

Parte I

ASTROFISICA ESTELAR

Capítulo 1

Parámetros físicos de las estrellas

1.1 Introducción

Asociados a una estrella existen una serie de parámetros físicos y observacionales que la distinguen completamente de otras estrellas.

Su estudio ha revelado la existencia de relaciones matemáticas que los conectan, algunas de las cuales son evidentes desde el punto de vista de la física, dada la definición misma de los parámetros involucrados, pero otras resultan tener solo una justificación empírica. La existencia de dichas relaciones se puso en evidencia desde los primeros trabajos de observación sistemática de las estrellas, pero solo con el advenimiento de los modernos modelos teóricos elaborados para describir la física de estos objetos ha sido posible revelar la raíz íntima de estas conexiones.

Será el objetivo de este capítulo definir con precisión este conjunto de cantidades físicas asociadas a las estrellas, la forma que utiliza el astrofísico (o el astrónomo) para medirlos y las relaciones que los conectan, las que luego son explicadas por los modelos presentados en los capítulos siguientes.

1.2 Magnitud y brillo aparente de las estrellas

Una observación no muy detenida de las estrellas, revela de inmediato que no todas brillan con la misma intensidad. Mientras unas parecen apenas visibles al ojo desnudo, otras tienen un magnífico brillo que las hace sobresalir entre sus vecinas. Esta sencilla observación seguramente fue hecha por los más antiguos observadores del cielo, y fue ella seguramente la que les permitió establecer el primer método para diferenciar las estrellas. El primer sistema de cuantificación del brillo de las estrellas fue creado por el astrónomo griego Hipparco de Nicea (127 a.c.) quien utilizó para tal fin un ingenioso método por él mismo ideado. Su procedimiento consistía en comparar el brillo de una estrella con el que exhibía uno de seis pequeños agujeros practicados en una placa metálica, a través de los cuales se filtraba la luz de una vela. Los agujeros que fueron numerados del 1 al 6

Nombre propio	Magnitud
Sirio	-1,46
Capella	+0,05
Betelgeuse	+0,41
Altair	+0,77
Antares	+0,92
Deneb	+1,26

Tabla 1.1: Magnitud aparente de algunas estrellas sobresalientes.

en orden decreciente de tamaño, permitieron a Hiparco crear el denominado sistema de magnitudes estelares, de uso corriente incluso en nuestros días.

Como es explícito en la explicación previa, en este sistema, aquellas estrellas que brillan con mayor intensidad tienen asociadas una magnitud pequeña (su brillo es comparable al de los agujeros más grandes) mientras las más débiles presentan magnitudes grandes (su brillo es comparable al de los agujeros más pequeños).

El refinamiento de los métodos de observación y la invención del telescopio, introdujeron la necesidad de enriquecer el conjunto de magnitudes estelares (6 en el sistema original de Hiparco) agregando nuevas magnitudes (por ejemplo una magnitud 0 e incluso negativas) y magnitudes intermedias que eran indicadas mediante el uso de la coma decimal. Estos cambios hicieron del arcaico sistema de clases de magnitud de Hiparco un verdadero modo de cuantificar el brillo de las estrellas. La magnitud de algunas estrellas, se presenta en la tabla 1.1.

En la actualidad el sistema de magnitudes es incluso utilizado para indicar el brillo de objetos celeste no estelares como la Luna, a la que se le asigna, durante la fase de llena, una magnitud cercana a -13.

Una cosa se pone de manifiesto cuando examinamos todos estos números: a pesar de las descomunales diferencias en el "brillo"¹ no existe una diferencia considerable entre sus magnitudes. Piénsese en el hecho de que el Sol oculta casi todos los objetos celestes con su luz, lo que no pasa evidentemente con la Luna que tiene una magnitud apenas 13 unidades mayor. Así objetos cuyas magnitudes aparentes difieren en 10 unidades presentan diferencias de 5 ordenes de magnitud en sus brillos.

Este hecho nos revela de inmediato la naturaleza geométrica de la escala de magnitudes definida por Hiparco. Esta importante observación fue hecha por el astrónomo inglés Norman Pogson en el siglo XIX.

Pogson estudió en detalle las relaciones entre los brillos de algunas estrellas y las magnitudes asignadas a ellas en el sistema de Hiparco. Encontró que una estrella de la primera

¹Entiendase "Brillo", en este contexto, como la "Intensidad" de la luz de la estrella, definida esta última como la cantidad de energía electromagnética (radiación) que incide sobre la unidad de área de un detector, en la unidad de tiempo. Sus unidades en el sistema Internacional serán $\text{joules m}^{-2} \text{s}^{-1}$.

magnitud era unas 100 veces más brillante que una de la sexta, y que el brillo, como se había indicado, crecía en forma geométrica, con un factor constante f , cuando se pasaba de una magnitud a la siguiente. Así un cambio de la magnitud 6 a la 5, implica aumentar en un factor f el brillo; pasar de la magnitud 6 a la 4, produce un incremento de f^2 ($f \times f$) en el brillo; estrellas de la magnitud 3 son f^3 veces más brillantes que las de la magnitud 6 y así sucesivamente. Siguiendo este orden de ideas podemos concluir que existe una diferencia en un factor f^5 en el brillo de estrellas de la magnitud 1 y la magnitud 6, de donde se concluye, por la observación de Pogson, que,

$$f = 100^{1/5} = 2,512$$

En general, estrellas que tengan una diferencia Δm en su magnitud aparente diferirán en su brillo por un factor $f^{\Delta m}$. Si llamamos m_s y m_o , dos cantidades reales, las magnitudes aparentes de una estrella y una que utilizaremos por referencia, b_s y b_o sus respectivos brillos, podemos, por lo anterior, escribir,

$$f^{(m_o - m_s)} = \frac{b_s}{b_o}$$

sustituyendo el valor de f , se sigue que

$$10^{\frac{2}{5}(m_o - m_s)} = \frac{b_s}{b_o}$$

$$m_s - m_o = -2,5 \log_{10} \left(\frac{b_s}{b_o} \right) \quad (1.1)$$

Esta última relación es conocida como la "Ley de Pogson" de las magnitudes estelares. La importancia de este resultado, reside en el hecho de que establece una relación entre una cantidad medida utilizando comparaciones subjetivas (esta estrella es un poco más brillante o más débil que aquella otra y su magnitud por tanto debe ser un poco más grande o más pequeña) y una cantidad física bien definida y que puede ser medida.

Ejemplo 1

Cuál es la relación entre los brillos del Sol ($m = -26,72$) y la estrella Sirio ($m = -1,46$)

Solución

Utilizando la ley de Pogson (Ec. 1.1) tenemos que,

$$m_{sirio} - m_{sol} = -2,5 \log_{10} \left(\frac{b_{sirio}}{b_{sol}} \right)$$

de donde obtenemos que,

$$\left(\frac{b_{sirio}}{b_{sol}}\right) = 10^{\frac{(m_{sol}-m_{sirio})}{2,5}} = 7,87 \times 10^{-11}$$

Sirio, la estrella más brillante del cielo nocturno, tiene un brillo de apenas una *diez mil millonésima* del brillo solar.

Ejemplo 2

Medidas fotométricas han permitido establecer que el brillo de la estrella Betelgeuse varía periódicamente. Su brillo en el máximo es 2,3 veces mayor que en el mínimo. Si su magnitud en el mínimo es +1,0 calcular la magnitud aparente que exhibe en el máximo.

Solución

Utilizando la relación de Pogson en esta situación tenemos,

$$m_{max} - m_{min} = -2,5 \log_{10} \left(\frac{b_{max}}{b_{min}} \right)$$

pero $b_{max} = 2,3 b_{min}$, de donde,

$$m_{max} - m_{min} = -0,90$$

$$m_{max} = +0,1$$

Dadas estas condiciones, podría pensarse que indicar el brillo de una estrella, como medida de su apariencia es más preciso y seguro que indicar su magnitud aparente, y que el descubrimiento de Pogson debería hacernos abandonar al antiguo sistema de Hiparco. Contrario a eso, la astronomía no ha renunciado todavía a la utilización del "anticuado sistema", no solo porque la costumbre se encuentra profundamente arraigada entre los astrónomos, sino también por el hecho de que en este caso resulta más comodo manejar una escala logarítmica que una escala natural.

1.3 las distancias estelares

Dada su definición el brillo aparente de una estrella no puede ser considerado una cantidad física inherente a ella. Es claro que estrellas físicamente idénticas pueden presentar brillos distintos si se encuentran a diferentes distancias. Solo mediante la determinación de esta última cantidad, la distancia (que tampoco es una característica inherente a la estrella misma, en tanto representa la relación entre la posición de la estrella en el espacio y la ubicación arbitraria del observador), y el conocimiento del brillo aparente podríamos obtener información que le es propia a la estrella, lo que nos dejaría en capacidad de hacer una descripción física de la misma.

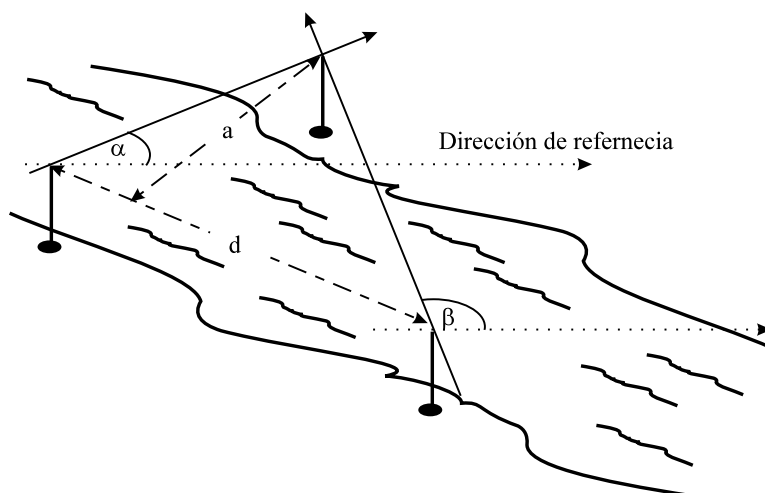


Figura 1.1: Método del paralaje trigonométrico en agrimensura.

El conocimiento de la distancia de las estrellas nos permite también hacernos una idea de la manera como ellas se encuentran distribuidas en el espacio vecino al Sol, ofreciéndonos la oportunidad de establecer la posición que este ocupa en relación a las estrellas vecinas en la Galaxia.

Varios son los métodos utilizados por el astrónomo para determinar la distancia a las estrellas.

El más común, para distancias pequeñas, recibe el nombre de Paralaje Trigonométrico.

Este método, análogo al utilizado por los agrimensores para determinar las dimensiones de un terreno estudiado, consiste, en general, en medir el cambio en la dirección de la visual dirigida al objeto problema, cuando el observador cambia, en forma conocida, su posición (Ver figura 1.1).

