

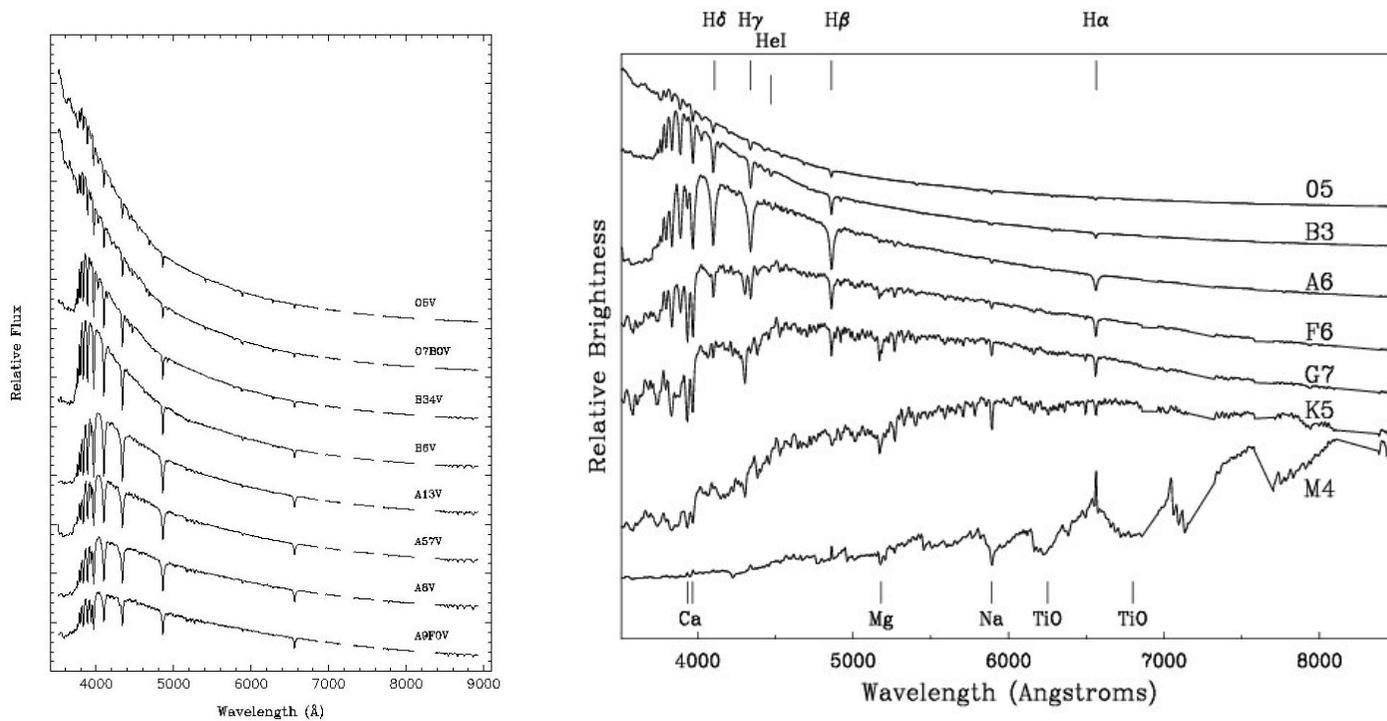
# TEMA 4

- \* Estrellas: propiedades generales.
- \* Espectros estelares. Clasificación espectral.
- \* Estrellas binarias.
- \* Estrellas variables.
- \* Masas y tamaños.

# Propiedades generales

La determinación de paralajes y distancias estelares permitió estimar los brillos intrínsecos de las estrellas. De ahí surgió que eran comparables al del propio Sol y en algunos casos mayores y en otros menores.

En 1872 Henry Draper del Observatorio de Harvard obtuvo la primera fotografía del espectro de la estrella Vega. El espectro mostraba, como el del Sol, muchas líneas de absorción que variaban de estrella en estrella, indicando distintos tipos de estrellas.



# Clasificación espectral

La clasificación de espectros estelares se remonta a fines del siglo XIX cuando se generaliza el estudio de espectros obtenidos con placas fotográficas. La clasificación que se utiliza actualmente fue elaborada en el Observatorio de Harvard hacia 1920. Para la clasificación se utilizan letras que van en orden secuencial de mayor a menor temperatura superficial en el siguiente orden:

O - B - A - F - G - K - M - L - T

Los 2 últimos tipos son en realidad recientes y corresponden a enanas marrones.

