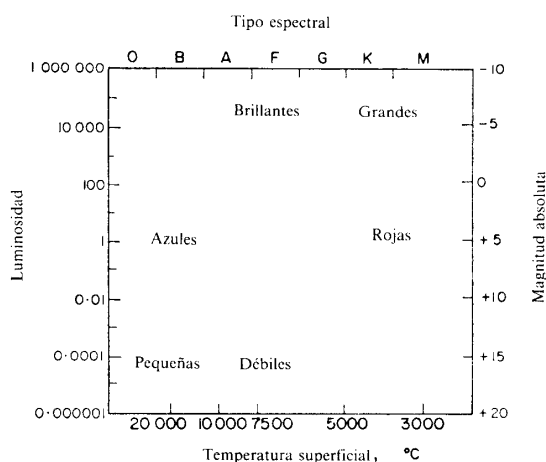


FIG. 6. Diagrama de Hertzsprung-Russell. (La luminosidad viene dada como fracción de la luminosidad del Sol.)

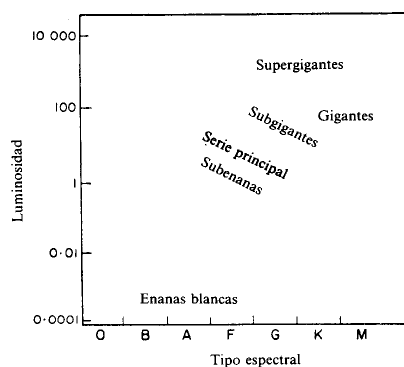


FIG. 9. Diagrama de Hertzsprung-Russell con las subdivisiones más importantes de tipos estelares.

### Masas estelares.

También este tipo de información, puede obtenerse mediante las binarias eclipsantes, sometidas a su acción mutua gravitatoria. Conociendo su velocidad orbital y el periodo de rotación, puede determinarse el tamaño de la órbita, y a partir de ahí, las masas de las estrellas. El principal inconveniente surge del hecho de que la mayoría de las dobles eclipsantes tienen una separación pequeña para poder ser observada, y por lo tanto la interacción

gravitatoria se hace intensa hasta el punto de poder arrancar material la una de la otra y complicar en extremo la medida.

Hay otro tipo de estrellas dobles que pueden ser usadas para determinar masas. Son las *dobles visuales* que están lo suficientemente separadas para apreciarlas al telescopio; sin embargo, tales binarias pueden tener inclinada su órbita de giro, por lo que primero es necesario conocer este hecho. Otro inconveniente añadido a este tipo de dobles es que sus periodos de revolución son tan largos que se requieren decenas o centenares de años para completar una revolución completa.

Todas estas dificultades ponen de manifiesto que es verdaderamente complejo obtener la masa de las estrellas con valores precisos. En total, no hay más que unas pocas docenas, y casi todas ellas, de estrellas de la serie principal. No se conoce ninguna masa de estrella supergigante. Si se dibujan en un gráfico las masas conocidas de estrellas de la serie principal en función de sus magnitudes, se encuentra que están dispuestas más o menos según una recta. Tal recta representa una relación *masa-luminosidad*. Ya que la banda de la serie principal del diagrama HR representa una relación temperatura superficial-luminosidad, puede deducirse que la masa, la luminosidad y la temperatura superficial de las estrellas de la serie principal están interrelacionadas. Con todo, tal relación entre masa, radio y luminosidad, no es por igual. En particular, la luminosidad es proporcional a  $M^{3.5}$ , mientras que el radio  $R$  y la masa  $M$  son proporcionales para estrellas con masas menores que dos veces la solar. Para las otras estrellas,  $R$  es proporcional a la raíz cuadrada de  $M$ .