El método se encuentra limitado por el hecho de que el cambio en la dirección de la visual puede llegar a ser muy pequeño para objetos situados a una gran distancia comparada con el desplazamiento del observador. Por ejemplo, cuando se observa un cuerpo situado a 10 m desde dos lugares separados por una distancia de 1 m, se produce un cambio en la dirección de la visual de sólo 3° . Si por otro lado la distancia del cuerpo observado fuera de 100 m, en la misma situación el cambio en la visual descendería a sólo $0,3^\circ$.

Este es el principal problema al que se enfrenta la astrofísica cuando se trata de determinar por este método las distancias a las estrellas, las que resultan ser, valga la pena el término, astronómicas.

Un cambio geográfico en la posición (del orden de miles de kilómetros) no altera apreciablemente (por no decir nada) la posición de las estrellas en el cielo. Si así fuera las constelaciones que vieron los griegos resultarían apreciablemente distintas de las que vieron los indígenas americanos. Pero sabemos que la manera como ambos organizaron las es-

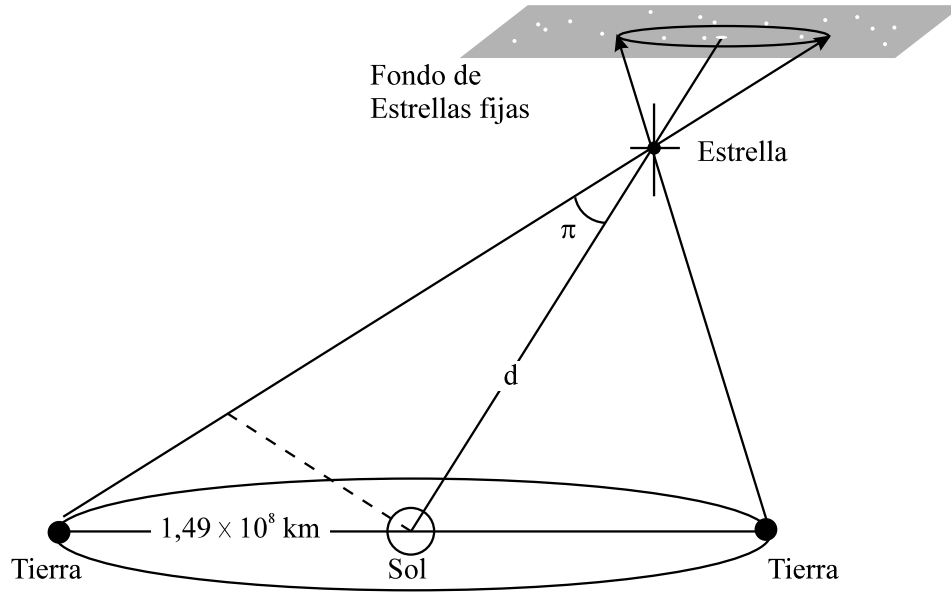


Figura 1.2: Método del paralaje trigonométrico en astrofísica.

trellas era muy parecida, lo que demuestra que el cielo que estaban viendo, en cuanto a la posición relativa de las estrellas más brillantes, era el mismo.

Hace falta por tanto un cambio más grande en la posición del observador para notar un cambio de la posición en el cielo de las estrellas, por lo menos las más cercanas. El mayor desplazamiento en el espacio que puede sufrir un ser humano, corresponde al desplazamiento de la Tierra desde una posición dada en su órbita a la opuesta.

El desarrollo de técnicas especializadas de observación astronómica, en particular la introducción en el siglo pasado de las técnicas fotográficas, nos han permitido corroborar la existencia de un cambio semestral, en la posición de algunas estrellas, cuya distancia podría por tanto determinarse.

El cambio de dirección en la visual dirigida a la estrella esta cuantificado por el denominado *Angulo Paraláctico* (π) o simplemente *Paralaje Estelar* definido en la figura 1.2.

El uso de la trigonometría, nos permite escribir la siguiente relación,

$$\tan \pi = \frac{1,496 \times 10^8 km}{d}$$

para $\pi \ll 1$, como se verifica en la práctica, podemos tomar la aproximación $\tan \pi \approx \pi$, de donde,

$$d = \frac{1,496 \times 10^8 km}{\pi}$$

pero $\pi = \pi''/206264,8$, así,

Nombre	Paralaje medido (")	Distancia (pc)
Próxima	0,772	1,30
Sirio	0,377	2,65
Procyon	0,287	3,48
Vega	0,126	7,9

Tabla 1.2: Paralaje y distancia de algunas estrellas.

$$d = \frac{206264,81,496 \times 10^8 km}{\pi(")} = \frac{3,0857 \times 10^{13} km}{\pi(")} \quad (1.2)$$

El valor máximo medido del ángulo paralactico es aproximadamente 1 segundo de arco. Utilizando la expresión anterior deducimos que la distancia mínima a las estrellas más cercanas es $3,0857 \times 10^{13}$ km. Esta cantidad, que nos se nos presenta cómo la escala típica del universo vecino al Sol, define una nueva unidad de medida de las distancias, de muy frecuente uso en la astrofísica: el *Parsec* (abreviado pc, y acrónimo de *Parallax Second*). Es también de uso común en la astrofísica una popularísima unidad de medida de las distancias, conocida como año-luz (a.l.²), que equivale a la distancia recorrida por la luz en un año, es decir a unos $9,4608 \times 10^{12}$ km. Un parsec sería por tanto, en virtud de lo anterior, equivalente a unos 3,2616 a.l.

Introduciendo esta nueva unidad en la relación (1.2) obtenemos la sencilla expresión,

$$d = \frac{1pc}{\pi(")} \quad (1.3)$$

El paralaje trigonométrico y la distancia deducida apartir de él de algunas estrellas cercanas se presenta en la tabla 1.2.

Ejemplo

Cuando se hace un seguimiento detenido de la posición de una estrella a lo largo de un año se observa que describe en el cielo una pequeña elipse con un eje mayor de 0,728 ". ¿Cuál es la distancia a la estrella en pc, a.l. y km ?.

Solución

Por definición el ángulo paraláctico corresponde a la longitud angular del semieje mayor de la elipse descrita, por tanto, para el caso considerado $\pi = 0,362''$, de modo que,

$$d = \frac{1pc}{\pi(")} = \frac{1pc}{0,362} = 2,76pc = 9,0a.l. = 8,5 \times 10^{13}km$$

²En inglés l.y.

Aunque por este método hemos podido determinar la distancia a un centenar de estrellas, la mayoría de las que podemos observar desde la Tierra se encuentran tan lejos que su ángulo paraláctico cae por debajo de la capacidad instrumental haciendo imposible su medida. El paralaje mínimo medible se encuentra alrededor de los 0,001" para instrumentos en el espacio³ y de 0,06 " para instrumentos en tierra. Es decir nuestras limitaciones en las medidas del paralaje estelar nos permiten determinar sólo la distancia de estrellas que se encuentran a menos de unos 1000 pc (3300 a.l.), para medidas desde el espacio y 20 pc (70 a.l.) para las que son hechas por instrumentos en Tierra.

Con estas limitaciones sin embargo el método del paralaje trigonométrico sigue considerándose el más preciso para explorar las dimensiones del universo inmediato.

Otros métodos utilizados por el astrofísico, algunos de los cuales mencionaremos a su debido tiempo en el texto, son por ejemplo el paralaje estadístico, el paralaje espectroscópico y el uso de variables cefeidas como "candelas" estándar (este último es común en el estudio del universo extragaláctico).

1.4 La escala absoluta de magnitudes estelares

Como habíamos mencionado en la última sección, el brillo aparente de una estrella no nos habla sobre su naturaleza intrínseca, en cuanto depende, además de la cantidad de radiación que emite la estrella, de la distancia a la que se encuentra del observador. De este modo estrellas intrínsecamente muy potentes pueden aparecer en el cielo como debilísimas fuentes de luz dada su enorme distancia, mientras que otras, menos potentes pero cercanas aparecerán muy brillantes. Con el fin de eliminar esta ausencia de "democracia estelar", el astrofísico introduce un nuevo parámetro observacional al que llamaremos *Magnitud Absoluta*.

Se define la Magnitud Absoluta de una estrella como la magnitud aparente que presentaría si se la colocara a una distancia estándar de 10 pc.

Definida de esta manera, estrellas que presenten la menor magnitud absoluta, serán fuentes más potentes de radiación que aquellas que presenten valores más grandes de este parámetro.

Podemos preguntarnos ahora, ¿Cuál es la relación entre la magnitud absoluta de una estrella, su magnitud aparente y su distancia?.

Veamos. Supongamos que nuestra estrella es una fuente puntual situada a una distancia d del observador. La radiación es emitida en la forma de ondas esféricas que asumimos se propagan sin perturbación por el espacio que separa la estrella del observador. La estrella emite una cantidad L de energía por unidad de tiempo⁴; dicha energía, siempre la misma en el viaje de la luz hasta la Tierra, se distribuye uniformemente por todo el frente de

³El satélite *HIPPARCOS* (High Precision Parallax Collecting Satellite) lanzado en el año de 1995 midió con la máxima precisión alcanzable el paralaje de un millar de estrellas.

⁴Esta corresponde a la definición de potencia, que para el caso de la luz estelar, recibe el nombre de *Luminosidad*

onda. Cuando el frente alcanza el observador, su radio es igual a d de tal modo que la energía que atraviesa en la unidad de tiempo la unidad de área, o el brillo con el que se nos presenta la estrella, será igual a,

$$b = \frac{L}{4\pi d^2}$$

Si obtuviéramos una réplica exacta de la estrella en cuestión y la situáramos a 10 pc de nosotros, un razonamiento idéntico al anterior demostraría que el brillo aparente que exhibiría el cuerpo en estudio sería,

$$b_{10} = \frac{L}{4\pi(10pc)^2}$$

En virtud de la relación de Pogson, la magnitud aparente de la estrella original, m , y la magnitud aparente de la replica situada a 10 pc, M (por definición la magnitud absoluta) se relacionan así,

$$M = m - 2,5 \log_{10} \left(\frac{b_{10}}{b} \right) = m - 2,5 \log_{10} \left(\frac{d^2}{10^2} \right)$$

$$M = m - 5 \log_{10} \left(\frac{d}{10pc} \right) \quad (1.4)$$

donde cabe recordar que d debe expresarse en pc.

De manera que conocida la magnitud aparente de una estrella y su distancia (determinables por la observación) podemos por la ecuación anterior conocer su magnitud absoluta y por tanto adquirir información sobre su naturaleza intrínseca.

Ejemplo

Una estrella cuya magnitud aparente es +4,72 tiene asociado un paralaje de 0,09". ¿Cuál es su magnitud absoluta ?.

