

CTE II: Espectros, Magnitudes y Colores

Cecilia Mateu

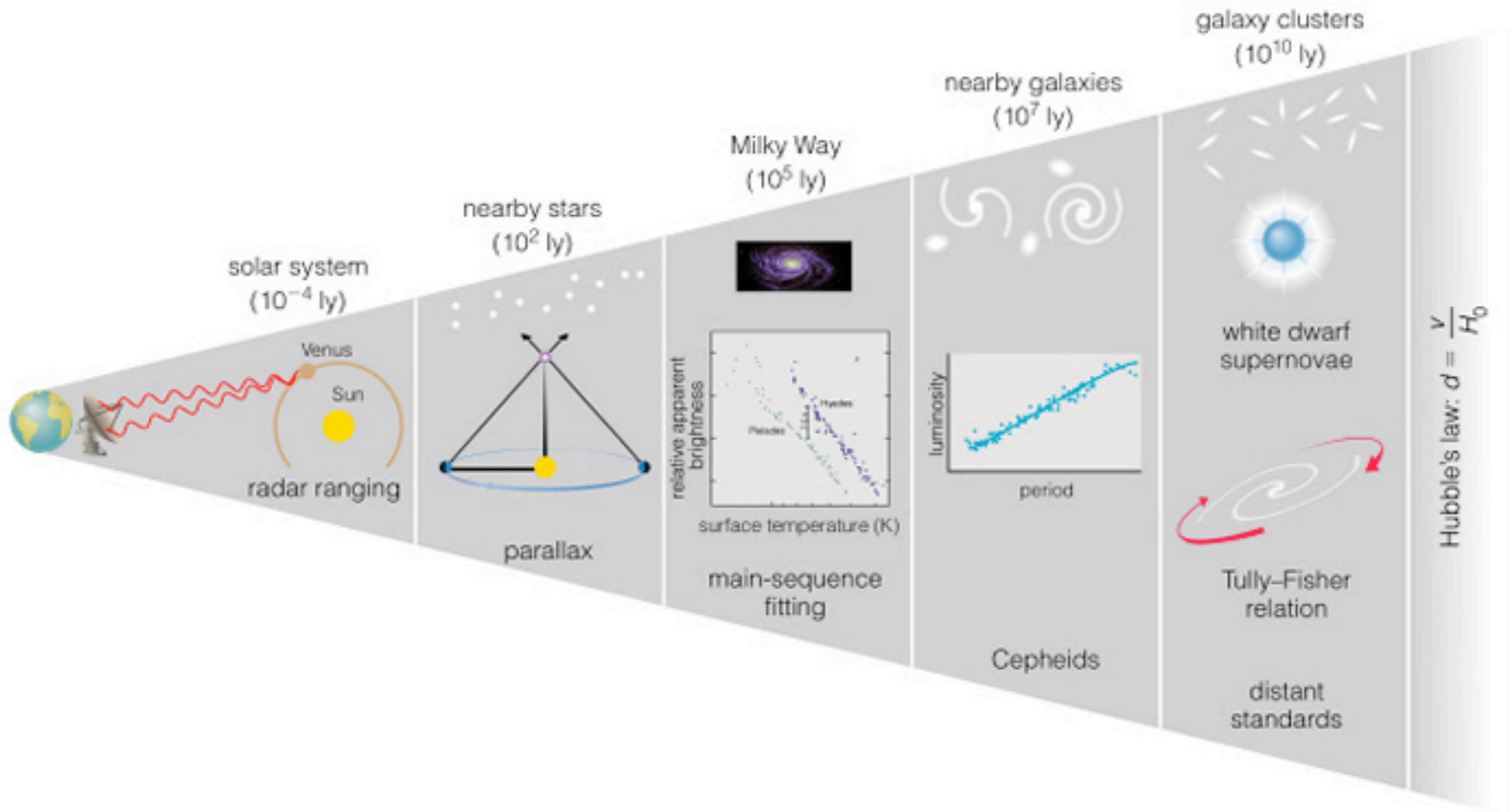
Instituto de Física, Facultad de Ciencias
Universidad de la República

Evaluaciones e Informes

- Asistencia al práctico.
- Cuestionarios de práctico mediante EVA.
- Entrega de informes de las prácticas. Todas las prácticas deberán estar aprobadas con un mínimo de 60/100. En caso de no alcanzar el mínimo, se deberá reentregar. En caso de que una primera versión de un informe no esté aprobada, el estudiante tendrá la oportunidad de hacer una reentrega, que, en caso de que se haya aprobado, tendrá una calificación máxima de 60/100. Los informes fuera de fecha generarán descuento de 5 puntos por cada día de atraso, no pudiéndose entregar con más de una semana de atraso (salvo previa justificación).
- **Parcial Teórico Jueves 7/10, durante horas del práctico (2h)**
- Presentación individual de aproximadamente 15 minutos sobre tema a elección, al final del semestre. **Jueves 25/11, durante horas del práctico**

Medida de la Distancia

La Escala de Distancias



Unidades

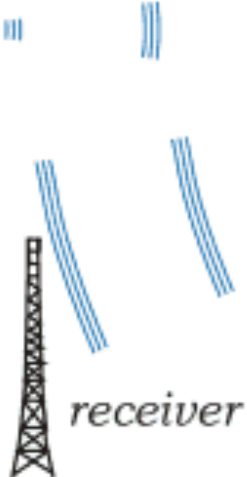
- UA
 - distancia (media) Tierra-Sol: aprox. 150 millones de km
- Año luz
 - distancia recorrida por la luz en un año. Velocidad de la luz 300.000 km/s -> 9.461×10^{12} km
- Parsec: necesitamos la definición de paralaje...

1º Peldaño: Telemetría

En un instante de tiempo:

- Se mide la distancia a Venus a partir de la demora en el rebote de una señal de radar ($d=ct$)
- Se mide la distancia angular ϖ entre Venus y el Sol (Elongación) en el momento de máxima elongación
- Resolviendo este triángulo se calcula el valor de la Unidad Astronómica (UA)

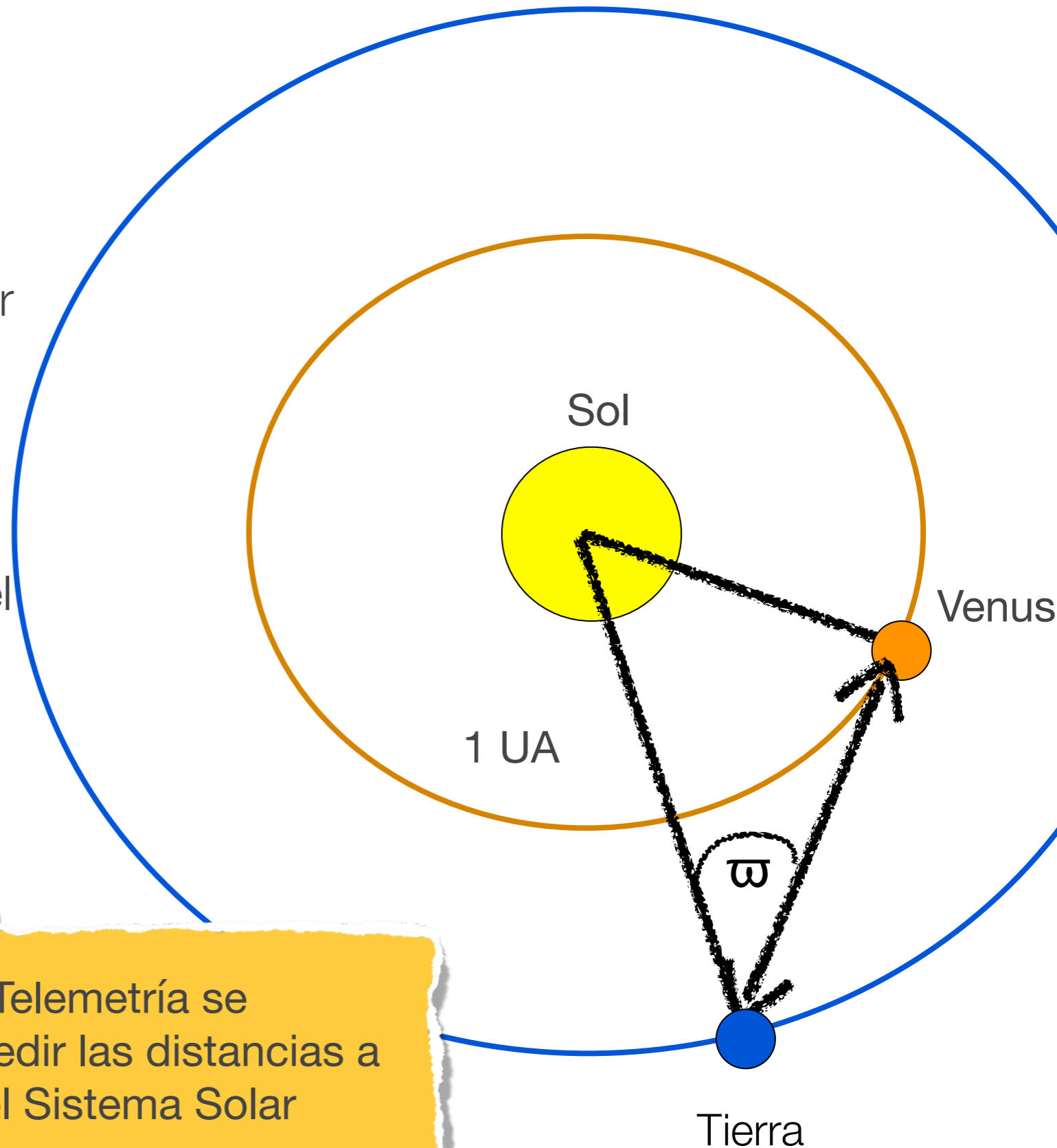
transmitter



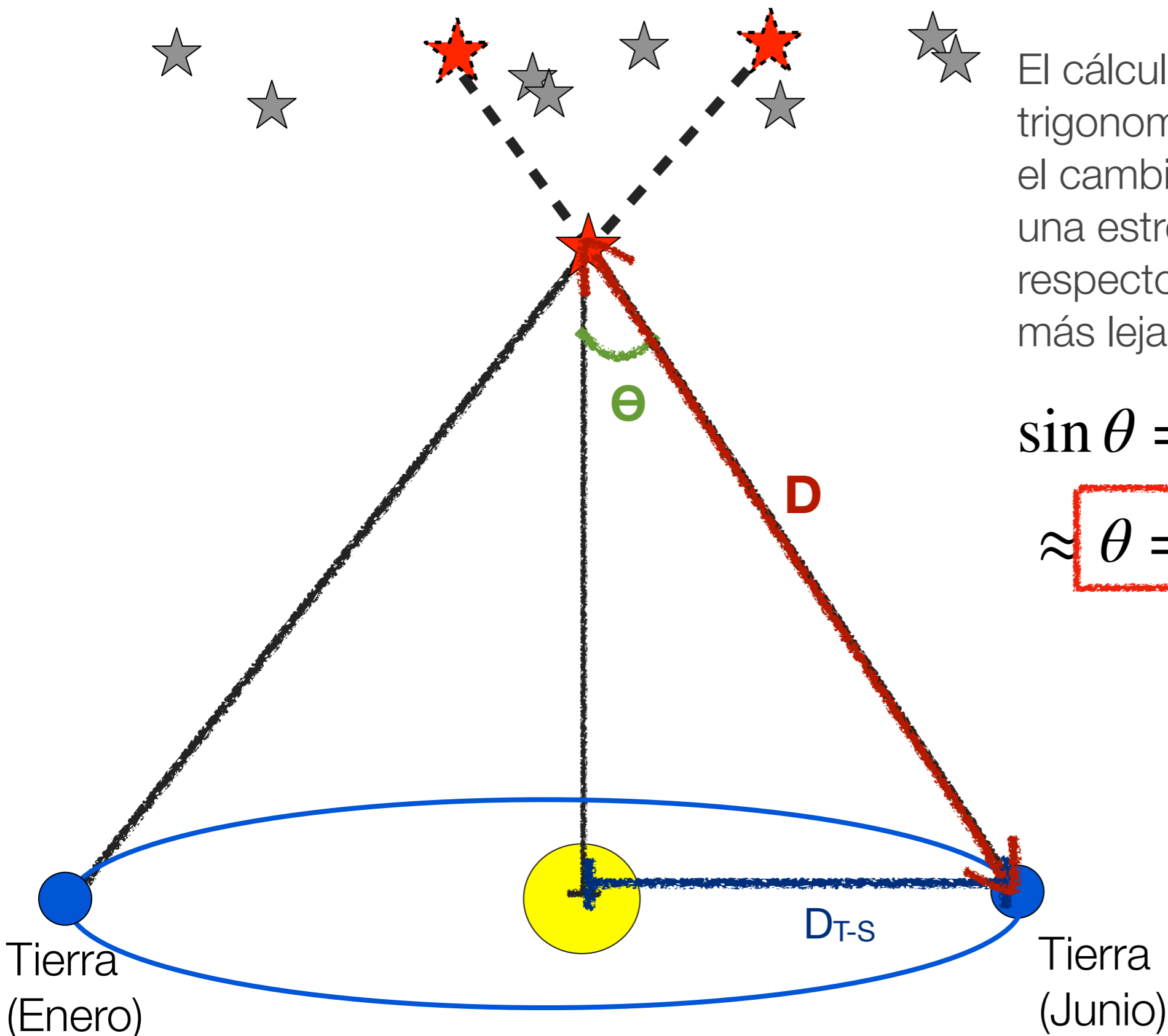
receiver

Mediante Telemetría se pueden medir las distancias a objetos del Sistema Solar

Útil hasta ~50 UA



2º Peldaño: Paralaje Trigonométrica



El cálculo de paralajes trigonométricos consiste en medir el cambio de posición angular de una estrella (ángulo de paralaje θ), respecto de estrellas u objetos más lejanos, que parecen fijos

