

Estrellas y poblaciones estelares

Las estrellas son la manifestación más inmediata y visible de las galaxias, y su estudio constituye una de las herramientas principales para entender la composición, morfología y cinemática de sistemas galácticos. Empezaremos, entonces, con un capítulo de revisión sobre las propiedades de las estrellas. Supondremos que los estudiantes han tomado una clase a nivel posgrado que cubre los temas de **estructura, atmósferas, y evolución** estelar. En este repaso, cubriremos los temas de distancias y propiedades fundamentales (luminosidad, temperatura, tamaño, composición química) de las estrellas, el sistema de magnitudes y la clasificación MK, los principales procesos evolutivos de las estrellas, las propiedades de los remanentes estelares, y la producción de elementos químicos. El hilo conductor de este capítulo es en el análisis y la interpretación de los diagramas color-magnitud, y de Hertzsprung-Russell (HR), en términos de las propiedades de las poblaciones estelares subyacentes.

Para una revisión rápida sobre estructura, atmósferas, y evolución estelares, recomendamos los capítulos 8, 9 y 10 del libro *An Introduction to Modern Astrophysics* de Carroll & Ostlie (2007). El presente capítulo se basa en las secciones 1.1 del libro *Galaxies in the Universe* de Sparke & Gallagher (2007), así como 2.3, 3.1, 3.2, 3.3, 3.4, 3.5 y 5.1 del libro *Galactic Astronomy* de Binney & Merrifield (1998).

2.1 Distancia a las estrellas

Todos los cuerpos celestes se encuentran a distancias tan grandes que, desde nuestra perspectiva en la Tierra, parecen estar distribuidos sobre una esfera de radio muy grande que llamamos **bóveda celeste**. De hecho, las posiciones de dichos cuerpos se miden con coordenadas angulares bidimensionales sobre la bóveda celeste análogas a la latitud y la longitud en la Tierra sin que se incluya una tercera coordenada asociada con la profundidad. El marco de referencia más utilizado en astronomía es el **sistema ecuatorial**, cuyas coordenadas son la **ascensión recta** y la **declinación**. Medir distancias precisas a objetos celestes en general, y a las estrellas en especial, ha sido uno de los problemas recurrentes de la astronomía,

que ha mantenido (pre)ocupados a los astrónomos desde la antigüedad hasta la fecha.

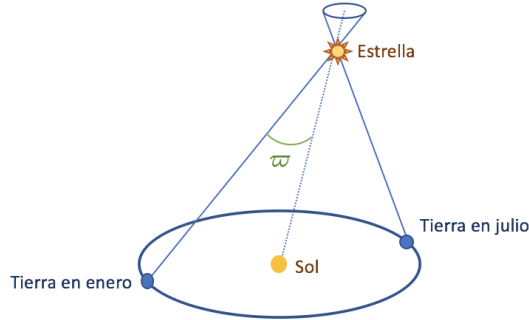


Fig. 2.1. Ilustración de efecto de paralaje trigonométrica. Debido al movimiento de la Tierra alrededor del Sol, una estrella cercana describe un movimiento aparente elíptico sobre la bóveda celeste, cuyo semi-eje mayor ϖ es la paralaje trigonométrica.

A lo largo de los siglos, generaciones de astrónomos han desarrollado numerosas técnicas ingeniosas para estimar las distancias en el Universo (presentaremos algunas de ellas en el transcurso de la clase). Sin embargo, solamente hay un método completamente directo: la medición de la **paralaje trigonométrica**¹. Este es un método de triangulación que aprovecha el movimiento anual de la Tierra alrededor del Sol. Como lo ilustra la Figura 2.1, en el transcurso de un año, una estrella cercana describe un movimiento elíptico respecto a las estrellas distantes. Si definimos el ángulo de paralaje ϖ (medido en radianes) como la mitad del eje mayor de la elipse, entonces tenemos que

$$\tan \varpi \approx \varpi = \frac{1 \text{ AU}}{d}, \quad (2.1)$$

donde $1 \text{ AU} = 1.496 \times 10^{13} \text{ cm}$ es la distancia entre la Tierra y el Sol, y d es la distancia entre el Sol y la estrella bajo estudio. Aquí, utilizamos la aproximación, válida para todas las estrellas, que el ángulo de paralaje es pequeño, y por ende, la tangente del ángulo medido en radianes es aproximadamente igual al ángulo, también en radianes. La unidad más común de distancias en astronomía es el **pársec (pc)**, y se define como la distancia a un objeto cuya paralaje trigonométrica es exactamente 1 segundo de arco. Dado que hay $3600 \times 180 \div \pi \approx 206,265$ segundos de arco en un radián, $1 \text{ pc} \equiv 206,265 \text{ AU} = 3.086 \times 10^{18} \text{ cm}$.

2.2 Propiedades fundamentales de las estrellas

¹ La palabra *paralaje* se refiere al cambio de posición aparente de un objeto (no necesariamente de un cuerpo celeste) como resultado de un cambio en la posición del observador. Los aficionados de la serie de televisión *The Big Bang Theory* quizás recordarán que desde su sillón preferido (su *spot*), Sheldon puede estar viendo su televisión sin que la imagen se distorsione por efecto de paralaje.

2.2.1 Flujo y luminosidad

Cuando observamos una estrella con un telescopio en la Tierra, medimos su **flujo** F , que se define como la cantidad de energía recibida por segundo y por centímetro cuadrado (i.e. en unidades de $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$). La potencia total de una estrella (es decir la cantidad total de energía que radía cada segundo) se conoce como su **luminosidad** y se mide en erg s^{-1} . La luminosidad se obtiene integrando el flujo sobre todo el ángulo sólido que rodea a la estrella. Es generalmente una buena aproximación suponer que las estrellas emiten radiación de forma isotrópica; en esta situación, la luminosidad se obtiene multiplicando el flujo por $4\pi d^2$ donde d es la distancia entre la estrella y la Tierra:

$$F = \frac{L}{4\pi d^2}. \quad (2.2)$$

Como se puede apreciar en la ecuación (2.2), la luminosidad solo se puede deducir del flujo si la distancia al objeto es conocida. Es más, la luminosidad escala con el cuadrado de la distancia, de tal forma que un error de 25% sobre la distancia se traduce en un error de más de 50% sobre la luminosidad.

Por razones prácticas, es evidentemente imposible construir receptores que sean sensibles simultáneamente a todas las frecuencias de la radiación electromagnética: el flujo que mide un telescopio siempre proviene de un rango finito de frecuencias. Cuando el rango de frecuencias $\Delta\nu$ es amplio (cuantitativamente, cuando $\Delta\nu$ es comparable con la frecuencia central observada ν_0), uno habla de observaciones **fotométricas**. En esta situación, es común que se delimite el rango de frecuencias registradas colocando un **filtro** antes del detector. Como veremos en breve (Sect. 2.3.2), comparar los flujos medidos en diversos filtros permite estimar el color de las estrellas estudiadas y constreñir en cierta medida la forma de su espectro. Unos filtros muy comunes son los del sistema de Johnson & Morgan (1953): U (por ultravioleta), B (azul; “blue” en inglés), V (visible), R (rojo) e I (infrarrojo). Sus curvas de transmisión se muestran en la Figura 2.2. Hay muchos otros juegos de filtros (ver las Tablas 2.1, 2.2, y 2.3 en Binney & Merrifield 1998). Para terminar, vale la pena mencionar que la forma exacta de los filtros usados en telescopios terrestres se define en parte para acomodar ciertas características de la atmósfera terrestre –por ejemplo, la presencia de bandas de absorción a ciertas longitudes de onda. Los filtros usados en telescopios espaciales, como el telescopio Hubble o los telescopios astrométricos Hipparcos y Gaia (ver Sect. 2.1), no están sujetos a estas limitaciones y casi siempre usan filtros distintos de los telescopios terrestres.

Una técnica alternativa llamada **espectroscopía** consiste en dispersar la radiación (por ejemplo con una rejilla) para medir el flujo como función de la frecuencia. Esta técnica permite medir el flujo monocromático F_ν de la estrella en pequeños rangos $d\nu$ de frecuencia (con $d\nu \ll \nu_0$). Una gráfica de flujo monocromático como función de la frecuencia (como en la Figura 2.3) se llama **espectro**.

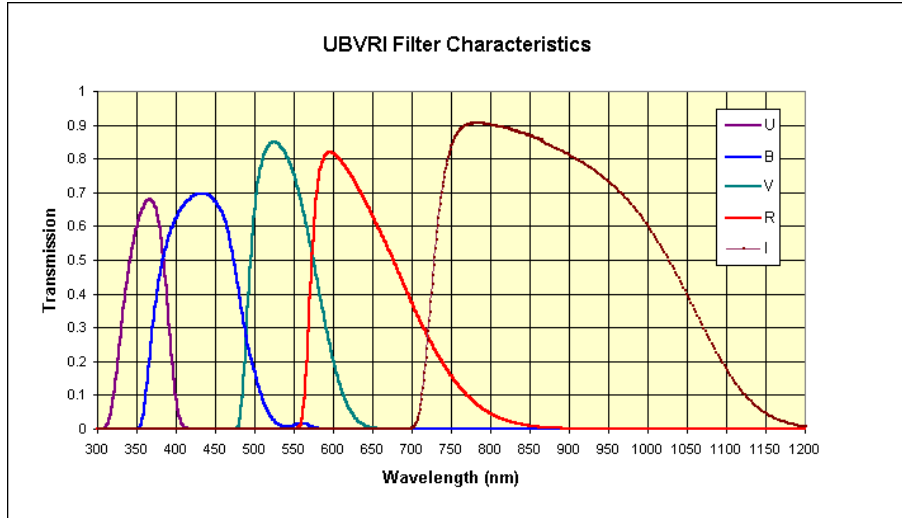


Fig. 2.2. Curva de transmisión de los filtros UBVRI de Morgan & Johnson (1953).

La luminosidad **bolométrica** se define como la luminosidad sumada sobre todas las frecuencias:

$$L_{\text{bol}} = 4\pi d^2 F_{\text{bol}} = 4\pi d^2 \int_0^{\infty} F_{\nu} d\nu. \quad (2.3)$$

La luminosidad bolométrica del Sol es $L_{\odot} = 3.86 \cdot 10^{33} \text{ erg s}^{-1}$. Es importante notar que para medir una luminosidad bolométrica, es necesario combinar múltiples observaciones fotométricas y/o espectroscópicas.

2.2.2 Temperatura efectiva

La Figura 2.3 muestra el espectro de una estrella típica. Como se puede observar, la forma del espectro es la superposición de dos componentes. Por un lado, existe una **emisión continua**, cuya forma es reminiscente de un cuerpo negro. Superpuestas sobre este continuo, observamos **líneas espectrales** delgadas, en absorción. Como veremos más adelante en el curso, estas líneas nos proveen información invaluable sobre la composición química de la estrella, su gravedad superficial, su temperatura efectiva, etc.

La forma de la emisión continua que observamos en la Figure 2.3 refleja el hecho que una estrella es una esfera de gas caliente que, a primera aproximación, emite como un cuerpo negro. De acuerdo con la ley de Wien, la longitud de onda, λ_{max} donde ocurre el pico de emisión nos provee una estimación de la temperatura en la superficie de la estrella;

$$\lambda_{\text{max}} = \frac{2,900}{T}, \quad (2.4)$$

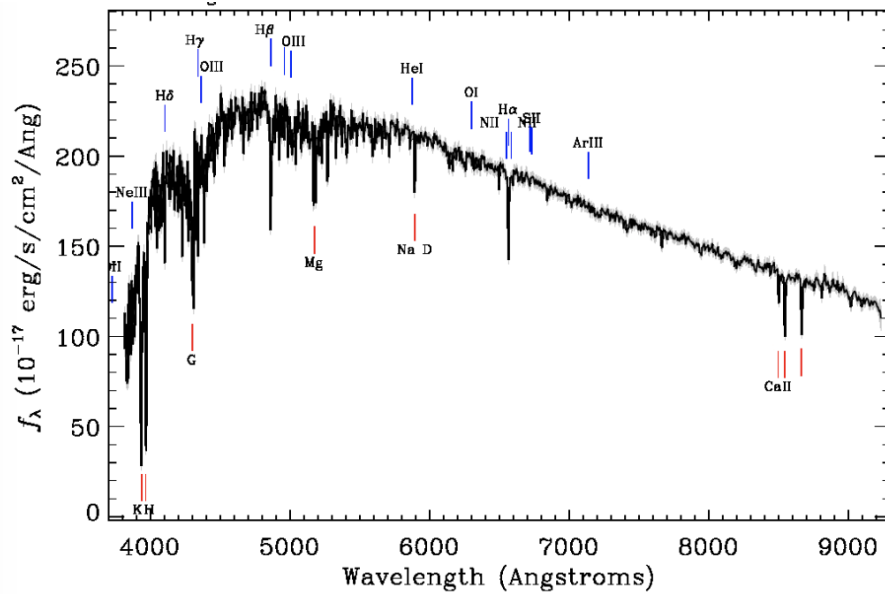


Fig. 2.3. Ejemplo de un espectro estelar típico, en este caso de una estrella de tipo espectral F9.

con λ_{max} en micras y T en Kelvin. Por ejemplo, el pico de la emisión en la Figura 2.3 ocurre alrededor de $4,750 \text{ \AA} = 0.475 \mu\text{m}$, que corresponde a una temperatura de 6,100 K. Una manera alternativa de asignar una temperatura a una estrella en base a su espectro es la **temperatura efectiva** (T_{eff}), que se define como la temperatura que tendría un cuerpo negro de misma luminosidad bolométrica y mismo tamaño que la estrella. Dado que el flujo bolométrico que emite un cuerpo negro es $\sigma_{\text{SB}}T^4$, la temperatura efectiva de una estrella de luminosidad bolométrica L_{bol} y radio R , se define mediante la ecuación:

$$L_{\text{bol}} = 4\pi R^2 \sigma_{\text{SB}} T_{\text{eff}}^4 \tag{2.5}$$

donde σ_{SB} es la constante de Stefan-Boltzmann.