Solución

La distancia a la estrella considerada es,

$$d = \frac{1pc}{0,09''} = 11,1pc$$

de modo que su magnitud absoluta resulta ser por tanto,

$$M = m - 5 \log_{10} \left(\frac{d}{10} \right) = +4,72 - 5 \log_{10} (1,1) = +4,49$$

Nombre	Magnitud aparente	Magnitud Absoluta
Sirio	-1,46	+1,42
Canopus	-0,72	-3,1
Vega	+0,04	+0,5
Rigel	+0,14	-7,1
Sol	-26,72	+4,72

Tabla 1.3: Magnitud absoluta de algunas estrellas conocidas.

Ejemplo 2

Dos estrellas A y B presentan el mismo brillo aparente. Sin embargo A está 10 veces más lejos que B. ¿Cuál es la diferencia entre sus magnitudes absolutas?.

Solución

La magnitud absoluta de ambas estrellas está dada por,

$$M_A = m_A - 5 \log_{10} \left(\frac{d_A}{10} \right)$$

$$M_B = m_B - 5 \log_{10} \left(\frac{d_B}{10} \right)$$

sustrayendo M_B de M_A y teniendo en cuenta que $b_A = b_B$ por lo que $m_A = m_B$ se obtiene,

$$M_A - M_B = -5 \left[\log_{10} \left(\frac{d_A}{10} \right) - \log_{10} \left(\frac{d_B}{10} \right) \right]$$

por las propiedades de la función logaritmo,

$$M_A - M_B = -5 \log_{10} \left(\frac{d_A}{d_B} \right) = -5$$

de aquí $M_A < M_B$ como era de esperarse.

La magnitud absoluta y aparente de algunas de estrellas conocidas es presentada en la tabla 1.3. Queda como un ejercicio para el lector tratar de obtener la distancia a dichas estrellas utilizando la relación recién obtenida.

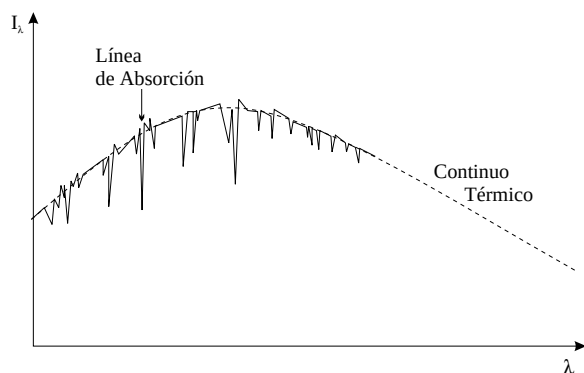


Figura 1.3: Espectro solar.

1.5 El color de las estrellas y su temperatura efectiva

Durante una observación más detenida de las estrellas, otro rasgo suyo se hace evidente: todas parecen presentar un color característico. Aunque la mayoría de ellas aparecen como puntos de luz *blanco-azulada*, la gama de colores en la paleta celeste es bastante rica.

Facilmente podemos observar estrellas rojas como Betelgeuse (α Ori) y Antares (α Sco), naranjas como Aldebaran (α Tau), amarillas como Rigel Kentauris (α Cen) y Capella (α Aur), verdes como Albireo, blancas como Vega (α Lyr) y azules como Rigel (β Ori) y Sirio (α Cma).

¿Qué característica física de la estrella determina su color?. Estudiaremos en detalle la respuesta a esta pregunta.

El análisis espectroscópico de la luz estelar, muestra siempre la presencia de un continuo sobre el que superponen líneas o bandas de absorción y en algunas ocasiones de emisión. Las características de dicho continuo (ver figura 1.5), nos recuerdan de inmediato el espectro del denominado "cuerpo negro".

La presencia de dicho continuo implica por tanto que las estrellas emiten radiación en todo el espectro electromagnético. Pero no lo hacen uniformemente: ciertas longitudes de onda se verán favorecidas sobre otras al contribuir con una mayor energía al continuo total. La longitud de onda que corresponderá a la componente monocromática más intensa del continuo estelar, está dada, en virtud de la ley de Wien, por,

$$\lambda_{max} = \frac{w}{T}$$

donde w es la denominada constante de Wien ($w = 0,290\text{cmK}$). Al parámetro T se lo conoce en astrofísica como la *temperatura efectiva de la estrella*⁵, definida como la que

⁵Dada la dificultad de definir para ella una superficie concreta, no debe confundirse esta con la temperatura superficial de la estrella misma. La diferencia entre estas dos cantidades se discutirá en la

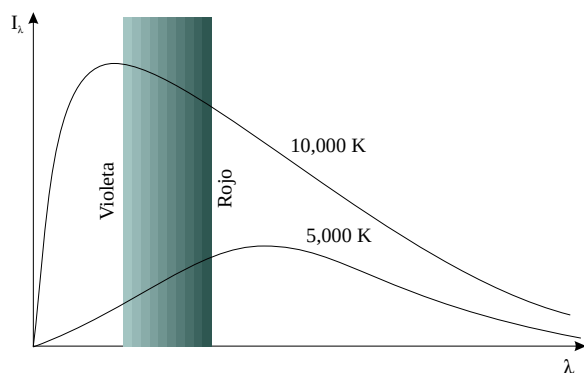


Figura 1.4: El color de las estrellas deducido de su curva de Planck.

tendría un cuerpo negro que emita el mismo continuo de la estrella.

Es la desigualdad en la intensidad de las distintas componentes monocromáticas de la luz estelar, en el rango visible, la que determina el color de una estrella y en general el de cualquier cuerpo negro.

Veamos de qué modo lo hace.

Si el continuo de la estrella exhibe un máximo de intensidad en longitudes de onda correspondientes al rojo y el infrarrojo, en la estrecha banda del visible, las longitudes de onda más largas (rojo) se verán favorecidas y el efecto sensorial sobre la retina o una película fotográfica corresponderá a colores en dicha región del visible (ver figura 1.4). Por el contrario si la luz de la estrella presenta una intensidad máxima en el violeta o en el ultravioleta, serán ahora las longitudes de onda cortas del visible las que se verán favorecidas, y la estrella tenderá a verse azul. Una situación intermedia corresponderá a los casos en los que la estrella se nos presenta como un cuerpo blanco o carente de algún color; esto se debe a la igualdad de intensidades de las distintas componentes del visible, causado por una curva espectral relativamente plana entre las longitudes de onda de esta estrecha región del espectro electromagnético.

Es notable pues la conexión existente entre la posición del máximo de intensidad en el continuo y el color de la estrella, posición que a su vez está relacionada, según la ley de Wien, con la temperatura efectiva de la estrella misma. Podemos de este modo concluir que las estrellas más calientes exhibirán un color preferentemente azul mientras que las más frías presentarán coloraciones rojizas.

Hasta ahora sin embargo sólo nos hemos referido a la sensación visual del color. Hace falta definir una cantidad numérica que nos permita cuantificar el color de las estrellas para hacer más operativo el análisis alrededor de esta importantísima característica estelar.

Es ampliamente conocido el hecho de que cuando se observa un cuerpo de un color carac-

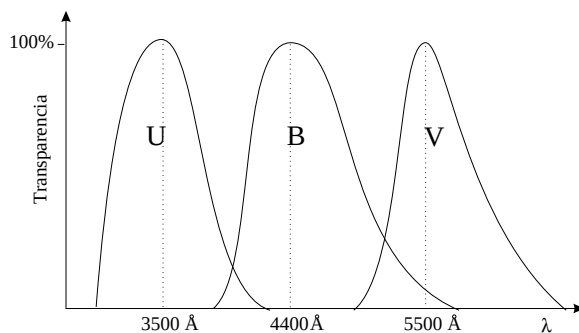


Figura 1.5: Respuesta espectral de los filtros en el sistema fotométrico estándar.

terístico a través de una serie de filtros ⁶, el cuerpo exhibe un brillo distinto dependiente de la zona del espectro que sea filtrada.

Así un cuerpo "preferentemente azul" observado a través de un filtro "rojo", se verá más oscuro que cuando se lo observa a través de un filtro "azul". El brillo que el cuerpo presenta cuando se lo observa a través de distintos filtros nos brindará información sobre el color que presenta. Es esta la manera cómo se procede en la astrofísica, para definir el color de los cuerpos estudiados.

Para que los resultados de múltiples observadores coincidan, conviene usar una serie de filtros estándar, que definen lo que se denomina un sistema fotométrico. El más común de ellos es el denominado sistema *Fotométrico Estándar UBV*, constituido por 3 filtros en las bandas ultravioleta (U), Azul (B) y amarillo o verde (V). En la figura 1.5 se presenta la respuesta espectral de los filtros en el sistema UBV.

Una vez asumido un sistema fotométrico, se procede a determinar el brillo aparente de la estrella cuando es observada por cada uno de los filtros que constituyen el sistema. Cada uno de dichos brillos determina en virtud de la relación de Pogson una magnitud que se denota con el nombre del filtro correspondiente. Así por ejemplo, las magnitudes aparentes de una estrella, a través de los filtros B y V del sistema de Jhonson estarán dadas por,

$$B = -2,5 \log_{10} (b_B) - C_B \quad (1.5)$$

$$V = -2,5 \log_{10} (b_V) - C_V \quad (1.6)$$

dónde C_B y C_V son constantes que contienen información sobre el nivel de referencia para la medida de los brillos.

El color de una estrella está determinado por la relación existente entre su magnitud en las distintas bandas del sistema fotométrico. Por ejemplo una estrella que presente una magnitud V mayor que la magnitud B , exhibirá un color preferentemente "azul". Para

⁶Un filtro es un elemento óptico que transmite luz en una banda estrecha de longitudes de onda

Nombre	B-V
Regulus	-0,11
Bellatrix	-0,23
Altair	+0,22
Arcturus	+1,23

Tabla 1.4: Índice de color de algunas estrellas.

tener en cuenta este hecho el astrofísico introduce los denominados "Índices de Color", definidos como las diferencias aritméticas entre las magnitudes en las distintas bandas del sistema fotométrico. En el sistema estándar se definen los Índices $U - B$ y $B - V$, este último de gran relevancia y utilidad en el estudio de las estrellas.

Notese que si $B - V < 0$, entonces $B < V$ y por lo tanto la estrella se verá más "azul". Por el contrario si $B - V > 0$, entonces $B > V$ y la estrella será más roja.

En la tabla 1.4 se presenta el índice de color $B - V$ de algunas estrellas conocidas.

Estudiemos ahora de manera más cuantitativa la relación existente entre el color de una estrella, cuantificado por su índice de color, y su temperatura efectiva.

