

LFIS223

Astronomía General

Mónica Zorotovic

Tema 5a,b

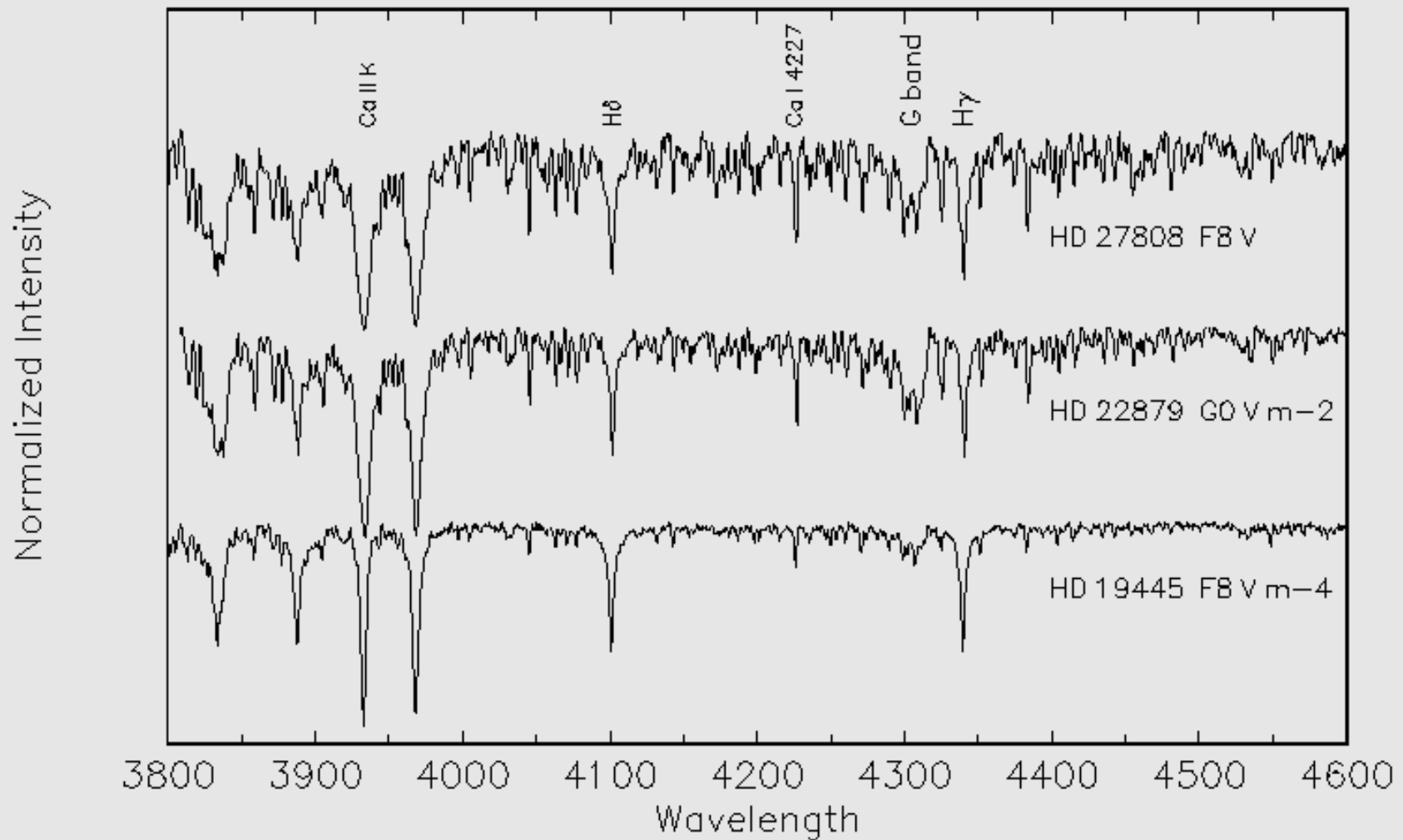
Fin de espectroscopía

Diagrama HR

04/10

Ensanchamiento de líneas espectrales

Las líneas espectrales tienen un ANCHO (un rango de frecuencias o longitudes de onda), en vez de una sola frecuencia.



Ensanchamiento de líneas espectrales

Además de factores externos (como la rotación), existen varios factores locales que hacen que la línea se ensanche:

- Ensanchamiento Natural
- Ensanchamiento Doppler térmico
- Ensanchamiento por Presión

Ensanchamiento Natural

De acuerdo con el **principio de incertidumbre de Heisenberg**, no se puede conocer la energía y el tiempo con total certeza. Se cumple que:

$$\Delta E \cdot \Delta t \geq \frac{h}{2\pi}$$

Donde h es la constante de Planck.

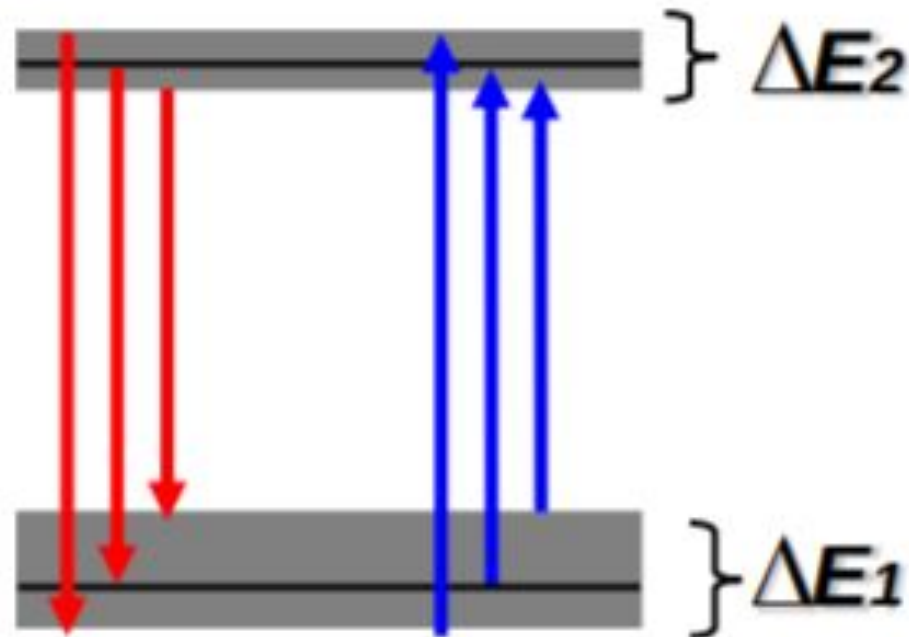
La energía de un estado excitado no está completamente definida, debido a que un electrón permanece un pequeño tiempo Δt en ese estado de energía, y esto se traduce en una incertidumbre en la energía.

Ensanchamiento Natural

$$\Delta E \cdot \Delta t \geq \frac{h}{2\pi}$$

si $\Delta t \neq \infty$

ΔE =energía del nivel NO definida



Ensanchamiento Natural

El sistema tiene una energía dentro de un rango ΔE

$$\Delta E \sim \frac{h}{2\pi\Delta t}$$

que se traduce en un rango de frecuencias en los fotones emitidos al decaer (o en los fotones absorbidos al subir de nivel). Usando $E = h\nu$ obtenemos:

$$\Delta\nu \sim \frac{\Delta E}{h} \sim \frac{1}{2\pi\Delta t}$$

Mientras más pequeño el tiempo de decaimiento, más grande la incertidumbre en la frecuencia \rightarrow más ancha la línea.

Ensanchamiento Doppler Térmico

La velocidad a la que las partículas de un gas se mueven depende de la temperatura. Sin embargo, las partículas tendrán diferentes velocidades.

Cuando el gas se encuentra en **equilibrio termodinámico**, estas seguirán la **distribución de Maxwell-Boltzmann**:

$$f(v_x, T) = \sqrt{\frac{m}{2\pi kT}} \exp\left(-\frac{mv_x^2}{2kT}\right)$$

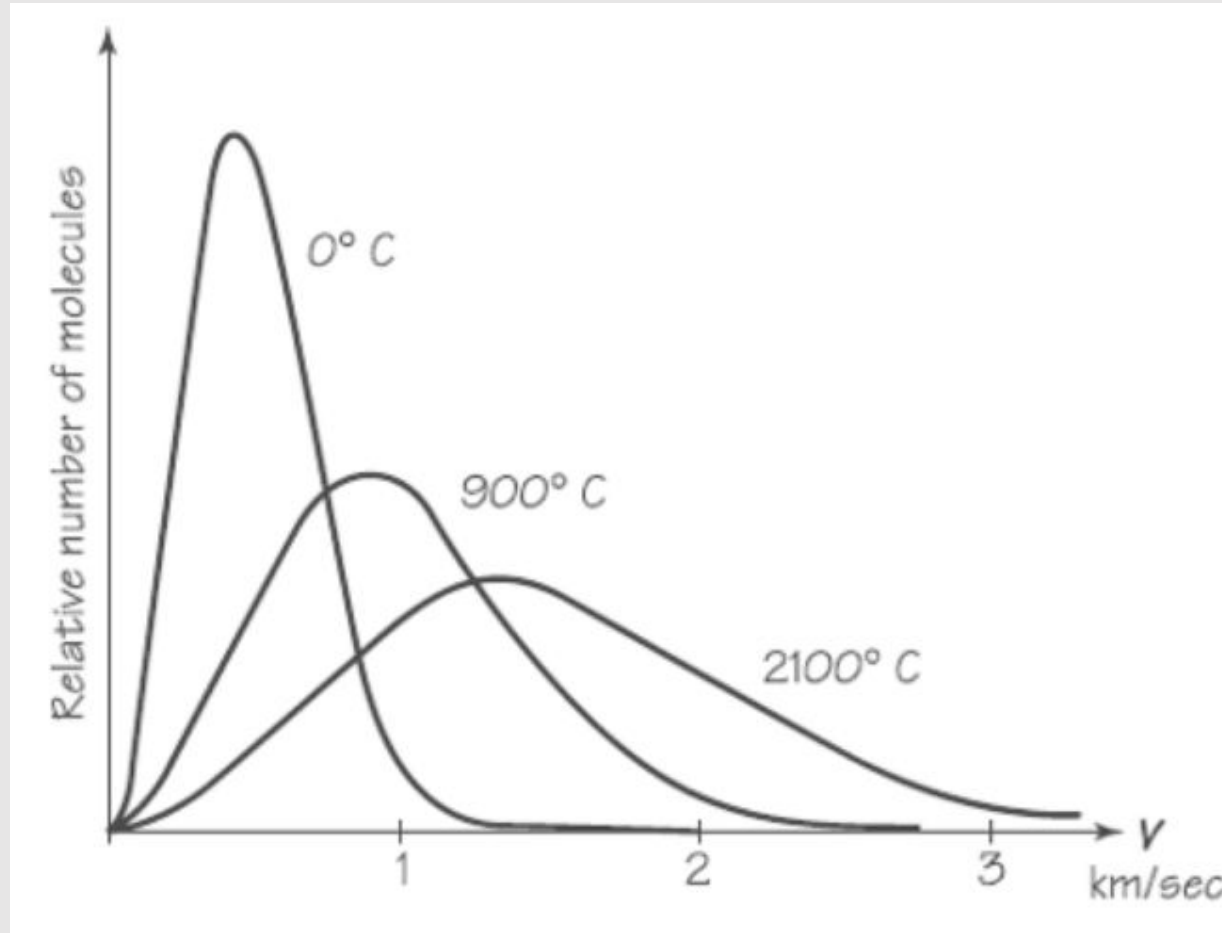
v_x = velocidad de las partículas en la dirección del observador

m = masa de las partículas

k = la constante de Boltzmann.

Ensanchamiento Doppler Térmico

Distribución de Maxwell-Boltzmann:



Distribución de las velocidades moleculares para un gas dado en función de tres temperaturas diferentes.