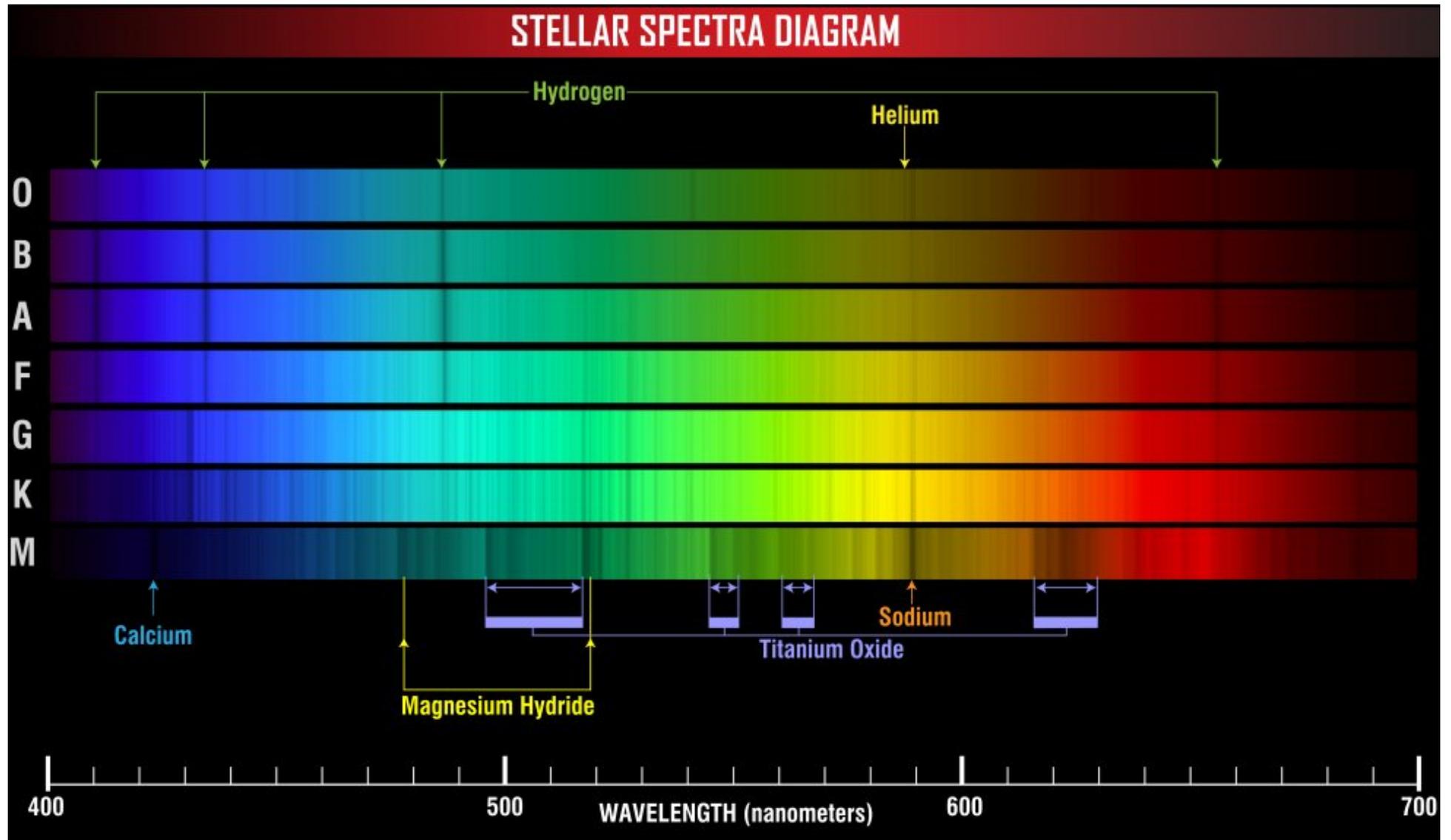
Para clasificar los espectros se utilizan algunas líneas conspicuas que son fundamentalmente sensibles a la temperatura: Ejemplos: Las líneas de Balmer del hidrógeno, las líneas del helio neutro, las del hierro, el doblete H y K del calcio ionizado a  $\lambda = 3968, 3933 \text{ \AA}$ , la banda G debida al radical CH, las líneas del óxido de titanio (TiO).

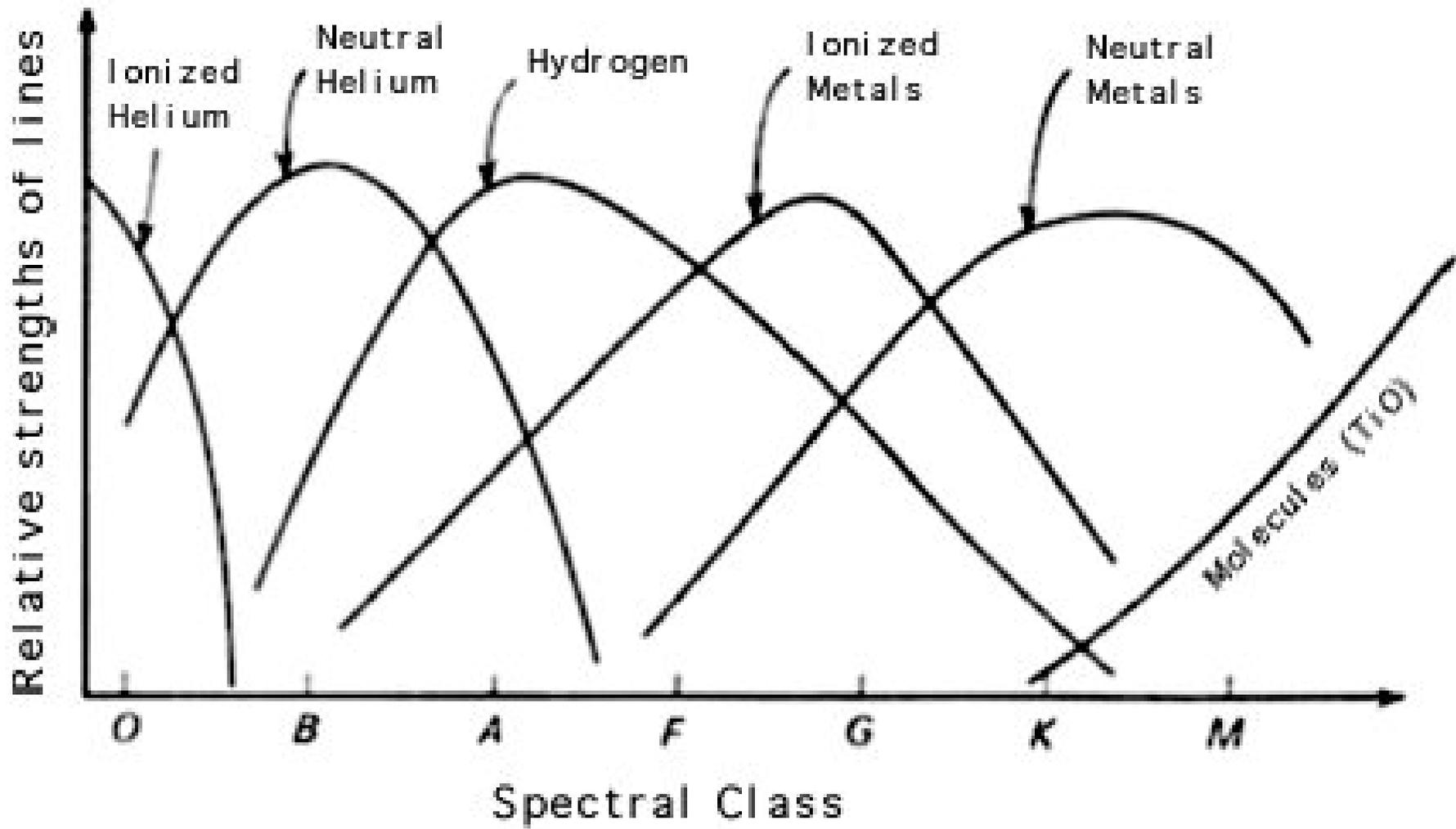
Las clases espectrales se dividen en subclases que van de 0 a 9.