Partamos de la definición del índice de color $B - V$, para lo que utilizaremos las ecuaciones (Ec. 1.5) y (Ec. 1.6)

$$B - V = 2,5 \log_{10} (b_V/b_B) - (C_B - C_V)$$

Aquí, el brillo de la estrella en la banda V estará dado por

$$b_V = L_V/4\pi d^2$$

dónde L_V es la cantidad de energía que emite por unidad de tiempo la estrella en la banda correspondiente y d su distancia. Si suponemos que la estrella es una esfera de radio R , L_V a su vez estará dada por,

$$L_V = 4\pi R^2 I_V$$

dónde I_V es la cantidad de energía que emite la superficie de la estrella por unidad de tiempo por unidad de área en la banda espectral considerada. Por las propiedades del espectro del cuerpo negro I_V viene dada por,

$$I_V = \int_{\lambda_i}^{\lambda_f} R(\lambda) d\lambda$$

dónde $R(\lambda)$ es la denominada radianza del cuerpo negro, definida como la cantidad de energía que emite por unidad de tiempo por unidad de área y por unidad de longitud de onda ; λ_i y λ_f serán los extremos de la banda espectral en cuestión. Si consideramos

que $R(\lambda)$ es aproximadamnete constante en el intervalo (λ_i, λ_f) , podemos aproximar la anterior integral por,

$$\int_{\lambda_i}^{\lambda_f} R(\lambda) d\lambda \approx R(\bar{\lambda}_V) \Delta\lambda_V$$

finalmente el brillo en la banda V estará dado aproximadamente por,

$$b_V = \frac{R(\bar{\lambda}_V) \Delta\lambda_V}{(d^2/R^2)}$$

de modo similar,

$$b_B = \frac{R(\bar{\lambda}_B) \Delta\lambda_B}{(d^2/R^2)}$$

de tal manera que, por la definición de $B - V$,

$$(B - V) = 2,5 \log_{10} \left(\frac{R(\bar{\lambda}_V) \Delta\lambda_V}{R(\bar{\lambda}_V) \Delta\bar{\lambda}_B} \right) - C_{BV} \quad (1.7)$$

Donde hemos llamado $C_{BV} = C_B - C_V$. El valor de $R(\lambda)$ está dado por la ley de Planck,

$$R(\lambda) = \frac{2\pi hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{\exp\left(\frac{hc}{kT\lambda}\right) - 1}$$

Sustituyendo en (Ec. 1.7) queda,

$$B - V = 2,5 \log_{10} \left[\frac{\frac{1}{\bar{\lambda}_V^5} \times \frac{1}{\exp\left(\frac{hc}{kT\lambda_V}\right) - 1} \cdot \Delta\lambda_V}{\frac{1}{\bar{\lambda}_B^5} \times \frac{1}{\exp\left(\frac{hc}{kT\lambda_B}\right) - 1} \cdot \Delta\lambda_B} \right] - C_{BV}$$

$$B - V = 2,5 \log_{10} \left(\frac{\bar{\lambda}_B^5}{\bar{\lambda}_V^5} \cdot \frac{\Delta\lambda_V}{\Delta\lambda_B} \right) + 2,5 \log_{10} \left(\frac{\exp\left(\frac{hc}{kT\lambda_B}\right) - 1}{\exp\left(\frac{hc}{kT\lambda_V}\right) - 1} \right) - C_{BV}$$

Para longitudes de onda en el rango visible $hc/\lambda \approx 2eV$, de modo que para $T < (2eV/k) = 10000K$ tenemos $\exp(hc/kT\lambda) \gg 1$ y podremos eliminar los unos en los denominadores en el argumento de los anteriores logaritmos, con los que nos queda,

$$B - V = -1,32 + 2,5 \log_{10} \left(\frac{\exp(3,27 \times 10^4/T)}{\exp(2,62 \times 10^4/T)} \right) + C_{BV}$$

Donde hemos usado $\bar{\lambda}_V = 5500\text{\AA}$, $\bar{\lambda}_B = 4400\text{\AA}$, $\Delta\lambda_V = 890\text{\AA}$, $\Delta\lambda_B = 980\text{\AA}$, valores estándares en el sistema fotométrico utilizado. De lo anterior,

$$B - V = -1,32 + \frac{7090}{T} - C_{BV}$$

que corresponde a la relación buscada.

Si tomamos $B - V = 0$ para $T = 10000K$,⁷ el valor de C_{BV} resulta ser pues -0,61, de donde finalmente,

$$B - V = \frac{7090}{T} - 0,71 \quad (1.8)$$

Debe recordarse que esta relación aproximada funciona bien sólo para $T < 10000K$, su validez a temperaturas mayores empieza a tambalear. En ella se verifica, el resultado obtenido anteriormente: si $T > 10000K$, $B - V < 0$ (la estrella es azul) y si $T < 10000K$, $B - V > 0$ (la estrella es rojiza).

Representa esta nuestra primera relación entre una cantidad obtenida por medios observacionales, el índice de color $B - V$ y un parámetro físico de la estrella misma, su temperatura efectiva.

Ejemplo

La temperatura efectiva del Sol es 5770 K. ¿Cuál es su índice de color $B - V$ aproximado ?.

Solución

Por la relación recién obtenida.

$$(B - V)_{\odot} = \frac{7090}{T_{eff\odot}} - 0,71 = 0,52$$

1.6 Magnitud bolométrica y luminosidad estelar

La determinación del brillo aparente de las estrellas e incluso de su brillo absoluto⁸ sufre de una limitante importante. Los detectores utilizados para llevar a cabo tales medidas (el ojo, fotómetros fotoeléctricos) son sensibles principalmente al rango visible del espectro electromagnético, de tal modo que la energía que medimos cuando determinamos el brillo de una estrella, será aquella emitida exclusivamente en este estrecho rango de longitudes de onda. ¿Qué pasa con la energía emitida en otras longitudes de onda ? Sencillamente no se cuenta.

El análisis de la sección anterior, sin embargo, nos muestra que algunas estrellas pueden emitir la mayor parte de su energía en regiones del espectro electromagnético inaccesibles a nuestros más sencillos instrumentos y así toda medida que hagamos del brillo de dichas estrellas, estará siempre por debajo de su valor real.

Para tener en cuenta esa energía que no logran detectar nuestros más sencillos instrumentos, el astrofísico define un nuevo parámetro al que se lo conoce como la *magnitud bolométrica*, tanto aparente como absoluta. La magnitud bolométrica es aquella magnitud

⁷Esta elección se hace pensando en el hecho de que estrellas visualmente blancas, a las que asignaremos arbitrariamente un Índice de color $B - V = 0$, presentan temperaturas efectivas de alrededor de los 10000K

⁸El brillo que presentan si se las colocara a 10 pc de la Tierra

Índice de color B-V	BC calculado	$\log_{10} (T_{eff})$
-0,30	-4,1	4,65
-0,20	-2,3	4,46
-0,10	-1,25	4,13
0,00	-0,72	4,03
+0,1	-0,38	3,95
+0,3	-0,20	3,91
+0,5	0,00	3,80
+0,7	-0,09	3,73
+0,9	-0,29	3,66
+1,1	-0,57	3,61
+1,2	-0,74	3,58
+1,3	-0,92	3,56
+1,5	-1,3	3,53
+1,7	-1,7	3,52

Tabla 1.5: Relación del índice de color B-V con el factor de corrección bolométrica .

con la que observaríamos a la estrella si nuestros sistemas de detección fueran sensibles a todas las longitudes de onda.

¿Cómo determinar la magnitud bolométrica de una estrella?. El método más directo sería el de construir detectores sensibles a la mayor parte del espectro electromagnético, los cuales deberían además ser situados por fuera de la atmósfera terrestre para evitar la absorción de ciertas bandas del espectro electromagnético por parte de ella. Esto sin embargo tendría un costo económico y tecnológico bastante alto.

Un modelo simple ofrece una solución mejor. El modelo asume que podemos expresar la magnitud bolométrica de una estrella en términos de su magnitud absoluta por la relación lineal,

$$M_{bol} = M + BC \quad (1.9)$$

donde BC es una cantidad negativa⁹ conocida como el *factor de corrección bolométrica*. El valor del factor de corrección bolométrica dependerá de la fracción de la energía total emitida por la estrella fuera del rango visible. En ese sentido, es de esperarse que exista una relación implícita con el color de la estrella, relación expresada claramente en la tabla 1.6, donde se presenta el valor medido de BC para distintos valores del índice $B - V$. Conociendo la magnitud visual de una estrella (aparente o absoluta) y su índice de color, a partir del cual, y utilizando relaciones aproximadas como las expresadas en la tabla

⁹Como es de esperarse, por su propia definición, la magnitud bolométrica será siempre una cantidad menor que la magnitud visual

1.6, se obtiene el factor de corrección bolométrica, se podría determinar finalmente la magnitud bolométrica de la estrella.

Una cantidad de gran relevancia en la astrofísica estelar, deducida del conocimiento de la magnitud bolométrica, es la luminosidad total¹⁰.

Examinemos la relación existente entre la magnitud absoluta bolométrica y La luminosidad de una estrella.

Supongamos que nuestra estrella, a la que situamos a 10 pc de la Tierra, presenta vista desde aquí un brillo bolométrico absoluto B_{bol} (energía recibida en todo el espectro electromagnético por unidad de tiempo por unidad de área) al que asignamos una magnitud bolométrica absoluta M_{bol} . Asumamos como estrella de referencia nuestro Sol, para el que han sido determinado con precisión los valores de M_{bol} y B_{bol} ¹¹. Por la ley de Pogson, tenemos

$$M_{bol} = M_{bol\odot} - 2,5 \log_{10} \left(\frac{B_{bol}}{B_{bol\odot}} \right)$$

por su definición B_{bol} se puede escribir como

$$B_{bol} = \frac{L}{4\pi(10rmpc)^2}$$

de modo que,

$$M_{bol} = M_{bol\odot} - 2,5 \log_{10} \left(\frac{L}{L_{\odot}} \right) \quad (1.10)$$

de donde se sigue,

$$L = 10^{\frac{(M_{bol\odot} - M_{bol})}{2,5}} L_{\odot} \quad (1.11)$$

Como la ecuación (Ec. 1.8), (Ec. 1.11) expresa la relación existente entre una cantidad determinada observacionalmente (M_{bol}) y un parámetro físico asociado a la estrella (L).

Ejemplo

La estrella Arcturus tiene una magnitud aparente de +0,06. Su paralaje es 0,090" y su índice de color $B - V$ medido es aproximadamente igual a +1,2. Estimar, utilizando los datos contenidos en la tabla 1.6 y todo lo aprendido hasta ahora, la luminosidad total de la estrella en cuestión.