$$\sin \theta = D_{T-S} / D$$

$$\approx \theta = D_{T-S} / D$$

El ángulo de paralaje θ disminuye conforme aumenta la distancia

Unidades

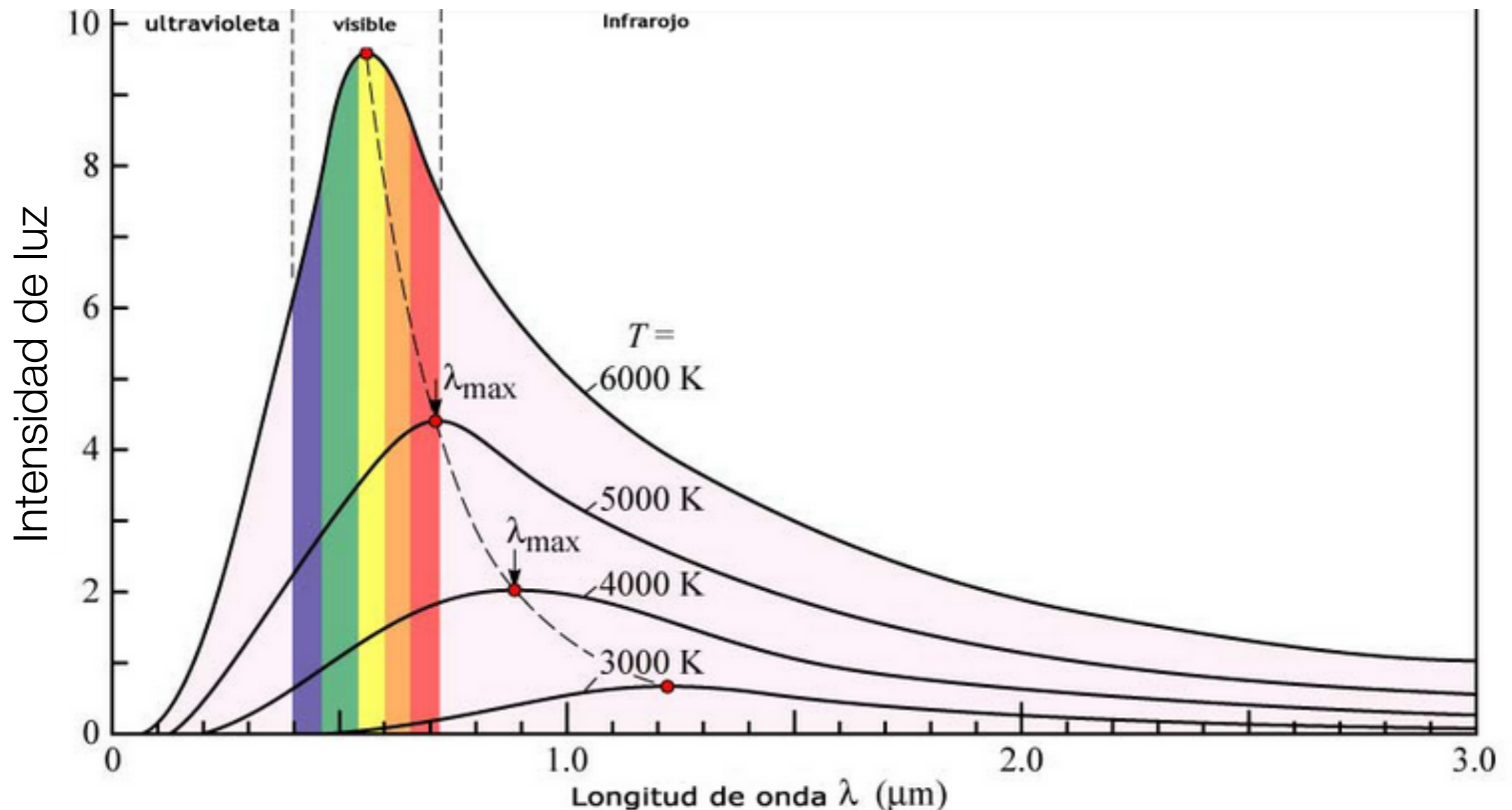
- UA
 - distancia (media) Tierra-Sol: aprox. 150 millones de km
- Año luz
 - distancia recorrida por la luz en un año. Velocidad de la luz 300.000 km/s $\rightarrow 9.461 \times 10^{12}$ km
- **Parsec**: dos formas de verlo
 - distancia a la cual un objeto tiene un paralaje de 1"
 - distancia a la cual el ángulo que subtiende 1 UA es 1"

Espectros Estelares, Magnitudes y Colores

Cuerpo Negro (Repasar CTE I)

Radiación de Cuerpo negro (CTE I - Repaso)

- Un **cuerpo negro** es un objeto que absorbe toda la energía (no refleja) que incide sobre él y la re-emite por completo (sin pérdida) - [Kirchoff 1862]



- Cuidado: el *cuerpo negro* no es negro, emite radiación en todas las longitudes de onda

Radiación de Cuerpo negro

- La predicción de la forma analítica del espectro de un cuerpo negro de temperatura T es uno de los grandes éxitos de la teoría cuántica (lo verán en Física Moderna)

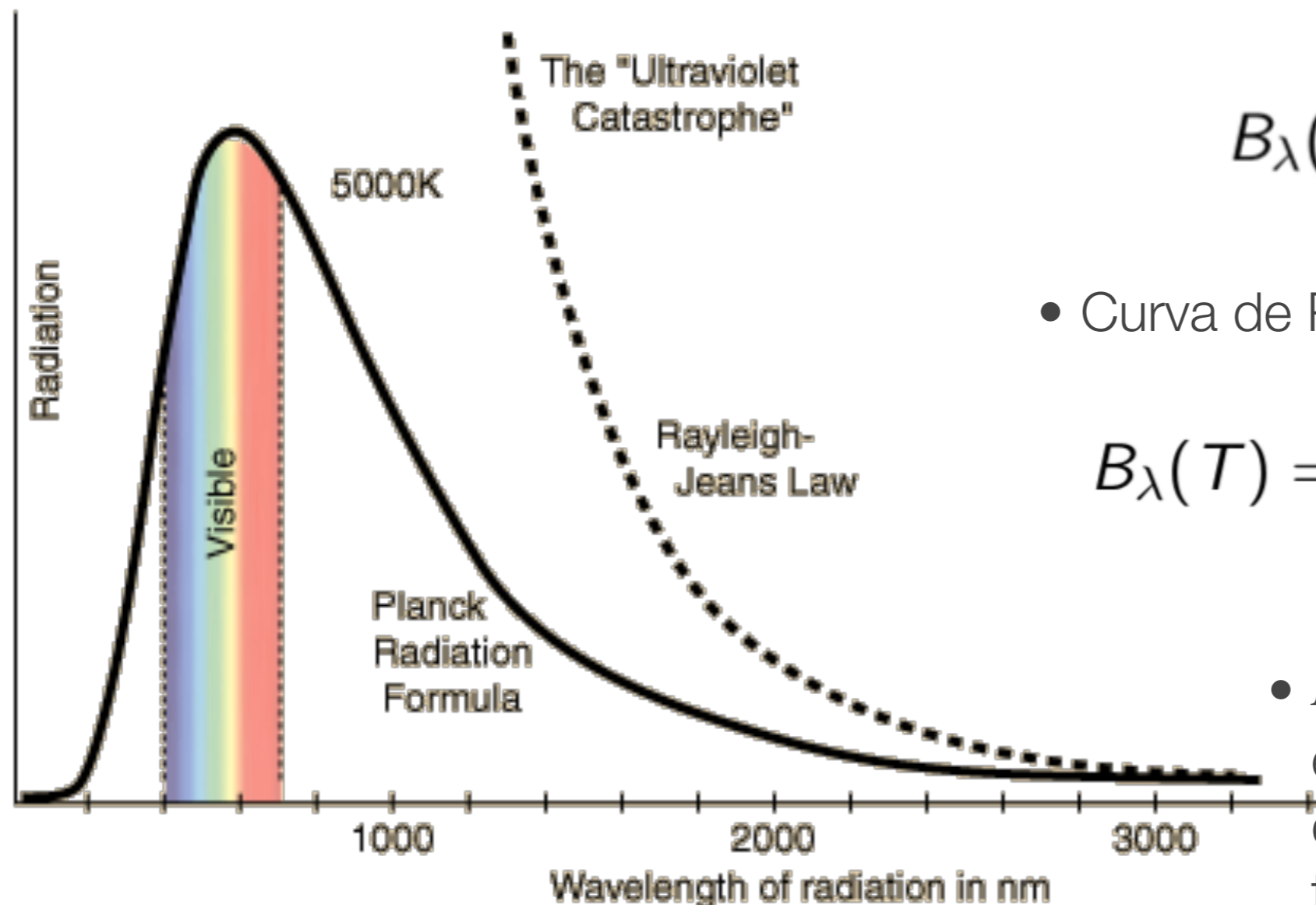
- Modelo clásico de Rayleigh-Jeans:

$$B_{\lambda}(T) = \frac{2ck_B T}{\lambda^4}$$

- Curva de Planck (modelo cuántico):

$$B_{\lambda}(T) = \frac{8\pi hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{hc/\lambda k_B T} - 1}$$

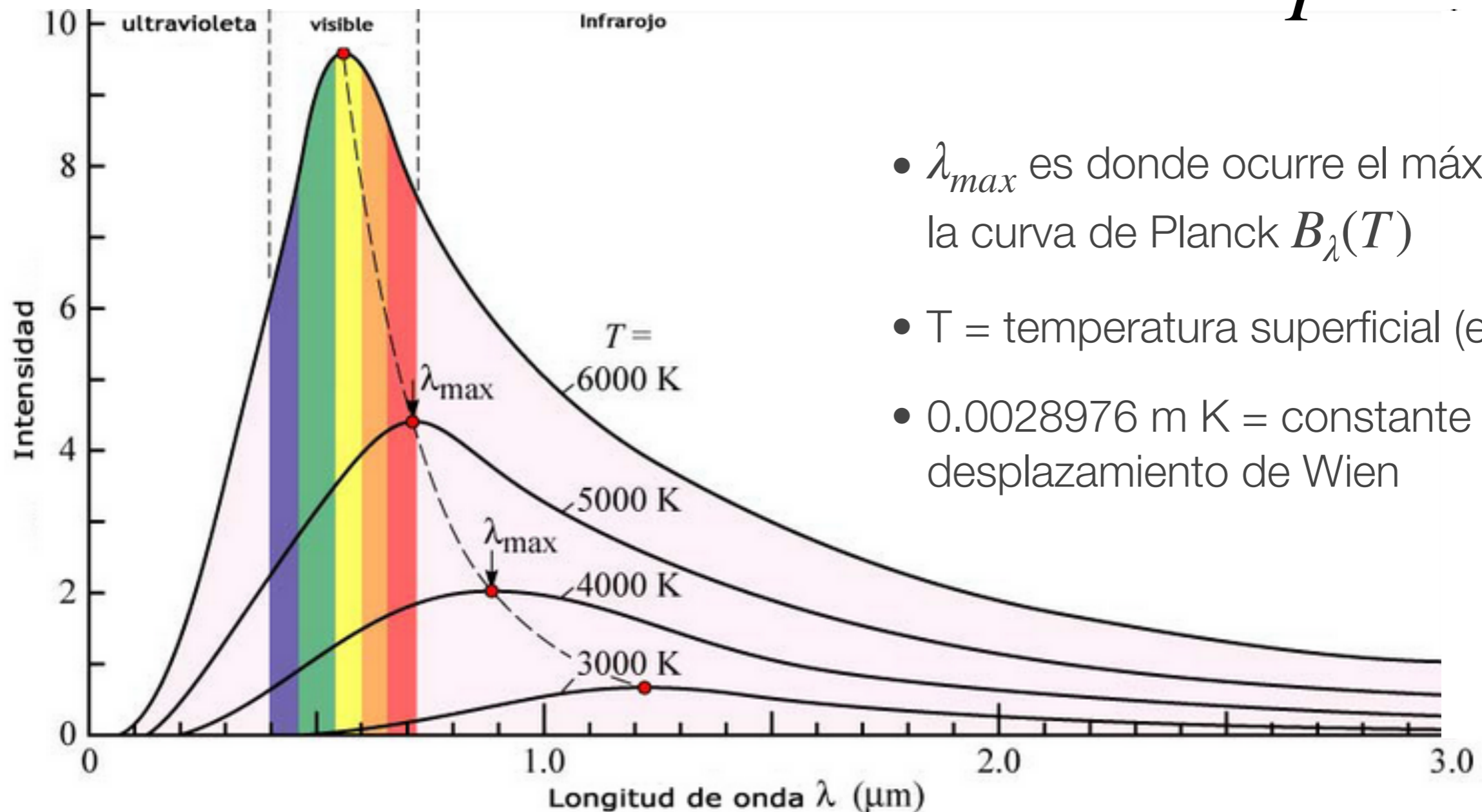
- $B_{\lambda}(T)$ es la cantidad de energía radiada por unidad de área por unidad de tiempo por longitud de onda



Ley de desplazamiento de Wien

- **Ley de Wien:** La longitud de onda del máximo de emisión de un cuerpo negro es inversamente proporcional a su temperatura

$$\lambda_{max} = \frac{0.0028976 \text{ m K}}{T}$$



- λ_{max} es donde ocurre el máximo de la curva de Planck $B_{\lambda}(T)$
- T = temperatura superficial (en K)
- 0.0028976 m K = constante de desplazamiento de Wien

Ley de Stefan-Boltzman

- La cantidad de energía total $B(T)$ que emite un cuerpo negro es mayor cuanto mayor es su temperatura
- Se calcula haciendo la integral de la curva de Planck en λ :