2.2.3 Composición química o *metalicidad*

La profundidad de las líneas espectrales detectadas en absorción en espectros estelares depende tanto de las condiciones físicas en la superficie de la estrella (en especial de la temperatura) como de la composición química de dicha atmósfera. Así, un análisis de los espectros en base a modelos sofisticados de atmósferas estelares permite medir la abundancia de diversos elementos químicos. La conclusión de este tipo de trabajos es que las estrellas están compuestas principalmente de hidrógeno y helio, con solamente trazas de otros elementos². Por esa razón, es

² La primera persona en darse cuenta de esto fue Cecilia Payne, que volveremos a mencionar pronto.

común juntar todos los elementos más pesados que el helio en un solo grupo y llamarles (de forma muy poco propia) **metales**. La forma más común de cuantificar las abundancias químicas en astrofísica es especificando la fracción de **masa** X que se encuentra en forma de hidrógeno, la fracción de masa Y que se encuentra en forma de helio y fracción de masa Z que se encuentra en forma de otros elementos. Por el hecho de que estos elementos se llamen metales, la cantidad Z se conoce como **metalicidad**³. En el Universo primordial (es decir justo después de Big Bang) la composición química era $X = 0.76$, $Y = 0.24$ y $Z = 0.00$. En cambio, la composición Solar es $X = 0.70$, $Y = 0.28$ y $Z = 0.02$. Este cambio refleja el hecho de que la composición química evoluciona con el tiempo mediante el proceso de **nucleosíntesis estelar**.

A primera aproximación, se puede suponer que la abundancia de todos los elementos pesados aumenta de forma conjunta de tal modo que es suficiente especificar la metalicidad Z . Sin embargo, esto es solamente parcialmente cierto y para estudios más detallados, se puede considerar las abundancias de diversos elementos específicos. Dichas abundancias elementales, medidas en el Sol como función del número atómico de los elementos, se muestran en la Figura 2.4. Aquí, el eje vertical se calcula como sigue. Para cada elemento Z , se calcula el cociente (Z/H) entre el **número de átomos** Z y el número de átomos de hidrógeno H , se toma el logaritmo en base 10, y se agrega 12. Para otras estrellas, la forma de especificar estas abundancias es la siguiente. Para dos elementos A y B, definimos su abundancia en la estrella de interés como el cociente $(A/B)_*$ entre el número de átomos del elemento A y el número de átomos del elementos B en la estrella considerada, así como el mismo cociente en el Sol: $(A/B)_\odot$. La **abundancia relativa** entre estos dos elementos se define finalmente como:

$$[A/B] = \log_{10} \frac{(A/B)_*}{(A/B)_\odot}. \quad (2.6)$$

Con esta definición, queda claro que $[A/B]$ es cero en el Sol para cualquier conjunto de elementos A y B. Por otro lado, en una estrella con $[Fe/H] = -2$, la abundancia de hierro es 1% de su abundancia en el Sol.

2.2.4 Masa

La única forma directa de estimar la masa de una estrella es mediante la **tercera ley de Kepler**, cuando la estrella de interés pertenece a un sistema de dos cuerpos que orbitan alrededor de su centro de masa común bajo la influencia de su gravedad mutua. La tercera ley de Kepler se escribe:

$$G(\mathcal{M}_1 + \mathcal{M}_2)P^2 = 4\pi^2 a^3, \quad (2.7)$$

³ Es importante aclarar que la palabra metalicidad no existe en el diccionario de la Real Academia de la Lengua Española (dle.rae.es). Sin embargo, es una palabra que se usa tanto en la comunidad astronómica de habla inglesa, que los astrónomos de habla castellana la hemos adoptado.

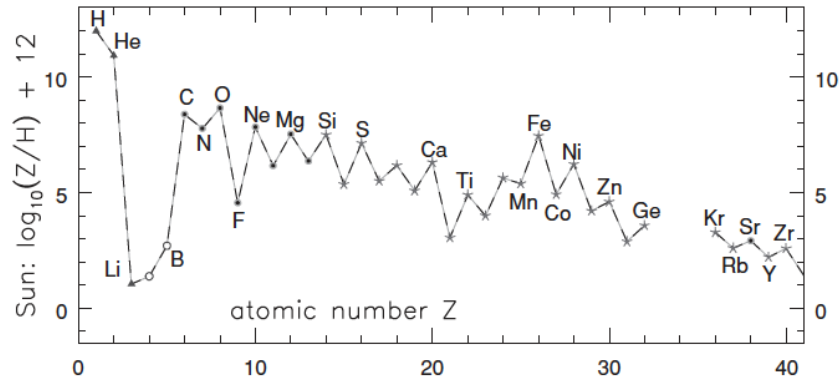


Fig. 2.4. Abundancias elementales en el Sol.

donde G es la constante gravitacional, P y a son, respectivamente, el periodo orbital, y el semi eje mayor del sistema, y \mathcal{M}_1 y \mathcal{M}_2 son las masas de los dos cuerpos que constituyen el sistema. Usaremos la letra cursiva \mathcal{M} para denotar la masa, ya que la letra M se usará para denotar la magnitud absoluta (ver la sección 2.3). La masa del propio Sol ($\mathcal{M}_\odot = 1.99 \times 10^{33}$ g) se determina de esta forma, a partir de los parámetros de la órbita terrestre.

En el caso del resto de las estrellas, solamente podemos aplicar la tercera ley de Kepler a estrellas que pertenezcan a sistemas binarios. En este contexto, hay que distinguir entre dos tipos de sistemas binarios. La situación conceptualmente más sencilla es cuando uno puede resolver las dos estrellas que conforman el sistema como en la Figura 2.5. Uno habla entonces de una **binaria visual**. Es importante darse cuenta que la capacidad de resolver un sistema binario en sus dos componentes depende del método de observación: el mismo sistema puede estar resuelto con un cierto telescopio o una cierta técnica, pero permanecer no resuelto con otro telescopio o técnica. Históricamente, las observaciones se hacían desde la Tierra con telescopios ópticos, y solamente sistemas binarios con separaciones mayores que aproximadamente un segundo de arco podían resolverse. Dichos sistemas típicamente tienen periodos orbitales mayores que decenas o centenas de años. Ya con técnicas modernas, es posible resolver sistemas tan cerrados como unos cuantos milisegundos de arco, pero sigue existiendo un sesgo hacia sistemas de periodos largos en las muestras conocidas de binarias visuales.

Observando el cambio en la posición relativa de las dos estrellas de una binaria visual con el tiempo (ver el panel de abajo en la Figura 2.5), uno puede (i) medir el periodo orbital del sistema, y (ii) delinear su órbita aparente – i.e. la órbita proyectada sobre la bóveda celeste. A partir de un análisis geométrico (Green 1985), es posible deproyectar la órbita para reconstruir la órbita verdadera, y así derivar el valor del semi-eje mayor a . Así, los parámetros que se derivan directamente de las observaciones para una binaria visual son su periodo (en años) y su semi-eje mayor (en segundos de arco). Para poder usar la tercera ley de Kepler,

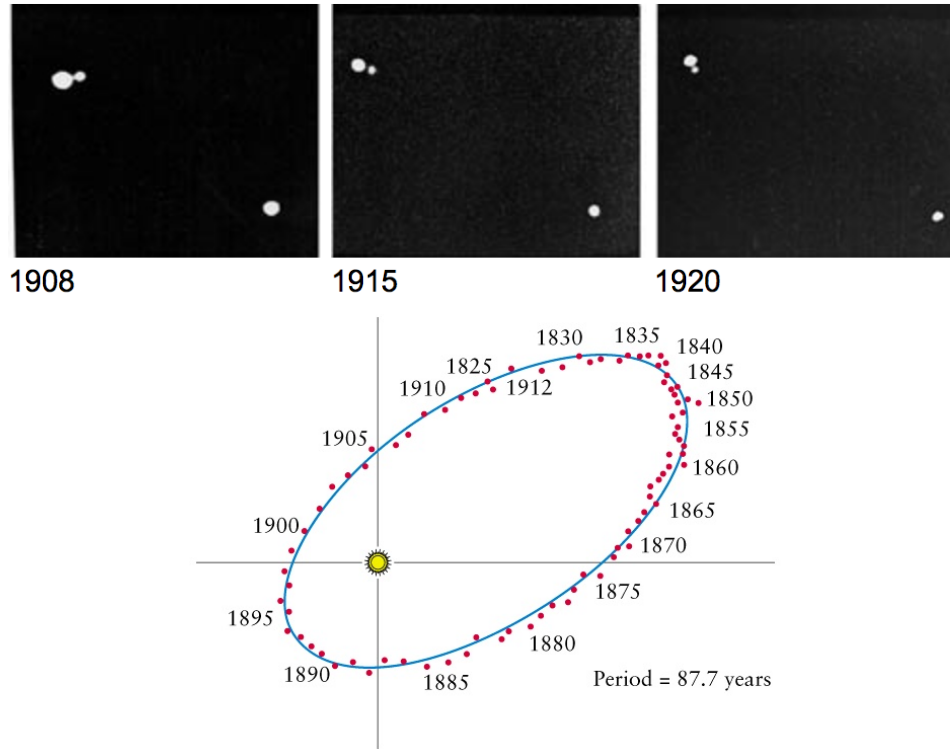


Fig. 2.5. Los tres paneles de arriba muestran tres imágenes del sistema Kruegar 60. Se puede apreciar cómo el sistema binario de arriba a la izquierda va cambiando de orientación con el tiempo. El panel de abajo muestra casi un siglo de observaciones de la binaria visual 70 Ophiuchi (desde 1825 hasta 1912) que permiten delinear la forma (elíptica) de su órbita proyectada.

es necesario transformar el semi eje mayor a una distancia líneal (en AU) y esto requiere que la distancia al sistema (i.e. su paralaje trigonométrica) sea conocida. Esto es un problema muy serio, ya que la ley de Kepler depende del cubo del semi eje mayor. Un error de 25% sobre la distancia se traduce en un error de casi 100% (un factor 2) sobre la masa calculada para la estrella. Hay una segunda limitante con las binarias visuales: en general, su análisis solamente permite determinar la masa total ($\mathcal{M}_1 + \mathcal{M}_2$) del sistema. Para determinar las masas individuales (\mathcal{M}_1 y \mathcal{M}_2) por separado, es necesario no solamente determinar la órbita relativa entre los dos cuerpos, sino también sus órbitas individuales alrededor del centro de masa. Esto es frecuentemente imposible, y la determinación de las masas individuales a partir de la masa total se hace estimando (mediante un modelo de evolución estelar) el cociente de masas a partir del cociente de brillos.

El segundo tipo de binarias útiles para medir masas son las **binarias espectroscópicas**. Como se muestra de forma esquemática en la Figura 2.6, a medida que las dos estrellas giren alrededor del centro de masa del sistema, sus líneas espectrales aparecen (vistas desde la Tierra) alternadamente corridas hacia el azul y el rojo. Graficando la velocidad radial observada como función del tiempo,

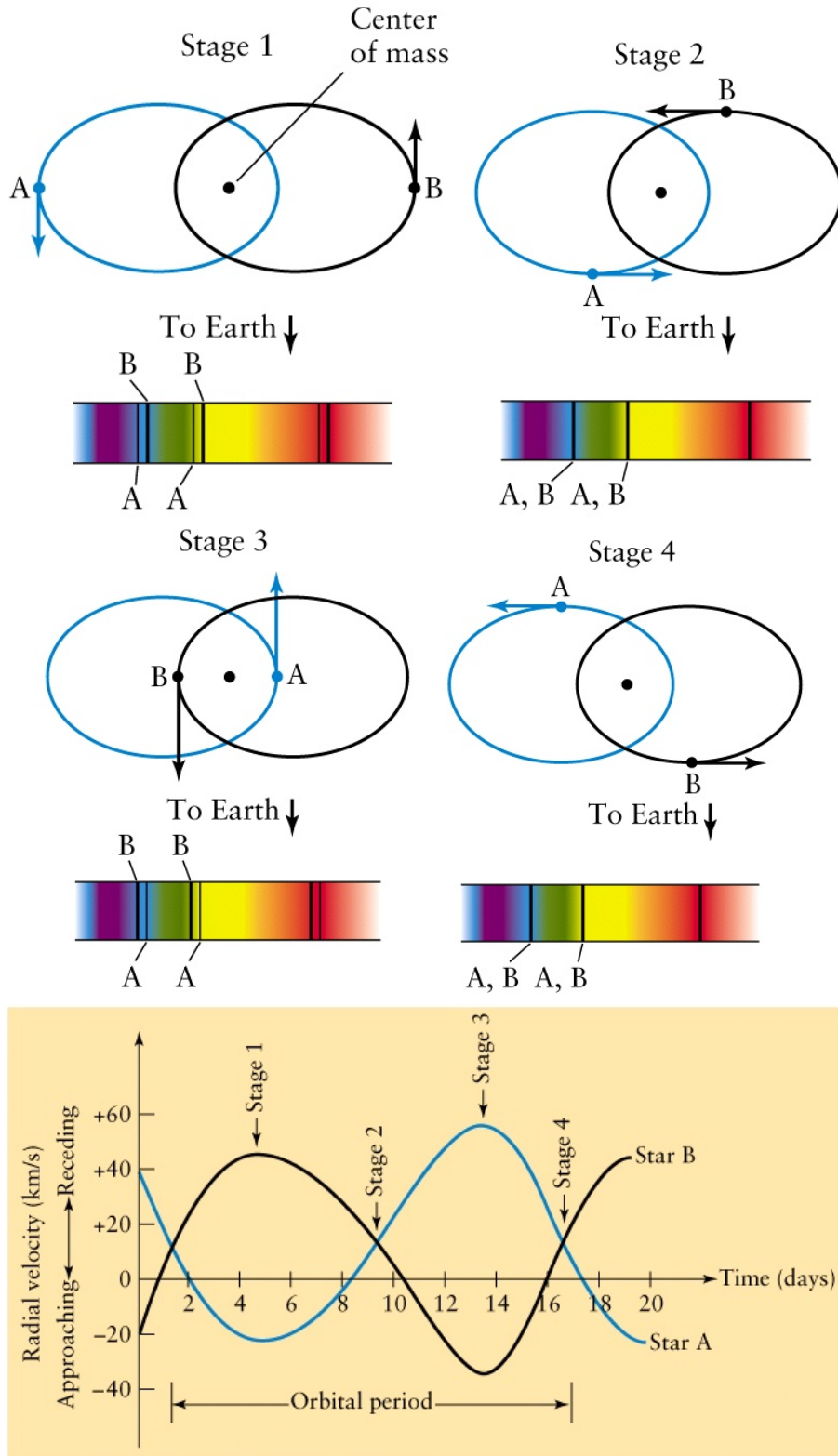


Fig. 2.6. Los cuatro paneles de arriba muestran la configuración de una binaria espectroscópica en cuatro fases distintas, así como (de forma esquemática) la frecuencia de sus líneas espectrales. El panel de abajo muestra la velocidad radial como función del tiempo para los dos miembros de una binaria espectroscópica.

obtenemos un comportamiento como el que se muestra en el panel de hasta abajo en la Figura 2.6. Este cambio periódico en la velocidad radial es lo que caracteriza las binarias espectroscópicas. La Figura 2.6 describe específicamente las binarias espectroscópicas de dos líneas (SB2). Si una de las dos estrellas es mucho brillante que la otra, es posible que solo se detecte la más brillante de las dos. En este caso, solo se detecta la variación periódica de las líneas espectrales de la primaria, y se habla de una binaria espectroscópica de una sola línea (SB1).