Solución

¹⁰La luminosidad de una fuente de luz en astrofísica es igual a la potencia (energía emitida por unidad de tiempo)

¹¹ $B_{bol\odot}$ recibe en astrofísica el nombre de constante solar y tiene un valor de $1368 \pm 1 \text{ Wm}^{-2}$. Por otro lado $M_{bol\odot} = +4,72$

El conocimiento del paralaje nos permite encontrar la distancia a la que se situa Arcturus, la cual resulta ser,

$$d = \frac{1\text{pc}}{0,09''} = 11,1\text{pc}$$

utilizando la distancia así obtenida y la magnitud aparente dada podemos en virtud de (1.4) , conocer la magnitud absoluta,

$$M = m - 5\log_{10} \left(\frac{11,1}{10} \right) = -0,16$$

A partir del índice de color podemos extraer de la tabla 1.6 el valor aproximado del factor de corrección bolométrica, que resulta igual a $BC = -0,74$. De aquí y por la definición se obtiene la magnitud bolométrica de la estrella,

$$M_{bol} = M + BC = -0,9$$

Finalmente, la luminosidad de Arcturus estará dada por,

$$L = 10^{\frac{(M_{bol\odot} - M_{bol})}{2,5}} L_{\odot} = 177L_{\odot}$$

El valor obtenido, aunque no el preciso de $91L_{\odot}$ para esta estrella, es del mismo orden. La diferencia entre ambos, casi un factor de 2, radica en la incertidumbre de cantidades como el paralaje de la estrella, el índice de color y la corrección bolométrica, errores que son amplificadas por los exponenciales involucrados en el cálculo anterior.

1.7 Radio y masa de las estrellas

Otros dos parámetros físicos de gran importancia en el estudio de las estrellas son sus dimensiones espaciales y su masa.

Dadas las inmensas distancias que nos separan de las estrellas la determinación de las dimensiones espaciales de estos objetos astrofísicos representa una tarea en extremo difícil. Un primer estimativo del tamaño de las estrellas, nos lo da el preciso conocimiento que tenemos de las dimensiones de nuestro Sol. Sabemos que su diámetro es aproximadamente igual a 1 392 000 km, lo que equivale a unas 100 veces el diámetro de nuestro planeta. Si situáramos el Sol a la distancia a la que se encuentra la estrella más vecina al sistema solar ($1,33\text{pc} = 4,2a.l.$) su tamaño angular aparente sería $0,007''$, muy por debajo de la resolución angular de los mejores equipos tanto en Tierra como en el espacio. Dada esta limitante, ¿ Podemos decir que sólo conocemos el tamaño de nuestra estrella madre y que el correspondiente a otras estrellas es imposible de conocer?. El ingenio humano sin

embargo siempre se las arregla para superar los obstáculos que le impone la naturaleza, y este caso no es una excepción.

La determinación directa del diámetro de algunas estrellas ha sido posible en el presente gracias al desarrollo de la denominada técnica de la interferometría.

La interferometría (Ver figura 1.7) consiste en la observación simultanea de un objeto por dos o más instrumentos receptores (telescopios, antenas de radio) separados por una distancia adecuada. La información obtenida por todos los instrumentos es combinada por medios electrónicos, proceso en el cual se ve incrementada considerablemente la resolución angular que sólo uno de los instrumentos podría obtener.

Un método indirecto para la determinación de las dimensiones espaciales de las estrellas es provisto por el estudio de la radiación que ellas emiten.

Consideremos a la estrella una esfera de radio R que emite radiación (cuerpo negro) y cuya temperatura superficial la suponemos igual a la temperatura efectiva asociada a la estrella en cuestión. El estudio de la emisión de radiación de un cuerpo negro nos revela que la energía total emitida por la unidad de área del cuerpo, en la unidad de tiempo está dada por,

$$I = \sigma T^4$$

Esta relación es conocida como la ley de Stefan. La superficie total de la estrella emitirá por unidad de tiempo una energía total igual a

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{eff}^4$$

donde L es la luminosidad de la estrella. Esta relación nos dice que si conocemos la luminosidad y temperatura efectiva de una estrella, un estimativo de su radio estará dado por,

$$R = \frac{1}{T^2} \sqrt{\frac{L}{4\pi\sigma}} \quad (1.12)$$

En la tabla 1.7 se presentan los radios de algunas estrellas conocidas determinados por estos métodos.

Ejemplo

La estrella Sirio presenta una temperatura efectiva de 9500 K. Medidas precisas demuestran que es Sirio 19 veces más luminoso que nuestro Sol. ¿Cuál es su radio ?.

Solución

La estrella Sirio y el Sol satisfacen (1.12) de modo que sus radios estarán dados por,

$$R_{\odot} = \frac{1}{T_{\odot}^2} \sqrt{\frac{L_{\odot}}{4\pi\sigma}}$$

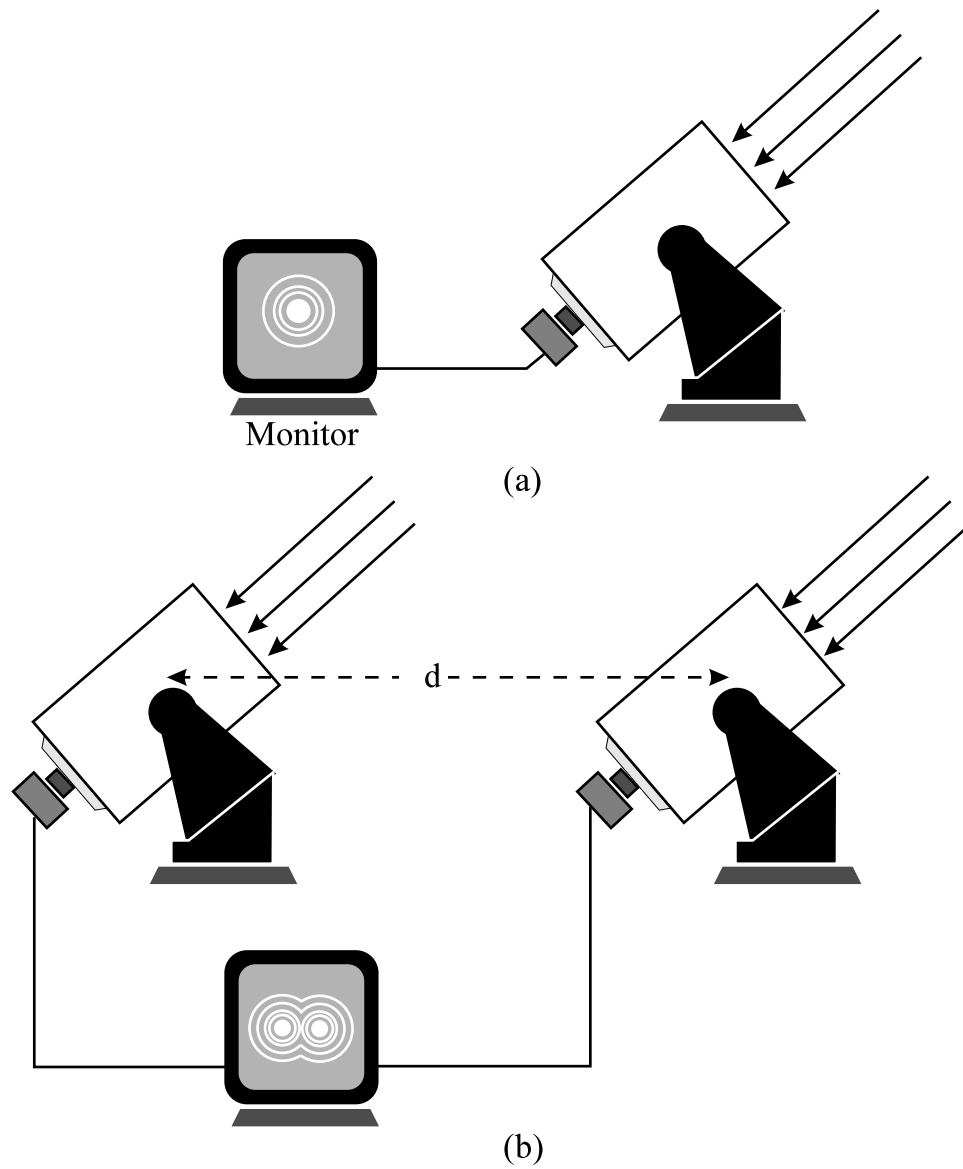


Figura 1.6: La técnica de la interferometría óptica.

Nombre	Distancia (pc)	Radio ($R_{\odot}$)
Betelgeuse	180	1297
Aldebaran	21	54
Arcturus	11	26
Capella	14	7,1
Procyon	3,5	2,1
Rigel	270	74
Deneb	500	145

Tabla 1.6: Diametros estelares determinados con la interferometría.

$$R_{sirio} = \frac{1}{T_{sirio}^2} \sqrt{\frac{L_{sirio}}{4\pi\sigma}}$$

Dividiendo término a término obtenemos,

$$\frac{R_{sirio}}{R_{\odot}} = \left(\frac{T_{\odot}}{T_{sirio}} \right)^2 \sqrt{\frac{L_{sirio}}{L_{\odot}}}$$

Introduciendo $T_{\odot} = 5770K$, $T_{sirio} = 9500$, $L_{sirio} = 19L_{\odot}$ se obtiene,

$$R_{sirio} = 1,6R_{\odot}$$

si sabemos que $R_{\odot} = 696000km$ tenemos finalmente,

$$R_{sirio} \approx 1114000km$$

Vemos pues como el conocimiento de dos parámetros físicos de la estrella, determinados, como se vió en las secciones respectivas, a partir de otros parámetros observacionales de la misma, nos proveen información sobre sus dimensiones espaciales. Dada su simplicidad este es quizas el método de más corriente uso en la astrofísica para estimar el tamaño de las estrellas.

En la medida de la masa de las estrellas se nos interponen otros obstáculos.

Para empezar, la determinación de la masa de una estrella, exige la existencia de un cuerpo de prueba con el que la estrella interactúe gravitacionalmente. Dicha condición se ve satisfecha en el caso en el cual la estrella pertenece a lo que los astrofísicos llaman un sistema estelar múltiple.

Los sistemas múltiples están constituidos por un número no muy grande de estrellas (2 o 3 corrientemente) que orbitan en torno a un centro de gravedad común. Se cree que aproximadamente el 50% de las estrellas en el universo pertenecen a sistemas como estos.

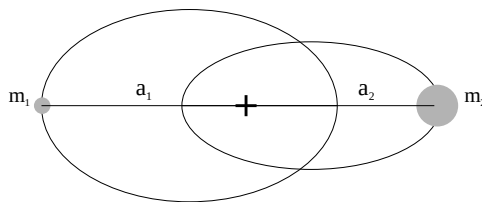


Figura 1.7: Trayectorias de las componentes de un sistema doble.

Además de pertenecer a un sistema multiple, debe ser posible estudiar en detalle el movimiento de las componentes del sistema, información a partir de la cual puede deducirse la masa de la estrella en cuestión. Es esta una de las mayores dificultades con las que se enfrenta el astrofísico a la hora de determinar la masa de algunas estrellas.

Estudiemos en detalle la situación a la que nos enfrentamos.

Por simplicidad, analicemos el movimiento de dos cuerpos de masas comparables que describen órbitas elípticas en torno a un centro de gravedad común (ver Figura 1.7).