La clasificación de Yerkes: Toma en cuenta, además de la temperatura, la luminosidad de la estrella, ya que estrellas de la misma temperatura superficial pueden tener muy distintas luminosidades. En este sistema se combinan las letras de la clasificación de Harvard, con números romanos que corresponden a distintas luminosidades:

- Ia Supergigantes más luminosas
- Ib Supergigantes menos luminosas
- II Gigantes luminosas
- III Gigantes Normales
- IV Subgigantes
- V Estrellas de la Secuencia Principal (enanas)

# Espectros estelares característicos de cada tipo espectral





Cada tipo espectral tiene sus líneas más conspicuas que dependen de la temperatura superficial de la estrella, de la densidad y de la composición atmosférica.

TIPO ESPECTRAL	TEMPERATURA SUPERFICIAL (°k)	CARACTERISTICAS DESTACADAS (líneas de absorción salvo indicación contraria)
<b>O</b>	28000-40000	He II. Elementos pesados ionizados varias veces. H débil.
<b>B</b>	10000-28000	He I (He neutro) moderado. Elementos pesados (metales) ionizados una vez. H moderado. En los tipos más fríos aparece la serie Balmer del H. (Ej.: <b>Rigel (B8)</b> ).
<b>A</b>	8000-10000	H fuerte. He I muy débil. En la A0 aparece la línea más fuerte del H. Aumenta Ca II en los tipos más fríos. Metales ionizados una vez. (Ej.: <b>Vega (A0), Sirio (A1)</b> ).
<b>F</b>	6000-8000	Más fuerte Ca II. H más débil. Aparecen más líneas de metales ionizados. Metales neutros. (Ej.: <b>Canopus (F0)</b> ).
<b>G</b>	4900-6000	Ca II y Fe fuertes. Metales neutros. El H se sigue debilitando. (Ej.: <b>Sol y Alfa Centauro (G2)</b> ).
<b>K</b>	3500-4900	Fuertes los metales neutros. Comienzan a formarse bandas moleculares como las del CH y CN. H débil. (Ej.: <b>Arturo (K2), Aldebarán (K5)</b> ).
<b>M (C, S)</b>	2000-3500	Fuertes los metales neutros. Muchas líneas. TiO y otras bandas moleculares. Prominente el Ca neutro. H muy débil. (Ej.: <b>Betelgeuse (M2), Estrella de Barnard (M4)</b> ).
<b>(L, T)</b>	< 3500	(Enanas marrones)

## Las mujeres de Harvard ("The Harvard computers")



Williamina Fleming



Antonia Maury

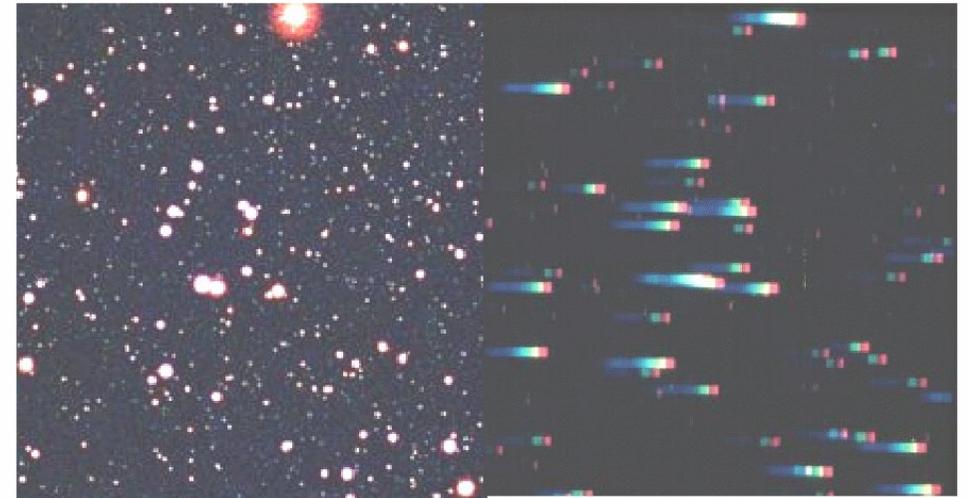
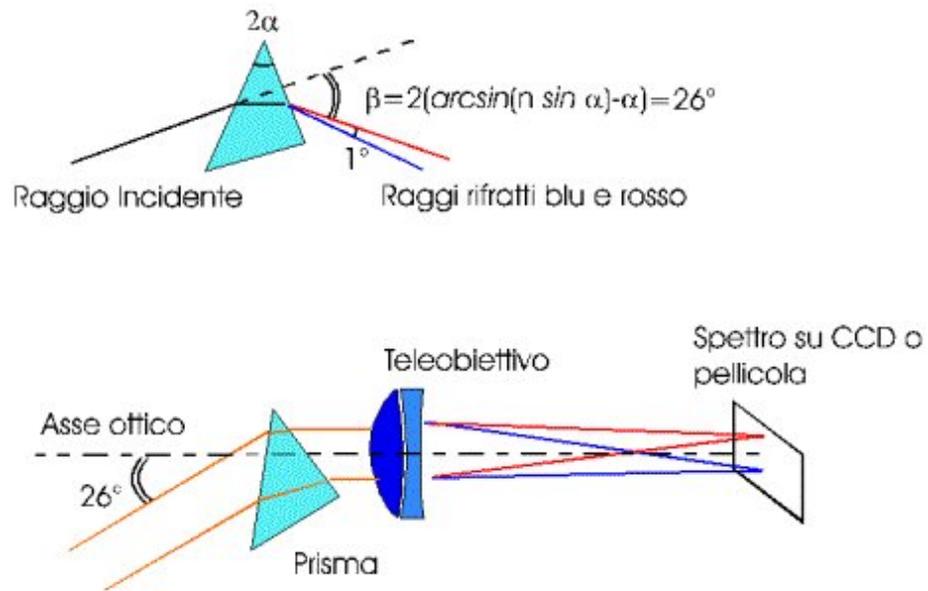


Annie Jump Cannon

El trabajo pionero en clasificación espectral fue realizado por mujeres contratadas como técnicas en el Observatorio de Harvard. Entre ellas sobresalen las 3 aquí mencionadas.