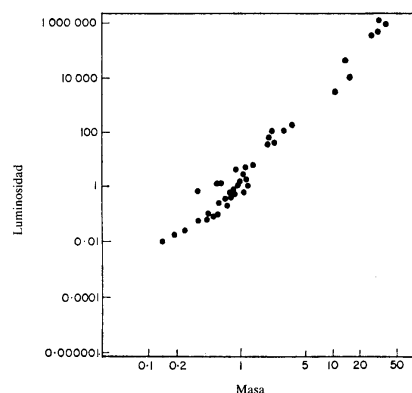


FIG. 8. Relación masa-luminosidad. Tanto la masa como la luminosidad están expresadas como fracciones relativas al Sol. Ambas escalas son logarítmicas.

### Composición Química.

Generalmente, los materiales químicos más abundantes en las estrellas son hidrógeno y helio, aunque las proporciones relativas de estos elementos y su relación respecto a otros pueden llegar a variar de una estrella a otra. De hecho, dado que el helio es un “mal productor de líneas de absorción”, es difícil conocer con exactitud la proporción de este elemento en las estrellas, y los resultados conocidos, al igual que los de temperatura, están referidos a la superficie, y hay buenas razones teóricas para suponer que tal composición es distinta a la del interior. Así, la teoría de evolución estelar sugiere que tal evolución va ligada a cambios graduales en la composición química de las estrellas, los cuales suceden en el interior.

### Otras características estelares.

El grupo de otras características estelares queda reducido por la imposibilidad de conocerlas con cierto grado de exactitud, las cuales sólo son conocidas para un reducido grupo de estrellas. Por ejemplo, sería de gran ayuda conocer la distribución de materia en el interior de las estrellas: ¿son las estrellas densas cerca del centro y poco densas en la superficie o existen cambios graduales en la densidad. De nuevo, sobre esto las binarias eclipsantes (sobre todo las cerradas) aportan información estudiando la naturaleza exacta de las distorsiones gravitacionales mutuas que se provocan, las cuales generan alteraciones en las órbitas de las estrellas. Este uso es muy restringido, ya que hay pocas binarias eclipsantes con estas características.

## 2. Familias Estelares.

### Clasificación Inicial.

Lo más fácil para diferenciar distintos tipos de estrellas es marcar su posición en un diagrama HR. Esto permite separar las estrellas en varios grupos, los cuales no están poblados por igual.

Es interesante destacar que el número de estrellas representadas en un diagrama HR, a menudo, no es representativo del número real de estrellas de los distintos tipos que hay en el espacio. Por ejemplo, las supergigantes son tan brillantes que es fácil detectarlas. En cambio, las enanas blancas, al ser débiles, son extremadamente difíciles de localizarlas.

### Agrupaciones Físicas de Estrellas. Cúmulos.

Hay multitud de estrellas que no aparecen aisladas en el espacio, sino formando parte de otras estructuras mayores. Una de esas estructuras son los cúmulos, cuyo estudio es importante en la evolución estelar, ya que parece seguro que esas estrellas que lo forman, han estado siempre juntas desde su nacimiento, lo que puede ser vital para determinar las edades de las estrellas.

Los cúmulos estelares pueden dividirse en dos grupos: *cúmulos globulares* y *cúmulos abiertos* (o galácticos). Los primeros se caracterizan por contener una gran cantidad de estrellas, aumentando la densidad de las mismas hacia el centro, hasta el punto de ofrecer una imagen compacta al telescopio. Un ejemplo de este tipo de cúmulos lo tenemos en M13 en la constelación de Hércules. En cambio, los del segundo grupo, poseen menor número de estrellas, separadas, y, en ocasiones, con polvo interestelar entre ellas. Un ejemplo de este tipo son las Pléyades en la constelación de Tauro. A parte de esto, en general, las estrellas que forman parte de los cúmulos globulares suelen ser grandes y frías (rojas), mientras que las de los cúmulos abiertos son jóvenes y azules..

Otro aspecto importante en su diferenciación está en su localización. Los cúmulos abiertos suelen localizarse en las proximidades de los brazos de las galaxias, mientras que los globulares (de los que se conocen sólo unos 100) se localizan hacia el centro de la galaxia. Estas diferencias observadas, sugieren que las estrellas que los forman pueden pertenecer a familias diferentes.