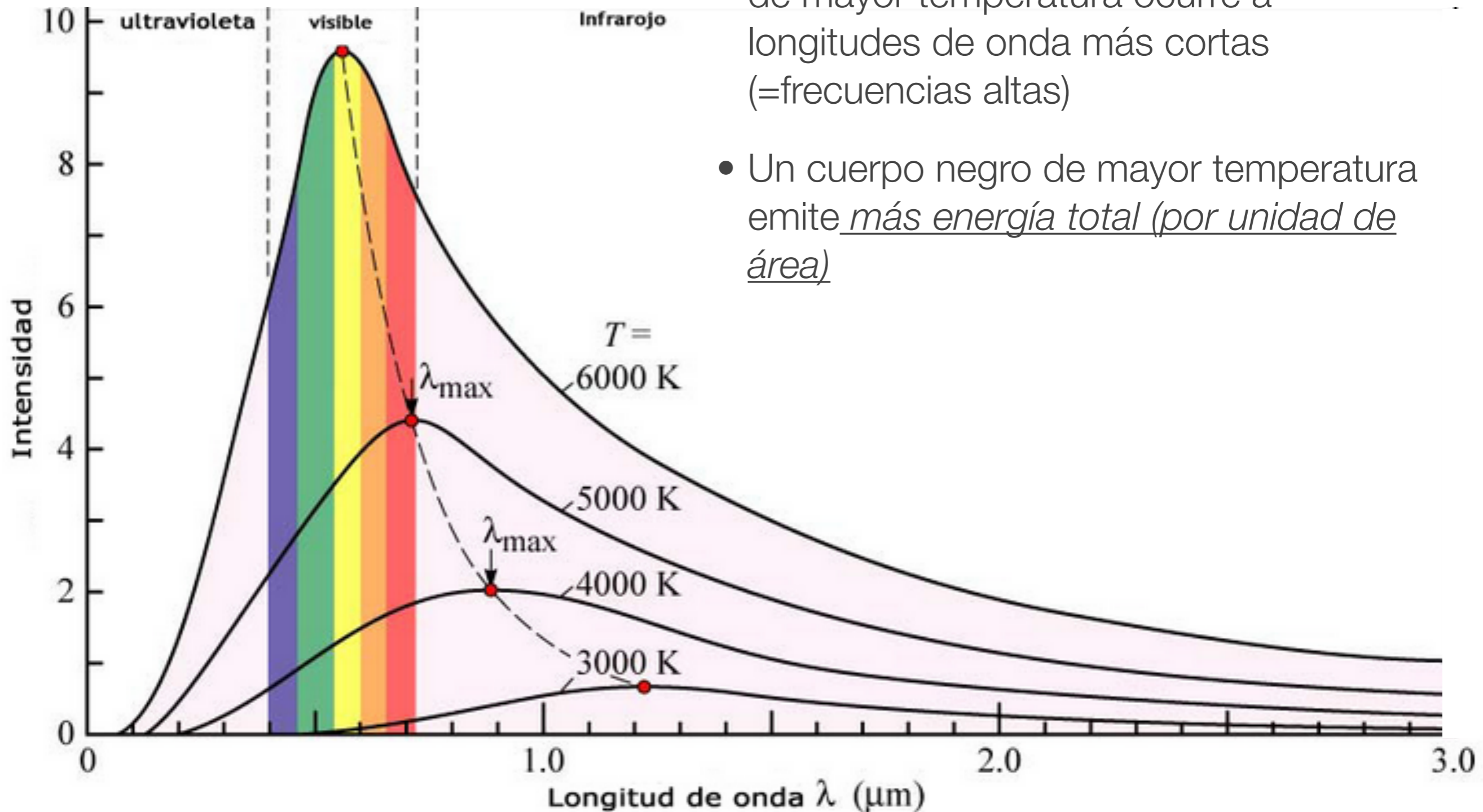
$$B(T) = \int_0^{\infty} B_{\lambda}(T) d\lambda$$

- El resultado es la **Ley de Stefan-Boltzman**:

$$B(T) = \sigma T^4$$

- La energía total (por unidad de área por unidad de t) es simplemente proporcional a la temperatura a la 4!

Resumen - Cuerpo Negro



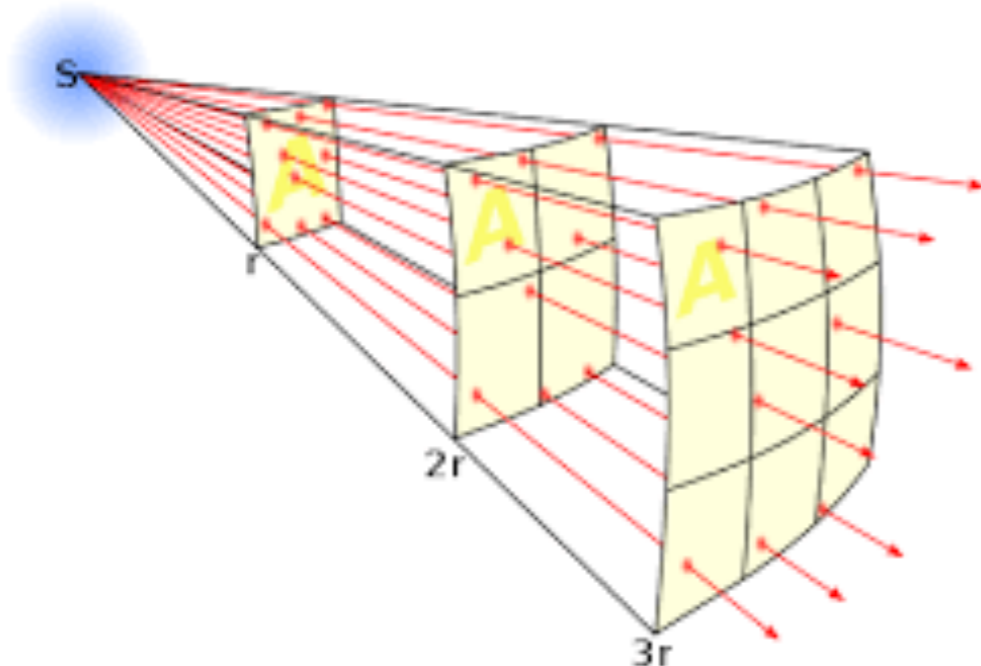
- El pico de emisión de un cuerpo negro de mayor temperatura ocurre a longitudes de onda más cortas (=frecuencias altas)
- Un cuerpo negro de mayor temperatura emite más energía total (por unidad de área)

Flujo y Luminosidad

- Para un cuerpo negro ya hemos visto $B(T)$, la energía por unidad de tiempo y por unidad de área emitida por un cuerpo. **La Luminosidad L es la energía total emitida (por unidad de tiempo) por toda la superficie (radio R) de la estrella:**

$$L = \text{Superficie} \times B(T) = 4\pi R^2 \times \sigma T^4$$

- pero la fuente emite en todas direcciones, así que *si la fuente está a una distancia d* , **lo que nos llega es el flujo = cantidad de energía recibida por unidad de tiempo por unidad de área:**