# Técnica

## Objective-prism spectra of the Hyades



Prisma Objetivo: se coloca un prisma delante del objetivo del telescopio.

Con el prisma objetivo obtenemos los espectros de todas las estrellas que aparecen en el campo, como es en este ejemplo de las Hyades.



Grupo de mujeres trabajando en la clasificación de espectros (ca. 1890). Fleming de pie supervisa el trabajo. Dos mujeres observan placas con lupa y una tercera lo hace al microscopio.



Edward Charles Pickering, director del Observatorio de Harvard, parado frente al Observatorio junto a su "harem" (1913).

# Nomenclatura de tipos espectrales: De racional a irracional

1) **Clasificación de Secchi:** Angelo Secchi del Observatorio del Vaticano estableció en 1877 5 tipos de estrellas: *Tipo I* : Blanca azuladas que mostraban unas pocas bandas de absorción del hidrógeno; *Tipo II* : estrellas amarillas, cuyos espectros muestran muchas líneas finas; *Tipo III* y *Tipo IV* : estrellas rojas, *Tipo V* : estrellas que también muestran líneas de emisión.

2) **Clasificación de Fleming:** Examinó 28266 espectros en 633 placas fotográficas. Propuso una clasificación más fina: a las Tipo I las dividió en A, B, C, D, a la tipo II E, ....., L, excepto la letra J (que los alemanes podrían confundir con la I), M para las Tipo III, N para las IV y O para las V. En 1890 se publicó el primer catálogo de espectros estelares.

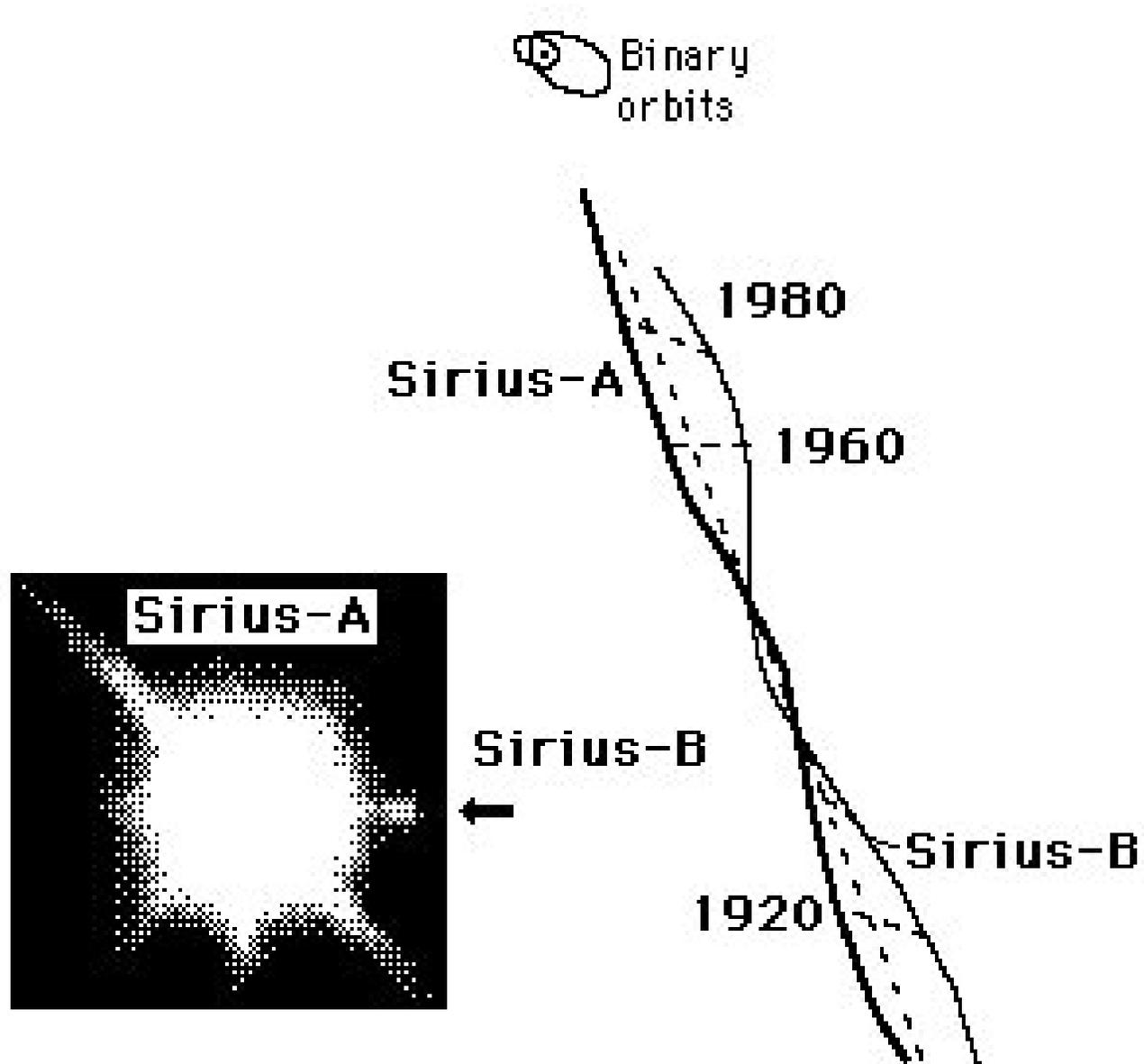
2) **Clasificación de Maury:** Notó que las estrellas B presentaban, además de las líneas de absorción del hidrógeno, "líneas de Orión" (más adelante identificadas con las del helio). Sin embargo, las líneas de Orión desaparecían más adelante. La única manera de hacer la transición más suave era si las estrellas B se colocaban antes que las A. Maury y Pickering publicaron un nuevo catálogo en 1897.

