Estrellas binarias

- dos estrellas ligadas gravitacionalmente
  - son particularmente útiles para el estudio de las masas de las estrellas
  - en ciertos casos favorables, permiten determinar también los radios de las estrellas involucradas.
- Muy generalmente, las estrellas componentes del sistema binario se formaron juntas. Por lo tanto:
  - las estrellas componentes tienen la misma edad y composición química
  - conforman pruebas estrictas de la teoría de la estructura y evolución estelar

Existen varios tipos de estrellas binarias:

- binarias visuales:
  - se ven las dos estrellas componentes espacialmente separadas en el cielo
  - se ven las órbitas proyectas en el cielo
- binarias eclipsantes:
  - el plano de la órbita está casi en la línea de vista (casi perpendicular al plano del cielo)
- binarias espectroscópicas:
  - este es el tipo de estrella binaria más común
  - las líneas espectrales presentan una variación periódica en la velocidad radial
  - no necesariamente se ven las líneas de ambas estrellas (depende de la diferencia en luminosidad de las estrellas involucradas)
    - si se ven las líneas de ambas componentes ⇒ binaria con líneas dobles
    - si se ven las líneas de solamente una componente ⇒ binaria con líneas sencillas
- binarias espectrales:
  - el espectro contiene líneas obviamente provenientes de dos estrellas
  - las líneas espectrales no presentan una variación periódica en la velocidad radial

Orbitas, Masas, etc.

- Las dos estrellas orbitan su centro de gravedad, lo que implica
  $$M_1 r_1 = M_2 r_2 \ ,$$
  donde M_i y r_i son la masa y la distancia del centro de gravedad de la componente i, respectivamente. De esto, podemos derivar
  $$\frac{M_2}{r_1} = \frac{M_1 + M_2}{r_1 + r_2} \ .$$
- Además, las fuerzas gravitatorias y centrífugas deben igualarse
  $$\frac{GM_1 M_2}{(r_1 + r_2)^2} = M_1 \omega^2 r_1 = M_2 \omega^2 r_2,$$
  donde
  $$\omega = \frac{2\pi}{P}$$
  es la frecuencia angular, P el periodo de la órbita y G la constante de gravitación.

- Con un poco de algebra, obtenemos
$$M_1+M_2=\frac{(r_1+r_2)^3}{P^2}\frac{4\pi^2}{G}$$
que es una forma de la tercera ley de Kepler.
- El único variable que es fácil de determinar de la relación anterior es el periodo.
- En el caso de órbitas circulares, se puede determinar los radios a partir de la velocidad radial
$$v_1\sin i=\frac{2\pi r_1}{P} \quad \text{y} \quad v_2\sin i=\frac{2\pi r_2}{P}$$
si se ven líneas de ambas estrellas, lo cual permite el cálculo de la suma de las masas así como las masas individuales cuando conocemos el ángulo de inclinación, *i*, de la órbita con respecto a la línea de vista. Aparece el término $\sin i$ porque la velocidad radial mide solamente la componente de la velocidad proyectada a lo largo de la línea de vista.
- Un caso donde sí conocemos la inclinación es para binarias eclipsantes, donde la inclinación *i* tiene que ser cercano a 90º.
- Todo lo anterior se complica para órbitas elípticas, pero generalmente la cosa no es insuperable.

Radios estelares

- En binarias eclipsantes espectroscópicas, las dos estrellas se eclipsan periódicamente.
- A partir de la curva de luz, se pueden determinar los radios de las estrellas, R_1 y R_2
$$\frac{R_1}{2\pi(r_1+r_2)}=\frac{(t_3-t_1)+(t_4-t_2)}{2P} \quad \text{y} \quad \frac{R_2}{2\pi(r_1+r_2)}=\frac{(t_2-t_1)+(t_4-t_3)}{2P}$$
en el caso de órbitas circulares y con las condiciones $R_1<<(r_1+r_2)$ y $R_2<<(r_1+r_2)$.

Estrellas pulsantes

- Ciertas estrellas tienen variaciones periódicas en luminosidad debido a pulsaciones. Literalmente, las estrellas se extienden y comprimen durante estas pulsaciones.
- El caso clásico es la estrella δ Cephei, que es el prototipo de la clase de variables Cepheidas. Estas estrellas son supergigantes de tipo espectral F y G, generalmente. Su importancia deriva del hecho de que sus luminosidades están relacionadas con el periodo de pulsación, *P*,
$$\log P=-0.394M+K \ ,$$
donde *K* es un constante y *M* la magnitud absoluta. Por lo tanto, sirven para determinar distancias.
- Otros tipos de estrellas con propiedades similares son las estrellas W Virginis, que también son estrellas supergigantes, las estrellas RR Lyrae que siguen una relación luminosidad-periodo
$$\log P=-0.85M+K$$
y que son estrellas subgigantes (clase de luminosidad IV) y las estrellas δ Scuti que son los representantes enanas de este tipo de estrellas pulsantes. También se empleen a las RR Lyrae para determinar distancias, pero no las δ Scuti porque estas últimas tienden a variar de manera muy complicada, frecuentemente pulsando en dos o más periodos simultáneamente.