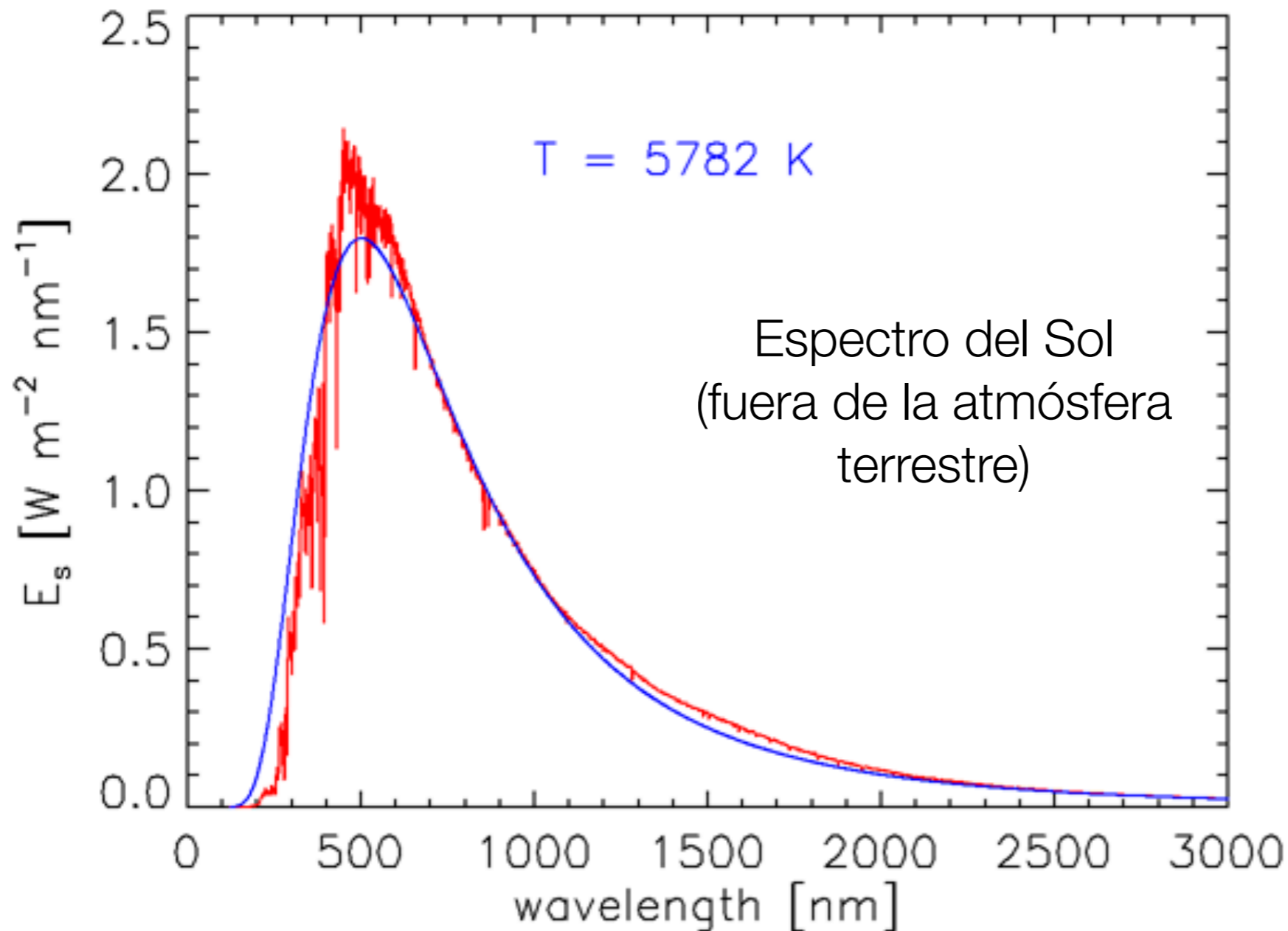


$$F = \frac{L}{4\pi d^2}$$

Espectros Estelares

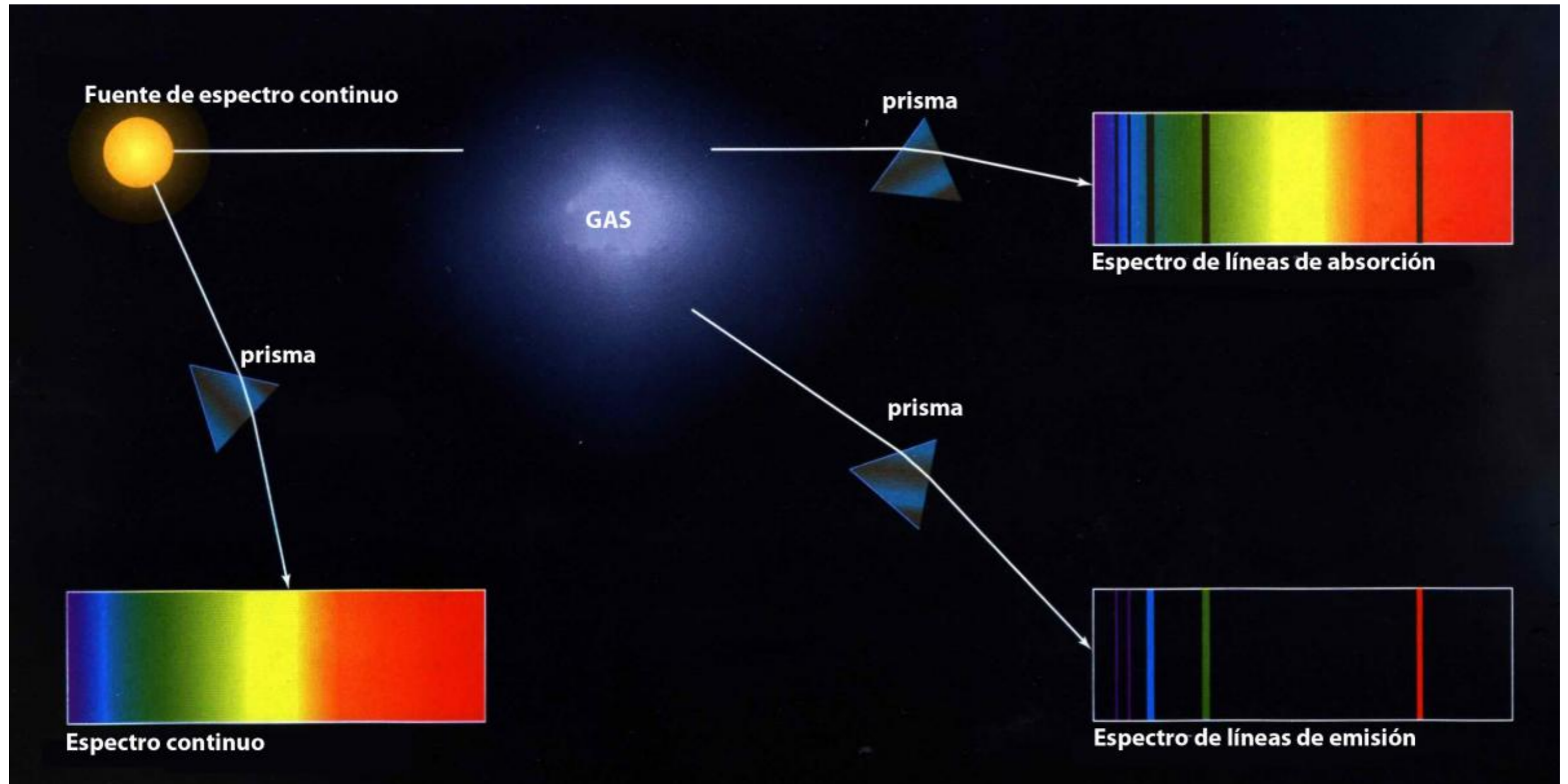
Espectros Estelares

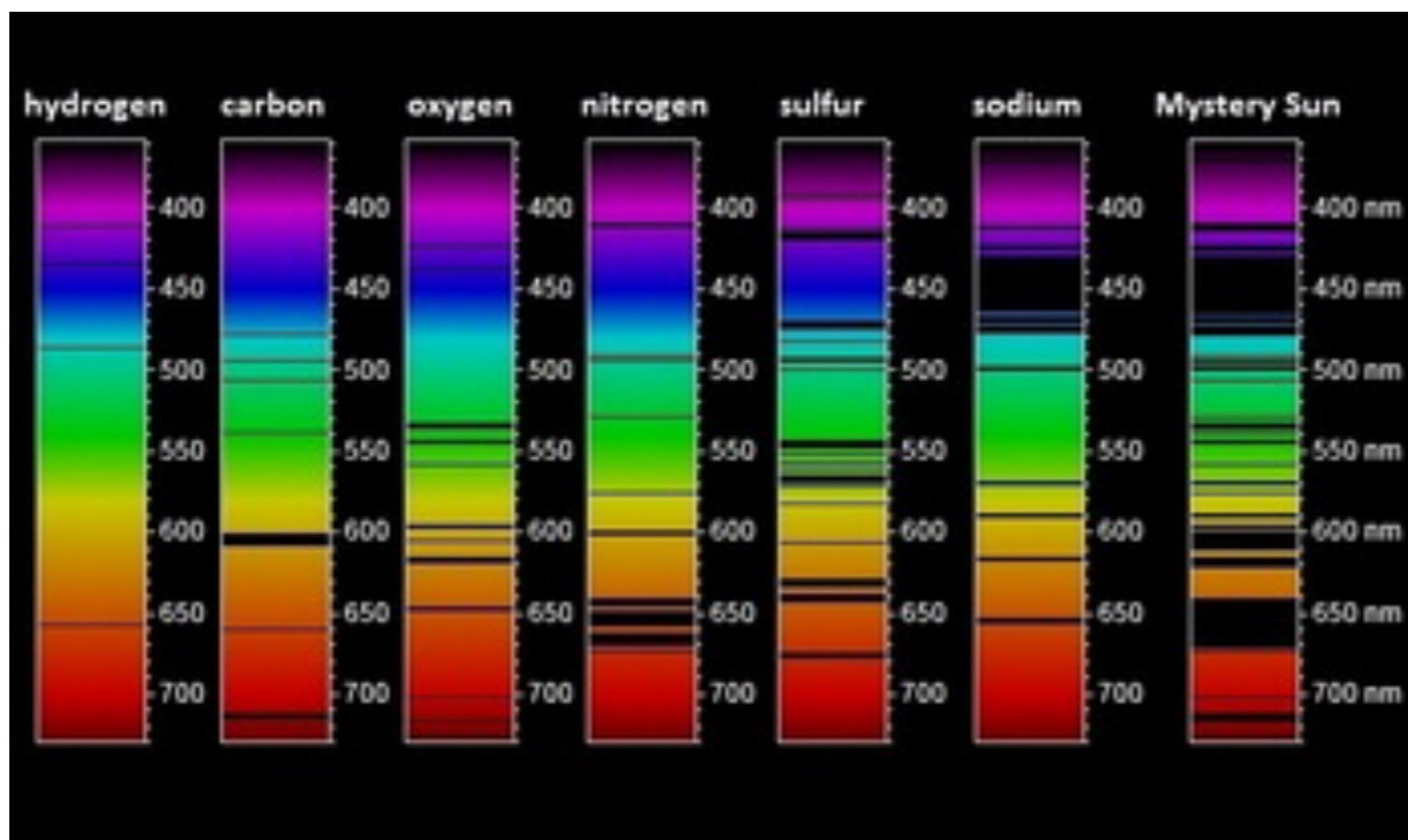
- Los espectros de la mayoría de las estrellas se pueden aproximar razonablemente bien por espectros de cuerpo negro
 - **Temperatura Efectiva:** la temperatura del cuerpo negro que emite la misma cantidad de energía total que la estrella



Leyes de Kirchoff

- 1º Ley: un sólido, líquido o gas emite un espectro continuo (ej. cuerpo negro)
- 2º Ley: un gas caliente (excitado) emite un espectro de líneas discretas, característico de cada sustancia química
- 3º Ley: un gas frío irradiado absorberá radiación del espectro continuo de la fuente en líneas discretas (en las mismas long. de onda del espectro corresp. de emisión)





SPECTRA SHOWING DIFFERENT ELEMENTS

CARBON



OXYGEN



NITROGEN

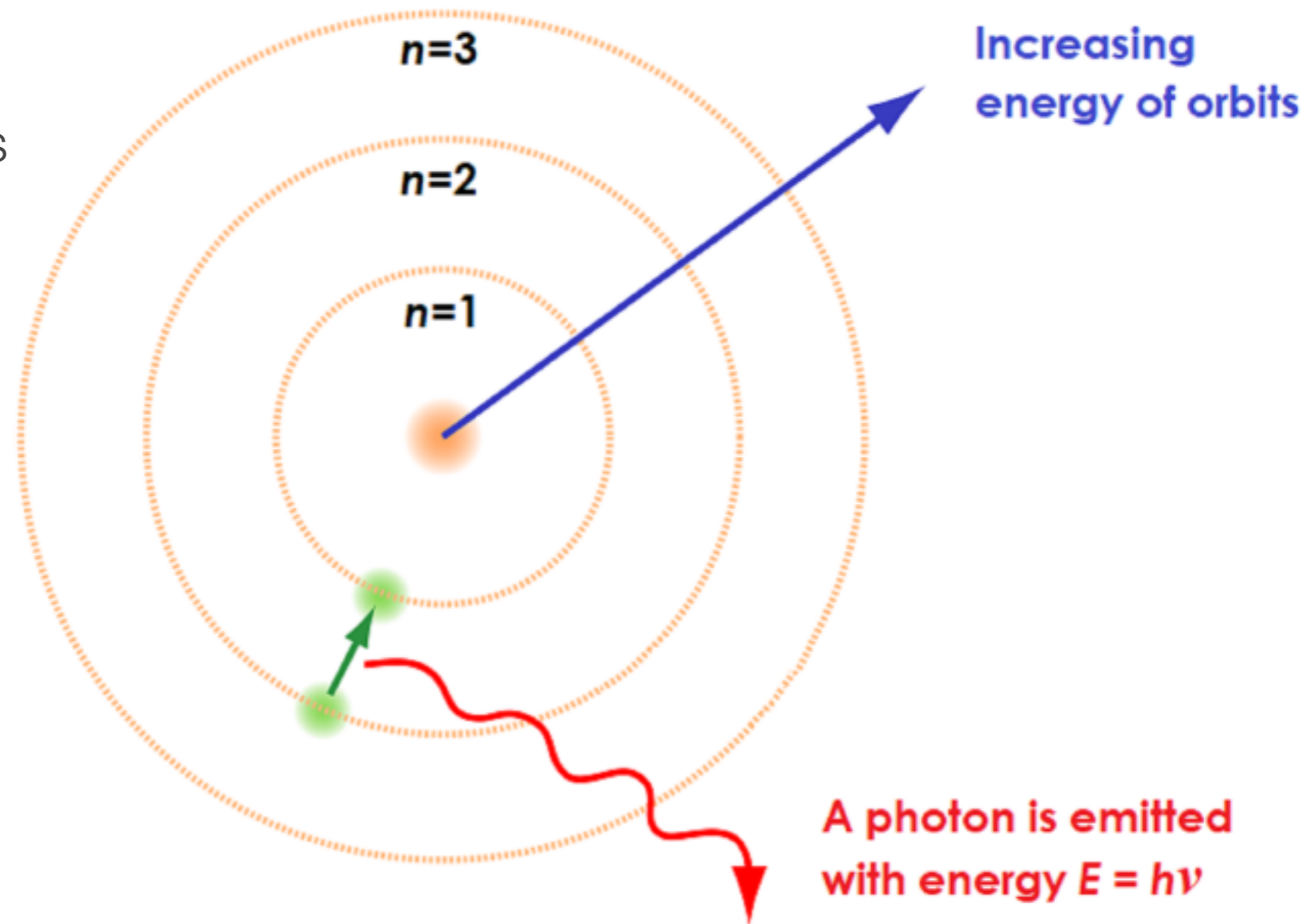
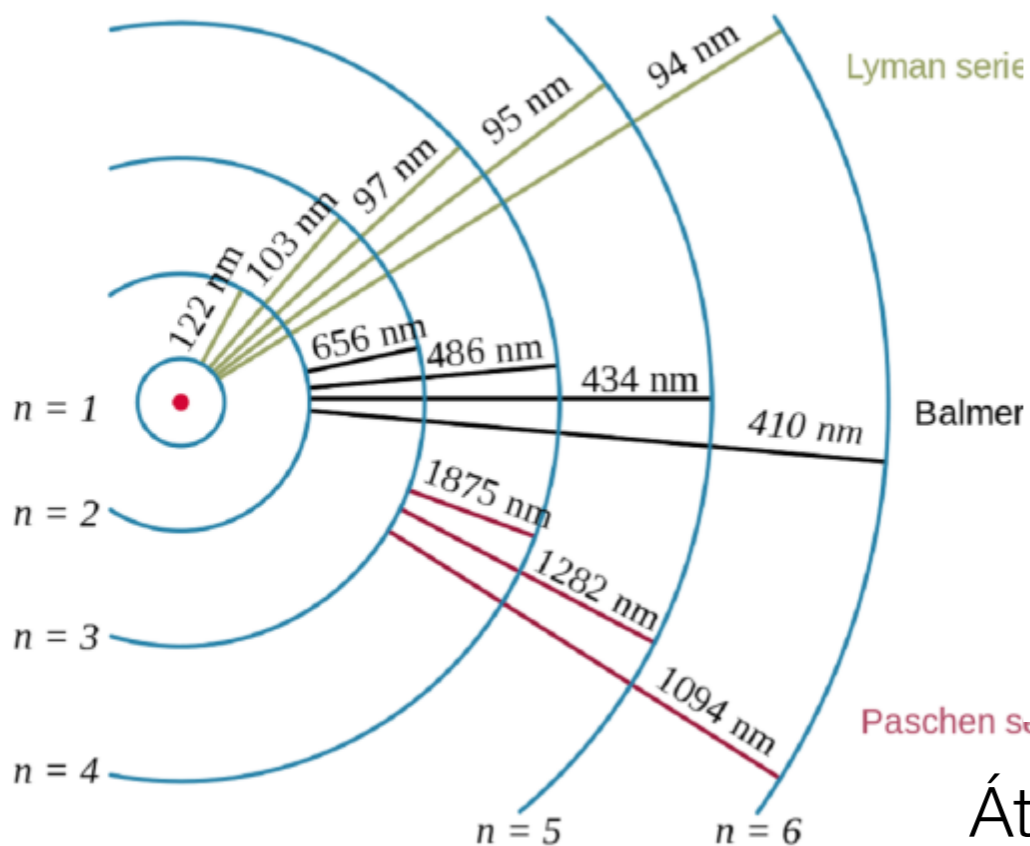