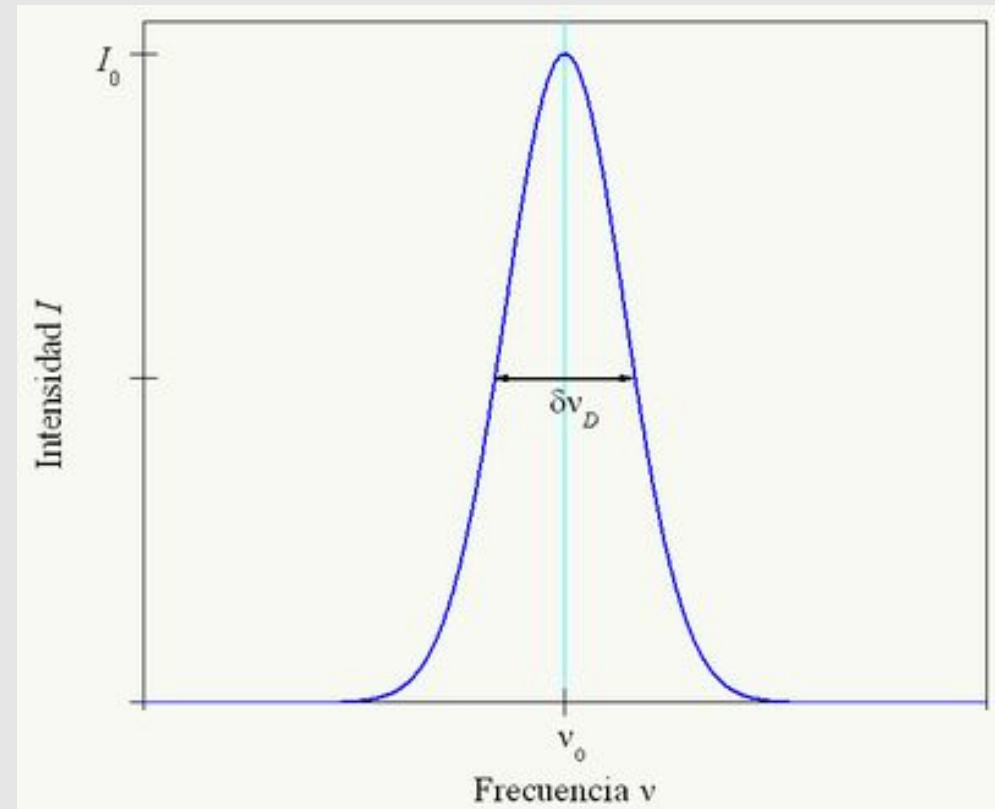
A mayor T° , más ancha la distribución de velocidades y mayor la velocidad promedio

Ensanchamiento Doppler Térmico

Por efecto doppler, una partícula que se acerca o se aleja del observador emitirá una línea espectral con menor o mayor longitud de onda.

El ensanchamiento Doppler genera un **perfil gaussiano**.

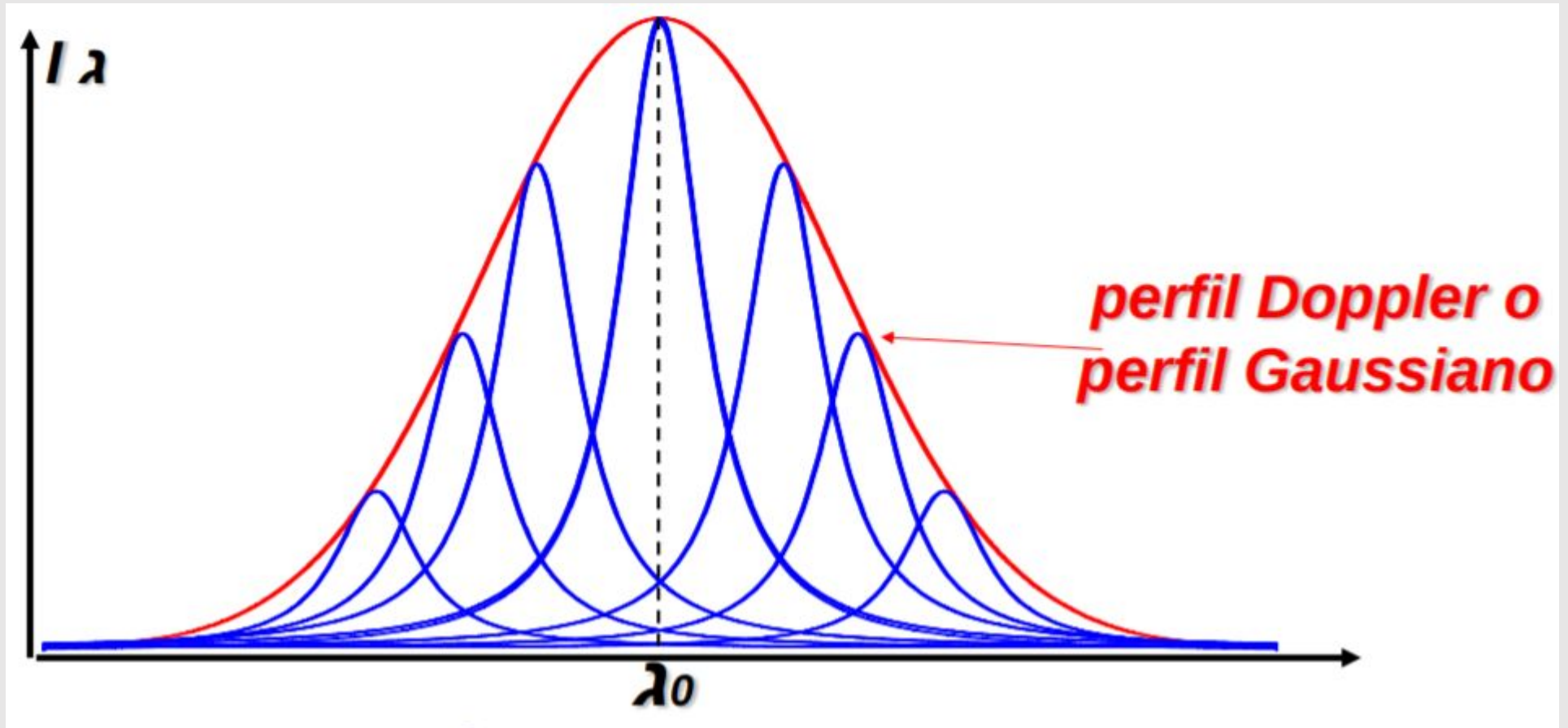
En la mayoría de los casos estos anchos son mucho mayores a los producidos por el ensanchamiento natural.



A mayor T° , más ancha la distribución de velocidades y mayor la velocidad promedio \rightarrow Mayor ensanchamiento doppler térmico

Ensanchamiento Doppler Térmico

Se puede pensar como la suma de muchos perfiles causados por ensanchamiento natural (en azul, perfiles lorentzianos) corridos al rojo o al azul según el movimiento de los átomos o moléculas dentro del gas.



Ensanchamiento por Presión

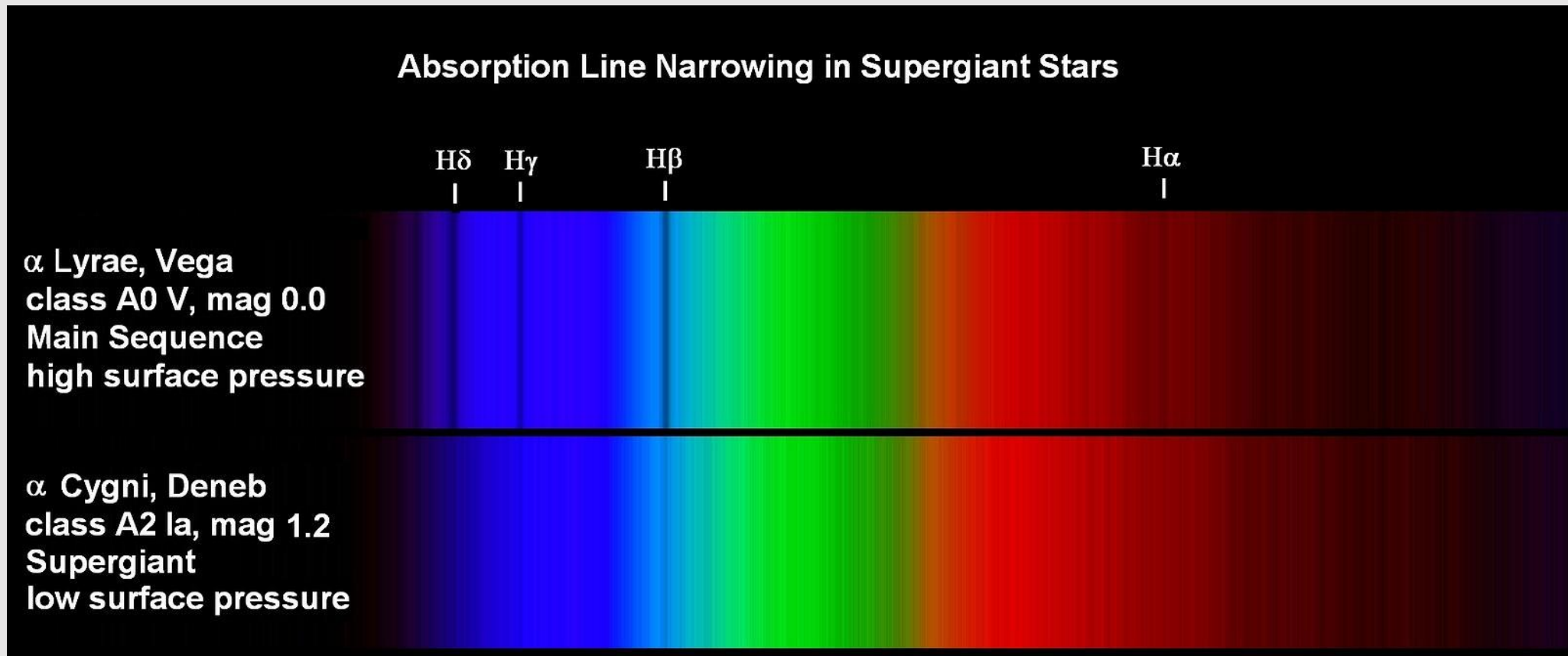
Es causado por las **colisiones entre moléculas/átomos del gas**, que **afectan el tiempo de decaimiento de un estado excitado**.

A **mayor presión**, mayor será el número de colisiones, lo cual acelera los decaimientos (disminuye Δt) y **aumenta el ensanchamiento**.

A presión constante, el número de colisiones aumenta al reducir el volumen (materia más densa), por lo tanto **el ensanchamiento de presión (por colisión) aumenta en materia más densa**.

Estrellas con envolturas más densas tienen mayor ensanchamiento por presión que estrellas con envolturas menos densas (muy extendidas).