Una forma de estudio de las diferencias de los cúmulos está en la creación de los diagramas HR para ambos tipos

Al comparar el diagrama HR de un cúmulo abierto con el propio de estrellas “de campo” cercanas al Sol (no pertenecientes a agrupaciones) se observa que la semejanza es total

Al observar el diagrama HR de un cúmulo se observa que la serie principal es más estrecha y hay un hueco evidente en su parte superior, correspondiente a las estrellas azules y brillantes, y las gigantes rojas existentes. Este es el denominado *hueco de Hertzsprung*.

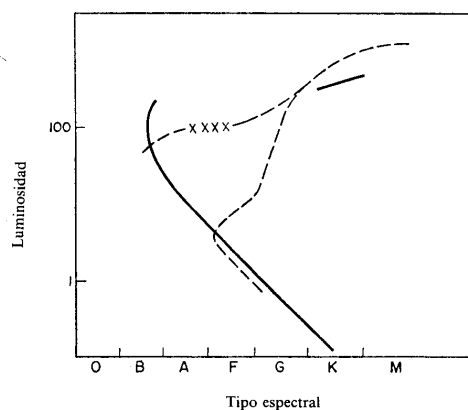


FIG. 15. (a) — Diagrama de Hertzsprung-Russell para un cúmulo abierto típico. (b) — Diagrama de Hertzsprung-Russell para un cúmulo globular típico.

En algunos cúmulos abiertos, la parte inferior de la serie principal está por encima de la serie principal de las estrellas “de campo”. En cambio para los globulares, es difícil distinguir la serie principal, que consiste en una corta banda en la parte inferior del diagrama. Más arriba, la banda se desvía hacia la derecha y se curva hacia la zona de las gigantes rojas (No hay hueco de Hertzsprung) Desde la región de las gigantes rojas, otra banda cruza el diagrama horizontalmente. Esta “*rama horizontal*” está formada, por tanto, por estrellas bastante brillantes, todas del mismo brillo, pero cubriendo una gran variedad de colores. En medio de este grupo (marcado con x en el gráfico) hay un grupo de estrellas cuyo brillo y color varían de un modo apreciable con un periodo de **menos de un día**. Se las conoce como **estrellas RR Lyrae**.

El diagrama de nuestra galaxia, se parece al de un cúmulo globular típico.

## Poblaciones estelares.

Según lo anteriormente dicho, parece que existen dos clases de estrellas, según su posición en la Galaxia y sus propiedades intrínsecas. A tales grupos se les dan nombres diferentes. Así, a las estrellas de los cúmulos abiertos y a las de campo similares a ellas, se las denomina genéricamente como “estrellas de la Población I”, mientras que a las estrellas de los cúmulos globulares y similares, se las denominan “estrellas de la Población II”. Sin embargo, esta división no es tan tajante; así, por ejemplo el cúmulo abierto M67, muestra un inusualmente más alto número de estrellas, pero si se ojea el diagrama HR correspondiente, se observa en él una ausencia total del tramo horizontal, y posiciones de estrellas inesperadas en ese diagrama

Otra diferencia interesante entre estos tipos de poblaciones de estrellas está en su composición química. Al comparar los espectros de las estrellas de la población I (cúmulos abiertos) con los de la población II (globulares) aparecen notables diferencias. La composición química media de una estrella de población I es de un 70% de hidrógeno, un 28 % de helio y un 2% de metales pesados. Para la población II, hay un 75% de hidrógeno, 24.99 % de helio y un 0,01 % de metales pesados.

Unas zonas particularmente interesantes en donde se registran agrupaciones diversas de estrellas, son los brazos espirales de las Galaxias. En particular, el estudio de la nuestra, se vio dificultado por la cantidad de polvo estelar que hacía imposible la observación al visible. Sin embargo, durante la década de los cuarenta se predijo teóricamente que el gas hidrógeno debía emitir una línea espectral en la región radio del espectro, a una longitud de onda de 21 cm. A comienzos de los 50, los radiotelescopios encontraron esa línea, por lo que gracias a la radioastronomía es posible cartografiar toda nuestra Galaxia

## Estrellas Variables.

Existe un importante número de estrellas cuyo brillo puede variar. A ellas, se las denomina genéricamente como *estrellas variables*. A este grupo pertenecen las binarias eclipsantes, pero existen otras estrellas en las que la causa de la variación del brillo es de naturaleza intrínseca. Un modo de clasificar a tales estrellas es en base a su periodo de variación de luz: periódico, irregular o semirregular.