IRON



Modelo cuántico del átomo

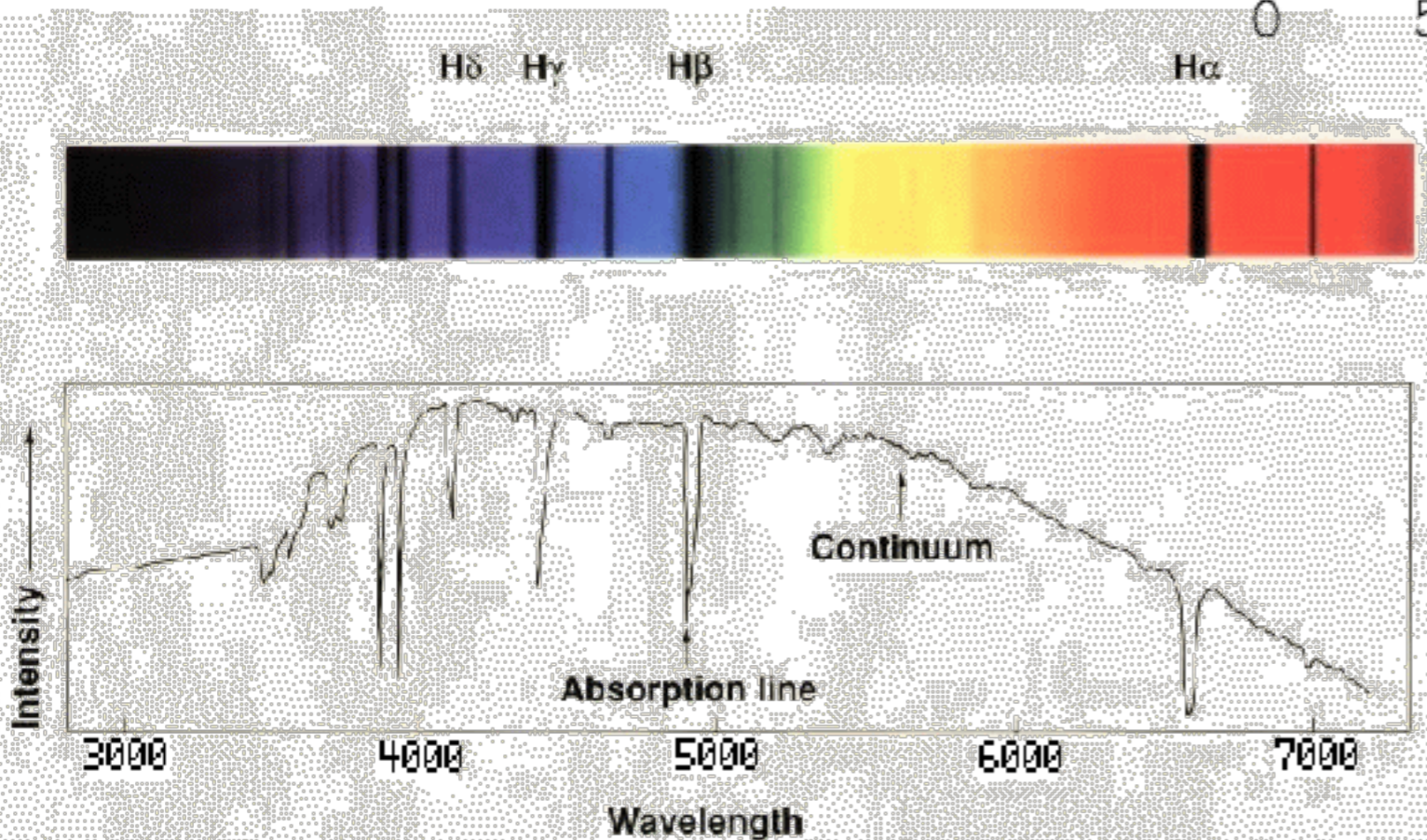
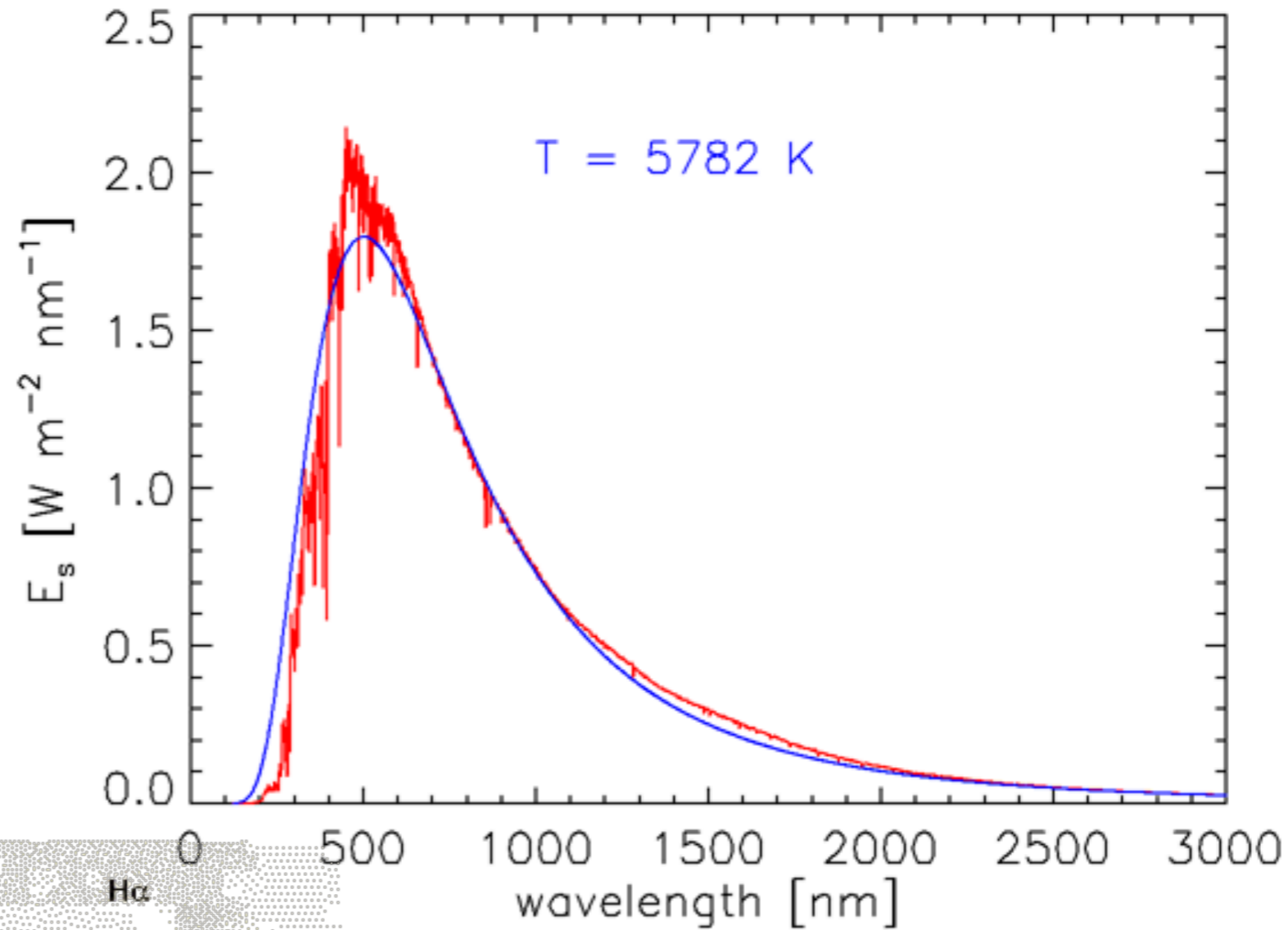
- La teoría cuántica explica por qué el espectro de emisión o absorción de un átomo (o molécula) es discreto
- Las líneas corresponden a transiciones entre los niveles de energía del átomo, que son discretos (están cuantizados)



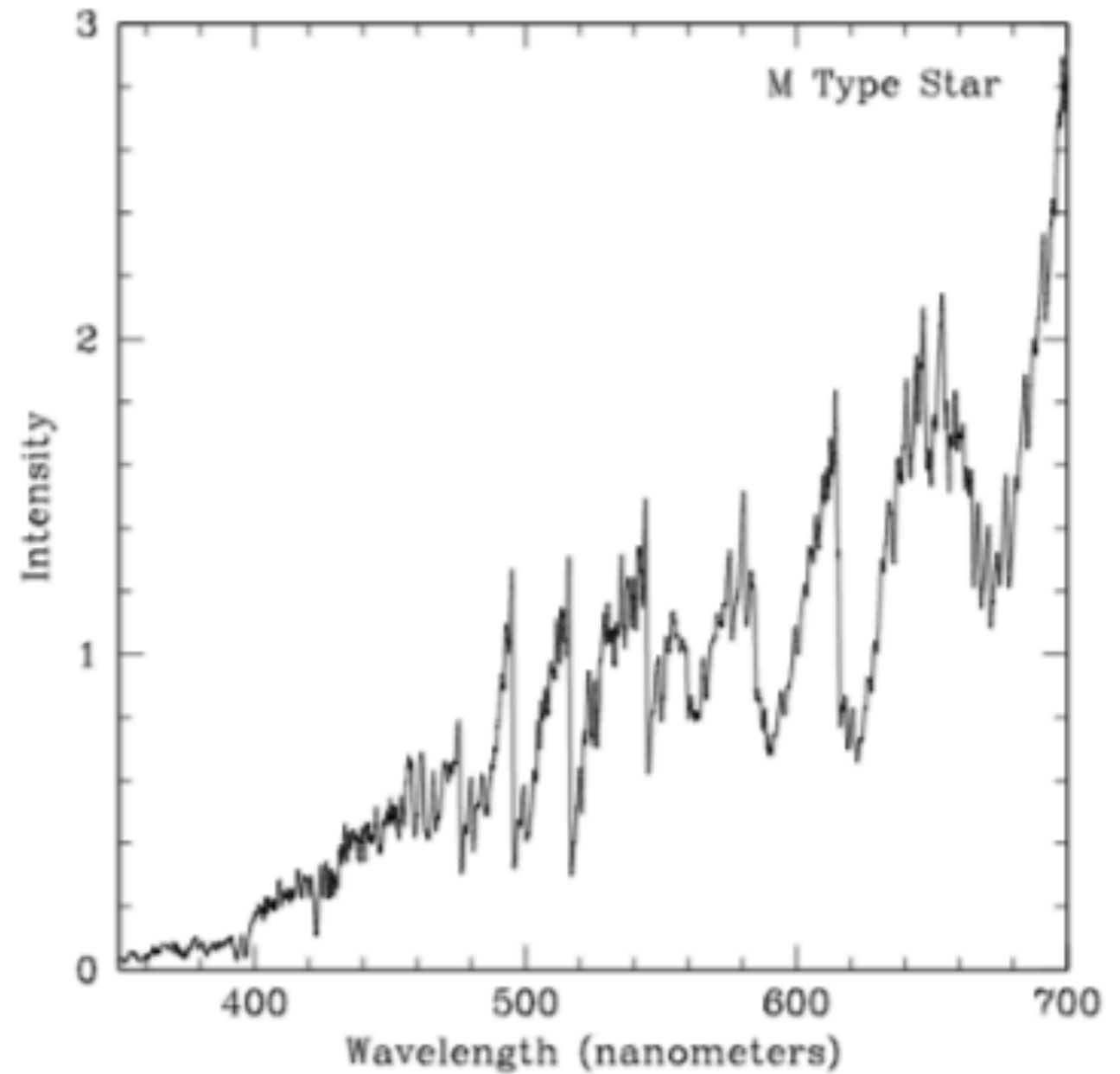
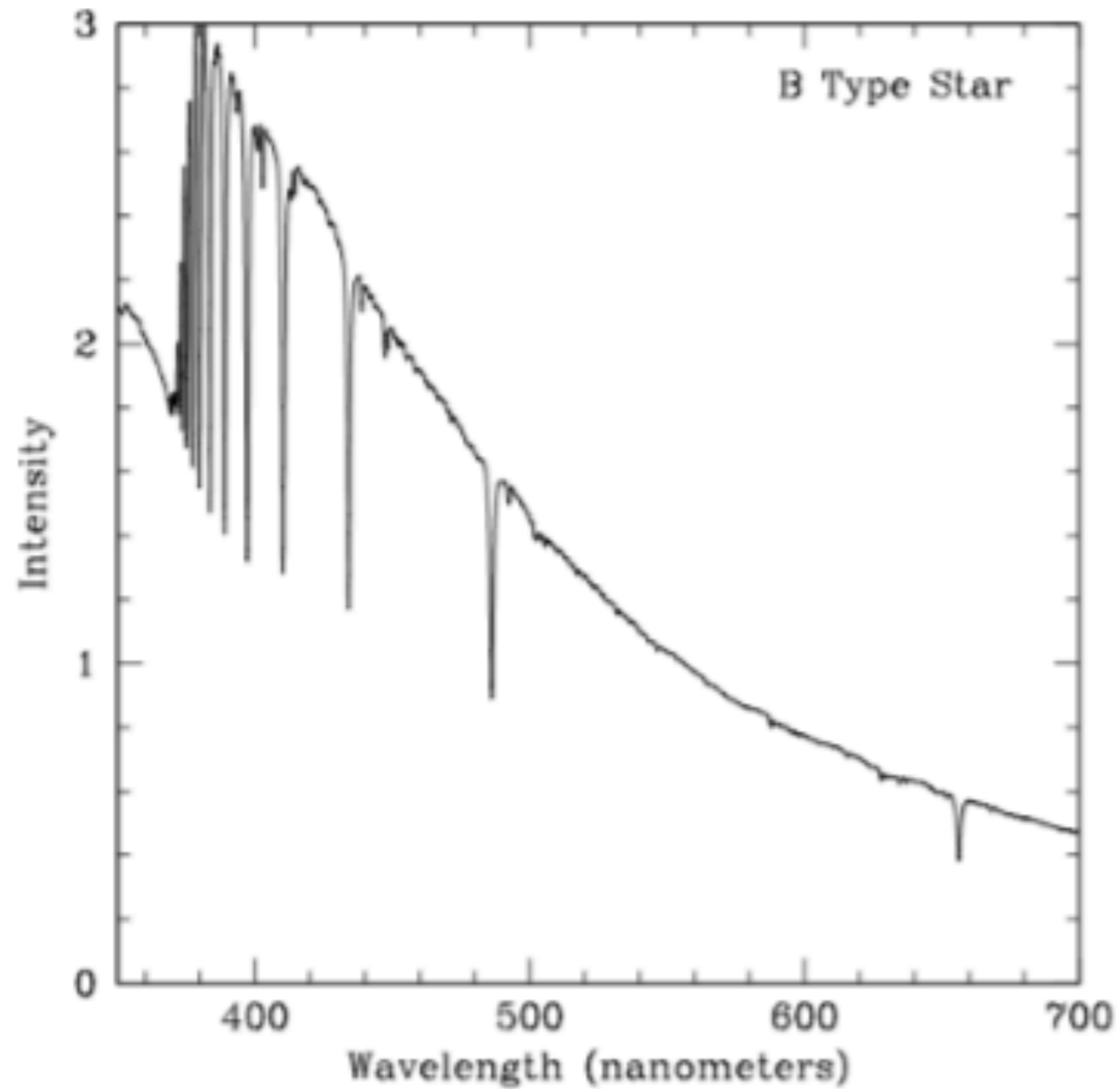
Átomo de Hidrógeno

Espectros Estelares

- El “continuo” de los espectros de la mayoría de las estrellas es aproximadamente como el de un cuerpo negro
- Sobre éste están las líneas de absorción de los diferentes elementos (y a veces de emisión también)



Estrellas y temperaturas



¿cuál es más caliente?