3) **Depuración de la clasificación:** Pickering notó que el 99,3% de las estrellas caían en 6 clases: A, B, F, G, K, M. Las otras clases (C, D, ...) se podían englobar dentro de estas seis.

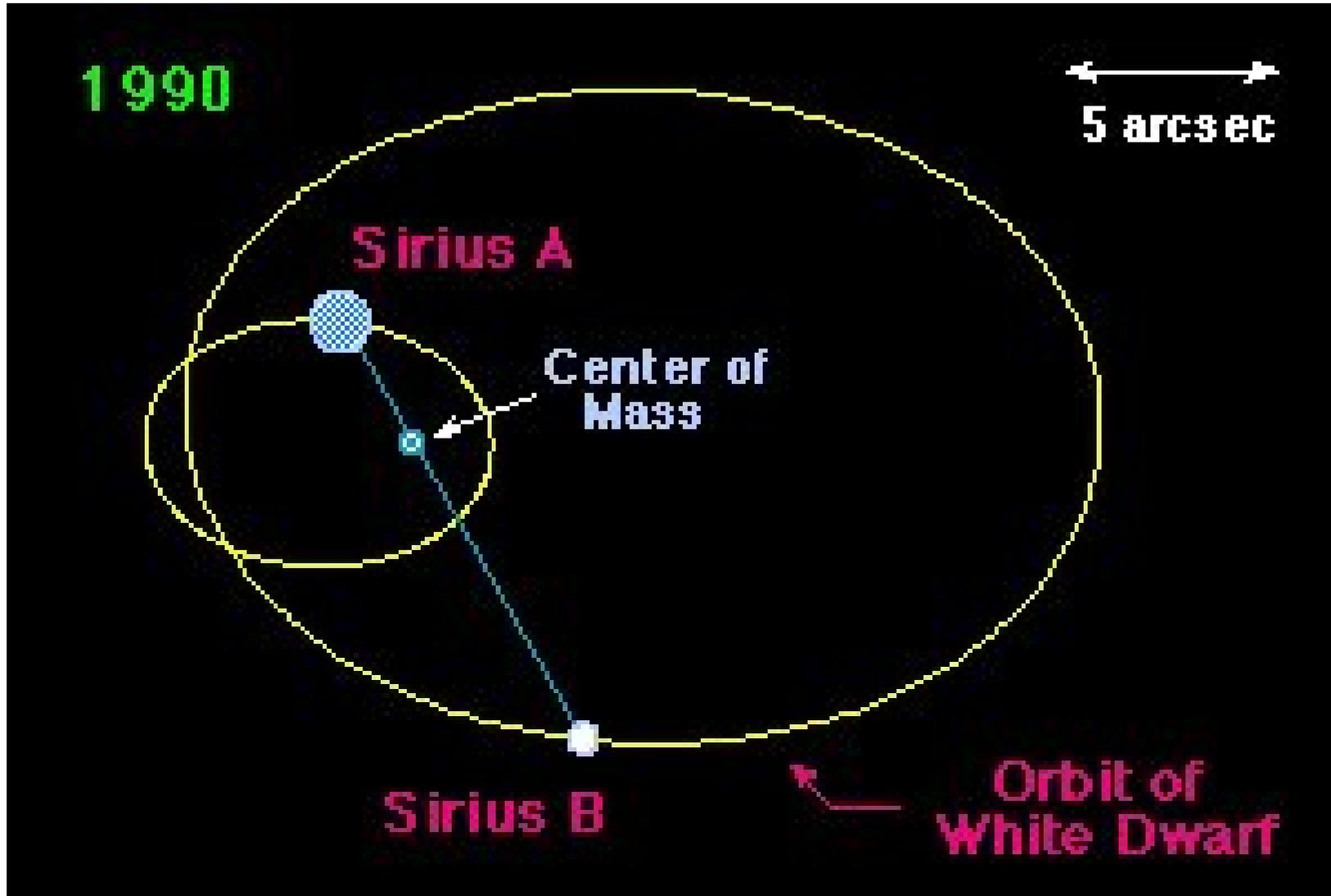
4) **Clasificación de Cannon:** Trabajó con una base de espectros mayor y con más dispersión (más detalle). Encontró que las misteriosas estrellas O encajaban mejor en la secuencia de espectros si se colocaban al comienzo de la serie, quedando entonces constituida: O, B, A, F, G, K, M. Además cada letra se podía subdividir en 9 subclases, de 0 a 9. Finalmente, este sistema se oficializó a nivel internacional en la 1ra Asamblea General de la Unión Astronómica Internacional de 1922.