Mencionamos antes que existe un sesgo favoreciendo binarias más separadas en los catálogos de binarios visuales conocidas (el sesgo refleja el hecho de que es más fácil resolver estrellas binarias más separadas). Existe el sesgo opuesto en las binarias espectroscópicas, ya que para alcanzar a resolver las dos componentes de velocidad en los espectros medidos, es necesario que la variación de la velocidad como función del tiempo sea suficientemente amplia. Esto favorece la detección de sistemas cerrados (es decir con semi-eje mayor pequeño) que, a su vez tienden a tener periodos orbitales cortos. En este sentido, las binarias visuales y espectroscópicas son complementarias ya que sufren de sesgos opuestos. Vale la pena mencionar, finalmente, que un mismo sistema puede ser una binaria visual y una binaria espectroscópica. Por ejemplo, la estrella joven V773 Tau en la región de formación estelar de Tauro es una binaria espectroscópica SB2 (Welty 1995) y una binaria visual ya que las dos estrellas que conforman el sistema han sido resueltas en observaciones con alta resolución espacial (Boden et al. 2007; Torres et al. 2012).

A partir de un análisis de las velocidades radiales (Problema 2 de la tarea 2) en binarias espectroscópicas, es posible derivar algunos de sus parámetros orbitales (Green 1985). Una ventaja de las binarias espectroscópicas respecto a las visuales es que permiten medir las masas individuales de las estrellas que conforman el sistema (y no solamente la masa total $\mathcal{M}_1 + \mathcal{M}_2$ del sistema). Por otro lado, la velocidad radial medida corresponde solo a la proyección del vector velocidad a lo largo de la línea de visión. Si la inclinación i entre la órbita y la línea de visión no se conoce de forma independiente, no se pueden medir las masas \mathcal{M}_1 y \mathcal{M}_2 , sino solamente las cantidades $\mathcal{M}_1 \sin^3 i$ y $\mathcal{M}_2 \sin^3 i$. La única situación donde i es inmediatamente conocida es en el caso de las **binarias eclipsantes**, ya que en este caso la inclinación tiene que ser cercana a 90° para que una estrella pase en frente de la otra durante su órbita (ver Section 2.2.6).

2.2.5 Relación Masa-Luminosidad

A partir de los métodos descritos hasta ahora, se han podido medir masas muy precisas para muestras de estrellas de secuencia principal que cubren un rango de masas desde 0.1 hasta un poco más de 10 masas solares. La figura 2.7 muestra que la luminosidad de las estrellas se correlaciona muy fuertemente con su masa, siguiendo aproximadamente una ley de potencias de la forma $L \propto M^\alpha$, con α entre 3.5 y 4. Es importante enfatizar que esta relación es totalmente empírica; es una relación que los modelos teóricos de evolución estelar tienen que reproducir.

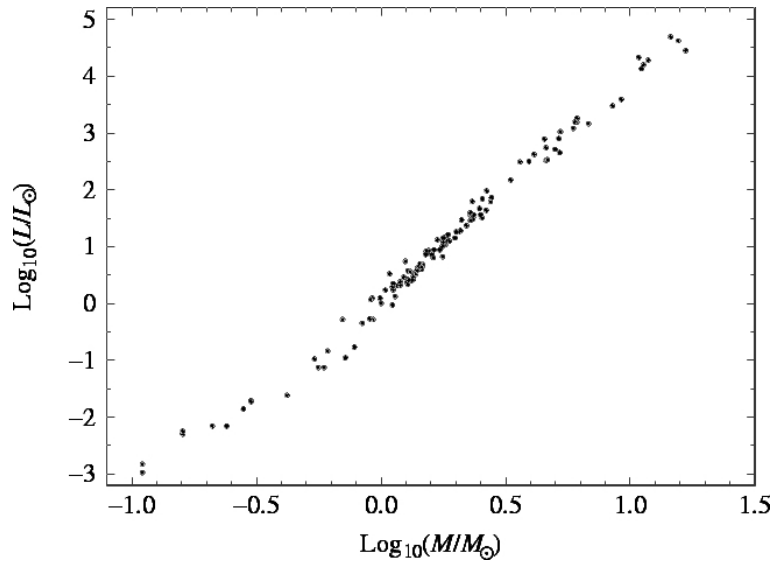


Fig. 2.7. Relación masa-luminosidad para estrellas de secuencia principal (adaptado de Popper 1980).

2.2.6 Diámetro

El tamaño de una estrella es un parámetro muy importante, ya que para una masa y una luminosidad dadas, permite calcular la densidad media de la estrella, su gravedad superficial, temperatura efectiva, etc. El método más directo para estimar el diámetro de una estrella consiste en medir su tamaño angular y transformar esta cantidad en un tamaño físico usando la distancia (determinada mediante la paralaje trigonométrica). Esto se puede hacer muy fácilmente para el Sol; observaciones cuidadosas demuestran que éste tiene un diámetro angular de 0.533 grados, que corresponde a un radio $R_{\odot} = 6.96 \times 10^{10}$ cm. Sin embargo, si colocamos el Sol a una distancia (muy modesta) de 2 pc, resulta tener un tamaño angular extremadamente pequeño (5 milisegundos de arco). Hay estrellas (llamadas gigantes) que tienen radios de varios cientos de veces el radio del Sol, pero las más cercanas de estas gigantes se encuentran mucho más lejos que 2 pc, de forma que su tamaño angular es del orden de 50 mas. Así, vemos que medir diámetros angulares directamente requiere de técnicas especiales como la interferometría y el método de ocultación lunar, por lo que el número de estrellas con diámetros medidos directamente es muy limitado.

Las **binarias eclipsantes** proveen una manera alternativa de determinar tamaños estelares. Estos son sistemas estelares binarios cuyos planos orbitales, por casualidad, están prácticamente perpendiculares a la bóveda celeste. En esta situación, las dos estrellas que conforman el sistema se eclipsan mutuamente, como lo muestra esquemáticamente la Figura 2.8. Cuando una de las estrellas se encuentra en frente de la otra, tapa la luz de ésta, y la cantidad de radiación que recibimos en la Tierra disminuye. La **curva de luz** correspondiente muestra pequeñas depre-

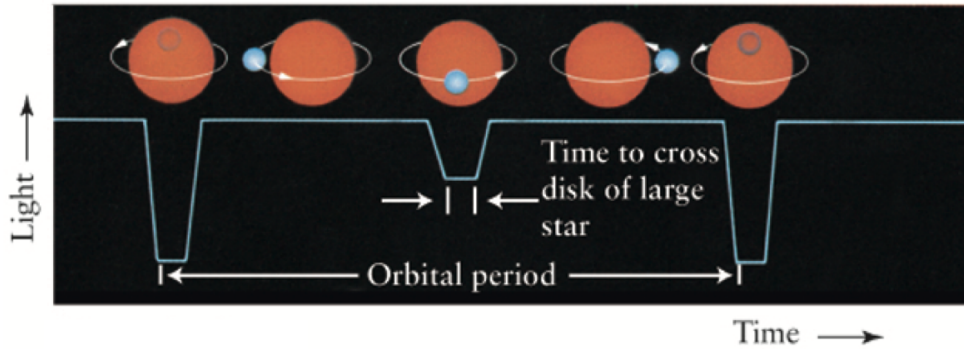


Fig. 2.8. Descripción esquemática de una binaria eclipsante.

siones como las que se muestran en la Figura 2.8. Si estos sistemas son, además, binarias espectroscópicas, un análisis detallado (ver problema 2 de la tarea 2) permite determinar geoméricamente el diámetro de las dos estrellas que conforman el sistema (Green 1995).

Para terminar esta sección, vale la pena mencionar que a partir de la masa y el radio de una estrella, se puede calcular su **gravedad superficial**:

$$g = \frac{GM}{R^2}. \quad (2.8)$$

2.3 El sistema de magnitudes

2.3.1 Magnitudes aparentes y absolutas

Hace más de 2,000 años, los antiguos griegos definieron el sistema de magnitudes: la estrella más brillante al ojo humano (Sirio) tenía magnitud 0, y la menos brillante, magnitud 5. Dado que el ojo, como varios de nuestros sentidos, tiene una respuesta logarítmica, el **sistema de magnitudes** se definió de manera que dos estrellas de flujos F_1 y F_2 tienen magnitudes m_1 y m_2 dadas por:

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log_{10} \frac{F_1}{F_2}. \quad (2.9)$$

Hay dos puntos importantes que mencionar en relación a la ecuación (2.9).

- El signo menos que aparece en la ecuación implica que estrellas más brillantes tienen magnitudes numéricamente más pequeñas.
- Si una estrella es 100 veces más brillante que otra, hay una diferencia de 5 magnitudes entre las dos. Esto es porque $2.5 \log_{10}(100) = 5$.

Combinando estos dos puntos, concluimos (por ejemplo) que una estrella de magnitud $m_1 = 10$ tiene un flujo 100 veces mayor que una estrella de magnitud $m_2 = 15$.

La ecuación 2.9 solamente permite calcular diferencias de magnitudes entre dos estrellas. Para asignar valores numéricos a estrellas individuales, es necesario adoptar una referencia. Por convención, se decidió que la estrella Vega tiene magnitud cero en todas las bandas (es decir $m_U = m_B = m_V = m_R = m_I = \dots = 0$ para Vega). Con esta convención, la magnitud en la banda V del Sol es $m_V = -26.74$, mientras que para Sirio, $m_V = -1.45$.

Las magnitudes definidas por la ecuación 2.9 son **magnitudes aparentes**. Este adjetivo se agrega para enfatizar que se basan en el *flujo* de las estrellas recibido en el telescopio utilizado. Por convención, la magnitud aparente de una estrella en un filtro dado se describe con la letra mayúscula que corresponde a este filtro. Por ejemplo, la magnitud aparente del Sol en la banda V , que escribimos como $m_V = -26.74$ anteriormente, se puede escribir también como $V = -26.74$.

La magnitud aparente de una estrella depende tanto de su luminosidad intrínseca como de la distancia a la que se encuentra. Consideremos una estrella de luminosidad L . Su flujo F si se encuentra a una distancia d de la Tierra es, según la ecuación (2.2),

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

Si colocamos la misma estrella a una otra distancia d' , su flujo pasará a ser

$$F' = \frac{L}{4\pi d'^2} = \frac{L}{4\pi d^2} \frac{d^2}{d'^2} = F \frac{d^2}{d'^2} \implies \frac{F'}{F} = \frac{d^2}{d'^2}.$$

Definimos la **magnitud absoluta** (escrita como M) de una estrella como la magnitud aparente que tendría si estuviera a una distancia $d' = 10$ pc. A diferencia de las magnitudes aparentes, las magnitudes absolutas no dependen de la distancia al objeto considerado; son medidas de su luminosidad intrínseca. Para encontrar la relación entre la magnitud aparente m y la magnitud absoluta M de una estrella, escribimos la ecuación (2.9) considerando como objeto 1 a la estrella a una distancia d , y como objeto 2 a la misma estrella pero a la distancia $d' = 10$ pc. Obtenemos:

$$m - M = -2.5 \log_{10} \frac{F}{F'} = -2.5 \log_{10} \frac{d'^2}{d^2} = 5 \log_{10} \frac{d}{d'}.$$

Si medimos d en pársecs, adoptamos $d' = 10$ pc, y recordamos que $\log_{10} 10 = 1$, obtenemos finalmente

$$m - M = 5 \log_{10} d - 5 \tag{2.10}$$

La cantidad $(m - M)$ se conoce como el **módulo de distancia** ya que es una medida directa de la distancia al objeto. De hecho, para galaxias externas, es común expresar distancias mediante el módulo de distancia. Por ejemplo, el módulo de distancia de la Nube Mayor de Magallanes es $(m - M) = 18.48$ (Walker 2012).

La relación (2.10) es correcta solamente si no hay polvo en la línea de visión. En presencia de polvo, las estrellas aparecen más débiles y su magnitud aparente se vuelve numéricamente mayor. En este caso, la ecuación (2.10) tiene que modificarse de la siguiente forma:

$$m - M = 5 \log_{10} d - 5 + A, \quad (2.11)$$

donde A es la **extinción** debido al material interestelar sobre la línea de visión.

2.3.2 Colores

Como lo muestra la figura 2.2, cada filtro del sistema de Johnson & Morgan corresponde a un rango bien definido de longitudes de onda. Por lo tanto, una comparación entre los flujos recibidos en dos filtros distintos (por ejemplo B y V) nos dice algo sobre el color del objeto estudiado. Un objeto muy azul producirá comparativamente mayor flujo en la banda B , mientras que un objeto muy rojo producirá comparativamente mayor flujo en la banda R . Para cuantificar estos efectos, definimos los **índices de color** como la resta entre las magnitudes de un mismo objeto medidas en dos filtros distintos. Es posible definir una gran cantidad de índices de color, considerando distintas combinaciones de dos filtros. Ejemplos de índices de color en el sistema de Johnson & Morgan son $(B - V)$ o $(U - B)$. Por convención, los índices de color siempre corresponden a restas entre un filtro de longitud de onda más corta y otro de longitud de onda más larga. Por ejemplo, consideramos $(B - V)$, pero no $(V - B)$.