Clasificación Espectral

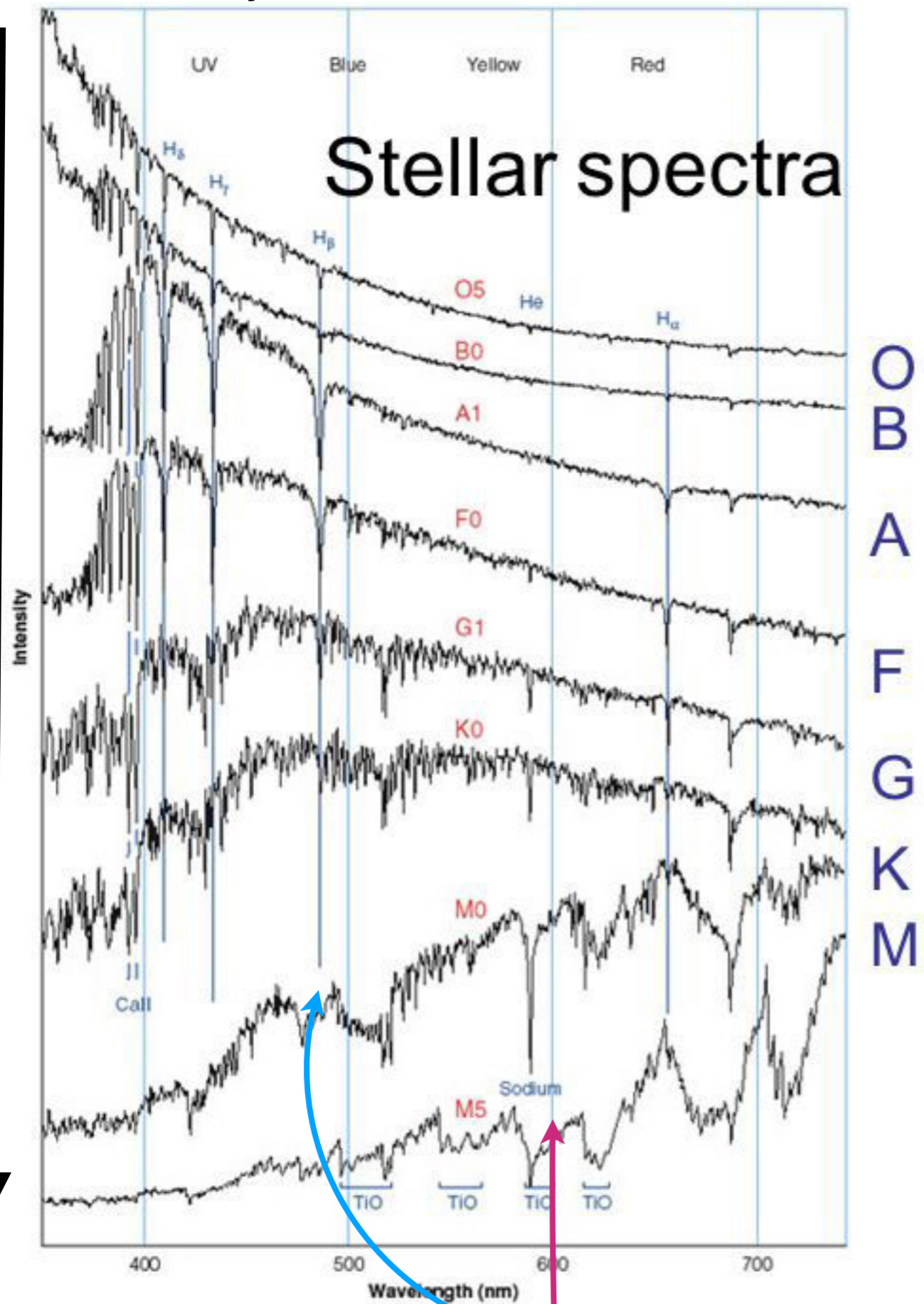
Clasificación Espectral

- La clasificación espectral original fue desarrollada inicialmente por Willhemina Fleming (~1880) quien definió un sistema de clases en orden de **intensidad decreciente de las líneas de Balmer** con nombres en orden alfabético ABFGKM (Sistema de Pickering-Flemming)
- Más adelante Annie Jump Cannon (1901) encontró la relación entre la intensidad de las líneas espectrales y la Temperatura: en base a esto **propuso el ordenamiento actual de los tipos espectrales (OBAFGKM) de forma decreciente con la temperatura** (Sistema de Harvard)
- Se han descubierto estrellas más frías que el tipo M, así, la clasificación hoy llega hasta los tipos espectrales L y T (Kirkpatrick **1999**) y las más frías Y (Kirkpatrick **2013**)

C
O – B – A – F – G – K – M – L – T .
S

- Estas clases se dividen en subclases numeradas de 0 a 9: B0 ... B3.. B9 A0 A1...
- La clasificación espectral se *basa en líneas en el rango óptico del espectro*

Intensidad disminuye



© 2006 Brooks/Cole - Thomson

Notar el comportamiento de **H**, **Na**

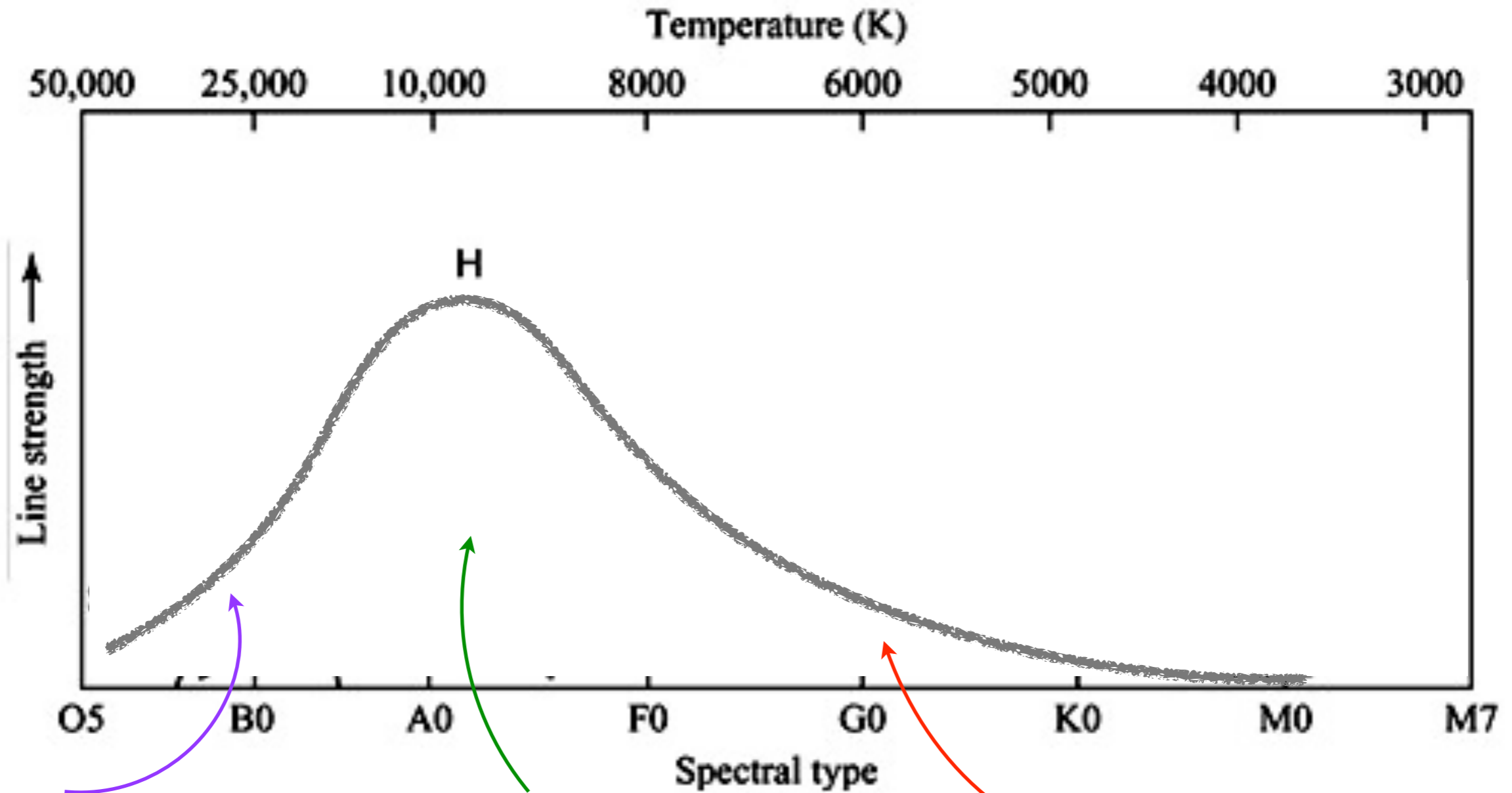
- El parámetro más importante que determina la clasificación espectral es la Temperatura
- La temperatura define la forma del continuo y la intensidad de las líneas (en su mayoría)
- El comportamiento del continuo ya lo entendemos → Cuerpo negro

TIPO ESPECTRAL	TEMPERATURA SUPERFICIAL (°k)
O	28000-40000
B	10000-28000
A	8000-10000

¿por qué disminuye la intensidad de las líneas de H?

(L, T) < 3500

El H siempre es el elemento más abundante (>70%) por lejos...