El estudio detallado del sistema revela de inmediato la existencia de una relación entre el período de las órbitas de los cuerpos y las dimensiones espaciales de las mismas,

$$P^2 = \frac{4\pi^2}{G(m_1 + m_2)}(a_1 + a_2)^3 \quad (1.13)$$

Se sigue de aquí que,

$$M = m_1 + m_2 = \frac{4\pi^2}{GP^2}(a_1 + a_2)^3 \quad (1.14)$$

Por otro lado, el equilibrio del sistema gravitacional exige que,

$$\frac{m_1}{m_2} = \frac{a_2}{a_1} \quad (1.15)$$

despejando m_i ($i = 1, 2$) de (Ec. 1.15) y sustituyendo en (Ec. 1.14), se llega al resultado,

$$m_2 = \frac{1}{1 + a_2/a_1} \frac{4\pi^2}{GP^2}(a_1 + a_2)^3$$

$$m_1 = \frac{1}{1 + a_1/a_2} \frac{4\pi^2}{GP^2}(a_1 + a_2)^3$$

Se concluye entonces que si podemos determinar observacionalmente el período de un sistema binario y los semiejes mayores de las órbitas de cada componente, obtendríamos en virtud del anterior análisis el valor de la masa de cada componente.

Como veremos la situación real no es tan simple.

Para empezar la determinación de los semiejes mayores de las órbitas estelares sólo es posible si el sistema se puede resolver, esto es, si las componentes del sistema aparecen

como objetos individuales y separados. Hablamos en este caso de un sistema binario visual. Aún si se pueden resolver las componentes del sistema en estrellas separadas, debemos hacer un seguimiento en el tiempo del par para poder obtener el valor de las dimensiones angulares de las órbitas. Esto exige por tanto, que el período de revolución del sistema no sea muy grande, o por lo menos no mayor a algunas vidas humanas. Como se ve en (1.13), si queremos hacer lo suficientemente pequeño el valor de P , deberemos hacer lo mismo con los valores de a . Pero si se hacen pequeñas las dimensiones espaciales de las órbitas la posibilidad de resolver el sistema se reducirá .

Vemos pues como con estas restricciones se reduce considerablemente el conjunto de sistemas binarios de los cuales podremos extraer información sobre la masa de las estrellas que los constituyen. Pero los obstáculos no terminan aquí.

Conocidas las dimensiones angulares de las órbitas estelares, la deducción de los valores lineales correspondientes, exigirá el conocimiento de la distancia del observador al sistema. Una limitante importante se introduce cuando consideramos el hecho de que el plano de las órbitas está orientado en una dirección arbitraria, de manera que los valores obtenidos para los semiejes mayores por el método descrito anteriormente corresponden a la proyección sobre el plano perpendicular a la visual de los semiejes reales (Ver figura 1.7). Si el sistema se encuentra a una distancia d y el semieje mayor aparente de la componente i ($i = 1, 2$) lo llamamos α_i , la proyección del semieje mayor real a_i sobre el plano perpendicular a la visual será ,

$$a'_i = \alpha_i d$$

donde a'_i también es igual a $a_i \cos i$. De modo que,

$$a_i = \frac{\alpha_i d}{\cos i}$$

sustituyendo en (1.14) y (1.15) se obtiene,

$$M = m_1 + m_2 = \frac{4\pi^2}{GP^2} \frac{d^3}{\cos^3 i} (\alpha_1 + \alpha_2)^3 \quad (1.16)$$

$$\frac{m_1}{m_2} = \frac{\alpha_2}{\alpha_1} \quad (1.17)$$

de donde obtenemos finalmente,

$$m_2 = \frac{1}{1 + \alpha_2/\alpha_1} \frac{4\pi^2}{GP^2} \frac{d^3}{\cos^3 i} (\alpha_1 + \alpha_2)^3$$

$$m_1 = \frac{1}{1 + \alpha_1/\alpha_2} \frac{4\pi^2}{GP^2} \frac{d^3}{\cos^3 i} (\alpha_1 + \alpha_2)^3$$

En conclusión, solo podemos conocer el valor de la masa de las estrellas pertenecientes al sistema si podemos determinar la distancia a la que se encuentran y la inclinación del plano de las órbitas respecto a la perpendicular a la visual. Este último parámetro

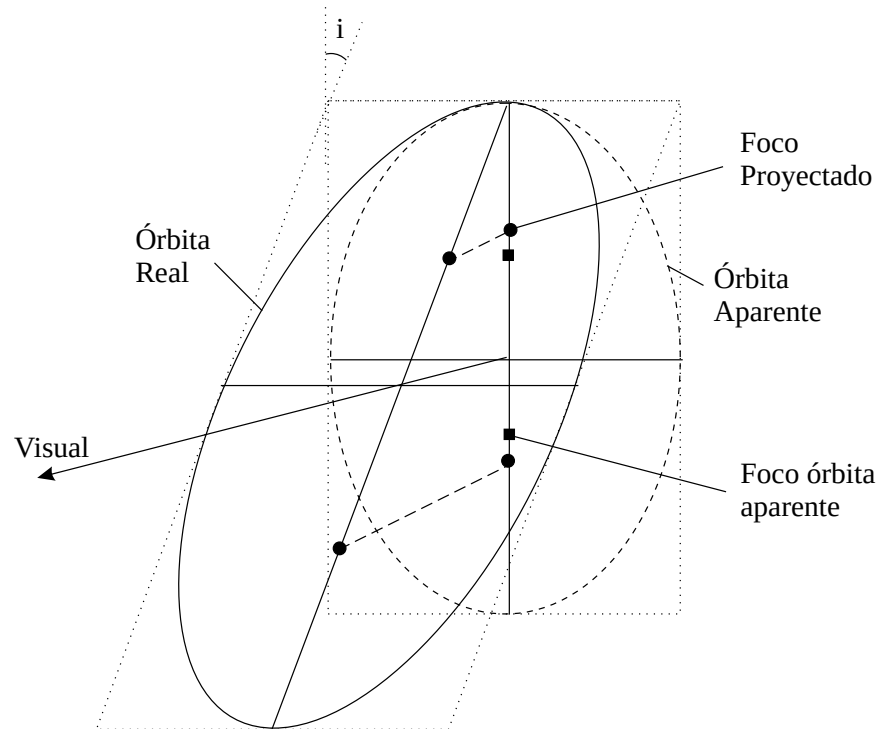


Figura 1.8: Efecto de la inclinación del plano orbital de las componentes de un sistema binario visual.

Nombre (sistema, componente)	Masa estimada ($M_{\odot}$)
α Cen A	1,07
α Cen B	0,87
η Cass A	0,93
η Cass B	0,58
ξ Boo A	0,85
ξ Boo B	0,76

Tabla 1.7: Masa de las componentes de algunas binarias visuales.

se presenta como el principal limitante en la determinación de la masa de las binarias visuales. Su valor sin embargo puede ser obtenido teniendo en cuenta que cuando se observa una elipse inclinada la geometría de la elipse observada se modifica (Ver en la figura 1.7) el cambio de posición de los focos de la elipse), y el grado de alteración puede proveer información sobre la inclinación de la elipse real.

En la tabla 1.7 se presenta la masa deducida para las componentes de algunas binarias visuales estudiadas con los métodos anteriores.

A una situación distinta nos enfrentamos cuando es imposible resolver en estrellas aisladas el sistema binario. Aunque en la imagen del sistema aparezca un sólo cuerpo, resultante de la fusión de las dos componentes, el espectro de dicho cuerpo contiene una peculiar característica : las líneas espectrales aparecen por pares.

Este efecto es explicado por la presencia de dos fuentes de luz (las estrellas componentes) que se mueven en direcciones contrarias, en virtud de su interacción mutua, produciéndose desplazamientos también contrarios en sus líneas espectrales. A este tipo particular de sistema binario se lo denomina *binaria espectroscópica*.

Aunque no pueden medirse las dimensiones de las orbitas estelares en un sistema como este, la determinación precisa de las velocidades de las estrellas en un sistema binario espectroscópico, a partir del desplazamiento doppler de sus líneas espectrales, nos ofrece una oportunidad de estimar la masa de sus estrellas.

Puede demostrarse para este caso, que un sencillo análisis dinámico conduce a las siguientes relaciones,

$$\frac{m_1}{m_2} = \frac{v_{2r}^{max}}{v_{1r}^{max}}$$

$$m_1 + m_2 = \frac{P}{2\pi G} \frac{(v_{1r}^{max} + v_{2r}^{max})^3}{\sin^3 i}$$

donde v_{ir}^{max} ($i = 1, 2$) es la máxima componente de la velocidad en dirección de la visual medida para la estrella i -ésima del sistema. En este caso el valor de i , que no puede medirse directamente puede estimarse por métodos estadísticos.

La masa de algunas binarias espectroscópicas se presenta en la tabla 1.7.

Sistema	Masa promedio de componentes ($M_{\odot}$)
σ Aql	6,02
β Aur	2,34
Y Cyg	17,4
ZZ Boo	1,74
U Oph	5,01

Tabla 1.8: Masa de binarias espectroscopicas.

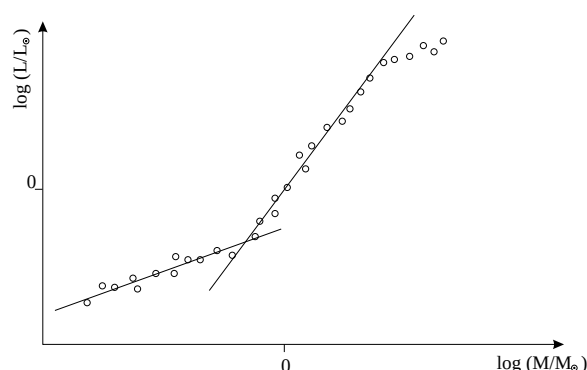


Figura 1.9: La relación masa luminosidad deducida de las observaciones de estrella binarias.

Dados los innumerables obstáculos con los que nos topamos para determinar la masa de las estrellas, incluso las que pertenecen a sistemas múltiples, estaríamos muy desanimados pensando que el conocimiento de este importantísimo parámetro estelar nos está vedado, por lo menos para la mayoría de las estrellas que conocemos. Una nueva observación, sin embargo ofrece una solución a nuestro dilema.

A lo largo de los años, los astrofísicos han logrado acumular una vasta cantidad de información acerca de la masa de los relativamente pocos sistemas binarios que se han podido estudiar en detalle. El estudio de dichos datos ha revelado la existencia de una relación estrecha entre la luminosidad y la masa de las estrellas (Ver figura 1.9). Se verifica, para la mayoría de las estrellas normales¹², la siguiente relación entre su masa y luminosidad,

$$L = kM^{\alpha} \quad (1.18)$$

Donde α adopta valores distintos en distintos intervalos de masas. Para masa intermedias se asume $\alpha = 4$.