Regresando a la definición de las magnitudes (ecuación 2.9), podemos ver que un índice de color entre dos bandas mide el cociente entre los flujos recibidos en las dos bandas. En efecto, consideremos una estrella que produce un flujo F_B y una magnitud B ($= m_B$) en la banda B , y un flujo F_V y una magnitud V ($= m_V$) en la banda V . El índice de color $(B - V)$ se puede calcular como:

$$(B - V) = m_B - m_V = -2.5 \log_{10} \frac{F_B}{F_V}.$$

Recordando la convención que adoptamos (el primer filtro de un índice es el de longitud de onda más corta), vemos que estrellas más azules tendrán índices de color más negativos, mientras que estrellas más rojas tendrán índices de color más positivos. Como veremos adelante en más detalle, los índices de color pueden proveer información importantes sobre estrellas individuales y poblaciones estelares compuestas. Por ejemplo, sabemos que las estrellas frías son rojas, mientras que las estrellas calientes son azules. Por lo tanto, estrellas más frías tendrán un índice $(B - V)$ más positivo, mientras que estrellas más calientes tendrán un $(B - V)$ más negativo.

2.3.3 Corrección bolométrica

Vale la pena introducir una última cantidad llamada **corrección bolométrica** (BC). Esta se define como la diferencia entre la magnitud bolométrica de una estrella y su magnitud en una cierta banda. Por ejemplo, la corrección bolométrica de una estrella en la banda V se define como

$$BC_V = m_{\text{bol}} - V \quad (2.12)$$

La importancia de esta cantidad es que permite estimar la magnitud bolométrica (i.e. total) de una estrella midiendo solamente su magnitud en una sola banda (V en este caso). Veremos más adelante por qué esto es posible en la práctica.

2.4 Clasificación espectral y sistema MK

Antes de que tuvieramos una interpretación física de las propiedades de las estrellas, se desarrollaron varios esquemas de clasificación empíricos basados en sus características espectrales. Uno de ellos fue particularmente exitoso y sigue siendo el sistema que usamos hoy para clasificar estrellas.

A finales del siglo XIX y principios del siglo XX, varias mujeres que trabajaban en el observatorio de Harvard (particularmente Williamina P. Fleming, Antonia C. Maury, y Annie J. Cannon) estudiaron numerosos espectros estelares y los clasificaron según la profundidad relativa de ciertas líneas espectrales. Estos resultados se consignaron en una serie de catálogos publicados por Annie J. Cannon entre 1920 y 1950 y que, en su conjunto, conforman el catálogo de Henry Draper y varias de sus extensiones⁴. Otra mujer en Harvard (Cecilia Payne) estableció a principios de los años 1920 que la **clasificación espectral** definida por sus colegas refleja una secuencia de temperaturas de las capas externas de las estrellas. Físicamente, la temperatura controla el estado de ionización en la superficie de las estrellas, y finalmente la profundidad relativa de las diversas líneas espectrales vistas en sus espectros (Payne 1925).

De las estrellas más calientes a las más frías, la secuencia original es O, B, A, F, G, K, M. Cada tipo espectral está subdividido a su vez en 10 sub-clases (de 0 a 9), donde 0 indica la subclase más caliente y 9 la más fría del tipo considerado. Por ejemplo, las estrellas M0 son las más calientes dentro del tipo M, y son casi tan calientes como las estrellas K9. Hay una pequeña fracción de estrellas que, por su composición química peculiar, no caben naturalmente en el esquema original. Se han creado otros grupos para acomodarlas. Por ejemplo, hay estrellas que exhiben líneas fuertes de moléculas que contienen carbón, y se clasifican como estrellas de tipo C. Finalmente, en las últimas décadas, se han identificado objetos más fríos que las estrellas de tipo M, y se han creado tres grupos adicionales (L, T y Y) para acomodarlos. Estos objetos no alcanzan la masa mínima ($\mathcal{M} =$

⁴ El nombre de muchas estrellas brillantes y cercanas empieza por las letras HD o HDE justamente porque pertenecen a estos catálogos.

$0.08 M_{\odot}$) para encender el quemado de hidrógeno en su interior, por lo que, estrictamente hablando, no son estrellas. Se conocen como objetos sub-estelares o enanas café (o marrón). La Tabla 3.1 en Binney & Merrifield describe las principales características espectrales de cada grupo.

Vale la pena mencionar aquí un punto de semántica: por razones históricas, las estrellas más calientes que el Sol (i.e. las estrellas de tipo O, B, A y F) se conocen como estrellas de **tipo temprano** mientras que las estrellas tan frías o más frías que el Sol (i.e. G, K y M) se conocen como estrellas de **tipo tardío**. Esto proviene de una interpretación, que ahora sabemos errónea, de la clasificación espectral en términos de una secuencia evolutiva. Aunque dicha interpretación se ha descartado hace mucho tiempo, los adjetivos *tardíos* y *tempranos* siguen usándose hasta la fecha. Mencionamos en el capítulo 1 que los adjetivos *tempranos* y *tardíos* también se usan para describir las galaxias (las galaxias tempranas son elípticas, mientras que las galaxias tardías son espirales o irregulares). Ambas clasificaciones son desafortunadas, pero su combinación es letal ya que las galaxias tempranas están hechas de estrellas tardías, mientras que solo las galaxias tardías tienen estrellas tempranas...

Al mismo tiempo que se desarrollaba la clasificación espectral que acabamos de describir, de manera independiente, Ejnar Hertzsprung y Henry Russell demostraron que varias estrellas de mismo tipo espectral (digamos K0) podían tener luminosidades (o magnitudes absolutas) muy distintas. Esto dejó en claro que el tipo espectral en sí no es suficiente para describir completamente las propiedades empíricas de las estrellas. Para tomar esto en cuenta, Morgan, Keenan & Kellerman (1943) introdujeron un sistema bidimensional de clasificación estelar que se conoce como el **sistema MK**. Adicionalmente a su tipo espectral, la clasificación MK asigna a cada estrella una **clase de luminosidad**, que se denota mediante un número romano de I a V. Las estrellas de tipo V se conocen como **enanas**, las de tipo III como **gigantes** y las de tipo I como **super-gigantes**. Físicamente, la luminosidad de una estrella a una temperatura dada (i.e. para un tipo espectral dado) depende solamente de su radio (ecuación 2.5): estrellas más grandes (gigantes y supergigantes) tendrán mayor luminosidad y una clase de luminosidad menor (I a III) mientras que estrellas más pequeñas (enanas) tendrán menor luminosidad y una clase de luminosidad mayor (V). El tamaño de una estrella a una temperatura dada, implica una cierta presión en sus capas externas y finalmente una cierta gravedad superficial (ecuación 2.8). En términos de propiedades espectrales, el tipo de luminosidad define una secuencia en el ancho de las líneas, desde líneas delgadas para el tipo I hasta líneas anchas para el tipo V (Figura 2.9).

En términos prácticos, la clasificación MK de una estrella dada se basa en la comparación de su espectro con estándares. Existen librerías extensas de estrellas brillantes cuidadosamente clasificadas (ver, por ejemplo, Jacoby et al. 1984). Para determinar el tipo MK de una estrella dada, se busca en estas librerías el espectro que más se parezca y se atribuye este tipo MK a la estrella estudiada.

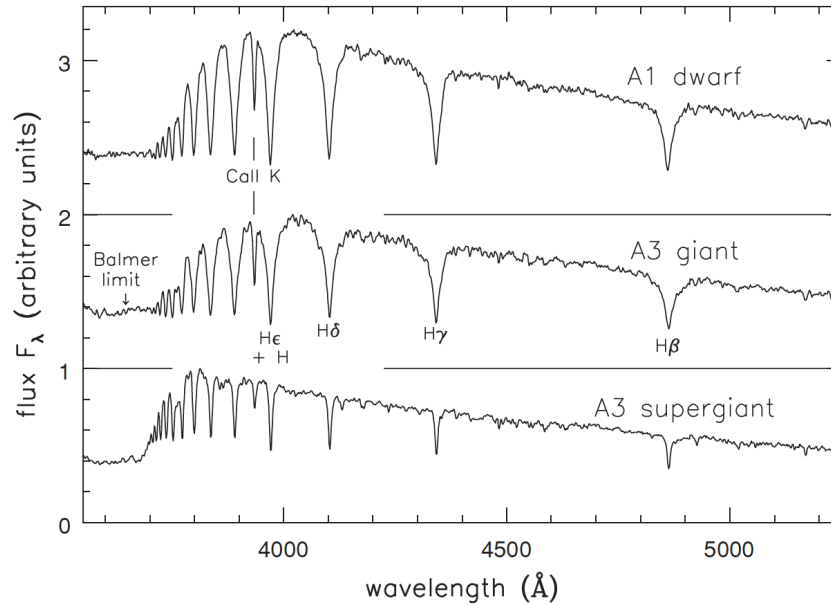


Fig. 2.9. Espectros de tres estrellas de mismo tipo espectral ($\sim A3$), pero de diferentes clases de luminosidad (tomados de la librería de Jacoby et al. 1984). Nótese cómo el ancho de las líneas disminuye de arriba (tipo V) hasta abajo (tipo I). Este cambio refleja la evolución de la gravedad superficial.

Es importante, para terminar esta sección, insistir en que la clasificación MK de una estrella refleja su temperatura y, en menor medida, la composición química de su atmósfera. Dos estrellas de mismo tipo MK tienen la misma temperatura efectiva, y –dado que los colores de las estrellas también reflejan su temperatura– los mismos índices de color. También tienen la misma corrección bolométrica. Ahí es donde reside la importancia de esta última cantidad: si uno conoce el tipo espectral de una estrella así como su magnitud en una banda (por ejemplo la banda V), uno puede usar la corrección bolométrica tabulada para este tipo espectral para determinar su magnitud bolométrica. Las tablas 3.7 y 3.10 de Binney & Merrifield tabulan los valores de T_{eff} , varios índices de color, y corrección bolométrica para diversos tipos MK.

2.5 Poblaciones estelares

2.5.1 Definiciones

Las galaxias contienen entre 10^8 y 10^{14} estrellas; la Vía Láctea, por ejemplo, contiene del orden de 10^{11} estrellas. En esta situación, los estudios estadísticos de **poblaciones estelares** constituyen una herramienta poderosa para estudiar galaxias. Por poblaciones estelares entendemos muestras de estrellas estadísticamente representativas de una galaxia en su conjunto o de una subestruc-



Fig. 2.10. Imágen de la galaxia de Andromeda (M31). Nótense las diferentes colores de las estrellas en el bulbo y el disco.

tura. Históricamente, el concepto de poblaciones estelares fue introducido por el astrónomo alemán Walter Baade, quien notó una clara diferencia de colores entre las estrellas del bulbo de la galaxia de Andrómeda, y las estrellas del disco (Figura 2.10). Definió dos clases de estrellas: las de población I, asociadas al disco, y las de población II, asociadas al bulbo. Es importante notar que Baade estableció esta clasificación antes de que se elucidaran los procesos de evolución estelar, por lo que su clasificación es puramente empírica. Con el transcurso del tiempo, la definición exacta de las poblaciones estelares ha ido refinándose (no necesariamente en el sentido de simplificarse), y recientemente, se ha completado con la introducción del concepto de estrellas de Población III. Cabe señalar, sin embargo, que diferentes astrónomos usan diferentes definiciones de las poblaciones estelares. La definición que usaremos aquí es, por lo tanto, algo arbitraria.

Estrellas de población I

Las estrellas de Población I son las que Baade asociaba con los discos. Tienen edades entre unos pocos millones de años y 10^{10} años. Sus metalicidades oscilan entre 0.01 y 0.04 (o sea dentro de un factor 2 de la metalicidad Solar). Las estrellas de población I de la Vía Láctea pertenecen a un disco soportado (en contra de su propia gravedad) por rotación. Se mueven en órbitas casi circulares, con poca dispersión (la dispersión de velocidad es del orden de 10 km s^{-1} , mientras que la velocidad de rotación es del orden de 250 km s^{-1}). Es una población **dinámicamente fría**.

Estrellas de población II

Las estrellas de población II ocupan la componente esferoidal de la Vía Láctea (el bulbo, como ya mencionamos, pero también el halo estelar). Son estrellas más viejas (con edades mayores a 10^{10} años). A diferencia de las estrellas de Población I, están asociadas a componentes de la Galaxia donde hay muy poca materia interestelar. Dado que las estrellas masivas viven poco tiempo, todas las estrellas de Población II (que son viejas) son de baja masa. Las estrellas masivas que nacieron juntas con las estrellas de Población II ya han muerto. Durante mucho tiempo, se pensaba que todas las estrellas de Población II eran de baja metalicidad, pero ya se sabe que eso no es cierto. En la Galaxia, las estrellas de Población II del halo son efectivamente de baja metalicidad ($Z < 0.002$). Sin embargo, las estrellas de Población II del bulbo tienen metalicidades relativamente altas que pueden llegar a ser Solares.

Las estrellas de Población II de la Vía Láctea no se mueven en órbitas circulares, sino que tienen órbitas más excéntricas orientadas al azar. Está es una condición necesaria para que, como conjunto, estas estrellas puedan definir estructuras aproximadamente esféricas. Dichas estructuras no están soportadas en contra de su gravedad por rotación, sino justamente por la dispersión de velocidad de sus estrellas. Es una población **dinámicamente caliente**.

Estrellas de población III

Las estrellas de población III corresponden a la primera generación de estrellas que se debieron haber formado en el Universo. Dado que se formaron a partir del material justo después del Big Bang, su metalicidad debe ser extremadamente baja (del orden de 10^{-9}). Hasta la fecha no se ha detectado nunca una estrella de Población III.