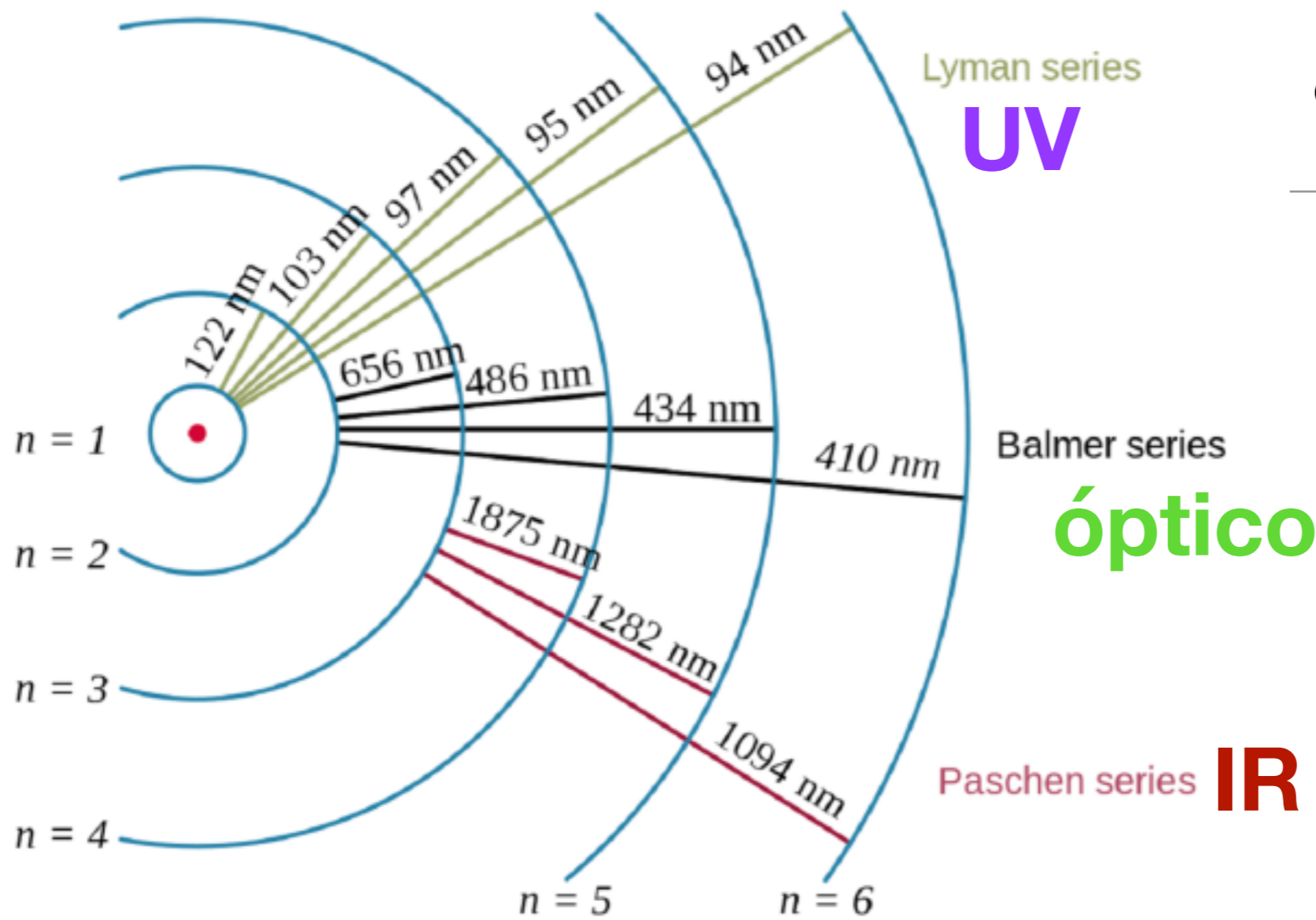


Estrellas muy calientes: H mayormente ionizado

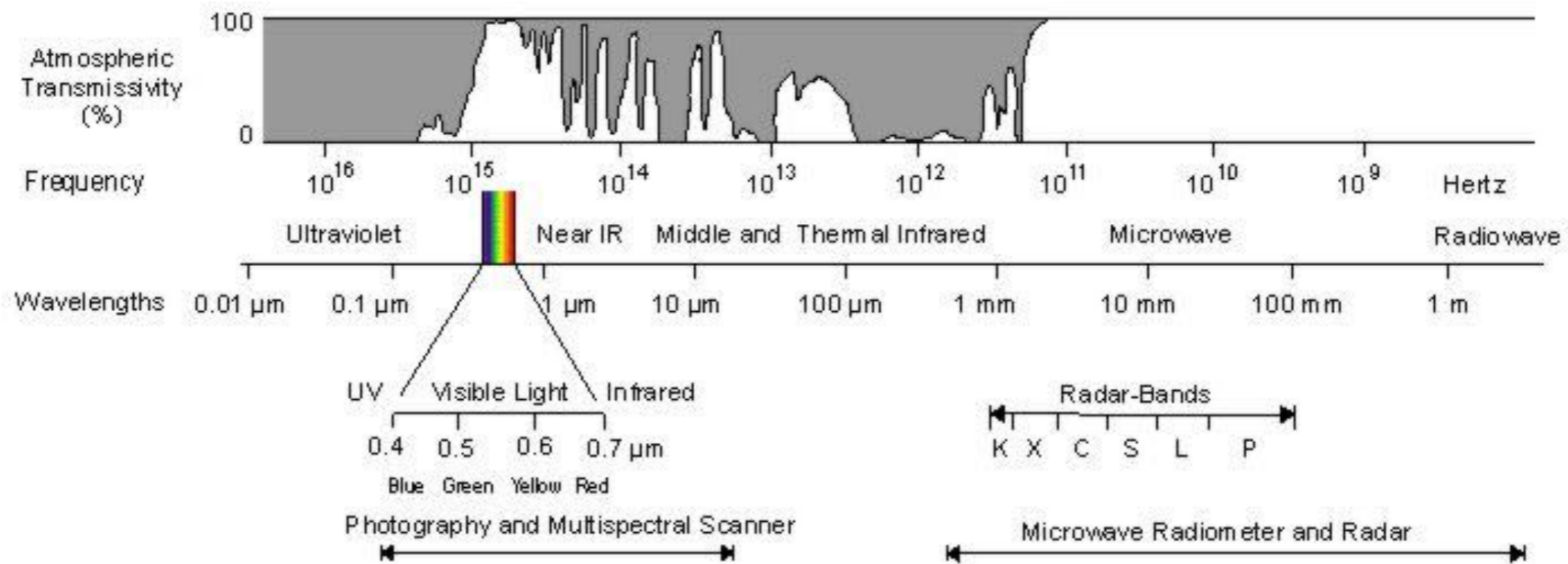
Estrellas ~A: H neutro, la mayoría de átomos está en $n=1$ (transiciones Balmer muy probables)

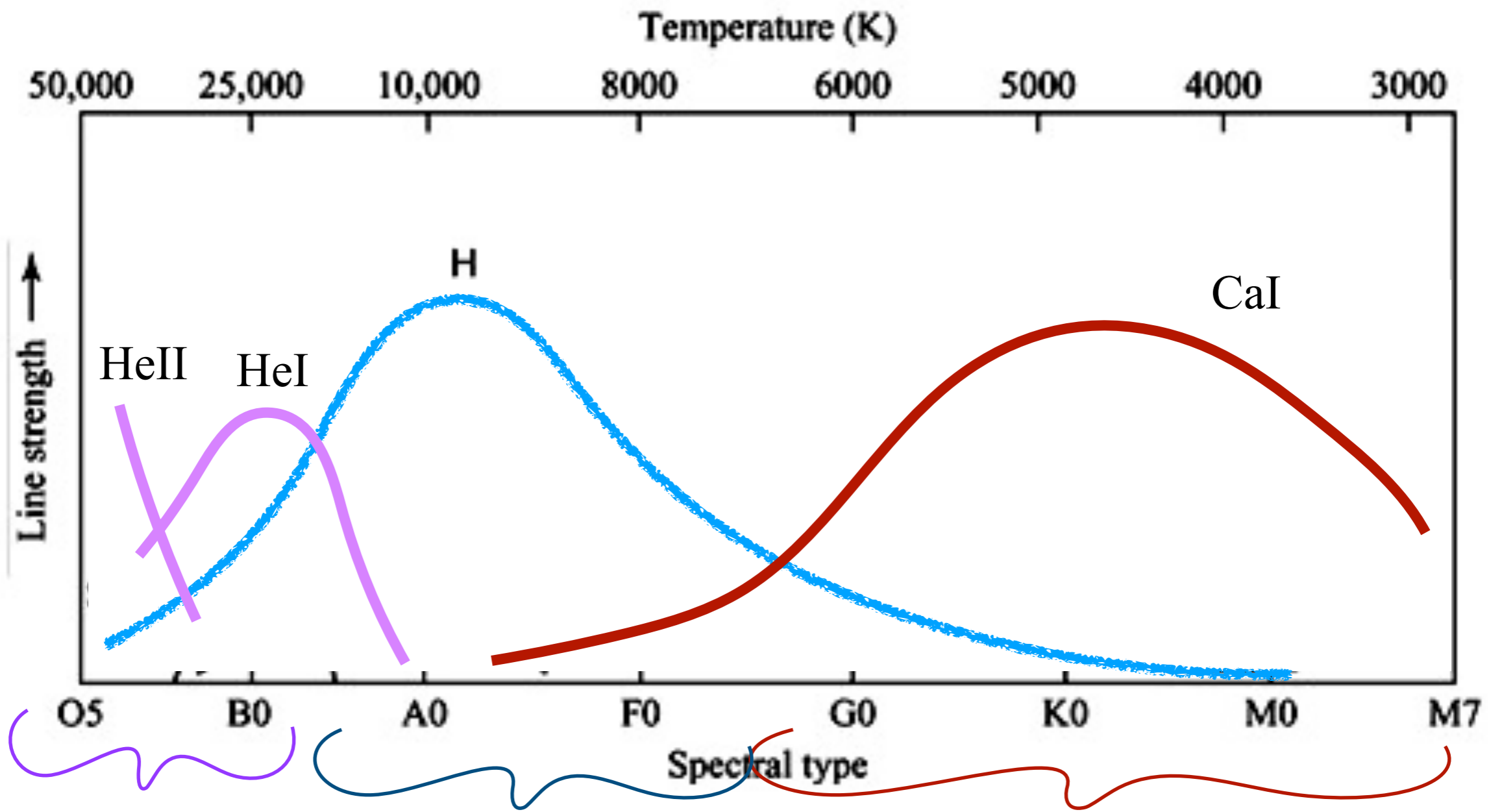
Estrellas más frías: H mayormente neutro y en el estado base $n=0$

¿Por qué Balmer?



- La clasificación espectral se basa en líneas en el **rango óptico** del espectro

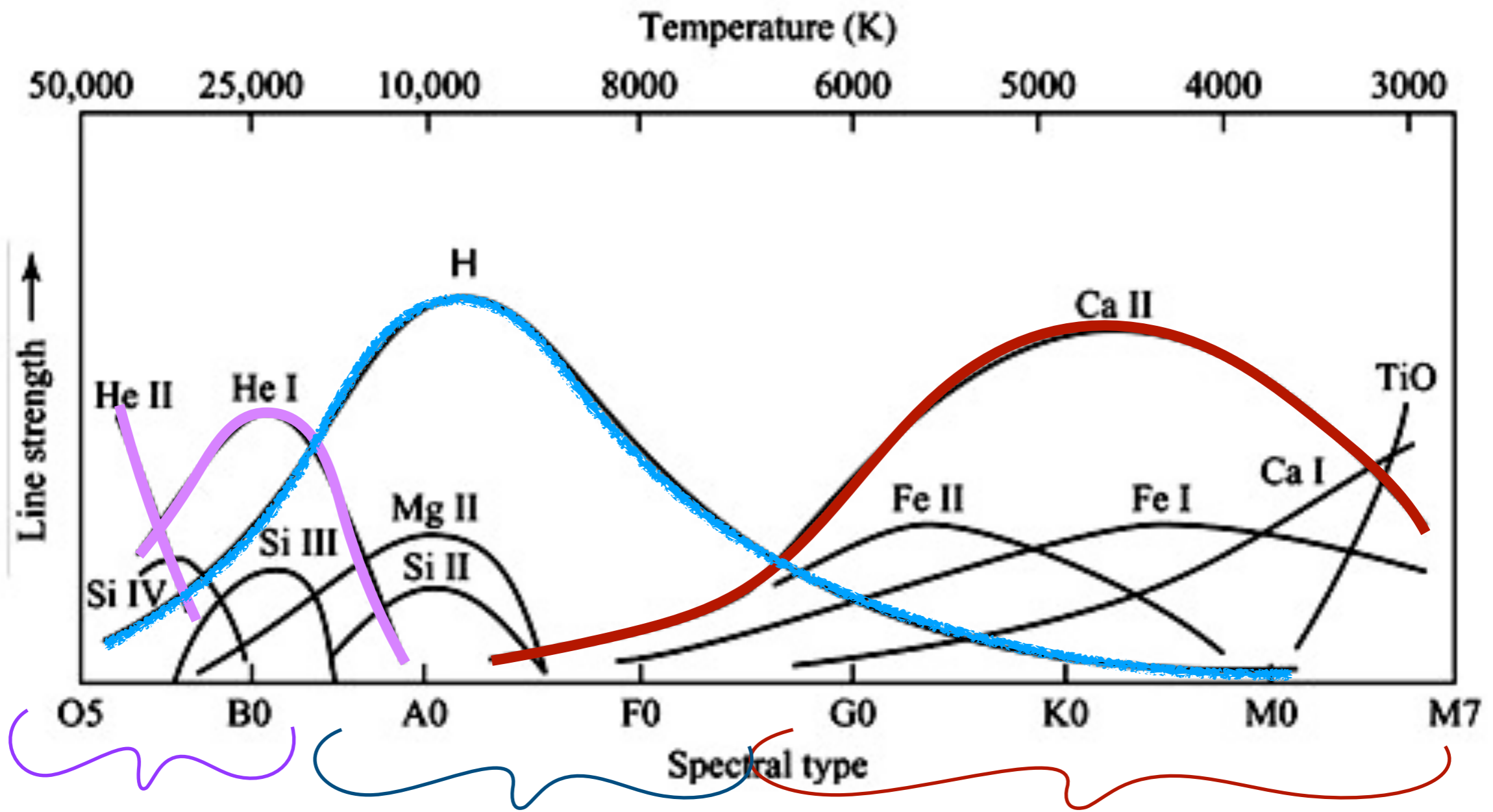




Líneas de He sólo presente en estrellas muy calientes

líneas de H

Líneas de Ca II, intensas y presentes en estrellas "frías"



Líneas de He sólo presente en estrellas muy calientes

líneas de H

Líneas de Ca II, intensas y presentes en estrellas "frías"

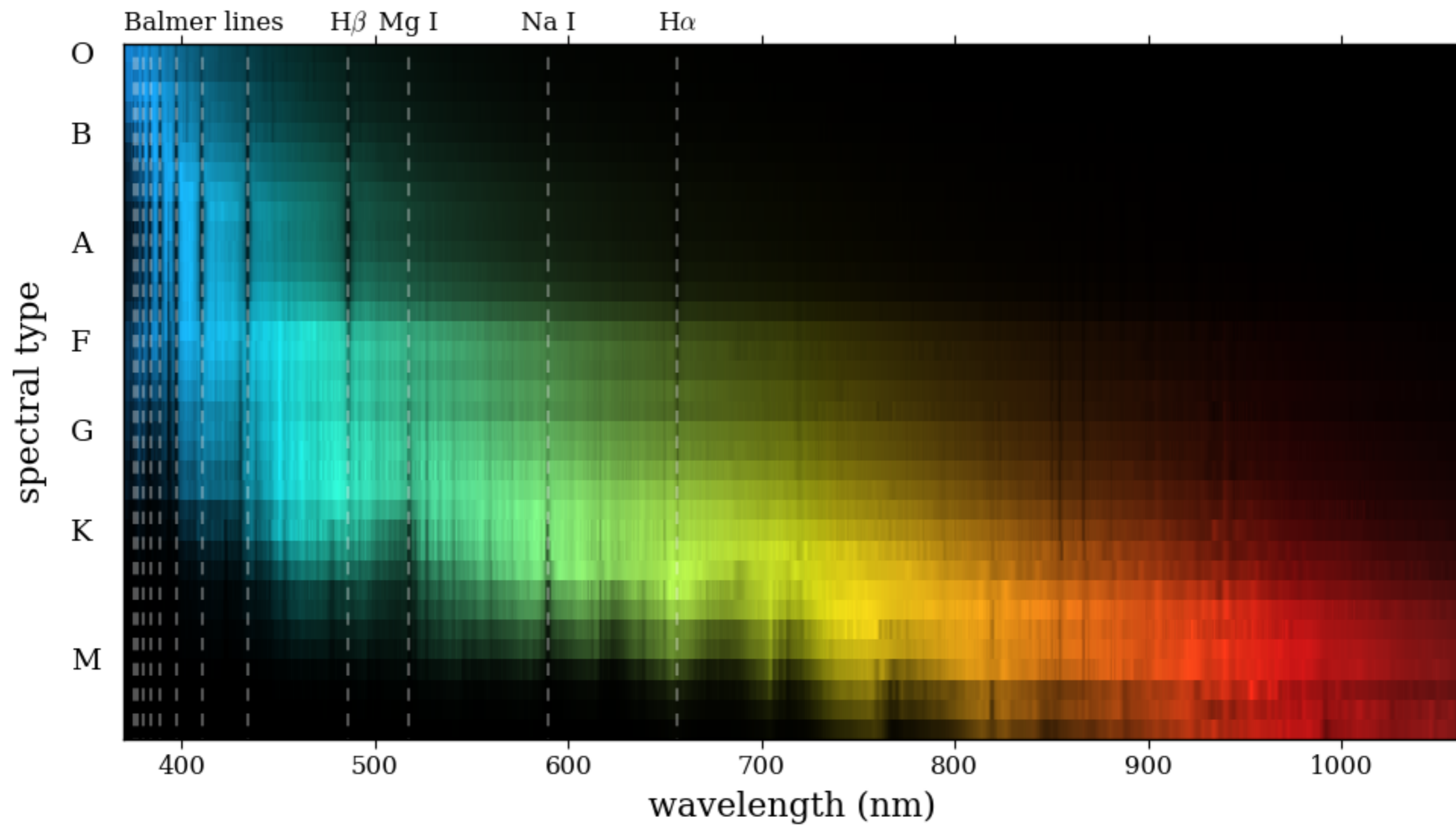
En estrellas aún más frías se ven bandas moleculares

Struve (1959)

Principales características de los tipos espectrales

TIPO ESPECTRAL	TEMPERATURA SUPERFICIAL (°k)	CARACTERISTICAS DESTACADAS (líneas de absorción salvo indicación contraria)
O	28000-40000	He II. Elementos pesados ionizados varias veces. H débil.
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.: Rigel (B8)).
A	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.: Vega (A0), Sirio (A1)).
F	6000-8000	Más fuerte Ca II. H más débil. Aparecen más líneas de metales ionizados. Metales neutros. (Ej.: Canopus (F0)).
G	4900-6000	Ca II y Fe fuertes. Metales neutros. El H se sigue debilitando. (Ej.: Sol y Alfa Centauro (G2)).
K	3500-4900	Fuertes los metales neutros. Comienzan a formarse bandas moleculares como las del CH y CN. H débil. (Ej.: Arturo (K2), Aldebarán (K5)).
M (C, S)	2000-3500	Fuertes los metales neutros. Bandas moleculares. Prominencias. (Ej.: Betelgeuse (M2) , Antares (M1)).
(L, T)	< 3500	(Enanas marrones)
Y	~500 - 350K	Prototipo de la clase. Presentan bandas de absorción de los metales.