Las variables periódicas son especialmente importantes, ya que pueden ser útiles en la determinación de las distancias, tal y como se ha dicho en páginas anteriores. Además, resulta que éstas o las RR Lyr, están presentes en la mayoría de cúmulos, con lo que con su ayuda, puede determinarse la distancia al cúmulo. Los dos grupos de estrellas más importantes de este tipo son las *Cefeidas* y las *RR Lyrae*. Ambas son estrellas pulsantes, en las que las variaciones del brillo van acompañadas de una modificación del tamaño. Las Cefeidas tienen periodos comprendidos entre 1 y 40 días, mientras que las RR Lyr pulsán más rápidamente con periodos de unas pocas horas. Ambos grupos ocupan posiciones diferentes en el diagrama HR: las cefeidas son supergigantes amarillas, mientras que las RR Lyr son gigantes azules.

Tanto las cefeidas como las RR Lyr aparecen en los cúmulos globulares, lo que sugiere su pertenencia a la población II. Sin embargo, también se han encontrado cefeidas en cúmulos abiertos. Esta contradicción se ha resuelto al descubrir que existen, en realidad dos clases de cefeidas. Un grupo (cuyos miembros se denominan *Cefeidas de tipo II*, o *estrellas W Virginis*) pertenece a la población II, y aparece en los cúmulos globulares. El otro grupo contiene a las *Cefeidas clásicas* y pertenecen a la población I y aparecen en los cúmulos abiertos. La diferencia más interesante entre estos grupos es que no siguen las mismas relaciones entre periodo y luminosidad, con lo que la distancia que se mide depende del tipo de cefeida observada.

Además de las cefeidas y las estrellas RR Lyr, muchas gigantes rojas y supergigantes, tienen brillo variable. En este grupo se observan todos los tipos de variabilidad: regular, semirregular, irregular. Las variables regulares son denominadas “variables de periodo largo”, ya que para estas estrellas un ciclo completo puede durar meses o incluso años. La variación de brillo puede ser muy

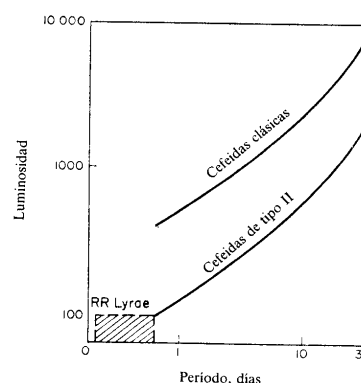


FIG. 20. Relación periodo-luminosidad para las estrellas Cefeidas y RR Lyrae.

grande: una estrella de este tipo puede ser diez mil veces más brillante en el máximo de luz que en el mínimo. En el caso de las otras estrellas variables, las variaciones en el brillo no son tan acusadas.

En las variables supergigantes y gigantes, las modificaciones del brillo están asociadas a pulsaciones. En particular, por ejemplo, a la estrella *Betelgeuse* se le ha podido medir por interferometría no sólo su diámetro, si no las variaciones de éste en los máximos y mínimo de brillo. Parece probable que estas estrellas pueden enfriarse tanto en su mínimo que parte del gas se condensa en partículas sólidas, las cuales, forman una capa que bloquea el paso de la luz. Luego, al aumentar la temperatura de nuevo, las partículas sólidas se evaporan y la luz vuelve a fluir de nuevo.