2.5.2 Diagramas HR y color-magnitud

Una herramienta fundamental para estudiar poblaciones estelares es el diagrama de **Hertzsprung-Russell (HR)**. En su forma original, este diagrama es una gráfica de la magnitud absoluta de las estrellas en una muestra como función de su tipo espectral. Hoy en día, el eje horizontal ha sido reemplazado por una variable continua. Desde el punto de vista observacional, es común usar un índice de color, de tal modo que el diagrama toma la forma de un **diagrama color-magnitud** (a menudo abreviado como diagrama CM o CMD). En estudios teóricos, el diagrama se representa a menudo graficando la luminosidad bolométrica (que se relaciona directamente con la magnitud absoluta) como función de la temperatura efectiva (como equivalente del color). Este último diagrama se conoce como el **diagrama color-magnitud teórico**.

Dado que el eje vertical del diagrama HR es la luminosidad o la magnitud absoluta de las estrellas, solamente lo podemos construir si conocemos la distancia a las

estrellas consideradas (ver las ecuaciones 2.2 y 2.10). El primer panel de la Figura 2.11 muestra el diagrama HR de las estrellas en la Vecindad Solar con distancias medidas con el satélite Hipparcos, mientras que el segundo muestra un diagrama similar para una combinación de cúmulos globulares Galácticos, creado con datos del telescopio espacial Hubble. En el caso de cúmulos de estrellas, es común utilizar la magnitud aparente, en lugar de la magnitud absoluta, como eje vertical. La razón es que todas las estrellas de este tipo de cúmulos están a la misma distancia del Sol, de tal forma que su módulo de distancia ($m - M$) es el mismo para todas las estrellas (ecuación 2.10). Usar m en vez de M resulta en una simple traslación vertical de todos los puntos, sin cambiar la forma del diagrama CM. Así, para cúmulos estelares, uno puede construir un diagrama CM que tenga sentido sin conocer su distancia. Esto es lo que se representa en los dos paneles de abajo de la Figura 2.11 para el cúmulo globular 47 Tucanae y los cúmulos abiertos de las Pléyades y Hyadas.

Hay un punto común entre los 4 diagramas HR de la Figura 2.11: en todos, la mayoría de las estrellas se aglomeran alrededor de una estructura casi lineal que atraviesa el diagrama desde abajo a la derecha (estrellas rojas/frías con luminosidad baja) hasta arriba a la izquierda (estrellas azules/calientes de alta luminosidad). Esta estructura se conoce como la **secuencia principal**. La Figura 2.11 demuestra muy claramente que, aparte de la secuencia principal, diferentes poblaciones estelares se ven distintas en diagramas CM. Esto implica, a su vez, que los diagramas CM pueden ayudarnos a identificar diferentes poblaciones estelares. Sin embargo, para interpretar correctamente los diagramas CM en términos de las poblaciones estelares subyacentes, es necesario estudiar cómo las estrellas se mueven en el diagrama HR a lo largo de su evolución.

2.6 Repaso de estructura y evolución estelar

Como mencionamos al principio del capítulo, no pretendemos aquí presentar de forma detallada las teorías que describen la estructura y evolución estelar, ya que suponemos que los estudiantes han tomado una clase sobre estos temas durante su primer semestre. Nos limitaremos a mencionar los resultados más relevantes para estudiar galaxias.

Los modelos de evolución estelar describen las estrellas como estructuras esféricas en equilibrio hidrostático. En estas circunstancias, los únicos parámetros que determinan la estructura y la evolución de una estrella son su masa y su composición química. En un inicio, se pensaba que las estrellas brillaban gracias a la conversión de energía gravitacional en energía térmica, en un proceso lento de contracción cuasi-estática. Este proceso dura unos 30–40 millones de años para una estrella como el Sol. Sin embargo, cuando los geólogos notaron que la Tierra es al menos 100 veces más vieja que esto, quedó claro que debía haber otro mecanismo ya que el Sol tiene ser al menos igual de viejo que la Tierra. La solución es que las estrellas brillan debido a procesos de fusión termonucleares, que son capaces de

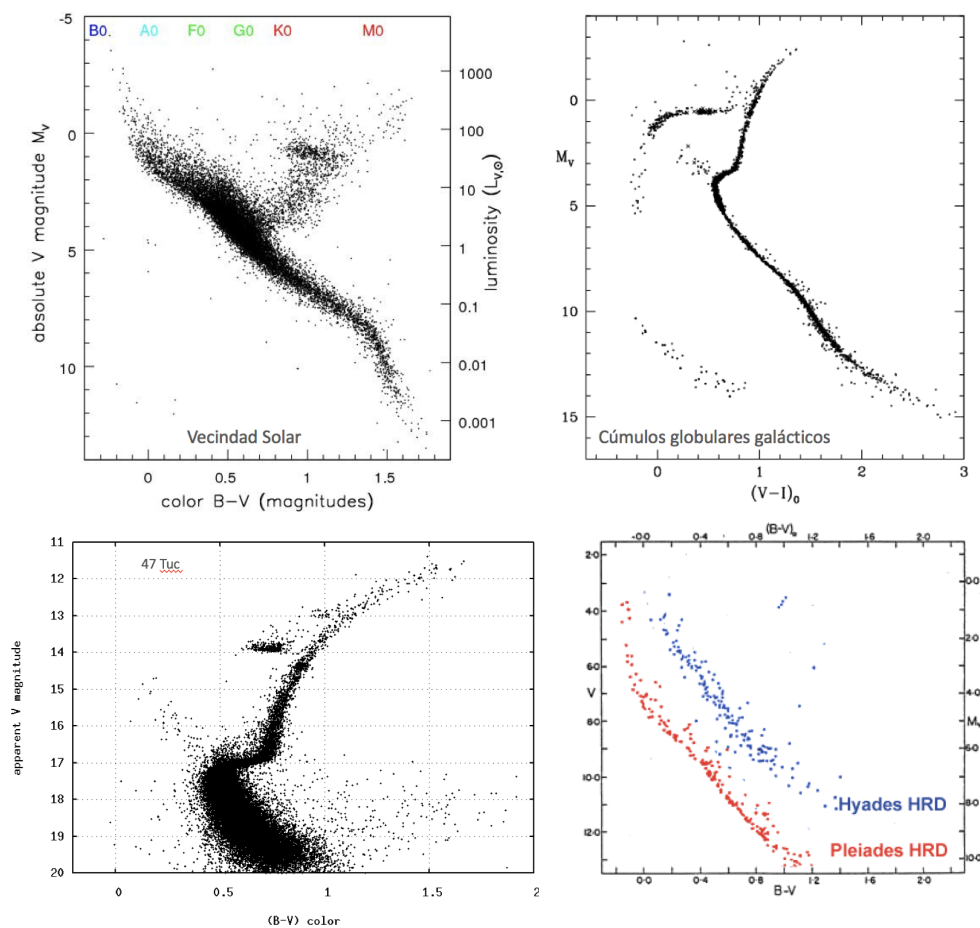


Fig. 2.11. Ejemplos de diagramas HR. Arriba a la izquierda: estrellas de la Vecindad Solar, basado en datos del catálogo Hipparcos (van Leeuwen 2007). Arriba a la derecha: Compuestos de varios cúmulos globulares Galácticos (Bill Harris). Abajo a la izquierda: cúmulo globular 47 Tucanae (NGC 104; Philip et al. 1976). Abajo a la derecha: cúmulos abiertos de las Hyades y las Pleiades (Kharchenko et al. 2004).

proveer muchísima energía a partir de poca masa, y por ende, puede proveer la energía necesaria durante mucho más tiempo.

2.6.1 La secuencia principal

Las estrellas nacen a partir del colapso gravitacional de una nube de gas inicialmente interestelar. A medida que progresa el colapso, la temperatura en el centro de la estrella sube continuamente. Si la masa del objeto es mayor que aproximadamente $0.08 M_{\odot}$, la temperatura central llega eventualmente a un valor (del orden de 10^7 K) suficiente para que empiecen a ocurrir reacciones termonucleares de fusión del hidrógeno en helio. Objetos menos masivos nunca llegan a la temperatura suficiente para *encender* el hidrógeno de manera estable, y se transforman en objetos sub-estelares –enanas cafées o planetas gigantes dependiendo

de si logran o no encender otras reacciones termonucleares. Los objetos que sí queman hidrógeno lo hacen mediante la cadena $p-p$ si son estrellas de masa relativamente baja (entre 0.08 y 1.5 masas solares), o el ciclo CNO, si son estrellas más masivas ($> 1.5 M_{\odot}$). Independientemente de cuál sea el mecanismo, cuando se encienden las reacciones termonucleares de quemado de hidrógeno en helio, la estrella se asienta en un estado estacionario de equilibrio entre la gravedad que tiende a contraer la estrella y el gradiente de presión, que se opone a dicha contracción. Durante esta etapa, la masa y, en menor medida, la composición química de la estrella determinan por completo su estructura (perfil de densidad y temperatura) y sus propiedades (i.e. su radio y su luminosidad emergente). En consecuencia, las estrellas durante esta etapa se aglutinan en una secuencia que atraviesa el diagrama HR desde la parte abajo a la derecha hasta arriba a la izquierda, y que corresponde con la secuencia principal que identificamos de forma empírica en la sección 2.5.2. Las estrellas de baja masa ocupan la parte de abajo a la derecha de la secuencia principal, mientras que las estrellas de alta masa ocupan la parte arriba a la izquierda. Así, para estrellas de secuencia principal, hay una correlación entre su masa por un lado, y su temperatura y luminosidad por el otro. Para estas estrellas, la clasificación espectral (O, B, A, etc.) se puede mapear directamente a una secuencia de masa. De hecho, la manera en que las estrellas se acomodan a lo largo de la secuencia principal en función de su masa explica directamente la relación masa-luminosidad empírica que mostramos en la Figura 2.7.

Hay una pequeña variación en la posición de la secuencia principal cuando uno considera estrellas de diferentes composiciones químicas: estrellas de metalicidad menor definen una secuencia principal ligeramente desplazada hacia arriba y hacia la izquierda (luminosidades mayores y colores más azules) comparada con la secuencia principal de estrellas de mayor metalicidad. Este se debe a diferencias de opacidad en el interior de las estrellas ya que los metales contribuyen significativamente a la opacidad. Finalmente, vale la pena mencionar que cuando las estrellas aparecen por primera vez en la secuencia principal, se distribuyen a lo largo de una línea que marca el límite inferior de la secuencia principal y que se conoce como la **secuencia principal de edad cero** (ZAMS por sus siglas en inglés). A medida que envejecen, se desplazan ligeramente hacia la derecha y hacia arriba en el diagrama HR. Es importante recalcar, sin embargo, que tanto el efecto de la metalicidad como el efecto de la edad son pequeños. A primera aproximación, las secuencias principales de diversas poblaciones estelares ocupan el mismo locus en el diagrama HR.

El tiempo que las estrellas permanecen en la secuencia principal depende principalmente de su masa, y en menor medida de su composición química. La Tabla 1.1 del libro de Sparke & Gallagher (2007) muestra los tiempos de vida de estrellas con diferentes masas y con la misma composición química del Sol, y los graficamos en la Figura 2.12. Podemos ver muy claramente cómo el tiempo de vida en la secuencia principal disminuye dramáticamente con la masa de las estrellas. Mientras que el Sol permanecerá aproximadamente 10 giga-años (10 Gyr)

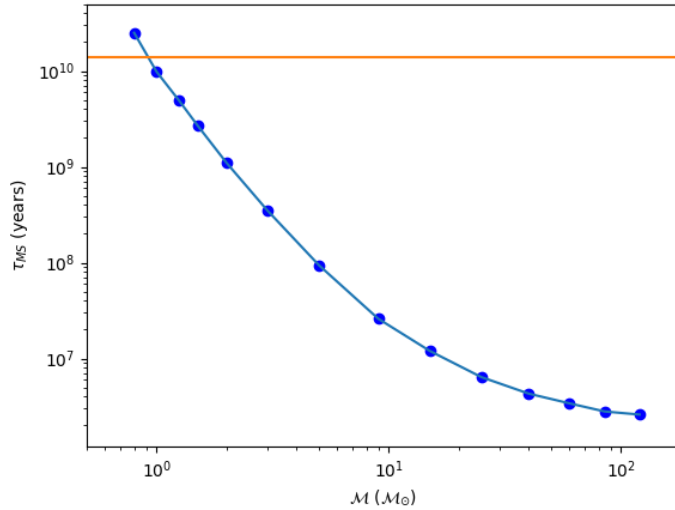


Fig. 2.12. Tiempo de vida de las estrellas en la secuencia principal como función de su masa (suponiendo una metalicidad Solar). La línea naranja muestra la edad del Universo.

en la secuencia principal, estrellas más masivas que $20M_{\odot}$ pasaran menos de 10 mega-años (10 Myr) en esta etapa. Esto se debe a que las estrellas masivas deben quemar hidrógeno a una tasa alta para mantener su alta luminosidad. El mismo efecto hace que las estrellas de menor metalicidad (siendo más luminosas que sus contrapartes de mayor metalicidad) pasan menos tiempo en la secuencia principal. Una consecuencia interesante de este último punto es que estrellas de metalicidad Solar y de masa menor que $0.8 M_{\odot}$ tienen un tiempo de vida en la secuencia principal igual o mayor que la edad del Universo. En cambio, estrellas de $0.8M_{\odot}$ pero de metalicidad muy baja tienen un tiempo de vida en la secuencia principal más corto que la edad del Universo. Para estas metalicidades muy bajas, el tiempo de vida en la secuencia principal se vuelve mayor a la edad del Universo solo para estrellas menos masivas que $0.6 M_{\odot}$. Dicho de otra forma, no hay ninguna estrella menos masiva que $0.6 M_{\odot}$ que se haya salido aún de la secuencia principal. Pero aquellas estrellas con masas entre 0.6 y $0.8 M_{\odot}$ que se hayan formado poco después del Big Bang podrían o no haber salido aún de la secuencia principal, dependiendo de su composición química.