Rotación estelar

- La gran mayoría de las estrellas rotan.
- Como en el caso de las velocidades radiales en estrellas binarias, podemos solamente medir la componente de la velocidad de rotación proyectada a lo largo de la línea de vista, $v_r \sin i$, donde i es la inclinación del eje de rotación con respecto a la línea de vista.
- Generalmente, la velocidad de rotación está correlacionada con la masa de la estrella. Mientras más masivas, más rápidamente rotan. La velocidad ecuatorial de rotación del Sol es de 2 km/s mientras las estrellas masivas (tipos O y B) frecuentemente tienen velocidades de rotación (proyectadas) de 100-200 km/s o más.
- La velocidad de rotación deforma el perfil de las líneas de absorción del espectro, debido al efecto Doppler: un lado del disco estelar se desplaza hacia el observador, lo cual corre su espectro hacia el azul mientras lo opuesto sucede con el otro lado del disco estelar. Como resultado, los perfiles de líneas son más anchas y menos profundas que lo serían si la estrella no rotara (o si viéramos la estrella con el eje de rotación a lo largo de la línea de vista).
- Para una estrella, existe una velocidad de rotación crítica, v_c. En caso de rebasar esta velocidad, la estrella resultaría inestable debido a que la fuerza centrífuga excedería la fuerza gravitatoria

  $$\frac{v_c^2}{R} = \frac{GM}{R^2} \quad \text{o} \quad v_c = \sqrt{\frac{GM}{R}} \quad ,$$

  donde R y M son el radio y la masa de la estrella respectivamente.

Distribuciones de masas y luminosidades

- El diagrama H-R es una manera de estudiar las características de las estrellas en un cúmulo o región del espacio.
- También se puede adoptar un punto de vista más estadístico, determinando distribuciones de propiedades como masas o luminosidades. De esta manera se puede predecir la tasa de formación de supernovas o enanas blancas dada información sobre una población de estrellas progenitora.
- Desde el punto de vista del estudio de la formación, estructura y evolución de estrellas, la función de masa, $\Phi_M(M)$, es particularmente importante

  $$dN(M) = \Phi_M(M)dM$$

  porque proporciona $dN(M)$, el número de estrellas con masas entre M y $M + dM$.
- De la misma manera, se puede definir la función de luminosidad, $\Phi_L(L)$,

  $$dN(L) = \Phi_L(L)dL$$

  que proporciona el número de estrellas con luminosidades entre L y $L + dL$.
- Se observa que se pueden relacionar las masas y luminosidades estelares a través una relación de la forma

  $$L = KM^\alpha$$

  para diferentes intervalos de masa y luminosidad.
- De la relación anterior, deducimos

  $$dL = K\alpha M^{\alpha-1}dM$$

lo que nos permite expresar
$\Phi_M(M)dM = \Phi_L(L)dL$.

- Sustituyendo, obtenemos
$$\Phi_M(M) = \alpha K M^{\alpha-1}\Phi_L\left(KM^\alpha\right) \quad \text{o} \quad \Phi_L(L) = \frac{1}{K^{1/\alpha}\alpha} L^{1/(\alpha-1)}\Phi_M\left(\left(\frac{L}{K}\right)^{1/\alpha}\right)$$
que expresan la función de masa o luminosidad en términos de la otra.
- Lo útil de estas funciones de luminosidad o masa es que podemos estudiar como cambian con el tiempo. La función de masa, por ejemplo, varia con el tiempo debido al nacimiento de estrellas y a la pérdida de estrellas evolucionadas. En realidad, deberíamos expresar la función de masas como función de tiempo
$dN(M,t) = \Phi_M(M,t)dM$.
- El cambio de la función de masa es
$$\frac{d\Phi_M}{dt} = B(M,t)$$
donde $B(M,t)$ es la taza de nacimiento de estrellas de masa *M* (con masas entre *M* y $M + dM$).
- Si indicamos la función de masa al tiempo inicial como $\Phi_M(M,t=0) = \Phi_0(M)$, podemos integrar para obtener
$$\Phi_M(M,t) = \Phi_0(M) + \int_0^t B(M,t)dt$$
donde *t* es el tiempo actual.
- En particular, las funciones de masa o luminosidad pueden restringirse a una submuestra de estrellas, p.ej., las de la secuencia principal. Así, son herramientas poderosas para el estudio de cúmulos y, por ende, de la teoría de la evolución estelar.
- En cúmulos, encontramos que la función de luminosidad es muy poco variables para luminosidades por debajo de $M_V = 4\ mag$, porque estrellas con estas luminosidades tienen vidas más largas que la edad de la galaxia. Por otra parte, hay mucha variedad para luminosidades mayores, debido a la desaparición de estrellas de mayor masa en cúmulos de diferentes edades.