Hay otro tipo de estrellas que también experimentan alteraciones en su brillo, aunque su causa no es la pulsación. Son las denominadas *variables explosivas*, de las que se distinguen dos clases: las *novas* y las *supernovas* (mucho más brillantes que las anteriores novas)

Una nova, comienza como una estrella bastante débil. Se enciende rápidamente y su brillo aumenta espectacularmente. Entonces, disminuye de nuevo gradualmente, hasta que al cabo de un par de años vuelve a su estado original. Los estudios espectroscópicos han mostrado que el aumento de brillo corresponde a una explosión estelar que eyecta la superficie de la estrella al espacio. Por término medio la cantidad de materia arrojada al espacio es de 1/10000 de la masa total de la estrella. Tales explosiones novas suelen repetirse, en función del tamaño de la explosión: las pequeñas se repiten con más frecuencia.

Si se determina el brillo y la temperatura superficial de una nova en su fase de inactividad, se observa que está situada a la izquierda y por debajo del centro de la serie principal en el diagrama HR. Los astrónomos han hallado otro tipo de estrellas en la misma región del diagrama y que pueden estar relacionadas con las novas. Tales estrellas están en el centro de esferas de gas en lenta expansión. Al telescopio, las esferas de gas se parecen bastante a los planetas, por lo que se las ha dado en denominar "*nebulosas planetarias*". Se cree que cada estrella central en una nebulosa planetaria explotó en tiempos pasados y que ahora vemos los resultados.

La explosión supernova es más espectacular que las novas, y el brillo alcanzado es incalculablemente superior al de nuestro sol, y al de cualquier nova. El proceso en el que la supernova "se apaga" es también parecido al de las novas.

Un modo de buscar y encontrar restos de supernovas es a partir de las observaciones de radio. Una supernova proyecta al espacio mucha más cantidad de materia y a una velocidad muy superior (de incluso 3000 a 5000 km/s). Al moverse la nube hacia fuera, radia gran cantidad de energía y parte de ella en forma de ondas de radio.

La inmensa mayoría de las supernovas encontradas han estado situadas cerca del núcleo galáctico (aunque también se han detectado algunas en los brazos espirales) Esto hace suponer que las propiedades de estas estrellas están más cercas de la población II que de la I.

Una complicación añadida al estudio de las supernovas está en que hay, por lo menos, 2 clases de ellas. Las supernovas del tipo I pertenecen, probablemente a las poblaciones II, ya que los espectros tomados, delatan poca presencia de hidrógeno. Las supernovas de tipo II pertenecen a la población tipo I, con gran cantidad de hidrógeno. Las supernovas del tipo I son más brillantes en su máximo que las del tipo II.

### **Peculiaridades espectroscópicas.**

Además del gran número de estrellas que varían su brillo, hay otras que ofrecen peculiaridades de tipo espectroscópico. Por ejemplo, varios tipos de estrellas tienen espectros que varían con el tiempo. Así hay un grupo de estrellas peculiares tipo A (abreviadas como Ap) que tienen espectros que son básicamente similares a las estrellas tipo A normales, pero algunas rayas espectrales (debidas al cromo, estroncio y silicio, por ejemplo) más intensas que lo habitual. Recientemente se han detectado campos magnéticos intensos que varían al mismo ritmo que las líneas espectrales.

Otro grupo de estrellas de espectro variable con el tiempo, son las estrellas Be (B por la clasificación de Harvard y e por emisión). Estas estrellas poseen, además de las características líneas negras de absorción, otras brillantes de emisión que varían de modo irregular con el tiempo. Un estudio profundo de estas estrellas revela que están

en continua y rápida rotación, lo que provoca una pérdida de masa que durante un tiempo forma un anillo a su alrededor y luego se disipa. Mientras se está formando, produce líneas de emisión en el espectro que aumentan mientras el material se congrega y se desvanecen cuando el material se expande.

En los últimos años, conforme se han ido mejorando los métodos y técnicas de observación, han ido apareciendo nuevas peculiaridades espectroscópicas difíciles de interpretar ya que raramente hay relación entre la peculiaridad espectral y la posición en el diagrama HR. Con todo, es importante diferenciar las peculiaridades que representan alteraciones fundamentales de la estrella de las que son puramente atmosféricas.