Hasta ahora hemos identificado dos masas límite interesantes para la evolución de las estrellas en el contexto Galáctico. Primero, la masa mínima para que se enciendan las reacciones termonucleares de quemado del hidrógeno ($0.08M_{\odot}$) que marca el límite entre estrellas y objetos subestelares. Segundo, la masa mínima (de 0.6 a $0.8M_{\odot}$ dependiendo de la metalicidad) para que una estrella tenga un tiempo de vida en la secuencia principal menor que la edad del Universo. A continuación, describiremos lo que ocurre cuando las estrellas salen de la secuencia principal, y por ende, nos limitaremos a estudiar la evolución post-secuencia principal de las estrellas de más de $0.6M_{\odot}$. Veremos que varias masas límite adicionales aparecerán durante este estudio.

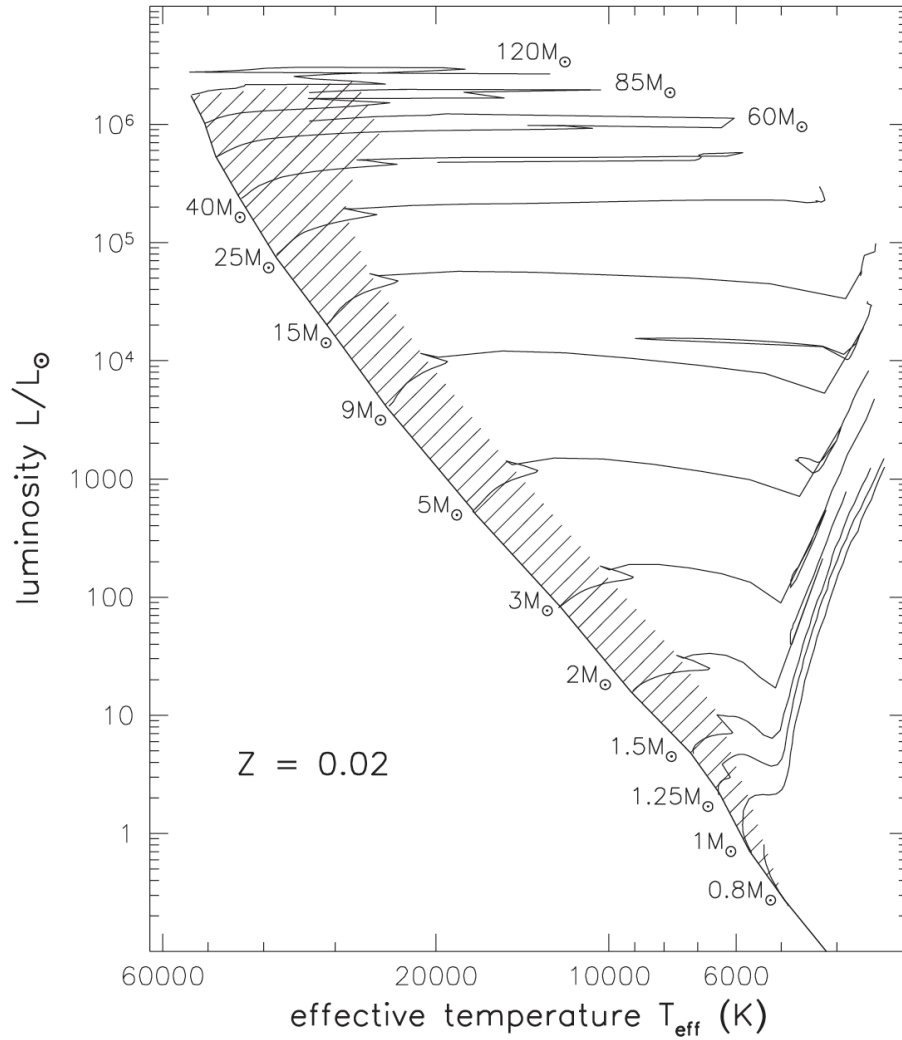


Fig. 2.13. Evolución en el diagrama HR de estrellas de diferentes masas y de metalicidad solar. Figura tomada del libro de Sparke & Gallagher (2007) y basada en modelos evolutivos de Ginebra (uno de los grupos más activos en modelos de evolución estelar).

2.6.2 Evolución post-secuencia principal

La evolución de las estrellas una vez que salen de la secuencia principal depende fuertemente de su masa. Conviene tratar por separado las estrellas de baja masa (hasta $2M_{\odot}$), las estrellas de masa intermedia (de $2M_{\odot}$ hasta $8M_{\odot}$), y las estrellas de alta masa (arriba de $8M_{\odot}$). Estos límites, y otros que mencionaremos en el resto de esta sección, son solo aproximados y validas para estrellas de composición química parecida al Sol. Son distintos, por ejemplo, para estrellas de baja metalicidad.

Antes de empezar, es importante enfatizar que durante la secuencia principal, las reacciones termonucleares de fusión de hidrogeno en helio solo ocurren en la parte central de la estrella. Es convencional referirse a este volumen central como **el núcleo** de la estrella. Una vez que una estrella haya quemado por completo (o casi) el hidrógeno en su núcleo (es decir, que el núcleo es casi helio puro), las reacciones termonucleares ahí se detienen y, dado que la temperatura es insuficiente para iniciar (inmediatamente) el quemado de helio en elementos más pesados, el núcleo se vuelva inerte.

Estrellas de baja masa ($\mathcal{M} \leq 2\mathcal{M}_{\odot}$)

Dentro de este rango, y considerando la primera parte de la evolución post-secuencia principal, conviene distinguir las estrellas con masas menores que una masa Solar de las estrellas más masivas que este limite.

Estrellas con $\mathcal{M} \leq 1\mathcal{M}_{\odot}$ — Las estrellas con masas inferiores a aproximadamente una masa Solar transitan suavemente de la secuencia principal a una situación donde reacciones de fusión del hidrógeno en helio ya no ocurren en el núcleo sino en una cascara alrededor de él. A medida que pasa el tiempo, el núcleo de helio crece (en masa y volumen), y la cascara donde hidrogeno se transforma en helio se desplaza hacia radios mayores. Durante esta fase, la estrella se desplaza ligeramente y paulatinamente hacia arriba y hacia la derecha en el diagrama HR (es decir que la estrella se vuelve ligeramente más luminosa y más roja/fría). Esta fase evolutiva corresponde a la **rama sub-gigante (SGB)** (clase de luminosidad IV; Sect. 2.4) y puede durar varios miles de millones de años. Se distingue claramente como una pequeña rama inclinada conectada a la parte superior de la secuencia principal en diagramas HR de cúmulos globulares, como los de la Figura 2.11. Para una población compuesta como en la vecindad Solar, la rama sub-gigante corresponde a una franja más o menos paralela a la secuencia principal, pero localizada arriba de la secuencia principal misma.

Durante la fase SGB, el núcleo de helio es un gas normal. A medida que la masa del núcleo de helio aumenta, se contrae paulatinamente pasando por una serie continua de equilibrios hidrostáticos entre su gravedad y la presión térmica del gas. Llega un momento cuando la combinación de la temperatura y densidad en el núcleo es tal que se vuelve degenerado. Esto quiere decir que los electrones ocupan el estado energético más bajo permitido por el principio de exclusión de Pauli. Desde un punto de vista macroscópico, este gas degenerado se comporta más como un liquido que como un gas; en particular no se puede contraer (o expandir) para responder a cambios externos de condiciones físicas. Dado que la cascara alrededor del núcleo sigue quemando hidrogeno en helio, y depositando este helio en el núcleo, la masa del núcleo de helio sigue creciendo. La única respuesta posible para el núcleo es subir su temperatura, y esto se traduce en un efecto de bola de nieve: el aumento de la masa del núcleo de helio se traduce en un aumento de la temperatura del núcleo, que aumenta la tasa de reacciones

termonucleares en la cascara. Esto, a su vez, hace que la masa de núcleo de helio aumente más, etc. Durante esta fase, la estrella se vuelve rápidamente más luminosa (sube abruptamente hacia arriba en el diagrama HR). La presión de radiación sobre las capas externas de la estrella generada por el aumento de luminosidad hace que estas capas se expanden y se enfríen paulatinamente (i.e. la estrella se vuelva más roja y se mueve lentamente hacia la derecha en el diagrama HR). Esta fase (que inicia con el núcleo volviéndose degenerado) se llama la **rama de las gigantes rojas (RGB)**. En el diagrama HR, la RGB se ve como una secuencia ligeramente oblicua que empieza desde el final de la SGB. Para fijar las ideas, quizás vale la pena mencionar que una estrella de una masa Solar tendrá una luminosidad Solar al salir de la secuencia principal y una temperatura efectiva del orden de 6,000 K. Al terminar la SGB, su luminosidad seguirá siendo aproximadamente una luminosidad Solar y su temperatura efectiva habrá bajado a 5,000 K. Finalmente, al final de la RGB, su temperatura efectiva habrá bajado a $\sim 3,500$ K, pero su luminosidad habrá subido a $\sim 1,000 L_{\odot}$ (ver Figura 2.13).

Estrellas con $M \geq 1M_{\odot}$ — Las estrellas más masivas que una masa Solar desarrollan un núcleo de Helio más grande y más masivo mientras están en la secuencia principal. Cuando se agota el hidrogeno en esta región, las reacciones nucleares se detienen por completo en la estrella. Dado que desaparece el soporte por presión de radiación que provenía de las reacciones nucleares en el núcleo, la estrella en su conjunto empieza a contraerse, volviéndose más luminosa y más caliente (i.e. más azul). En el diagrama HR, esto se traduce en un pequeño desplazamiento hacia arriba y la izquierda. Esta fase dura unos millones de años y se termina cuando la temperatura en la cascara alrededor del núcleo es suficiente para iniciar el quemado de hidrogeno. Cuando esto ocurre, la luminosidad total de la estrella baja, y la presión de radiación generada por las reacciones termonucleares en la cascara empujan las capas externas de la estrella hacia afuera. Como resultado, las capas externas se enfrían y la estrella se vuelva más roja. La combinación de la disminución de la luminosidad y la temperatura implica que la estrella se mueve hacia la derecha y hacia abajo en el diagrama HR. Este desplazamiento corresponde a la rama sub-gigante para estas estrellas. Nótese que, para estas estrellas más masivas que una masa Solar, la transición de la secuencia principal a la rama sub-gigante se refleja en un *gancho* en el diagrama HR (Figura 2.13). Después de esto, la entrada a la rama de las gigantes rojas procede de la misma manera que para las estrellas menos masivas que $1 M_{\odot}$: la masa de núcleo de helio aumenta debido a las reacciones termonucleares en la cascara, el núcleo se contrae hasta volverse degenerado, en cuyo punto la temperatura del núcleo aumenta, y la estrella se vuelve más luminosa y roja.

Una vez que llegan a la RGB, la evolución de las estrellas de baja masa ya no depende de si su masa es mayor o menor a $1M_{\odot}$. Como ya dijimos, durante dicha fase, para estrellas de baja masa, el núcleo de helio es degenerado y cada vez más masivo y caliente. Cuando llega a una temperatura de 10^8 K, el helio ya puede

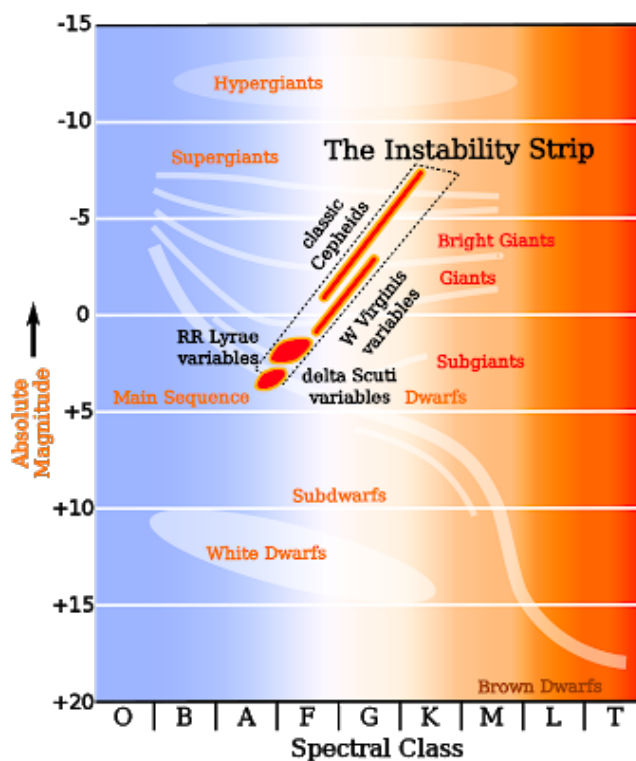


Fig. 2.14. Posición de la llamada banda de inestabilidad en el diagrama HR.

quemarse en carbono, liberando energía. Dado que el núcleo está degenerado, no puede expandirse para responder a esta inyección de energía. En consecuencia, el inicio del quemado de helio es explosivo, en un evento que se conoce como el **flash de helio** que ocurre en la punta de la RGB. La energía liberada durante el flash de helio es suficiente para levantar la degeneración del núcleo que vuelve a ser un gas normal. Después de esto, helio empieza a quemarse de manera sostenida en el núcleo, mientras que hidrógeno sigue quemándose en una cascara alrededor del núcleo. Durante esta fase, estrellas de metalicidad alta siguen frías y rojas, con luminosidades del orden de $100 L_{\odot}$. Se aglomeran en una región del diagrama HR conocida como el **red clump** que se ve claramente en el diagrama HR de la vecindad Solar (Figura 2.11). Estrellas de baja luminosidad en esta fase evolutiva se vuelven más azules, y delinean una **rama horizontal** que se puede apreciar en diagramas HR de cúmulos globulares (Figura 2.11). Dicha rama horizontal atraviesa una parte del diagrama HR que se conoce como la **banda de inestabilidad** (instability strip en inglés; ver Figura 2.14). Las estrellas en esta banda pulsán, moviéndose rápidamente de la derecha a la izquierda en el diagrama HR. Una clase interesante de estrellas de este tipo son las llamadas **variables RR Lyrae**. Para este tipo de estrellas, existe una relación entre el periodo de pulsación, el color, y la luminosidad (o magnitud absoluta). A partir de un análisis detallado de las curvas de luz y de los colores de estas estrellas, uno puede determinar su magnitud absoluta que, combinada con la medición de

la magnitud aparente, permite determinar el modulo de distancia y por ende la distancia. Como lo veremos en un capitulo ulterior, estas estrellas RR Lyrae son particularmente útiles para estudiar el halo estelar Galáctico.