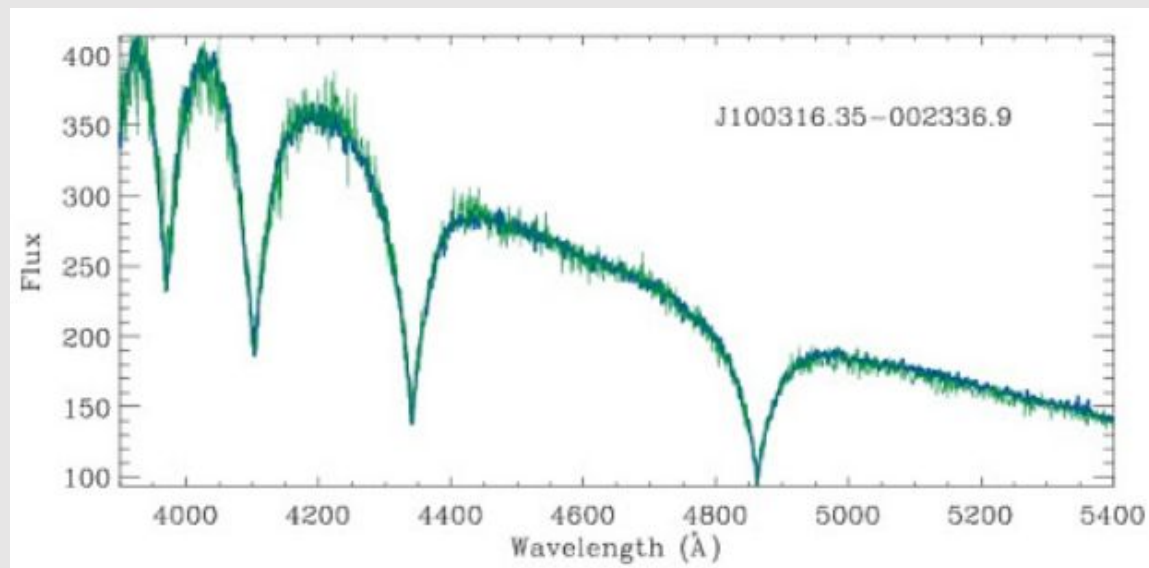
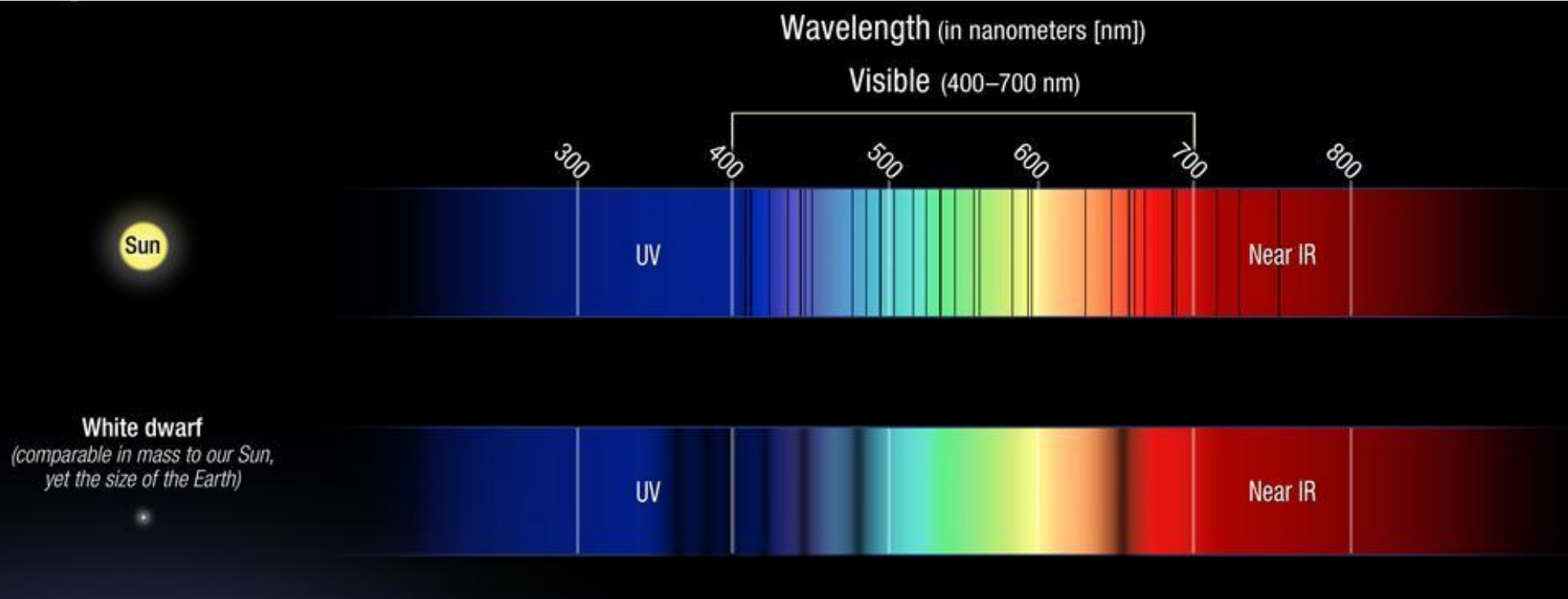
Ejemplo: líneas de una estrella gigante



Arriba: estrella tipo A0 de la secuencia principal.

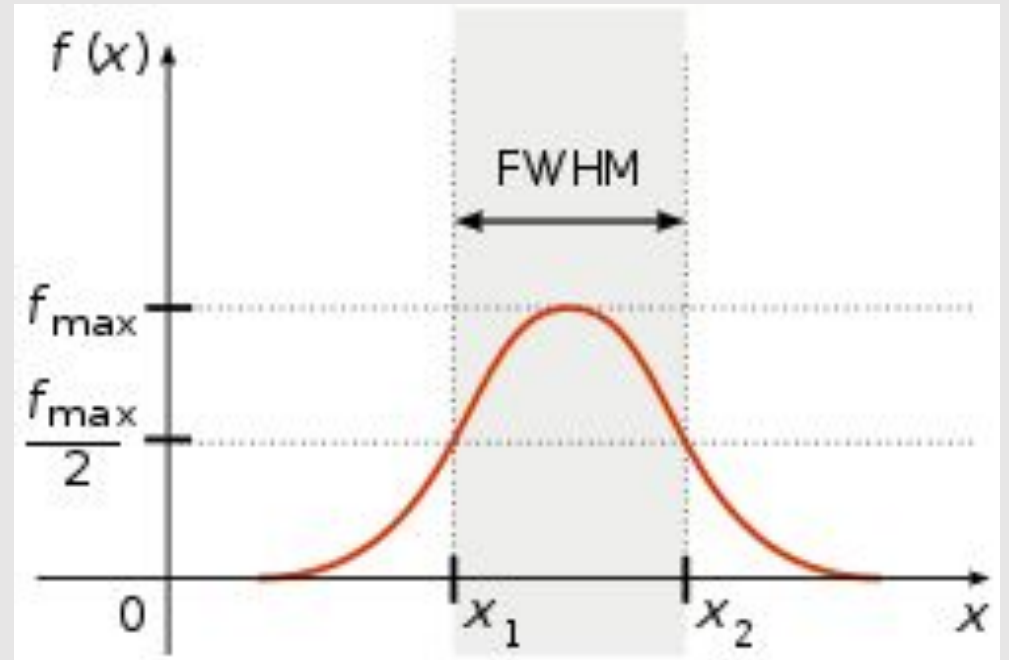
Abajo: estrella tipo A2 de la etapa supergigante (menor densidad y presión superficial → líneas más delgadas).

Ejemplo: líneas de una enana blanca



Ancho a media altura

El **ancho a media altura** o **FWHM** (Full Width at Half Maximum): es el ancho de una línea espectral a la mitad de su intensidad máxima (con respecto al continuo).



*En líneas de absorción, se mide a la mitad entre el flujo del continuo y el flujo mínimo al centro de la línea

Ancho equivalente

El **ancho equivalente** de una línea, se define como el ancho de una caja rectangular que contiene una área igual a la contenida por la línea espectral.

Se encuentra formando un rectángulo con una altura igual a la de la emisión del continuo, y encontrando el ancho tal que el área del rectángulo sea igual al área en la línea espectral.

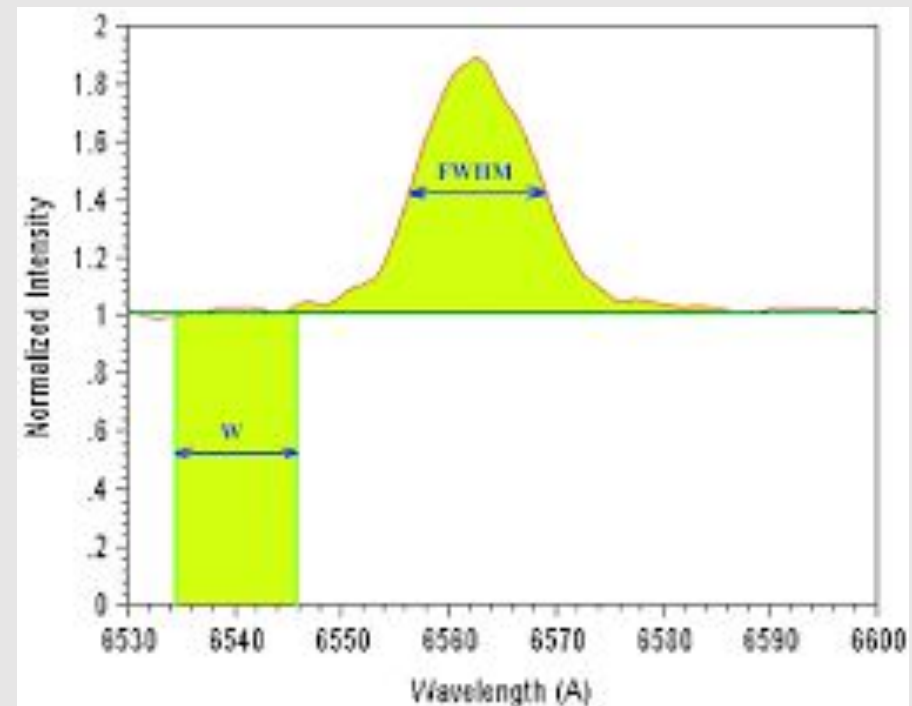
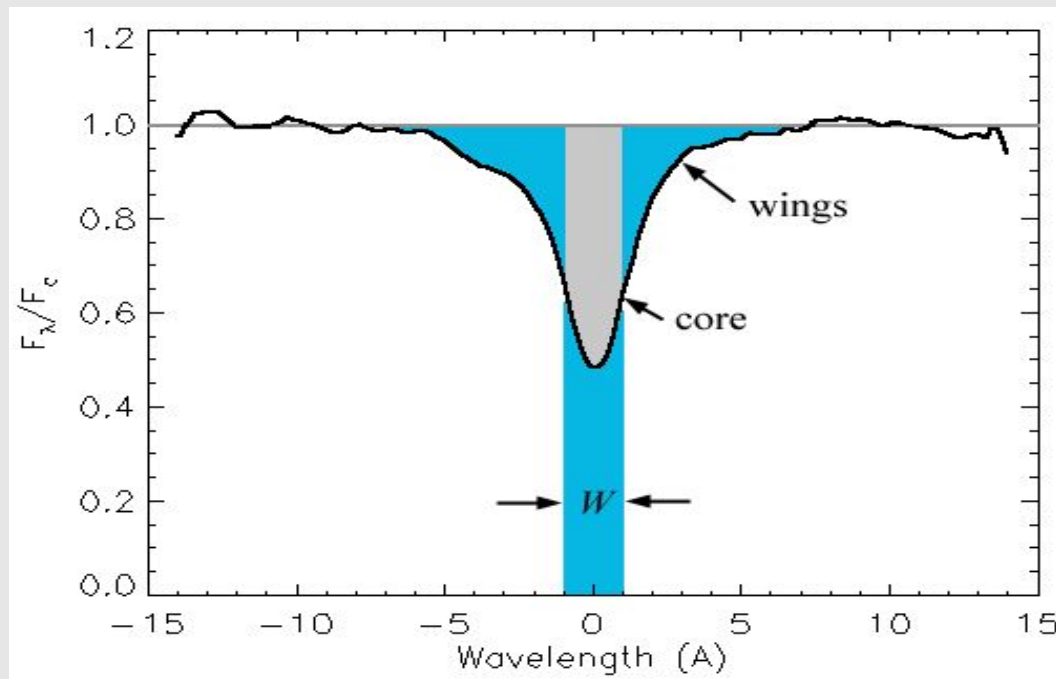


Diagrama de HR

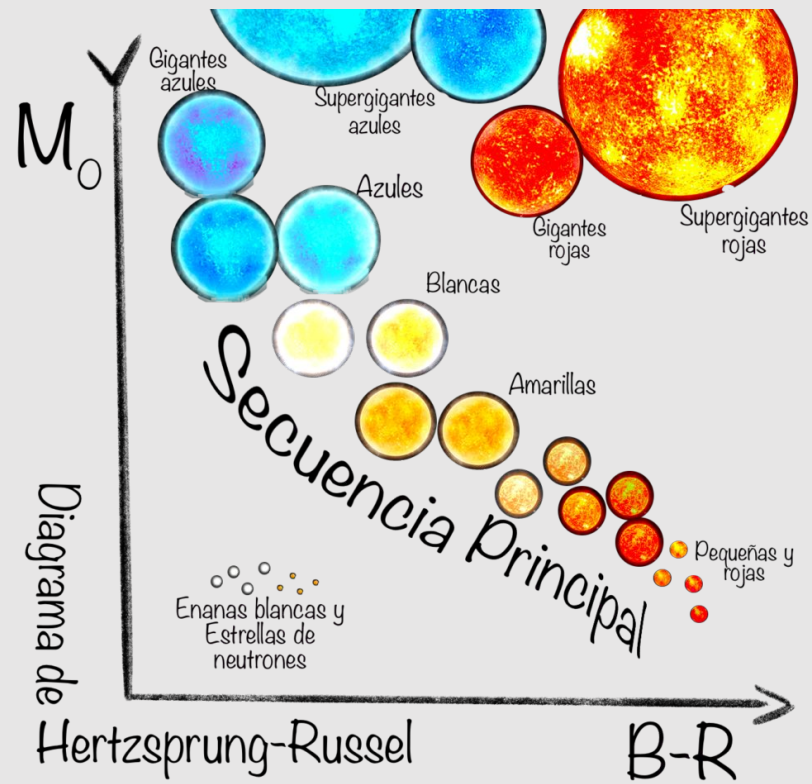


Diagrama de Hertzsprung-Russell

Ejnar Hertzsprung (1873-1967) notó que entre las estrellas rojas había algunas muy brillantes y otras muy poco luminosas;

Llamó a las más brillantes estrellas **gigantes** y a las más débiles estrellas **enanas**.