Al final quedó un entrevero de letras, en inglés la regla mnemotécnica para recordar el orden es: *Oh Be A Fine Girl/Guy, Kiss Me!*

# Estrellas binarias: Visuales

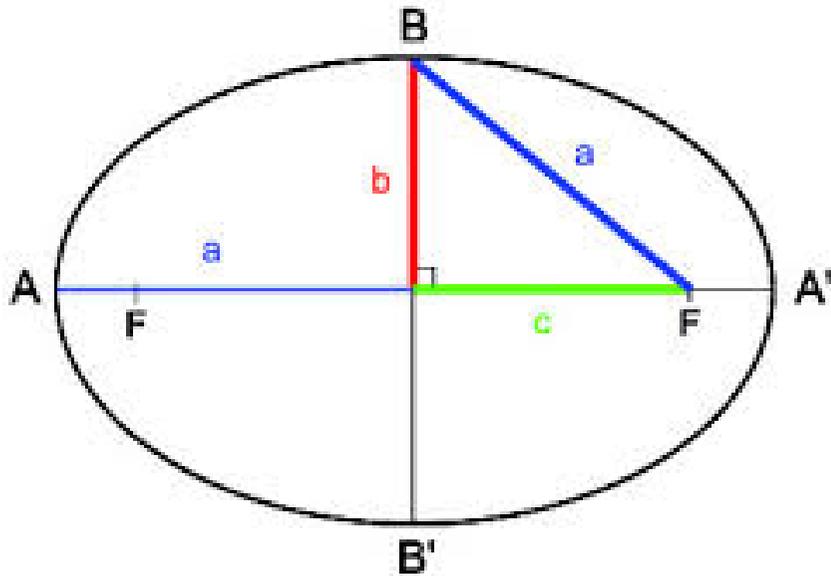


# Orbita de la binaria visual en torno al centro de masas



# Las masas de las componentes de una estrella binaria

\* Definición de centro de masas:  $a_1 m_1 = a_2 m_2$ . El semieje mayor de la órbita relativa es:  $a = a_1 + a_2$



Pongamos como ejemplo una estrella binaria a una distancia de 20 pc. La máxima separación de las componentes es  $7''$  y la mínima  $1''$ . El período orbital es  $P = 400$  años. Determinar la masa de la binaria asumiendo que el plano orbital es normal a la visual. El semieje mayor es  $a = 4'' \times 20 \text{ pc} = 80 \text{ ua}$ . La 3ra Ley de Kepler nos da:

$$m_1 + m_2 = \frac{a^3}{P^2} = \frac{80^3}{400^2} M_{\odot} = 3,2 M_{\odot}$$

Si el semieje mayor de una componente es:  $a_1 = 3''$  y de la otra:  $a_2 = 1''$ , las masas de las componentes serán:

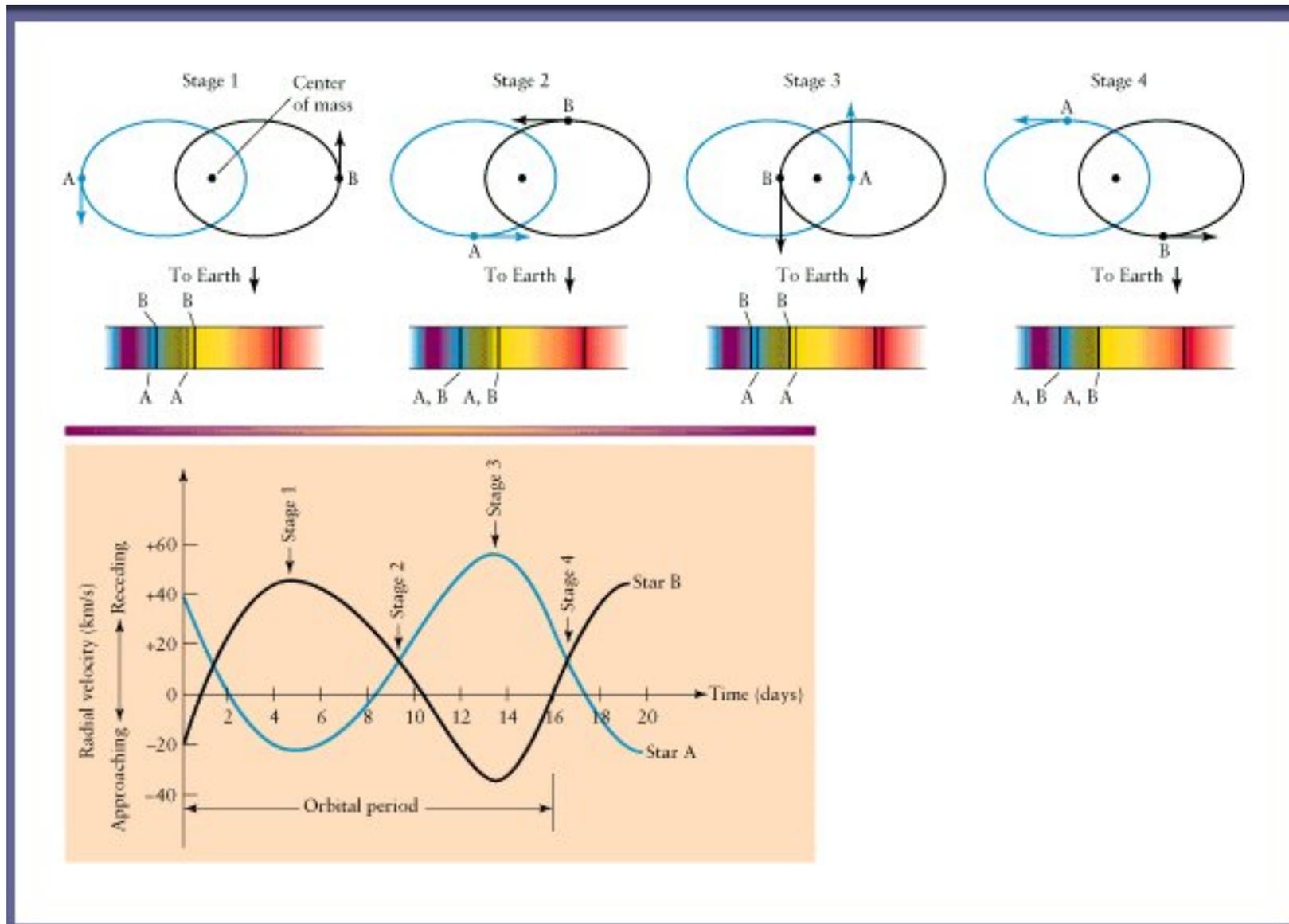
$$m_1 a_1 = m_2 a_2 \implies m_1 = \frac{a_2}{a_1} m_2 = \frac{m_2}{3}$$

Teníamos que  $m_1 + m_2 = 3,2$ , por lo tanto:

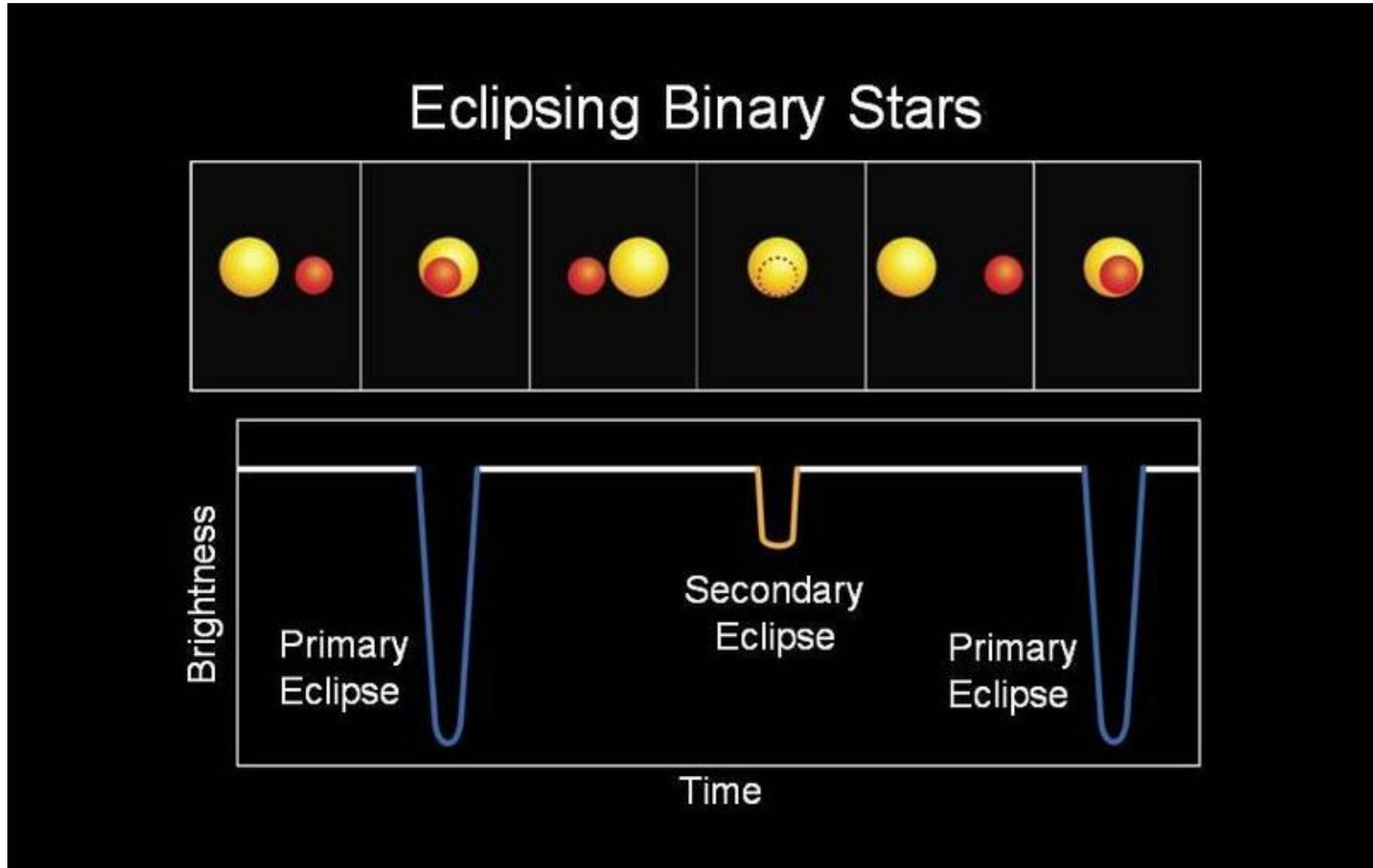
$$m_1 \left( 1 + \frac{m_2}{m_1} \right) = 3,2$$

de donde obtenemos:  $m_1 = 0,8 M_{\odot}$  y  $m_2 = 2,4 M_{\odot}$ .