La fase de quemado de helio en carbono es análoga a la secuencia principal ya que la estrella esta de nuevo en equilibrio hidrostático. Sin embargo, es una fase que dura menos tiempo (un tercio o menos) de lo que dura la secuencia principal. Cuando el helio en el núcleo se acaba, el núcleo vuelva a contraerse, y las capas externas vuelven a expandirse. En el diagrama HR, la estrella sube y se mueve hacia la derecha, en lo que se llama la **rama asimptotica de las gigantes (AGB)**. Durante esta fase, la estrella quema hidrogeno y helio en diferentes capas, y este quemado tiende a ocurrir en brotes en vez de ser continuo. El aumento en la presión de radiación asociado a estos brotes es suficiente para expulsar las capas externas en un fenómeno de **super-viento estelar**. Eventualmente, solo queda el núcleo caliente de la estrella que, a partir de este momento, se conoce como **enana blanca**. Cuando aparecen por primera vez, las enanas blancas son muy calientes, con temperatura de hasta 100,000 K. Emiten una cantidad importante de radiación ultravioleta que ioniza el material que había sido expulsado durante la fase AGB. Esto produce el fenómeno de **nebulosas planetarias**.

Vale la pena mencionar, para terminar, que estrellas tanto en la rama de la gigantes rojas (RGB) como en la rama asimptotica de las gigantes (AGB) pertenecen a la clase de luminosidad III (gigantes) definida en la Section 2.4.

Estrellas de masa intermedia ($2\mathcal{M}_{\odot} \leq \mathcal{M} \leq 8\mathcal{M}_{\odot}$)

A diferencia de las estrellas de baja masa, las estrellas más masivas que dos masas Solares tienen un núcleo de Helio gravitacionalmente inestable desde que salen de la secuencia principal. Esto afecta su evolución desde que salen de la secuencia principal y hasta que lleguen a la rama de las gigantes rojas. En efecto, en este caso, el núcleo de helio se contrae rápidamente. La energía producida en esta contracción, además de promover el quemado de hidrogeno en la cascara circundante, empuja las capas externas, enfriándolas, hasta que se vuelvan opacas. Cuando esto ocurre, su expansión se detiene (o, por lo menos, se desacelera). A partir de ahí, la luminosidad de la estrella aumenta como consecuencia de las reacciones termonucleares en la cascara, y la estrella se vuelve paulatinamente más roja (i.e. entra a la rama de las gigantes rojas). Nótese que en este tipo de estrellas, el momento cuando las capas externas se vuelven convectivas es lo que define la entrada a la rama de las gigantes rojas. Es importante notar, finalmente, que para este tipo de estrellas, la transición desde la secuencia principal hasta la entrada a la rama de las gigantes rojas es muy rápida. En consecuencia se detectan pocas estrellas en esta fase en el diagrama HR, y esta ausencia de estrellas en la parte correspondiente del diagrama HR se llama el **Hertzsprung gap**. Su presencia es particularmente notable en diagramas HR de cúmulos con edades de unos cientos de millones de años.

Una segunda diferencia importante entre las estrellas de baja masa y de masa intermedia es que el núcleo de helio en las estrellas de masa intermedia no es degenerado durante la fase RGB. En consecuencia, no ocurre el flash de helio, sino que estas estrellas empiezan a quemar helio en el núcleo directamente de forma sostenida. Durante esta fase de quemado de helio en el núcleo, algunas de las estrellas se vuelven más azules y cruzan la banda de inestabilidad donde se vuelven pulsantes. Estas estrellas se conocen como **cefeidas**, y resulta que para este tipo de estrellas existe una relación sencilla entre su periodo de pulsación y su luminosidad (o magnitud absoluta). En consecuencia, al igual que las estrellas RR Lyrae, estas estrellas pueden usarse para medir distancias. De hecho, la interpretación de las observaciones de estrellas cefeidas es más sencilla que en el caso de las estrellas RR Lyrae. Las cefeidas son particularmente útiles para medir distancias extragalácticas (que, hasta la fecha, son inaccesibles mediante la paralaje trigonométrica), ya que son estrellas bastante brillantes ($L \sim 1,000 L_{\odot}$) que se pueden detectar lejos.

Después de la fase de quemado de helio en el núcleo, las estrellas de masa intermedia siguen una evolución parecida a la de las estrellas de más baja masa, subiéndose a la rama asintótica. Dependiendo de la masa inicial, el núcleo final de las estrellas de masa intermedia (y por lo tanto la enana blanca que dejarán como remanente final) puede estar compuesto de carbono (al igual que en el caso de las estrellas de más baja masa), o bien pasar por fases adicionales de reacciones termonucleares más energéticas que producen oxígeno, neon o magnesio.

Estrellas de alta masa ($\mathcal{M} \geq 8\mathcal{M}_{\odot}$)

En términos generales, las estrellas masivas salen de la secuencia principal moviéndose hacia temperaturas más frías, y rápidamente explotan como supernovas. Entre su salida de la secuencia principal y su explosión como supernova, las estrellas masivas sintetizan una gran variedad de elementos pesados (hasta el hierro) mediante fases de reacciones termonucleares cada vez más energéticas. El recorrido de las estrellas masivas en el diagrama HR una vez que se salen de la secuencia principal es complicado, ya que atraviesa frecuentemente la banda de inestabilidad. Se mueven erráticamente entre la derecha y la izquierda del diagrama HR, manteniendo siempre una alta luminosidad. Pasan por fases conocidas como supergigantes azules, amarillos y rojas (todas de tipo I en la clasificación MK). Debido a las pulsaciones que ocurren cuando las estrellas masivas atraviesan la banda de inestabilidad, las estrellas masivas (particularmente aquellas con masas superiores a $40\mathcal{M}_{\odot}$) pasan por fase de pérdida de masa importantes. Esto hace que su evolución sea muy difícil de modelar teóricamente.

Desde el punto de vista de la apariencia del diagrama HR, estas fases evolutivas de las estrellas masivas importan poco, ya que estas estrellas son muy poco comunes, y además evolucionan muy rápido. En cada momento hay pocas estrellas masivas pasando por estas fases. Dependiendo de su masa inicial, de su tasa de pérdida de masa durante las etapas post-secuencia principal, y de los modelos que uno decide

crear, las estrellas masivas dejan como remanente una **estrella de neutrones** o un **agujero negro**, o bien no dejar ningún remanente –en este último caso, la totalidad de la masa de la estrella se dispersa durante la explosión de supernova.

2.7 Consecuencias para poblaciones estelares

2.7.1 Interpretación de los diagramas HR y CM

La primera consecuencia de haber entendido cómo las estrellas evolucionan en el tiempo es poder explicar la apariencia de los diagramas HR y CM de diferentes poblaciones estelares. Por ejemplo, gracias a estos modelos de evolución estelar, podemos entender porqué los cúmulos abiertos (con edades de aproximadamente 100 mega-años) tienen una secuencia principal más larga que los cúmulos globulares (con edades del orden de 10 giga-años; ver Figura 2.11): se debe a que en el primer caso, las estrellas de masa intermedia siguen en la secuencia principal, mientras que en el caso de cúmulos globulares, ya se salieron de ella. De hecho, medir la magnitud absoluta del punto donde se acaba la secuencia (el **turn-off point** en inglés) provee una manera directa de medir la edad de los cúmulos estelares. Estos modelos explican también porqué las ramas asociadas a fases de post-secuencia principal (RGB, AGB, rama horizontal) están más pobladas en cúmulos globulares que en cúmulos abiertos.

Los cúmulos abiertos y globulares que acabamos de considerar son poblaciones simples (es decir que todas las estrellas contenidas en estos cúmulos nacieron al mismo tiempo). Los modelos de evolución estelar que describimos en la Sección 2.6 demuestran inmediatamente que la Vecindad Solar no corresponde a una población estelar simple. En efecto, en su diagrama HR, coinciden una secuencia principal que se extiende a estrellas de tipo B (que indican la presencia de una población estelar joven) y unas ramas post-secuencia principal bien pobladas (este segundo punto indica la presencia de estrellas más bien viejas). La única forma de reconciliar la estructura del diagrama HR de la Vecindad Solar con lo que sabemos de evolución estelar es concluir que la Vecindad Solar corresponde a una población estelar compuesta que contiene estrellas que nacieron en diferentes momentos.

Considerando modelos de evolución estelar que incorporen estrellas de diferentes metalicidades (no lo haremos en esta clase por falta de tiempo), uno puede interpretar diagramas HR no solo en términos de las edades de las poblaciones estelares sino también de su composición química.

2.7.2 Modelos de síntesis de poblaciones estelares

Una manera más detallada de abordar este problema consiste en desarrollar **modelos de síntesis de poblaciones estelares**. En este tipo de modelo, uno define primero el tipo de población considerado. Esto se hace especificando la **historia**

de formación estelar, es decir la tasa a la que las estrellas que conforman la población nacieron. La historia de formación estelar se mide en masas Solares de estrellas creadas cada año. En el caso más sencillo, uno puede considerar un brote único como en el caso de un cúmulo globular. Pero uno puede considerar también casos más complejos, como una serie de brotes, o una tasa más continua con una cierta evolución temporal (constante, creciente, decreciente, etc.). Como ya vimos, este tipo de evolución más continua es necesario para explicar el diagrama HR de la Vecindad Solar. Junto con esta historia, uno especifica la metalicidad en cada momento, así como la **función inicial de masa (IMF)** de las estrellas. Regresaremos pronto al concepto de IMF, pero por lo pronto es suficiente saber que define la abundancia relativa de las estrellas de diferentes masas.

A partir de estos parámetros de entrada, los modelos de síntesis de población “crean” estrellas y siguen su evolución temporal usando modelos de evolución estelar como los que describimos en la Sección 2.6. Los modelos empiezan a correr en el momento en que se crea la primera generación de estrellas definida en la historia de formación estelar. En cada intervalo Δt de tiempo ulterior, llevan la cuenta de cuántas estrellas nacieron durante Δt , así como de lo que pasó con las estrellas nacidas antes. Estos modelos de síntesis de población también incorporan modelos de atmósferas estelares de forma que pueden calcular el espectro producido por cada una de las estrellas y, sumando sobre la población completa, el espectro total de la población en cada momento. Dependiendo del nivel de sofisticación que pide el usuario, estos modelos pueden producir varias cantidades como producto de salida. En los casos más sencillos, puede ser la magnitud en ciertas bandas de la población estelar en varios tiempos y los índices de color asociados. Puede ser también un diagrama HR de la población como función del tiempo. Finalmente, pueden producir espectros integrados como función del tiempo.

Los resultados de modelos de síntesis de poblaciones estelares pueden compararse con las propiedades observadas (magnitudes, colores, diagramas HR, espectros integrados) de poblaciones reales (por ejemplo de la Vecindad Solar, del bulbo Galáctico, de un cúmulo globular, de una galaxia externa, etc.) para tratar de inferir la historia de formación estelar que llevó a esta población observada. En general, este problema de “inversión” (es decir inferir la historia de formación estelar a partir de las propiedades medidas actualmente para una población dada) es difícil de resolver ya que no necesariamente tiene una solución única. Sin embargo, los modelos de síntesis de población son una herramienta poderosa para interpretar observaciones de poblaciones galácticas.

Para terminar esta sección, vale la pena mencionar que uno de los especialistas a nivel mundial de modelos de síntesis de poblaciones estelares es nuestro colega Moreliano Gustavo Bruzual.

2.7.3 Energía liberada en diferentes fases

Ya vimos cómo el tiempo de vida de las estrellas en la secuencia principal depende de su masa inicial, y mencionamos que el tiempo que pasan en la rama horizon-

tal es del orden de 100 mega-años, casi independientemente de su masa inicial (recordemos que esto es porque la masa del core de helio cuando empieza la rama horizontal es siempre aproximadamente la misma). También ya mencionamos que cuando las estrellas de masa baja e intermedia salen de la secuencia principal, se vuelve más rojas y más luminosas que cuando están en la secuencia principal (ver Figura 2.13). Nótese que las estrellas masivas también se vuelven más rojas, pero no más luminosas.

La energía total que emite una estrella a lo largo de su vida corresponde a la integral temporal de su luminosidad. En el caso de las estrellas masiva, es claro que la mayoría de la energía se emite durante la secuencia principal, pues su luminosidad es aproximadamente constante a lo largo de toda su vida, pero pasan mucho más tiempo en la secuencia principal que en las fases de post-secuencia principal. En el caso de las estrellas de masa baja e intermedia, sin embargo, hay dos efectos superpuestos. Por un lado, pasan más tiempo en la secuencia principal que en las fases posteriores, pero por otro lado, son más luminosas durante las fases post-secuencia principal. Cuando uno hace el cálculo detallado, resulta que estrellas de masa intermedia todavía emiten la mayoría de su energía durante la secuencia principal. por ejemplo, una estrella de $5M_{\odot}$ emite tres veces más energía durante la secuencia principal que durante las fases posteriores. Para las estrellas de baja masa, sin embargo, la tendencia se invierte. Por ejemplo, una estrella de una masa Solar emite 2.5 veces más energía en las fase post-secuencia principal que durante la secuencia principal.

Un punto relacionado concierne la naturaleza de las estrellas más brillantes en diferentes poblaciones estelares. En entornos galácticos donde hay poblaciones jóvenes (por ejemplo en cúmulos abiertos o en la Vecindad Solar), las estrellas más luminosas son las estrellas masivas de la secuencia principal. En consecuencia, son estrellas azules. Esta situación es también la que ocurre en discos galácticos, es decir para poblaciones de tipo I. En cambio, para poblaciones viejas, como en cúmulos globulares, las estrellas más luminosas son rojas (sobre todo estrellas en la rama de las gigantes rojas de tipo espectral M y K). Está es también la situación que prevalece en bulbos y halos galácticos, y en poblaciones de tipo II en general.