La luminosidad de una estrellas (su brillo intrínseco) depende de su radio y de su temperatura superficial mediante la fórmula:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4$$

Diagrama de Hertzsprung-Russell

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4$$

Dos estrellas de igual temperatura, tienen luminosidades proporcionales al cuadrado de sus radios.

Entre las estrellas más luminosas de Hertzsprung (las que llamó gigantes) y las poco luminosas (que llamó enanas) hay un factor 10^4 en brillo.

Por lo tanto **sus radio deben diferir en un factor de 100.**

Diagrama de Hertzsprung-Russell

En 1913 el astrónomo norteamericano **Henry Russell** graficó la luminosidad intrínseca de las estrellas, en función de su tipo espectral, según la clasificación de Harvard.

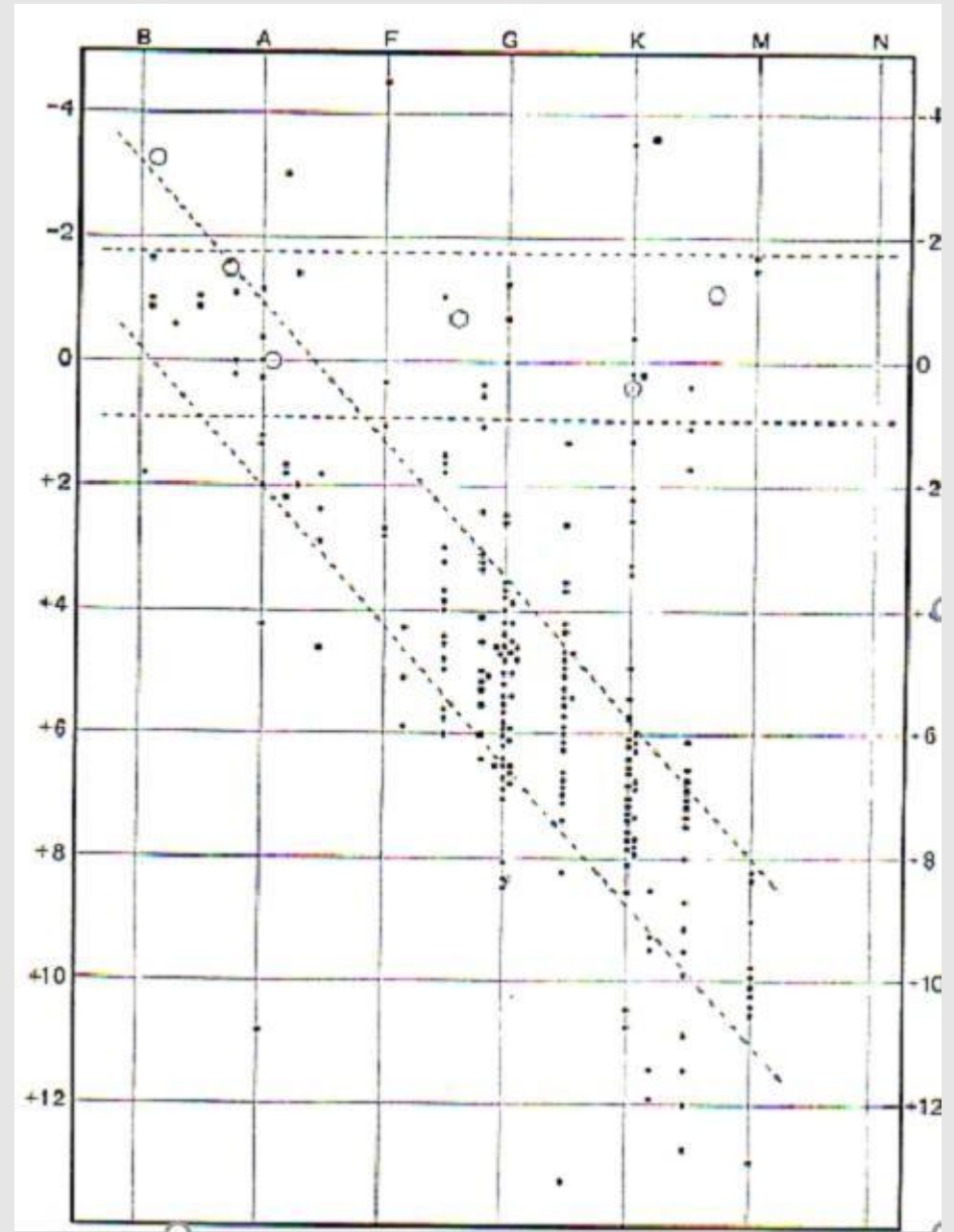


Diagrama de Hertzsprung-Russell

- La mayoría de las estrellas se ubican en el diagrama en una **franja diagonal** que va desde las estrellas azules más luminosas (de tipo O y B) hasta las estrellas rojas de baja luminosidad (de tipo M).

Secuencia principal

donde las estrellas pasan la mayor parte de su vida.

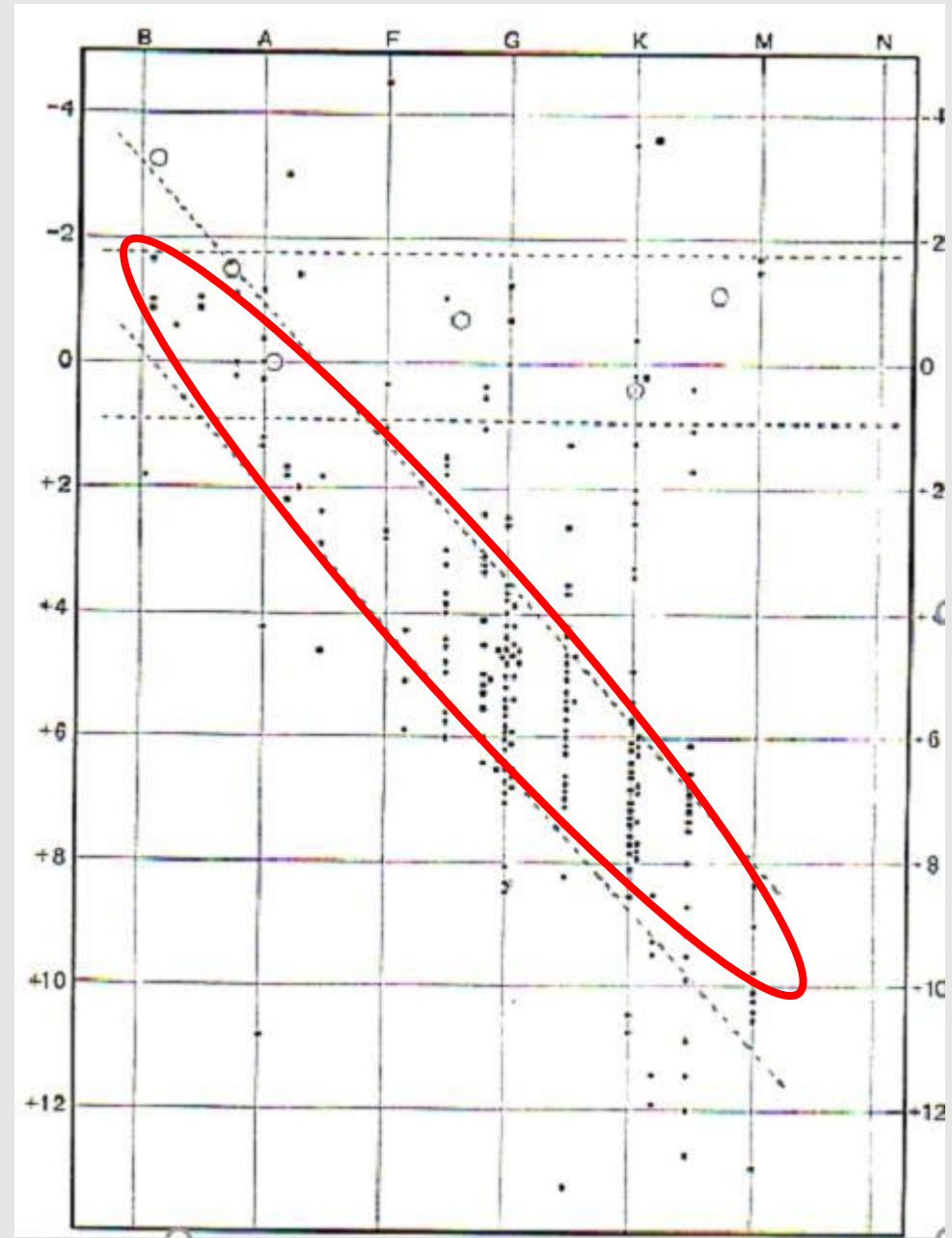


Diagrama de Hertzsprung-Russell

- Algunas estrellas se ubican sobre esta franja, a la derecha, y corresponden a estrellas rojas muy luminosas (las gigantes de Hertzsprung).