¹²Por estrellas normales nos referimos a las que más tarde llamaremos estrellas de la secuencia principal

El origen de la existencia de la relación masa-luminosidad es un resultado de la particular naturaleza física de las estrellas y será tratado en las secciones correspondientes al estudio del interior estelar.

1.8 Los espectros estelares

En el estudio de la naturaleza de las estrellas el análisis de su espectro es quizás la más importante herramienta utilizada por el astrofísico para describir las características generales de estos cuerpos astrofísicos.

Desde que Fraunhofer fotografiara por primera vez el espectro del Sol, sabemos que las estrellas exhiben un espectro de absorción : un continuo atravesado por un conjunto definido de líneas oscuras a las que se conoce como líneas de absorción. Esta característica del espectro de las estrellas nos da una primera idea sobre su origen : Las capas profundas de la estrella misma producen el continuo del que son extraídas ciertas longitudes de onda por una capa de gases relativamente más fríos y que se encuentran envolviendo la estrella¹³. Aunque las estrellas presentan diferencias claras en el número e intensidad de las líneas presentes en su espectro, una observación detenida de un gran conjunto de espectros estelares revela de inmediato la posibilidad de elaborar un esquema de clasificación ; esta importante hecho fue por primera vez reconocido por el astrónomo italiano Angelo Secchi. Secchi notó que la intensidad de las líneas de la serie de Balmer del Hidrógeno, difería apreciablemente de unas estrellas a otras. Teniendo en cuenta esta observación, elaboró el primer esquema de clasificación de los espectros estelares. Dicho esquema estaba constituido por 21 clases nombradas por letras capitales, desde la A a la P, de modo que las estrellas pertenecientes a la clase A exhibían las más intensas líneas de Balmer y las de la clase P las más débiles.

El desarrollo de las técnicas espectroscópicas, conectadas con el desarrollo de la fotografía, permitieron a investigadores posteriores a Secchi descubrir hechos adicionales, que posibilitaron la creación de sistemas más perfectos de clasificación espectral. En este sentido debe resaltarse el trabajo hecho por E.C. Pickering del observatorio de la Universidad de Harvard. Pickering, había reclutado a una decena de mujeres jóvenes para realizar el dispendioso trabajo de analizar uno a uno los espectros de miles de estrellas¹⁴.

Pickering y una de las integrantes de este particular grupo (que mereciera el apodo de " el harem de Pickering ") Annie J. Cannon idearon una nueva sistemática de clasificación de los espectros estelares. Aunque inicialmente trabajarón con la idea original de Secchi, rápidamente se dieron cuenta de un hecho fundamental : La presencia de ciertos tipos de líneas en los espectros estelares, se debía fundamentalmente al hecho de que los gases que producían las líneas en distintas estrellas se encontraban a distintas temperaturas. El

¹³El origen de los espectros estelares y sus propiedades detalladas serán analizadas en la sección dedicada a la atmósfera estelar

¹⁴las anécdotas señalan que Pickering había realizado esta elección teniendo presente por un lado la paciencia y cuidado del sexo femenino al realizar trabajos que exigían estas virtudes y por otro el hecho de que la mano de obra femenina resultaba ser un poco más barata !

sistema ideado por Secchi para la clasificación de los espectros sin embargo no contaba con este hecho. Pickering y Cannon reconocieron que aunque las líneas de Balmer resultaban ser más intensas en las estrellas de la clase A que en estrellas por ejemplo de la clase O, estas últimas presentaban temperaturas superficiales mayores.

Para introducir este hecho y crear así un sistema de clasificación espectral que contuviera información sobre la temperatura superficial de las estrellas Pickering y Cannon modificaron considerablemente el sistema de Secchi y crearon un nuevo sistema de clasificación espectral, aún utilizado en la actualidad y al que se conoce como *Sistema de Clasificación de Harvard*.

El Sistema de Clasificación de Harvard cuenta con sólo 7 clases de las 21 originales con las que contaba el sistema de Secchi : O, B, A, F, G, K, M¹⁵. En este esquema de clasificación la temperatura superficial descende desde el tipo O, estrellas muy calientes ($T_{eff} > 25000K$) hasta el tipo M, correspondiente a estrellas relativamente frías ($T_{eff} \approx 3000K$).

El sistema se vio enriquecido posteriormente por la introducción de un conjunto de subclases nombradas con números arábigos del 0 al 9 ; dentro de cada clase las estrellas de la subclase 0 son las más calientes mientras que las estrellas de la subclase 9 resultan ser las más frías. Nuestro Sol por ejemplo es, en el marco de este esquema de clasificación, una estrella de la clase G2.

A continuación se presentan algunas de las características que distinguen a las estrellas de los distintos tipos espectrales en el esquema de clasificación de Harvard.

O (Blanco azuladas)

Temperatura Efectiva : 50000 – 25000

Índice de Color (B-V) : $< -0,3$

Características espectrales : Líneas fuertes de HeII. Principales líneas : HeII, OII, CIII, NIII, SiIV.

B (Blanco azuladas)

Temperatura Efectiva : 25000 – 11000

Índice de Color (B-V) : $-0,3 - 0,0$

Características espectrales : Líneas de HeI muy fuertes. Otras : CII, SiII, MgII.

A (Blancas)

Temperatura Efectiva : 11000 – 7500

Índice de Color (B-V) : $0,0 - 0,3$

¹⁵Alrededor de todo el mundo es de frecuente uso una regla mnemotécnica para recordar el orden de las clases espectrales en el sistema de Harvard. Basta recordar la frase en inglés " Oh Be A Fine Girl Kiss Me " (Oh, sé una chica buena y besame !).

Características espectrales : Más intensas líneas de Balmer (HI). Empiezan a manifestarse líneas de CaII.

F (Blanco amarillas)

Temperatura Efectiva : 7500 – 6000

Indice de Color (B-V) : 0,3 – 0,6

Características espectrales : Líneas de CaII en aumento. Líneas de Balmer reduciéndose. Líneas de metales neutros (FeI y CaI).

G (Amarillas)

Temperatura Efectiva : 6000 – 5000

Indice de Color (B-V) : 0,6 – 0,8

Características espectrales : Tipo solar. Muy fuertes CaI. Aparece línea de molécula CH.

K (Naranjadas)

Temperatura Efectiva : 5000 – 3500

Indice de Color (B-V) : 0,8 – 1,4

Características espectrales : Líneas más fuertes de CaII. Muy fuerte también líneas de CaI. Espectro dominado por líneas debidas a metales. Bandas moleculares (CN y otras).

M (Rojizas)

Temperatura Efectiva : < 3500

Indice de Color (B-V) : > 1,4

Características espectrales : Espectro dominado por bandas moleculares, especialmente TiO. Muy fuertes líneas debidas a metales neutros.

En el año de 1943 dos investigadores del Observatorio Yerkes, William W. Morgan y Phillip C. Keenan, realizaron la siguiente observación : cuando analizaban los espectros de estrellas del mismo tipo de Harvard, notaron, que aunque presentaban el mismo conjunto de líneas espectrales, el grosor de dichas líneas era marcadamente mayor en las estrellas menos luminosas, mientras que las estrellas más luminosas exhibían líneas bastante delgadas. Aún sin poder explicar el fenómeno Morgan y Keenan idearon un esquema para clasificar los espectros de estrellas en el mismo tipo de Harvard de acuerdo al grosor de sus líneas que como veremos en el siguiente capítulo está relacionado directamente con la luminosidad de la estrella; el sistema conocido como *sistema de Yerkes* o *clases de luminosidad de Morgan y Keenan*, consta de una serie de tipos y subtipos representados por un número romano y la letra minúscula, a o b ; el tipo Ia corresponde a las estrellas más luminosas mientras que el tipo VI le es asignado a las estrellas menos luminosas.

Tipo	Característica
Ia - O	Supergigantes extremadamente luminosas
Ia	Supergigantes muy luminosas
Ib	Supergigantes luminosas
II	Gigantes luminosas
III	Gigantes normales
IV	Subgigantes
V	Enanas
VI	Subenanas
WD	Enanas blancas

Tabla 1.9: Características de los tipos de Morgan y Keenan.

En la tabla 1.8 se presentan las características "cualitativas" de cada uno de los tipos en el esquema de clasificación de Morgan y Keenan, mientras que en la tabla 1.10 se presenta el tipo espectral en el sistema de Harvard y en el esquema de Morgan y Keenan asignado a algunas estrellas conocidas.

1.9 El Diagrama de Hertzsprung - Russell

Cuando se conto con abundante información acerca de un buen número de estrellas cuyos parámetros físicos y observacionales habían sido determinados con alguna precisión, una serie de interrelaciones no obvias empezaron a ser descubiertas por los astrofísicos.

La primera de ellas, mencionada en nuestra discusión acerca de las masas estelares, establecía una clara conexión entre la luminosidad y la masa de las estrellas estudiadas : entre más masiva era una estrella mayor era su luminosidad.

En el año de 1905, el astrónomo danés Ejnar Hertzsprung, revelo la existencia de una clara relación entre el tipo espectral de una estrella y su luminosidad. Hertzsprung, observo que las estrellas pertenecientes a los tipos tempranos O,B resultaban ser mucho más luminosas, con algunas excepciones, que las estrellas de tipos tardíos K,M.

En el año de 1913, e independientemente, un astrónomo estadounidense, Henry Norris Russel, llego a la misma conclusión de Hertzsprung, pero dió un paso adicional. Cuando enfrento en una gráfica, cosa que no había hecho Hertzsprung quien presento en forma tabular sus datos, la magnitud absoluta visual (que cuantifica como sabemos la luminosidad de la estrella) en el eje vertical y el tipo espectral en el eje horizontal, para un conjunto de estrellas bien estudiado, la conexión se hizo evidente en forma definitiva (Ver figura 1.10).