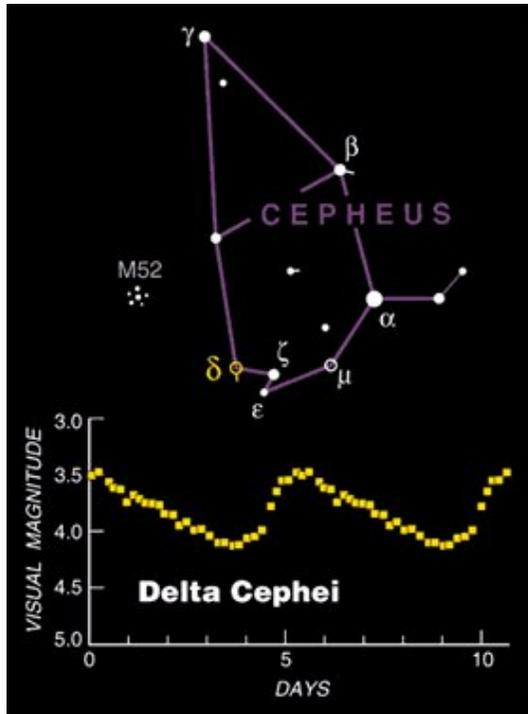
# Estrellas binarias: espectroscópicas



# Estrellas binarias: Eclipsantes



# Estrellas variables

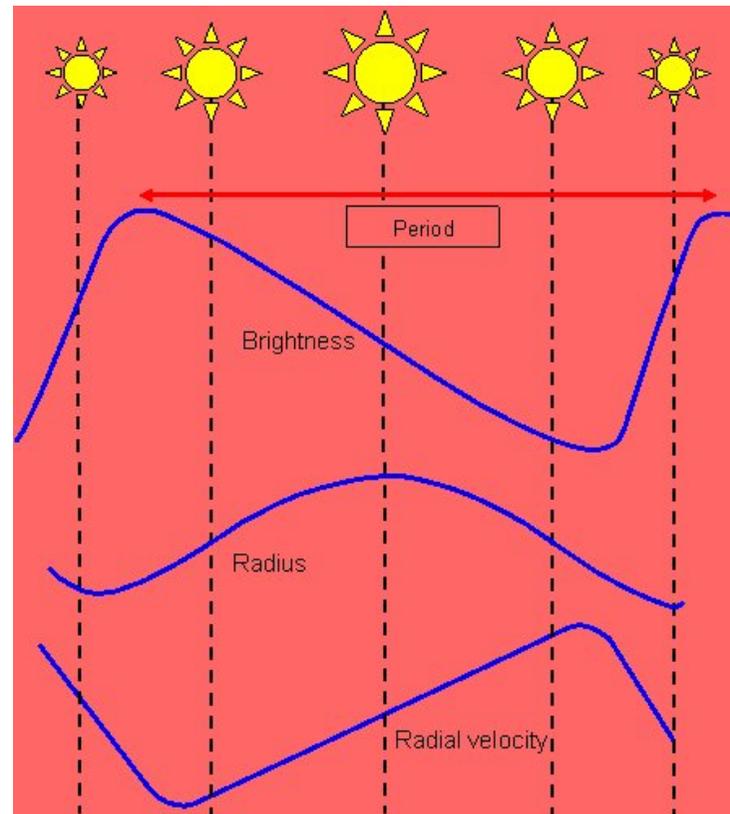


Muchas estrellas muestran variaciones en sus brillos con períodos que van desde algunas horas hasta varios meses.

El período de pulsación corresponde a la *frecuencia propia* de la estrella. Hacia 1920 Arthur Eddington demostró que el período de pulsación  $P$  varía con la densidad media  $\rho$  de la estrella según:

$$P \propto \rho^{-1/2}$$

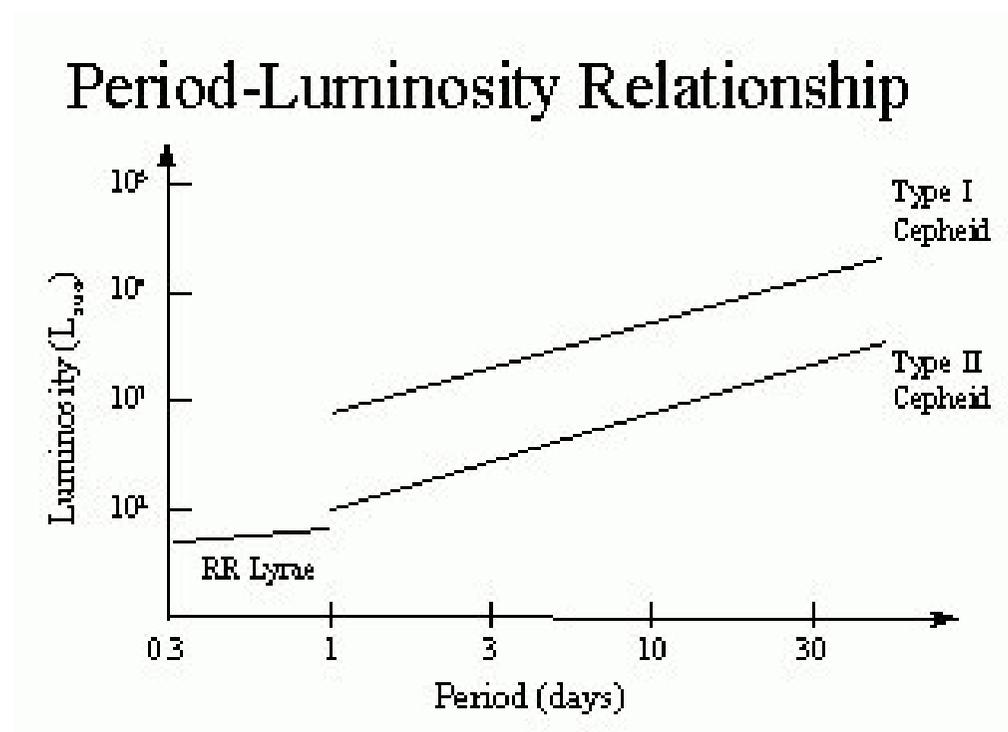
Estrellas con temperaturas superficiales entre 6000-9000 K son propensas a este tipo de inestabilidades. Durante las pulsaciones la temperatura superficial  $T_{ef}$  varía ligeramente, lo que provoca variaciones importantes de brillo ya que  $L \propto T_{ef}^4$ .



Como vemos, con el cambio del radio de la estrella varía el brillo: el brillo máximo no se corresponde al radio máximo, porque en ese momento la temperatura superficial es menor.

# Tipos de variables

- \* RR Lyrae
- \* Cefeidas
- \* T Tauri
- \* Irregulares
- \* Variables eruptivas



Relación período-luminosidad para variables RR Lyrae y Cefeidas.

## Variables eruptivas

Se caracterizan por no tener pulsaciones regulares sino que, por el contrario, se producen erupciones repentinas en que material de la estrella es arrojado al espacio. Pueden ser pequeñas erupciones como en el caso de las estrellas de fulguraciones (*flare stars*), o estrellas UV Ceti, que son estrellas jóvenes de tipo espectral M. estas fulguraciones están vinculadas a intensos campos magnéticos superficiales. La fulguración puede causar un aumento de brillo de 4-5 magnitudes y durar unos pocos minutos.

### Novas

Estas pueden ser *ordinarias*, *recurrentes* o *enanas*. Todas estas sujetas a rápidos estallidos (aumento de brillo entre 7-16 magnitudes en 1-2 días), retornando a su brillo original más lentamente en escalas de tiempo de meses a años. Las observaciones muestran que las novas son sistemas binarios próximos. Una componente del sistema es una estrella normal y la otra una enana blanca rodeada por un anillo de gas. La enana blanca va capturando material de su compañera hasta que se produce la combustión nuclear del hidrógeno en forma explosiva y la cáscara externa es eyectada.