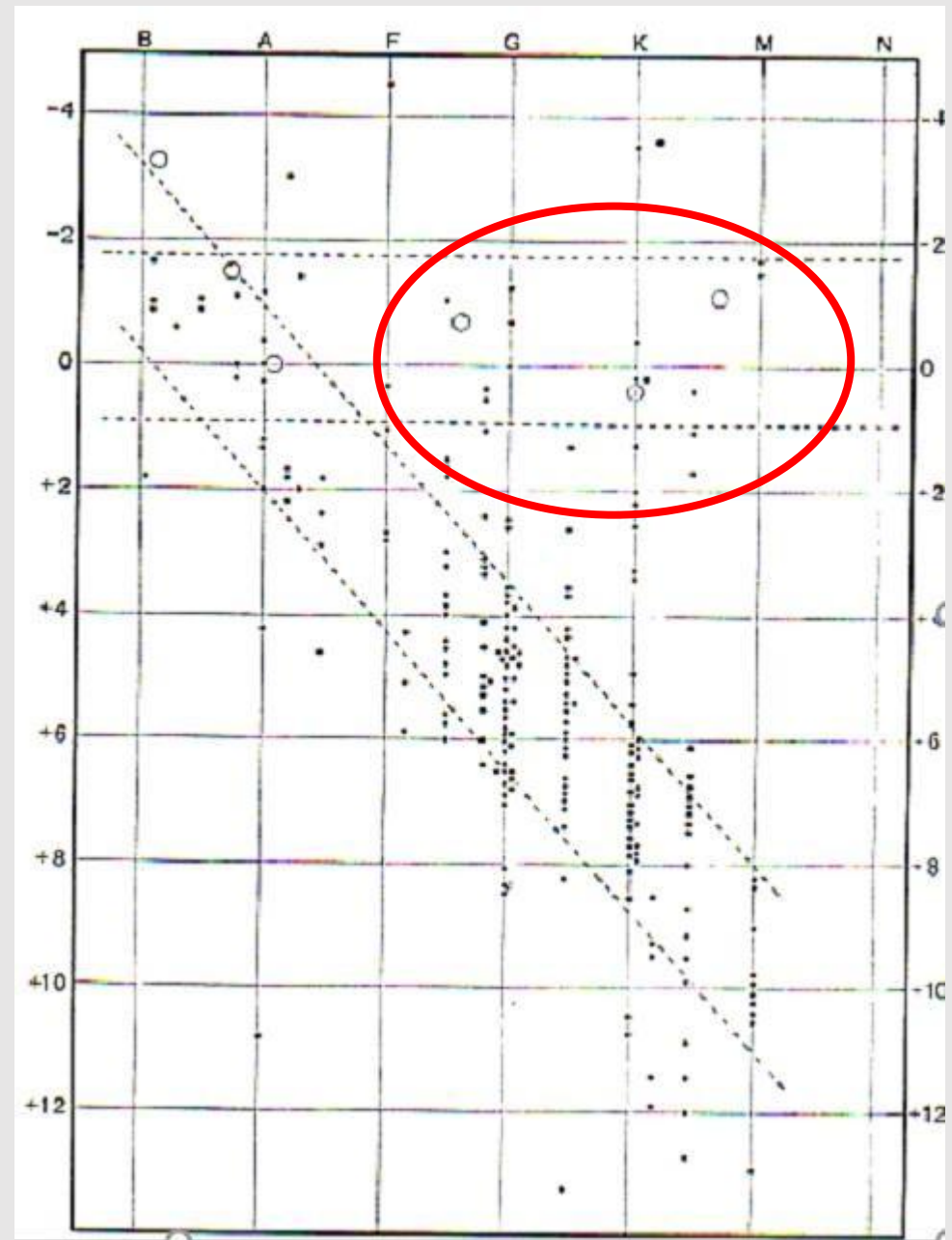


Diagrama de Hertzsprung-Russell

- En la parte superior del diagrama se encuentra un pequeño grupo de estrellas con luminosidad excepcional y con todos los tipos espectrales posibles; esas son las estrellas **super-gigantes**.

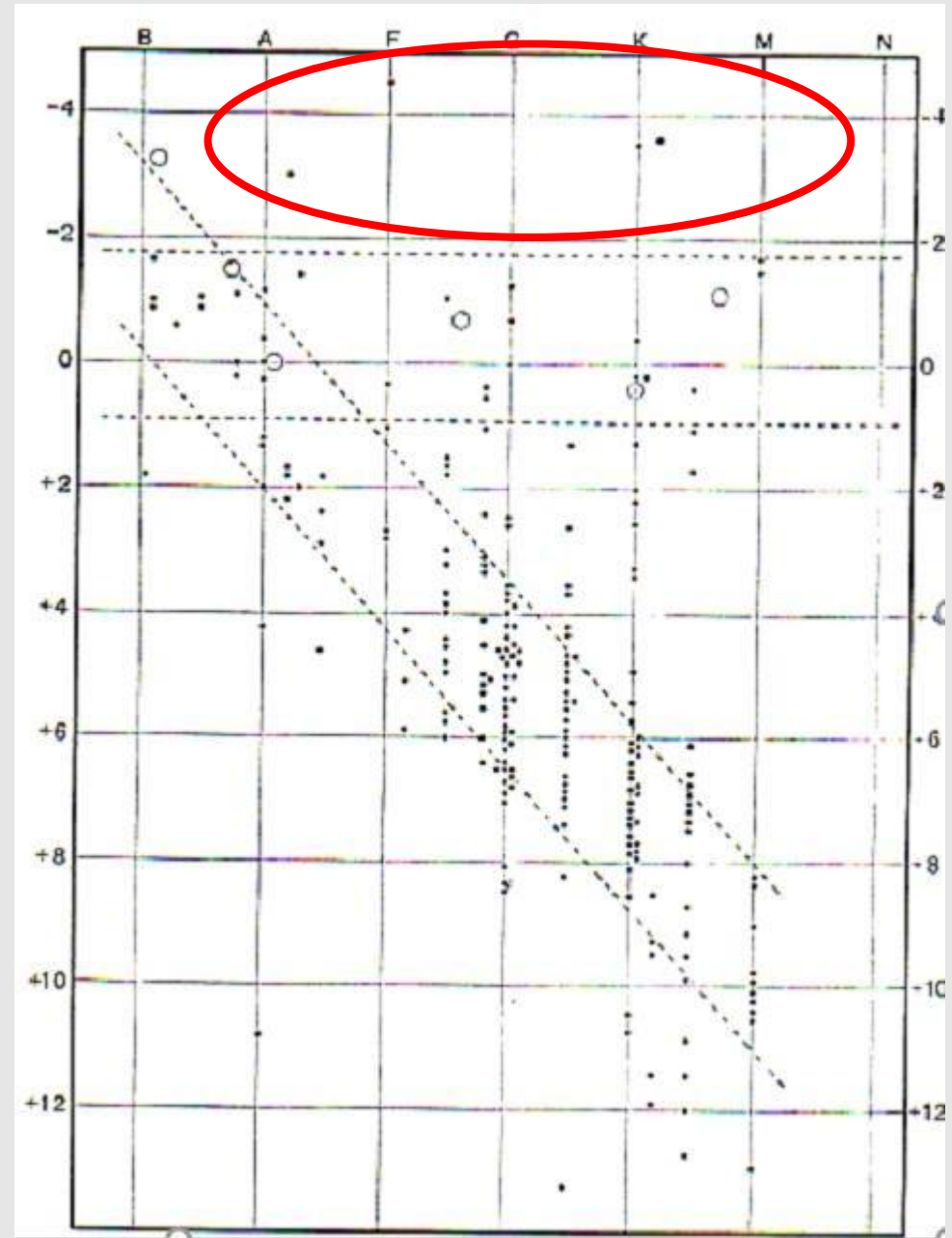


Diagrama de Hertzsprung-Russell

- Por último en la parte inferior izquierda se encuentran las **enanas blancas**, estrellas de muy baja luminosidad y de alta temperatura.