2.7.4 Masa de los remanentes estelares

Vimos en la Section 2.6 que al final de su vida, las estrellas tienden a dejar remanentes: enanas blancas para estrellas de masas bajas e intermedias, estrella de neutros o agujeros negros para las estrellas masivas (aunque algunas estrellas masivas no producen ningún remanente). Es interesante comparar las masas de estos remanentes con las masas de las estrellas progenitoras.

La Figura 2.15 muestra la distribución de masa de una muestra representativa de enanas blancas en forma de un histograma. Como se puede apreciar en esta figura, la distribución de masa está centrada en $\sim 0.6M_{\odot}$, y es común tomar este valor

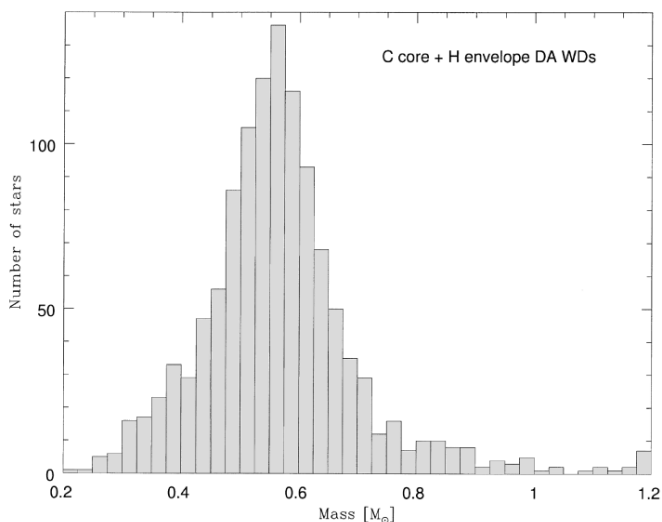


Fig. 2.15. Distribución de masa de las enanas blancas en el catalogo de Sloan (Madej et al. 2004).

como representativo de la masa de una enana blanca. Adicionalmente, no parece existir una correlación entre la masa de la estrella progenitora y la masa de la enana blanca que queda como remanente: tanto las estrellas de $0.8M_{\odot}$ como las estrellas de $8M_{\odot}$ producen enanas blancas de $\sim 0.6M_{\odot}$. Esto tiene consecuencias importante para el ciclo de masa entre estrellas y material interestelar. Al final de la vida de una estrella de baja masa (digamos una masa Solar), alrededor de la mitad de su masa queda atrapada en un remanente, mientras que la otra mitad se regresa al medio interestelar. En cambio, para estrellas de masa intermedia (digamos $5M_{\odot}$), 90% de la masa se devuelve al medio interestelar, mientras que solo 10% queda atrapado en un remanente. En ambos casos, el regreso al medio interestelar ocurre sobre todo durante la fase de super-viento en la rama asintótica.

La parte derecha de la Figura 2.16 muestra la distribución de masa de una muestra representativa de estrellas de neutrones en la Galaxia donde la masa se ha podido medir (nótense que todas estas estrellas pertenecen a sistemas binarios; ver Section 2.2.4). Estas masas se aglutinan alrededor de $1.4M_{\odot}$ (el límite de Chandrasekhar) y es común adoptar este valor como un numero representativo de la masa de las estrellas de neutrones en general. Sin embargo, la Figura 2.16 muestra claramente que hay estrellas de neutrones con masas menores a este límite (quizás hasta $1.2M_{\odot}$) y otras con masas significativamente mayores (hasta 2.5 o $3M_{\odot}$). Debe existir una masa máxima a la masa de las estrellas de neutrones, análoga al límite de Chandrasekhar para enanas blancas, pero aun no se conoce cuál es su valor.

La parte izquierda de la Figura 2.16 muestra una distribución similar, pero para agujeros negros estelares. Ahí, se ve que la distribución se centra en una masa de 5 a $10M_{\odot}$, aunque se conocen agujeros negros con masas hasta $\sim 20M_{\odot}$. La existencia e agujeros negros con masas de una cuantas decenas de masas Solares

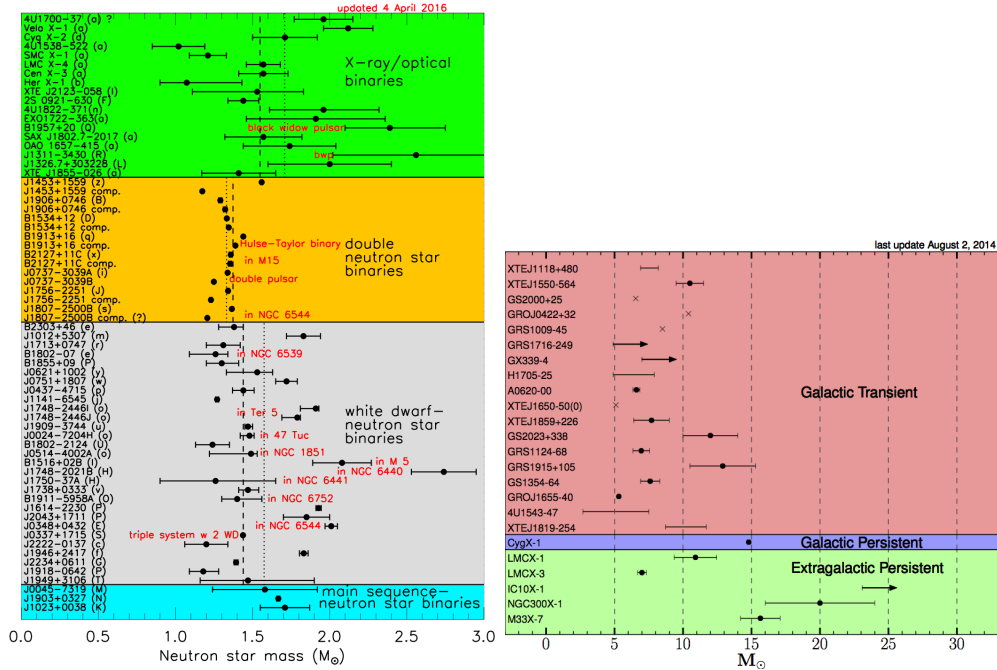


Fig. 2.16. Distribución de masa de una muestras representativa de estrellas de neutrones y agujeros negros.

se confirmó recientemente mediante la detección de ondas gravitacionales, que se interpretan como el resultado de la coalescencia de agujeros negros de $\sim 30M_{\odot}$. Sin embargo, la distribución de masa en la Figura 2.16 parece estar centrada más bien en 5 a $10M_{\odot}$.

La combinación de los dos paneles de la Figura 2.16 muestra que los remanentes de estrellas masivas tienden a tener masas de unas cuantas masas Solares. Esto implica que, al igual de que para las estrellas de masas bajas e intermedias, las estrellas masivas regresan una buena parte de su masa total al medio interestelar al final de su vida.

2.7.5 Producción y origen de los elementos

En las secciones anteriores vimos, por un lado, que las estrellas regresan una buena parte de su masa al medio circundante cuando terminan su vida y, por otra parte, que la composición química de las estrellas evoluciona durante su vida debido a las reacciones nucleares que ocurren en su interior. Esto implica que el material expulsado al final del ciclo de vida de las estrellas está enriquecido en elementos pesados. Cuando este material se mezcla con el medio interestelar ambiente, aumenta su metalicidad y, por ende, la metalicidad de las siguientes generaciones de estrellas que se formaran a partir de este medio interestelar.

En el caso de las estrellas de masa baja e intermedia, la eyección de material ocurre durante la fase de super-vientos en la rama asimptótica. Además de los

elementos relativamente ligeros (C, N, O, etc.) producidos mediante reacciones termonucleares en las capas internas de las estrellas, otros elementos más pesados son producidos a través del **proceso s** (por *slow* en inglés). En este mecanismo, un núcleo atómico captura un neutrón libre (producido en otra reacción nuclear). Esto transforma el núcleo original en un isótopo más pesado del mismo elemento químico que luego decae mediante el proceso β a un núcleo con un número atómico una unidad más alta (en el proceso β , el neutrón se “transforma” en un protón, de forma que el número atómico del núcleo pasa de ser Z a $Z+1$). Aproximadamente la mitad de los elementos más pesados que el hierro se forman mediante este proceso s.

Las estrellas masiva expulsan material al final de su vida en una explosión de **supernova**. Antes de explorar el impacto químico de las supernovas, vale la pena recordar cuáles son los diferentes tipos de supernovas existentes. Inicialmente, las supernovas se clasificaron en base a si su espectro contenía hidrogeno (tipo II) o no (tipo I). Las supernovas de tipo I se sub-clasificaron a su vez en base a la presencia o no de otras líneas espectrales (He y Si). Hoy sabemos que las supernovas de tipo Ib, Ic, y II son el resultado de la explosión final de una estrellas masiva. Durante la fase post-secuencia principal de las estrellas masivas, diferentes capas en el interior queman diferentes elementos. H, He, C, O, etc. en la capas más externas, pero elementos cada vez más pesados en la capas interiores. El núcleo mismo llega a quemar silicon en hierro. Dado que el hierro es el elemento más estable, no puede quemarse en un elemento más pesado. Cuando el núcleo ya se transformó en hierro y las reacciones ahí se detienen, pierde su soporte en contra de la gravedad y colapsa. Por eso, estas supernovas se conocen cómo de tipo **core collapse**. El resto del material de la estrella inicialmente cae sobre también hacia el centro, y rebota sobre el núcleo colapsado. Esto es lo que inicia la explosión de la supernova. La diferencia entre las supernovas de tipo Ib/c y II proviene de que en las primeras, las capas externas ricas en hidrogeno fueron expulsadas en fase anteriores a la explosión de supernova, de forma que el espectro resultante no contiene líneas de este elemento.

Además de los elementos sintetizados (hasta el hierro) en el interior de las supernovas, otros elementos son producidos mediante el **proceso r** (por *rapid* en inglés). En este proceso, al igual que con el proceso s, núcleos atómicos capturan neutrones. En este caso, sin embargo, el flujo de neutrones es tal que los núcleos no tienen tiempo de decaer mediante el proceso β antes de absorber otros neutrones. Cuando finalmente decaen, le hace después de haber capturado varios neutrones, y esto lleva a la formación de núcleos atómicos distintos.

Las supernovas de tipo Ia son de otra naturaleza. Ocurren cuando una enana blanca acreta masa de una compañera menos evolucionada y rebasa el límite de Chandrasekhar. Durante mucho tiempo, se pensaba que la compañera era una estrella en la rama de las gigantes rojas. Más recientemente, se ha considerado la posibilidad de que en realidad las supernovas de tipo Ia pueden producirse como resultado de la coalescencia de dos enanas blancas. En inglés, este escenario se

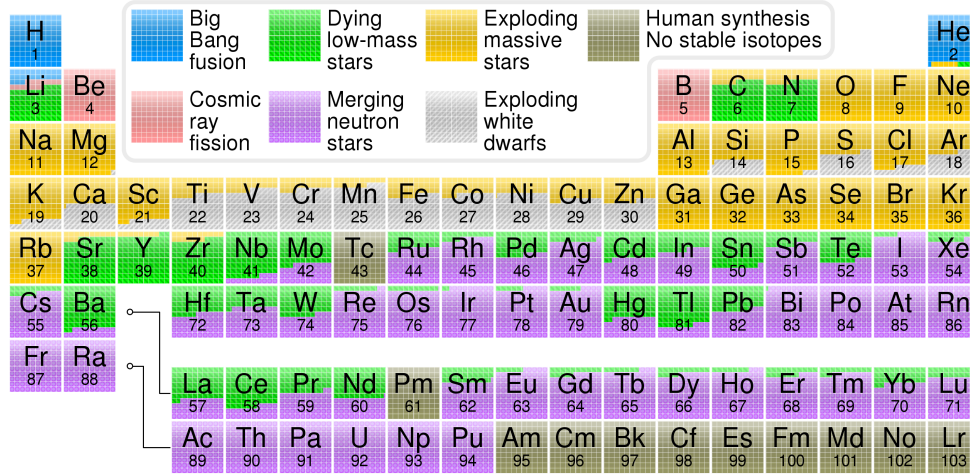


Fig. 2.17. Origen de los elementos en la tabla periódica.

conoce como **double degenerate**. Independientemente de cuál sea el mecanismo, las supernovas de tipo Ia producen toda una serie de elementos pesados mediante reacciones nucleares complejas.

Vale la pena mencionar que las supernovas de tipo Ia son muy importantes para la cosmología porque permiten medir distancias a galaxias muy lejanas. La razón por esto es que el pico de luminosidad que alcanzan parece ser siempre casi el mismo. Esto se entiende en el primer escenario que mencionamos arriba, porque en este caso la supernova explota justo cuando alcanza la masa de Chandrasekhar. Dado que la energía liberada depende justamente de la masa en el momento de la explosión, es de esperarse que siempre sea la misma. En el caso *double degenerate*, es más difícil entender porqué las supernovas de tipo Ia siempre liberan la misma energía. Sea cual sea el caso, resulta que sí parece ser que las supernovas de tipo Ia siempre alcanzan la misma luminosidad. Al comparar esta (o las magnitud absoluta asociada) con la magnitud aparente medida permite deducir el modulo de distancia y por ende la distancia misma. Por la alta luminosidad de las supernovas de tipo Ia, se pueden detectar hasta distancias cosmológicas ($z > 1$). Las estrellas Cefeidas, en cambio, solo se pueden detectar en el Universo más local.

Para terminar con nuestra discusión de la metalicidad, vale la pena mencionar que otro tipo de coalescencia, la de dos estrellas de neutrones, permite sintetizar otros tipos de elementos. La Figuras 2.17 muestra el origen de los elementos de la tabla periódica.

2.8 Conclusiones

En este capítulo describimos las principales características de las estrellas así como su evolución. Exploramos las consecuencias de la evolución estelar para las propiedades de poblaciones estelares simples y compuestas y para el ciclo de

la materia y de los metales en galaxias. En particular, vimos como la teoría de evolución estelar permite explicar las características observadas del diagrama HR en diferentes casos. A través de este estudio, identificamos tres tipos de estrellas (las variables RR Lyrae, las Cefeidas, y las supernovas de tipo Ia) que pueden usarse para medir distancias en casos donde la paralaje trigonométrica no puede aplicarse.