En el diagrama elaborado por Russell, y que fue bautizado más tarde por el astrónomo Bergt Str'o ngren como *diagrama de Hertzsprung-Russell*, se descubrió que aproximada-

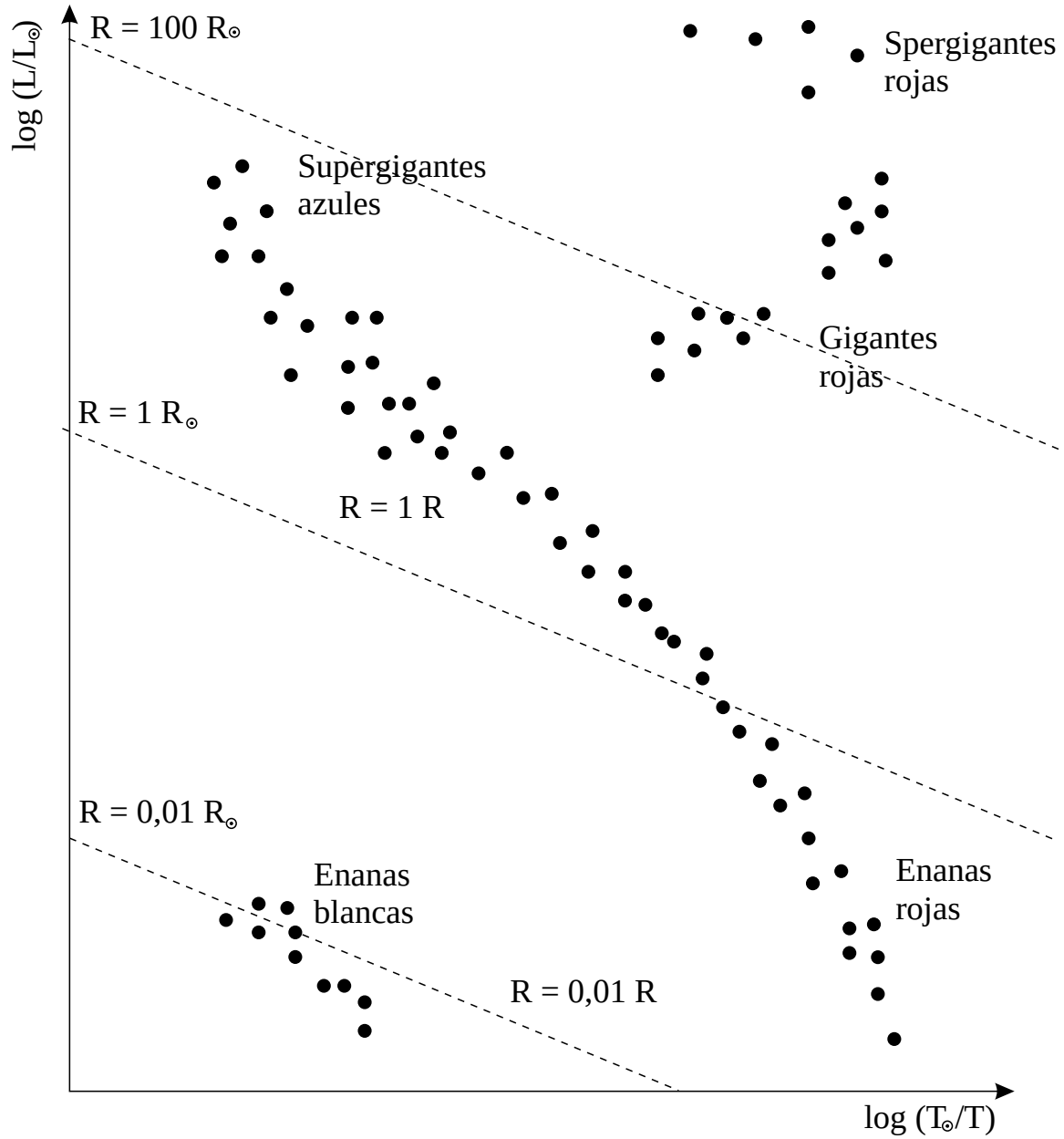


Figura 1.10: El diagrama de Russell.

Nombre	Tipo
Sol	G2V
Sirius	A1V
Canopus	F0Ib-II
Arcturus	K2IIIp
Vega	A0V
Capella	G0III
Rigel	B8Ia
Procyon	F5IV-V
Betelgeuse	M2Iab
Achernar	B5V
α Cen	G2V

Tabla 1.10: Tipo espectral de algunas estrellas conocidas.

mente el 90% de las estrellas residían en una banda relativamente estrecha que cruzaba el diagrama de extremo a extremo (Ver figura 1.10). Las estrellas en el restante 10% se alejaban a las claras de este patrón regular y se ubicaban por encima o por debajo de la franja central que hoy recibe el nombre de *Secuencia Principal*. ¿ Se debía esto último quizás a un error en los datos ? y si no era así ¿ Cómo podría explicarse que no todas las estrellas obedecieran la aparente ley general que se revelaba en el descubrimiento de Hertzsprung y Russell ?.

Un análisis detenido de la situación nos permite descubrir porque esta aparente desviación de un comportamiento regular de las estrella, no es sino consecuencia de un fenómeno convencional.

Como se estableció en la sección anterior, existe una relación directa entre la temperatura efectiva de una estrella y su tipo espectral. Igualmente y como vimos, la magnitud absoluta de una estrella esta claramente relacionada por (Ec. 1.10) con el logaritmo de la luminosidad de la misma. Sería valido por tanto, sustituir, en el diagrama original elaborado por Russell, las primeras cantidades (tipo espectral y magnitud absoluta), por aquellas con las cules estas se pueden relacionar, i.e. temperatura efectiva¹⁶ y logaritmo de la luminosidad, mucho más dicientes de su naturaleza íntima. Con estas sustituciones se construye un nuevo diagrama idéntico al por primera vez construído por Russell, pero en el que en lugar de utilizar cantidades determinadas observacionalmente se hace uso de variables físicas que pueden ser deducidas de la observación o calculadas por un modelo de la estrella.

Este último diagrama es ampliamente utilizado en la investigación teórica de las estrellas y en adelante se constituiráen vital herramienta para la descripción de la naturaleza física

¹⁶realmente $\log_{10} (1/T_{eff})$

de las mismas.

Una cosa se hace evidente en el diagrama de Hertzsprung-Russell (H-R) que hemos construido, y que se sigue de la relación,

$$R = \frac{1}{T^2} \sqrt{\frac{L}{4\pi\sigma}}$$

A cada punto del diagrama $\log_{10} (L)$ vs. $\log_{10} (1/T_{eff})$, le corresponderá valor característico del radio estelar, dado por,

$$\log_{10} (R) = \frac{1}{2} \log_{10} \left(\frac{L}{4\pi\sigma} \right) + 2 \log_{10} (1/T_{eff}) \quad (1.19)$$

A la luz de este resultado, podemos notar que si fijamos el valor de $\log_{10} (1/T_{eff})$ (si nos movemos sobre una línea vertical), el radio de las estrellas será mayor en tanto mayor sea la luminosidad estelar. Es este hecho, precisamente, el que explica finalmente la existencia de estrellas por encima y por debajo de la secuencia principal : por encima de ella encontramos estrellas muchos más grandes que las estrellas normales de la secuencia principal, razón por la cual reciben el nombre de *gigantes* ; por debajo encuentran su sitio estrellas considerablemente menores que sus analogas normales, por lo que reciben el nombre de *enanas blancas*¹⁷.

La existencia de estas estrellas peculiares situadas por fuera de la secuencia principal no fue explicada hasta el advenimiento de una teoría acertada de la evolución estelar, problema del que nos ocuparemos en un capítulo posterior.

Un análisis adicional de la relación (Ec. 1.19), muestra que sobre el diagrama H-R se pueden dibujar líneas en las que residen estrellas con el mismo radio, que tienen pendiente -4 (ver figura 1.10). Con esto, se ve que incluso al interior de la secuencia principal se produce una dispersión, no muy grande, en los radios estelares. Allí se observa que las estrellas pertenecientes a los tipos tempranos O, B son siempre las mayores, razón por la cual reciben el nombre de *gigantes y supergigantes azules*, mientras que las estrellas de tipos espectrales tardíos K y M presentan pequeños radios, por lo que se las llama *enanas rojas*.

El uso del diagrama H-R, permite una particular aplicación del sistema de clasificación espectral desarrollado por Morgan y Keenan. Si se sitúan en el diagrama H-R las estrellas pertenecientes a las distintas clases del sistema M-K, un patrón regular de curvas, correspondientes a los distintos tipos de luminosidad sale a la luz (ver figura 1.11). Las observaciones detenidas del espectro de una estrella nos informan de cual es su tipo tanto en el sistema de Harvard y en el de Morgan-Keenan. Con esta información y con el diagrama construido anteriormente es posible encontrar la ubicación probable de la estrella en el diagrama H-R. Dicha ubicación, que hemos hecho revisando el espectro de la estrella, nos provee por tanto de su magnitud absoluta, de la cual, conociendo la magnitud

¹⁷lo de blancas se debe a que la mayoría de las estrellas que se sitúan en esta región del diagrama tienen temperaturas características del tipo espectral A, que no presentan una coloración característica

aparente de la estrella podemos por (Ec. 1.4) deducir la distancia que nos separa de la estrella en cuestión.

El análisis espectral, por tanto, y el conocimiento de ciertas propiedades del diagrama H-R, nos permiten determinar la distancia a las estrellas. Este modo particular de proceder para encontrar las distancias a las estrellas cuyo espectro es conocido, recibe el nombre de *paralaje espectral*¹⁸

1.10 Ejercicios

- 1.1 Como se relacionan las magnitudes absolutas de dos estrellas que tienen la misma magnitud aparente pero cuya distancia difiere en un factor de 10.
- 1.2 Una estrella que experimenta un cambio brusco en su estructura, sufre un proceso por el cual se duplica su temperatura superficial y su densidad decrece en un factor de 8. Encontrar el radio y la luminosidad de la estrella al final del proceso mencionado, suponiendo que la estrella no pierde masa.
- 1.3 La binaria visual *70 Ophiuchi* tiene un período de revolución de 87,7 años. El semieje mayor del sistema reducido ($a = a_1 + a_2$) tiene un tamaño angular de $4,5''$. Si el paralaje del sistema es de $0,2''$, ¿cuál es la masa conjunta del sistema?. Expresar la respuesta en términos de la masa solar ($M_\odot = 1,99 \times 10^{30} \text{kg}$).
- 1.4 En un hipotético futuro se lanza al espacio un telescopio encargado de realizar medidas del paralaje de algunas estrellas en el vecindario solar. El telescopio es colocado en una órbita en torno al Sol con un semieje mayor de 3,2 U.A. El telescopio que está equipado con un completo instrumental mide el cambio en la posición de las estrellas que estudia cuando se desplaza de un extremo a otro de su órbita. Suponiendo que puede medir con precisión cambios en la posición de mínimo $0,001''$, ¿cuál es el objeto más lejano cuya distancia puede ser determinada con este instrumento?
- 1.5 Sirio (α del Can Mayor) es un sistema binario visual formado por una estrella A1V, denominada Sirio A y a la que conocemos desde la más remota antigüedad y una débil enana blanca, Sirio B, descubierta sólo hace poco. El período de revolución de cada cuerpo respecto al centro de masa del sistema resulta ser 49,94 años. El paralaje del sistema es de $0,377''$. Medidas precisas de las dimensiones de las órbitas de las componentes del sistema y que suponen a la órbita en el plano del cielo (perpendicular a la visual), permiten deducir que el semieje mayor aparente del sistema reducido ($a = a_A + a_B$) es $7,62''$ y que $a_A/a_B = 0,466$.

a. Encontrar la masa de cada miembro del sistema.

¹⁸A pesar de lo prometedor que pudiera parecer, la precisión que ofrece el método está restringida a la precisión con la que pueden ser construídas las curvas de la figura . Se ha comprobado la existencia de errores hasta por un factor de 2 en las distancias determinadas por este método.