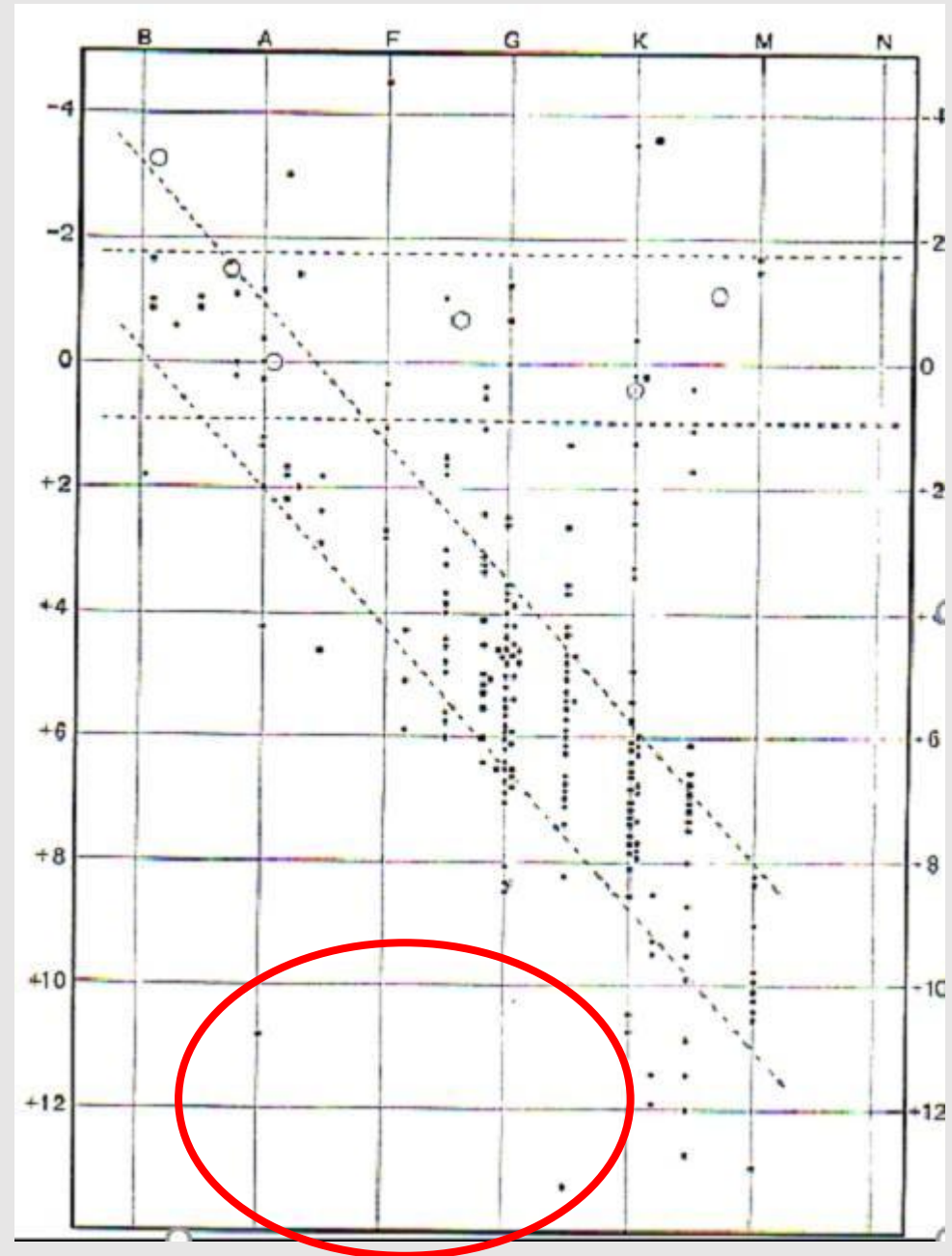


Diagrama de Hertzsprung-Russell

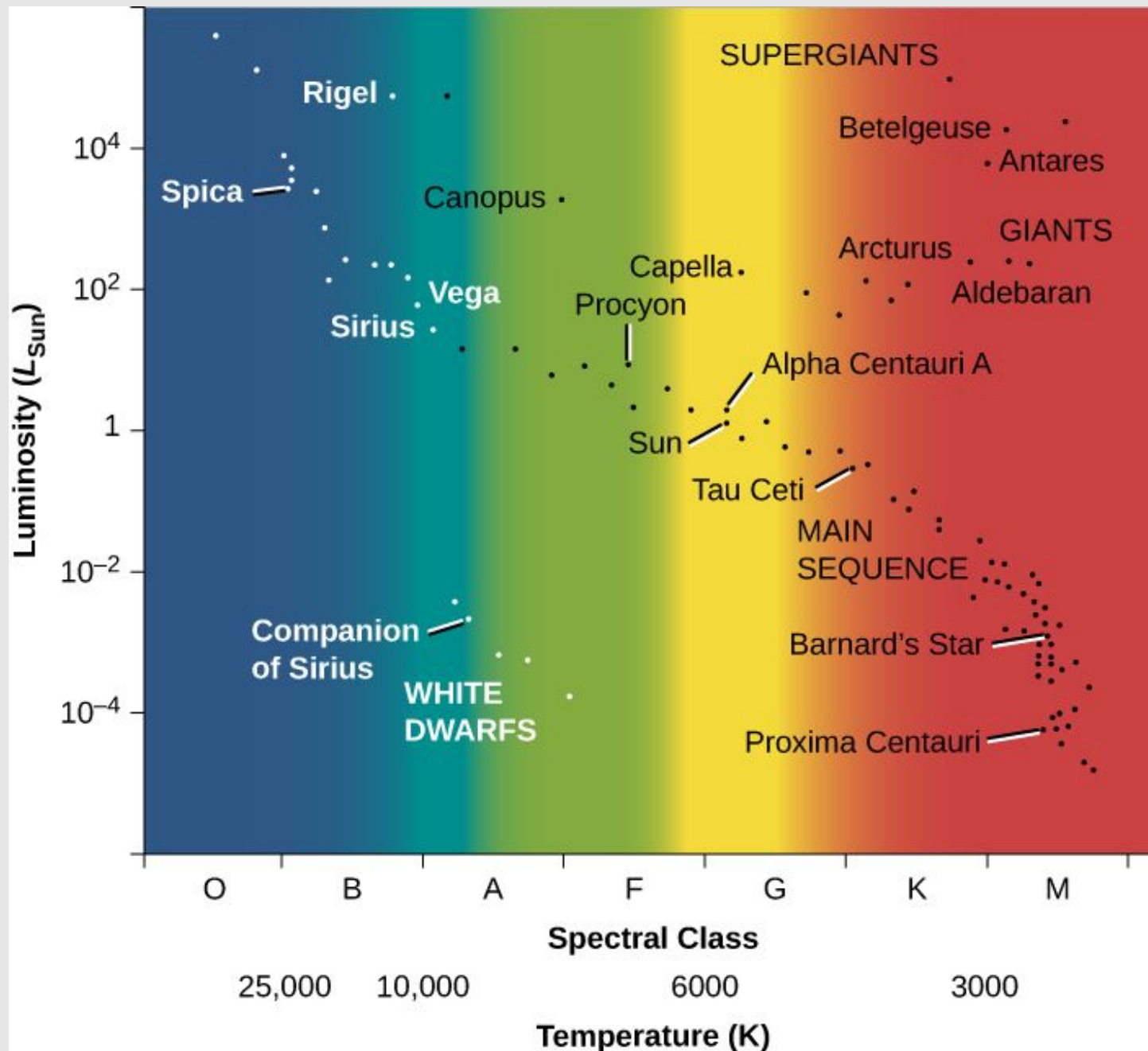


Diagrama de Hertzsprung-Russell

El diagrama de luminosidades absolutas y tipos espectrales, o magnitudes absolutas y color, se conoce como **diagrama color-magnitud** o diagrama de Hertzsprung-Russell, abreviado **diagrama HR**.

Ha resultado ser una excelente herramienta para analizar las propiedades globales de poblaciones estelares y comprender la evolución de las estrellas de diferentes masas.

Diagrama de Hertzsprung-Russell

- Las estrellas, al nacer son azules o rojas dependiendo de su masa: las estrellas masivas son muy calientes (azules) y las de baja masa son más frías (rojas).
- La evolución posterior de las estrellas las transforma en gigantes rojas (se expanden y se enfrían)
- Todas terminan su vida como un remanente compacto: enana blanca, estrella de neutrones o agujero negro (los últimos 2 tipos no se ven en un diagrama HR)

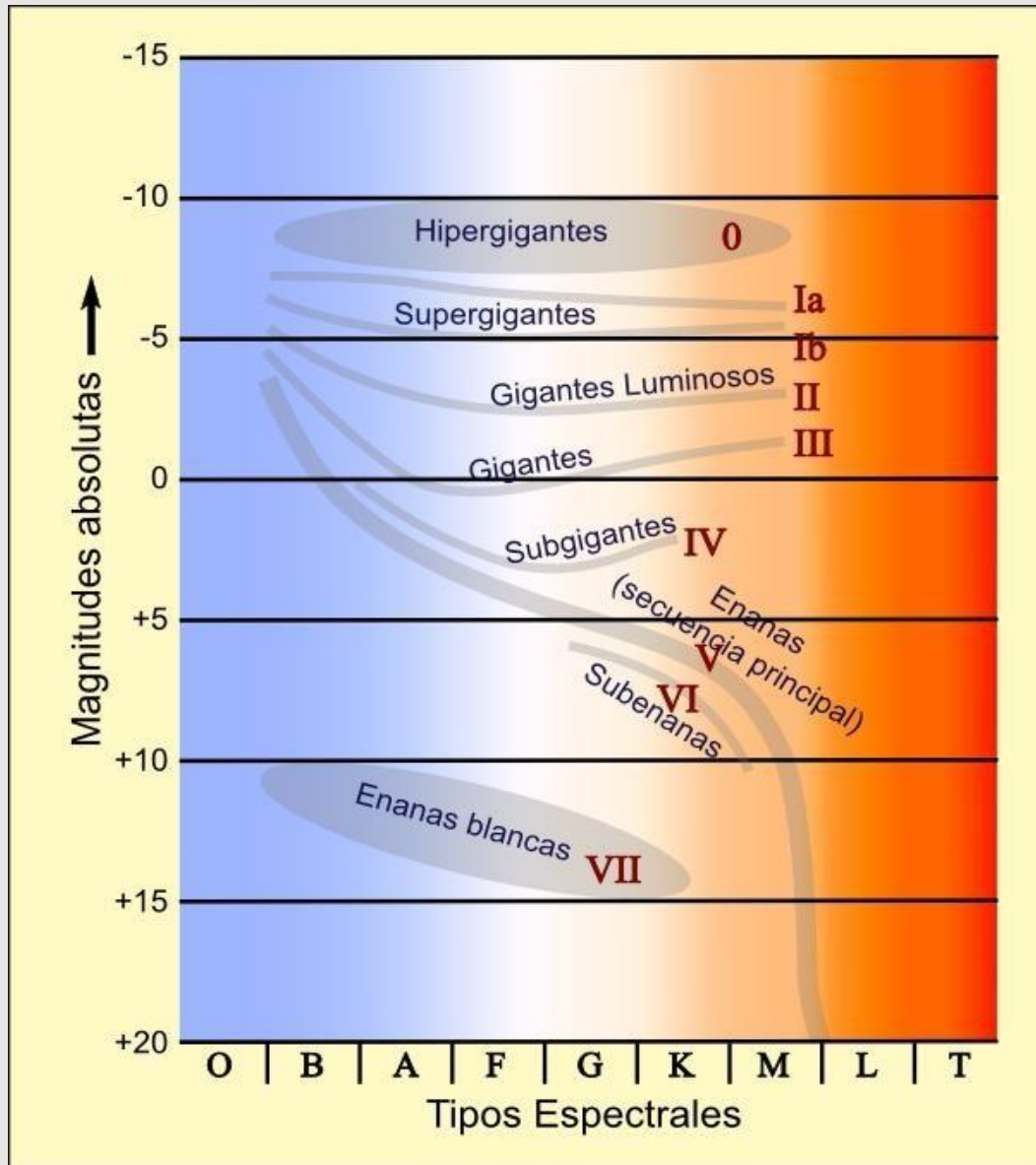
Clases de Luminosidad

Estrellas con la misma temperatura pueden tener tamaños muy diferentes, y por lo tanto sus luminosidades también pueden ser muy diferentes.

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4$$

Clase	Descripción	
Ia	Supergigantes Luminosas	
Ib	Supergigantes	
II	Gigantes luminosas	
III	Gigantes	
IV	Sub-gigantes	
V	Enanas (Sol)	Secuencia principal
VI	Sub-enanas	
VII o D	Enanas blancas	

Clases de Luminosidad

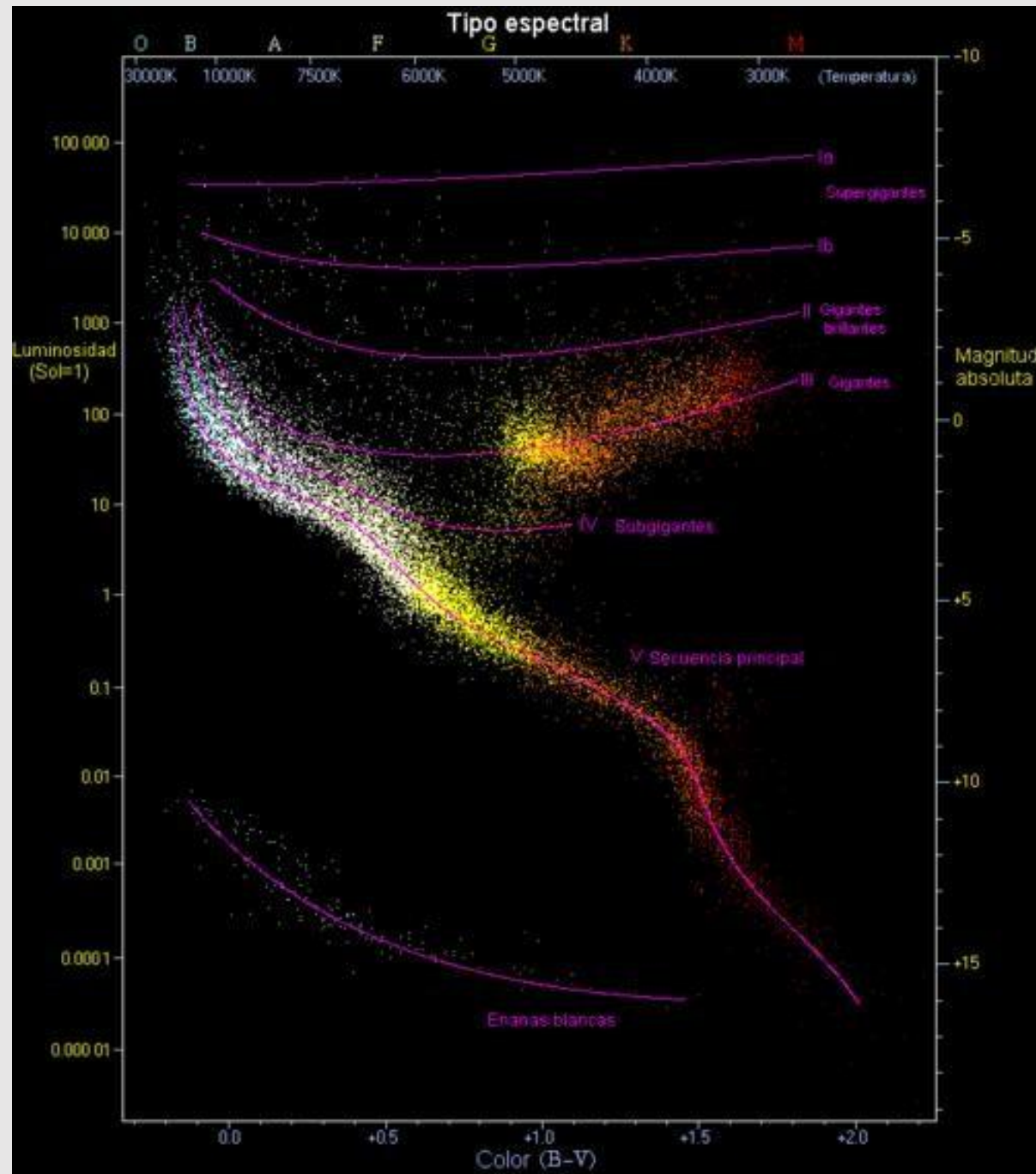


Las líneas que dibujan las diferentes clases de luminosidad en el diagrama HR, corresponden a los valores medios de la magnitud absoluta para un conjunto de estrellas de la misma clase de luminosidad.

Tipo V (enanas) es la secuencia principal.

Con esto, la clasificación completa del sol es G2V

Diagrama de Hertzsprung-Russell



Radio en el diagrama HR

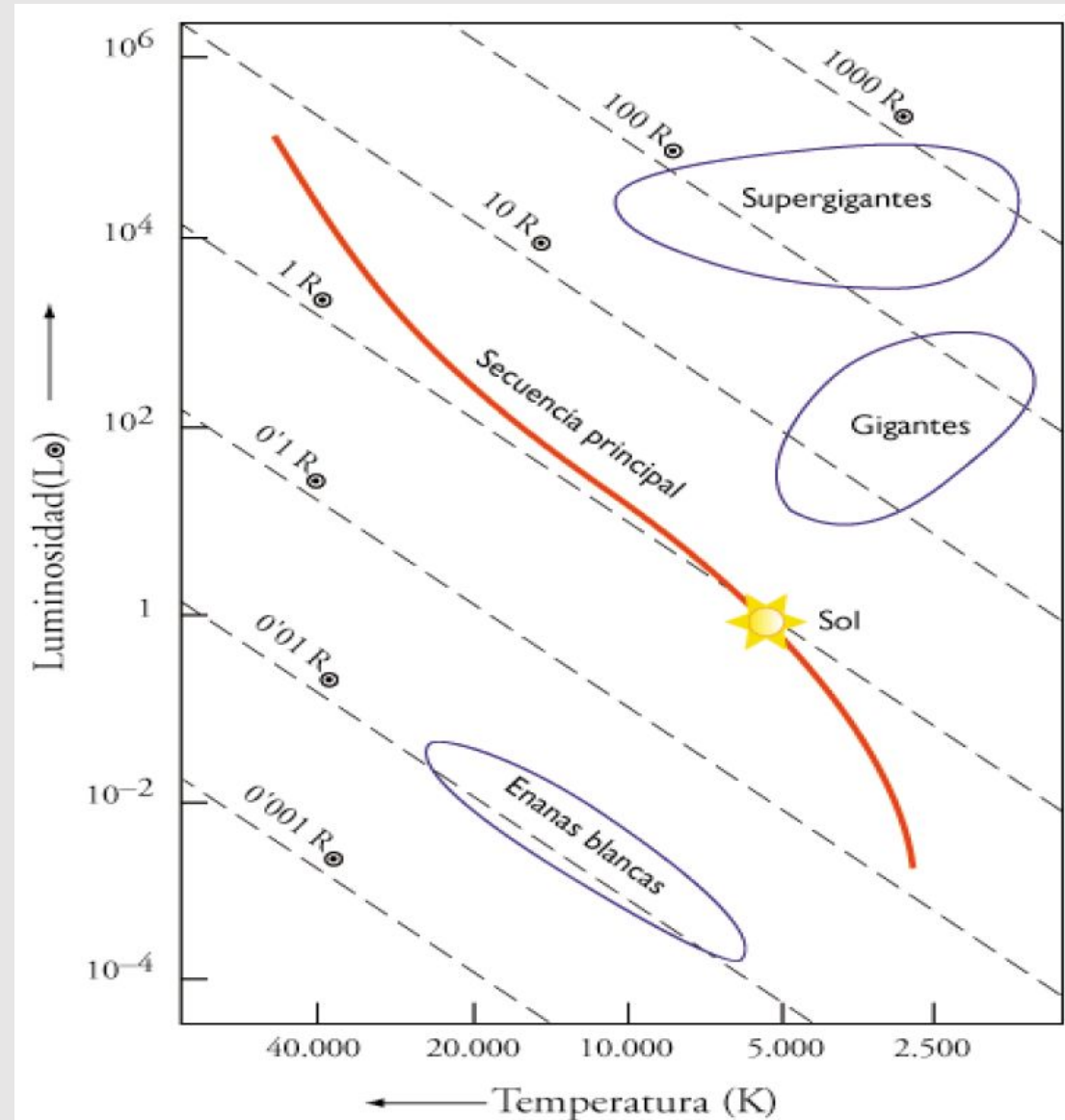
Radio Estelar

$$L \propto T^4 R^2$$

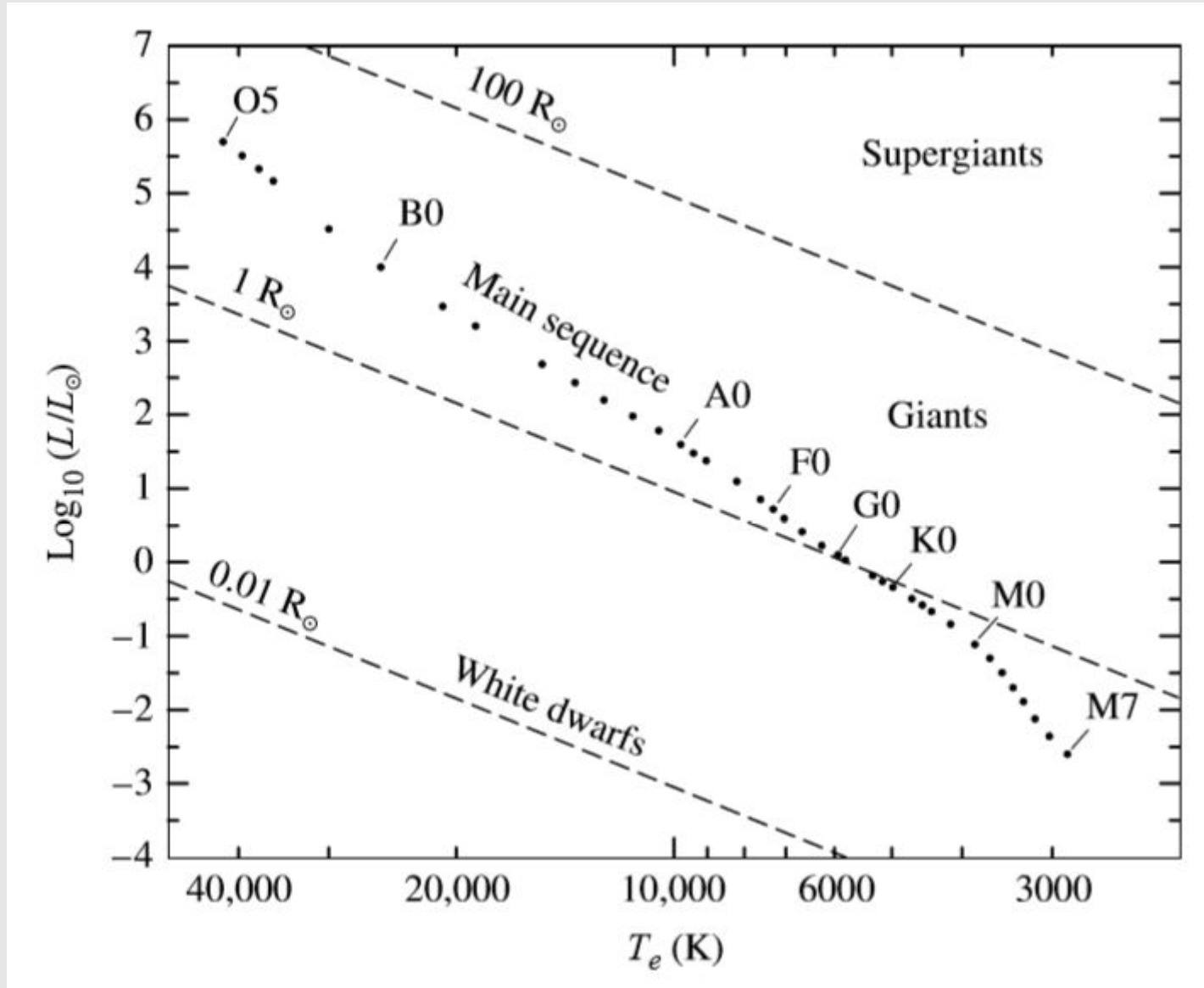
$$\rightarrow \log(L) \propto 4\log T + 2\log(R)$$

Existen líneas diagonales en el diagrama HR que corresponden al mismo radio.

La composición influye pero poco

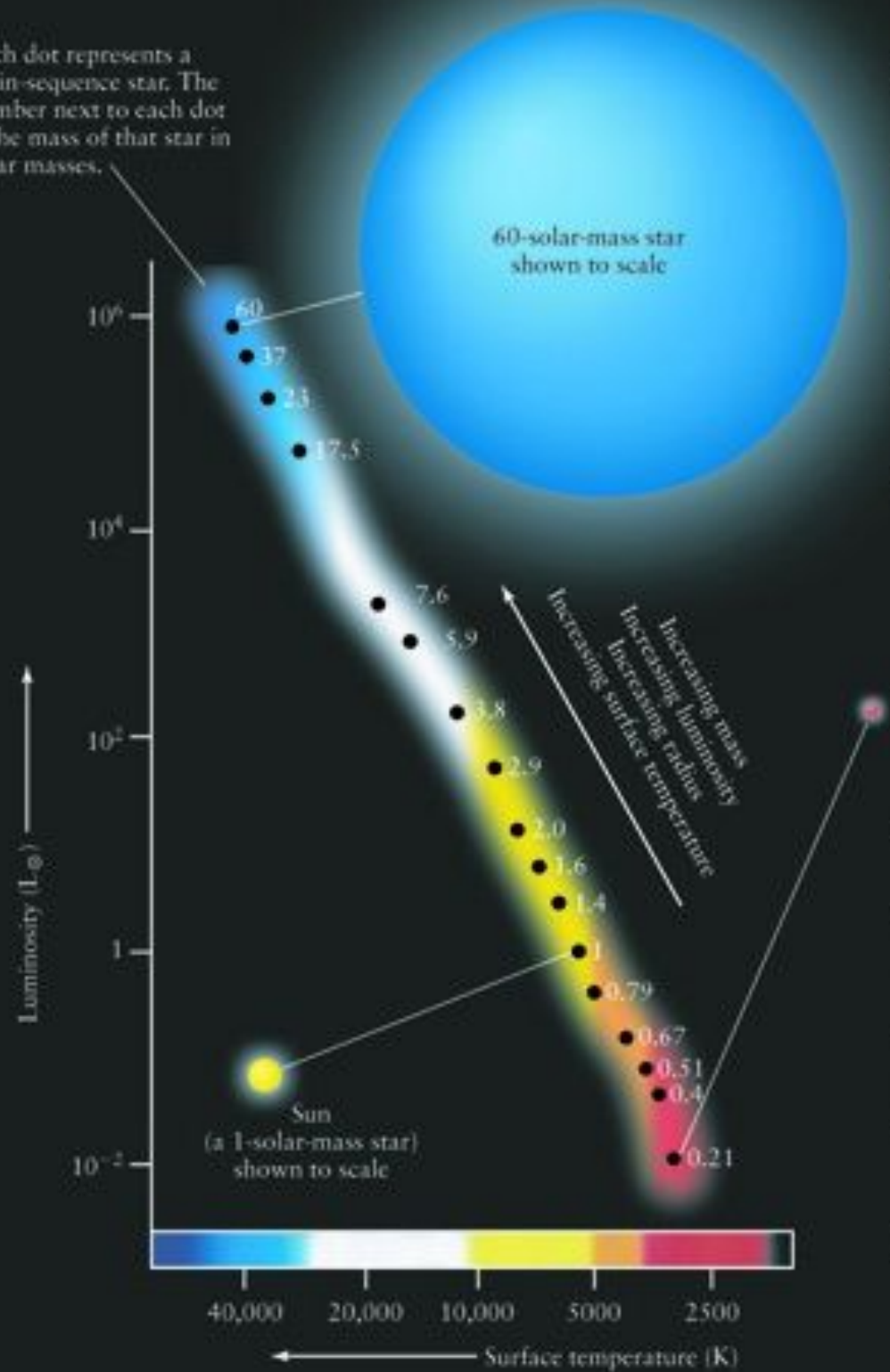


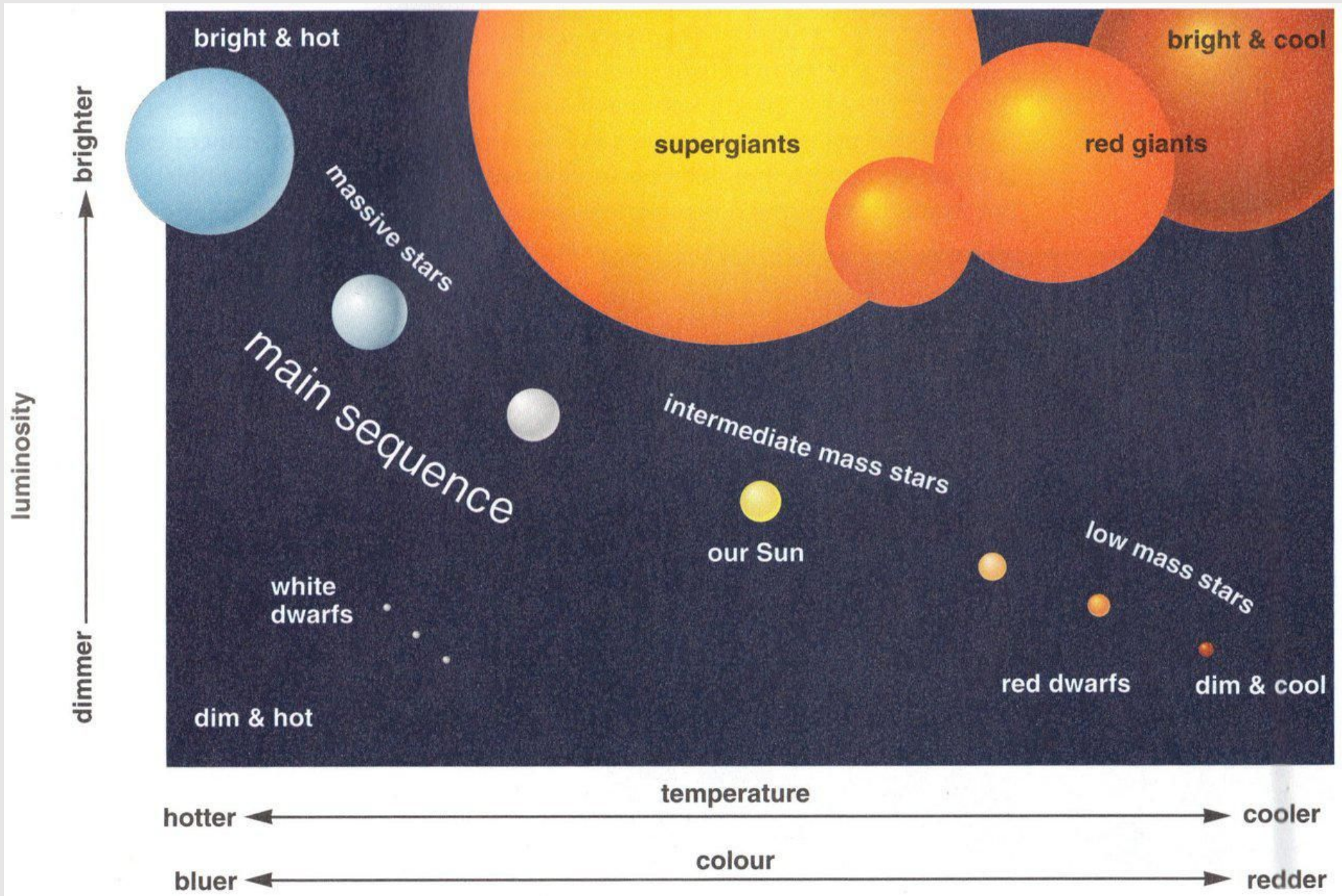
La secuencia principal NO es paralela a estas líneas



En la SP, el radio disminuye al ir de estrellas tipo espectral O (calientes) hacia las M (frías)

Each dot represents a main-sequence star. The number next to each dot is the mass of that star in solar masses.





Relación Masa-Luminosidad en la SP

Al determinarse docenas de masas estelares se pudo comprobar que existe una relación clara entre la masa y la luminosidad de una estrella en la SP.

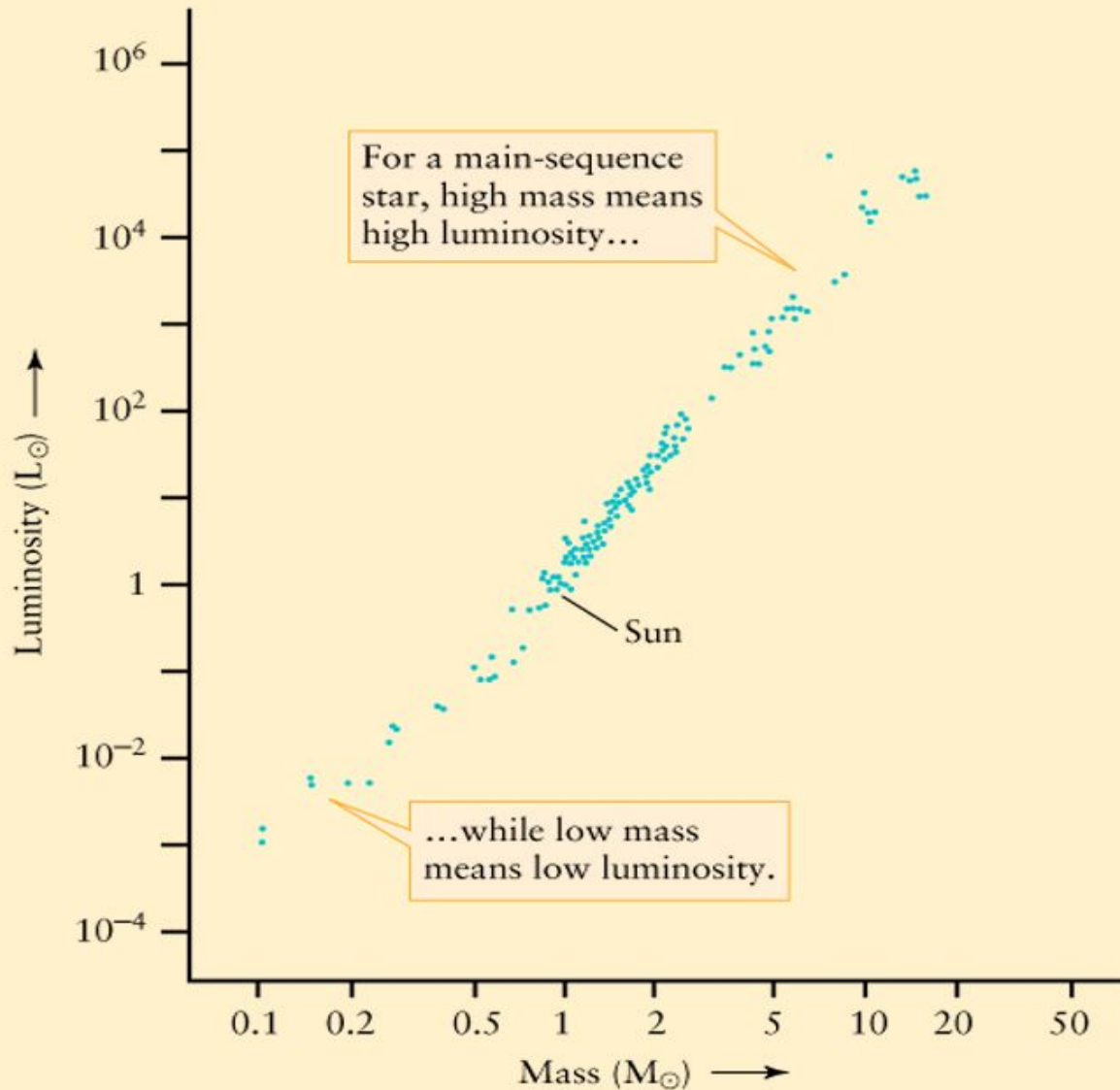
Para estrellas similares al sol la luminosidad escala como:

$$L \sim M^{3,5}$$

Para estrellas de masa muy baja la potencia es más cercana a 3, mientras que para masas muy altas la potencia se acerca a 4.

Así una estrella que tenga el doble de masa que otra, tendrá una luminosidad entre 8 (2^3) y 16 (2^4) veces mayor.

Relación Masa-Luminosidad en la SP



$$L \sim M^{3.5}$$
$$\downarrow$$
$$\log \frac{L}{L_s} = 3.5 \log \frac{M}{M_s}$$

Es una relación empírica, pero se puede demostrar teóricamente a partir de las ecuaciones de estructura estelar

La importancia de la masa

En estrellas de **Secuencia Principal**, la masa determina:

- el radio
- la temperatura efectiva
- la luminosidad.

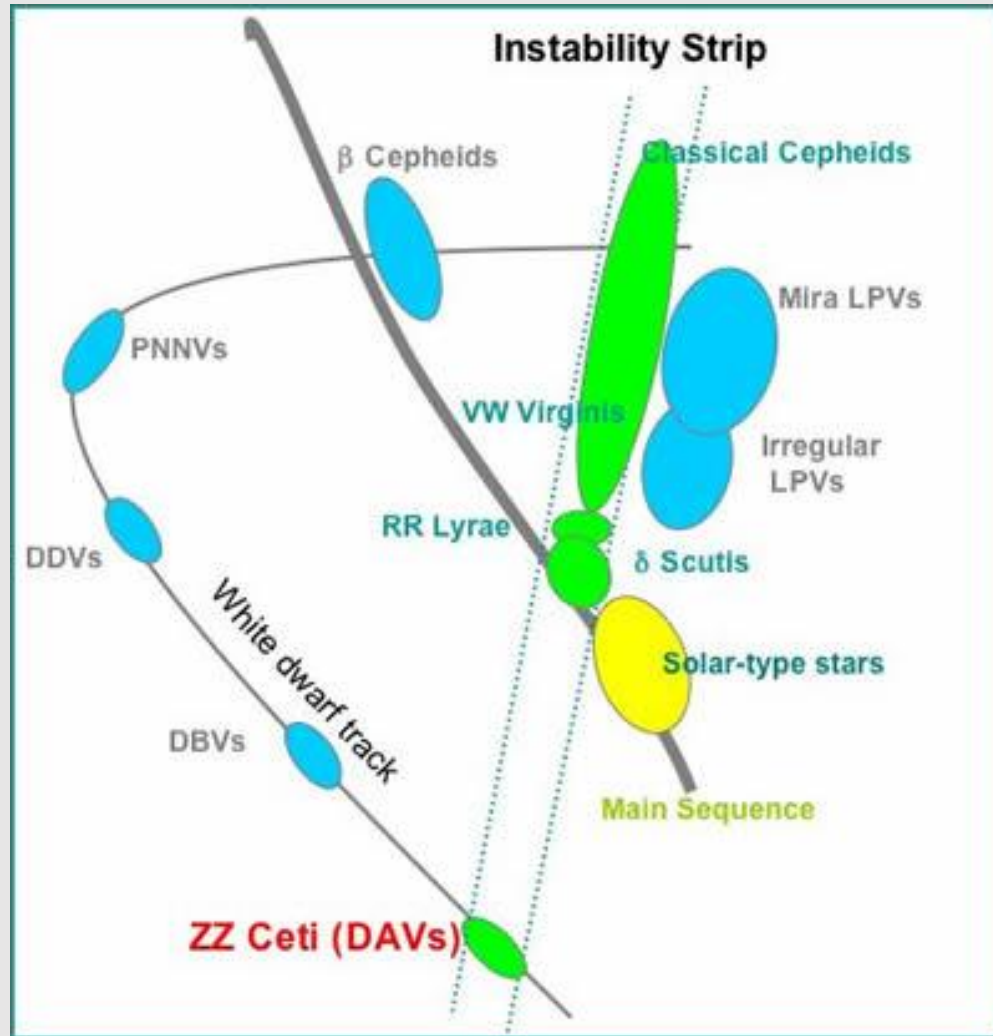
$$M \rightarrow R, T_{\text{eff}}, L$$

Si tengo dos estrellas de la SP, la **más masiva** es:

- **más grande**
- **más luminosa**
- y con una **temperatura efectiva mayor**.

La masa es el parámetro más importante de una estrella!

Banda de inestabilidad



Es una región del diagrama HR que reúne la mayor parte de las **estrellas variables**.

En esta banda, la envoltura de la estrella experimenta inestabilidades termodinámicas, lo que se traduce en **pulsaciones**, en la mayoría de los casos radiales.

Estas pulsaciones se traducen en una **variación periódica** de la luminosidad.