Ojo: Falta un ingrediente a considerar además de la temperatura...



Sistema MKK: Tipo Espectral+Clase de Luminosidad

Diagrama Hertzsprung-Russell

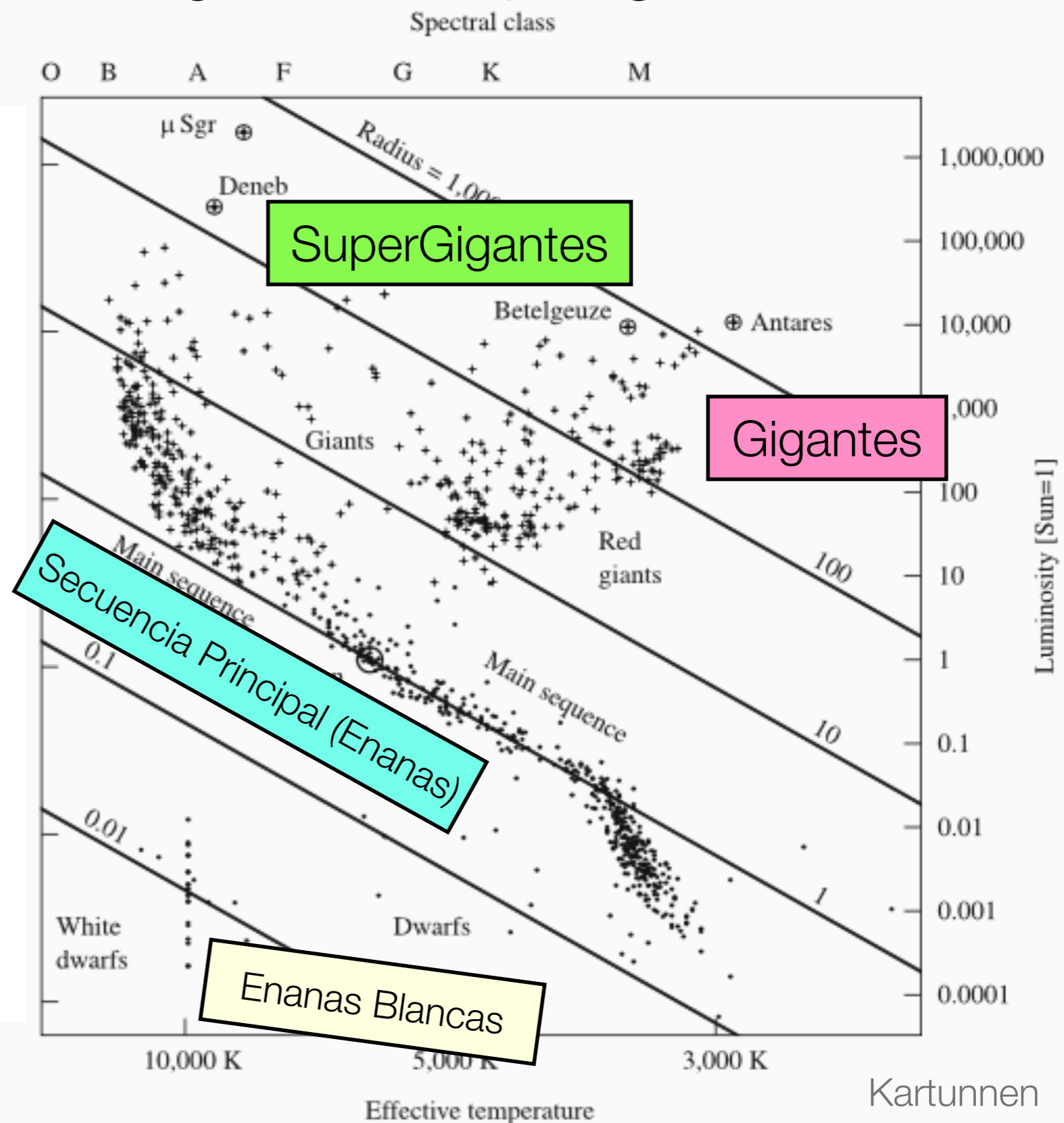
- Dos estrellas de la misma temperatura pueden tener Radios muy diferentes => Luminosidad muy diferente

Recordar que:

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

- Cuanto menor el Radio, mayor es la *gravedad superficial* --> esto afecta el ancho de las líneas espectrales

$$g = \frac{GM}{R^2}$$



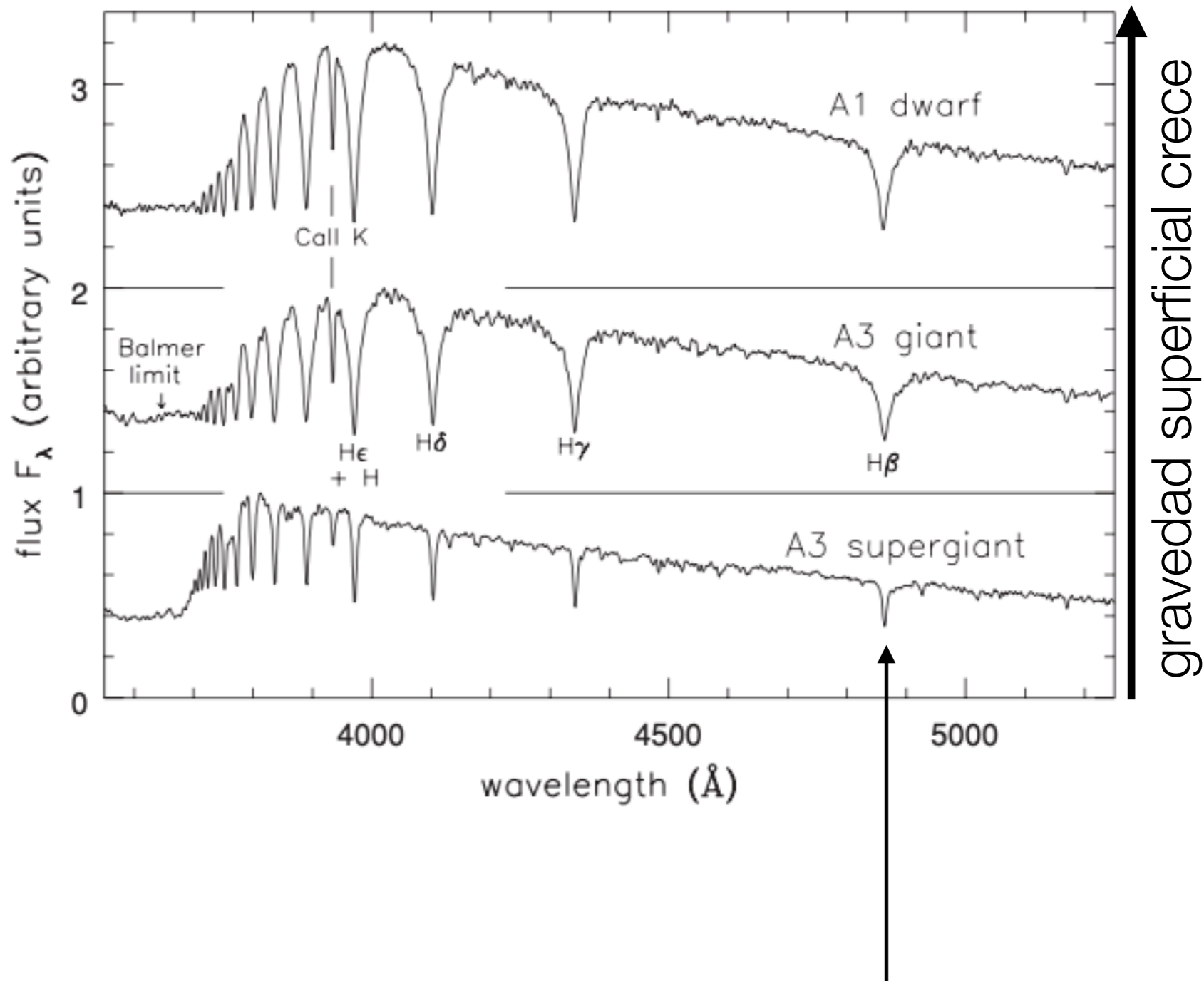
Sistema MKK: Tipo Espectral+Clase de Luminosidad

- Cuanto menor el Radio, mayor es la *gravedad superficial* --> esto afecta el ancho de las líneas espectrales

$$g = \frac{GM}{R^2}$$

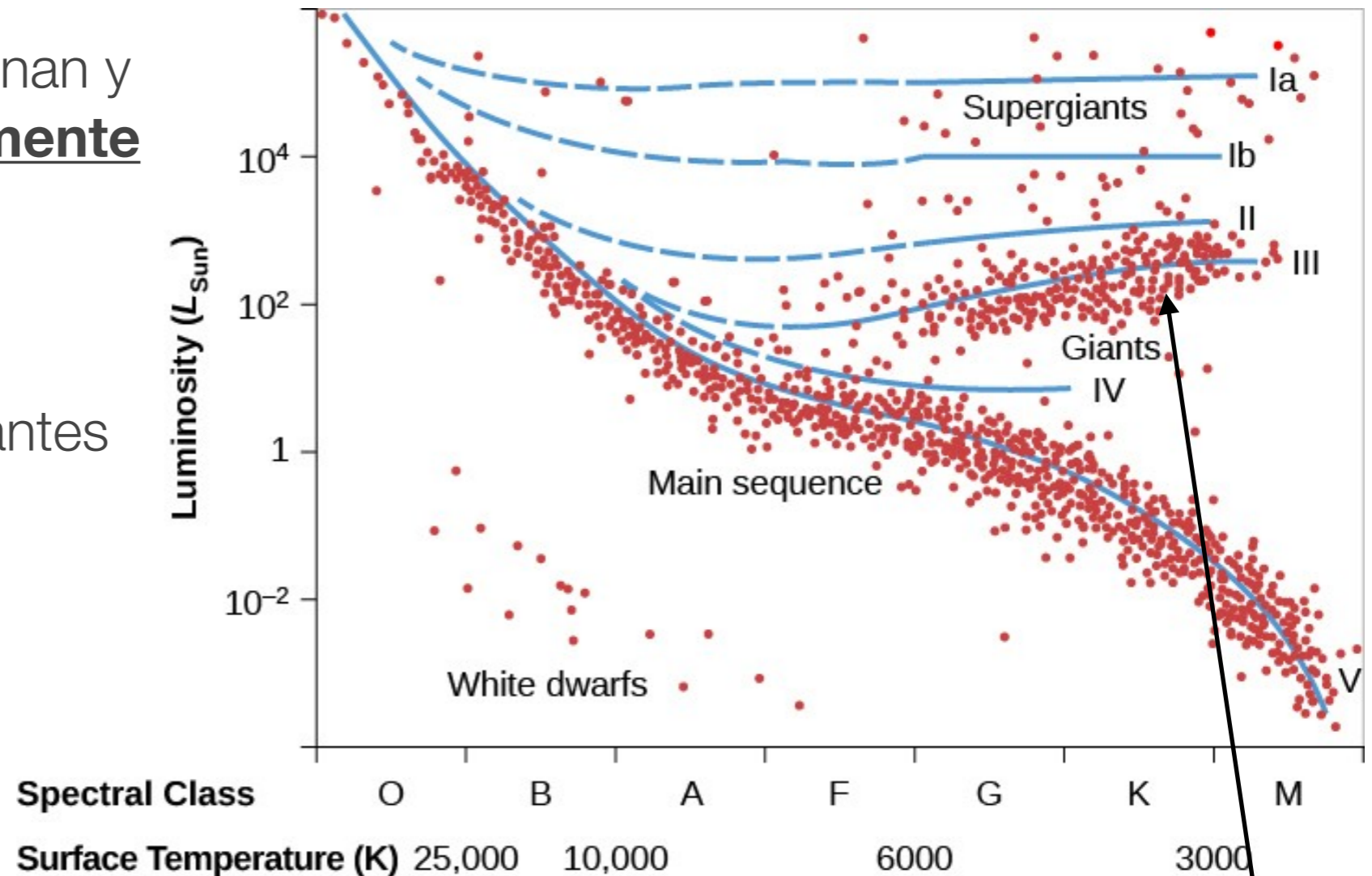
- Las líneas espectrales son más anchas cuanto mayor es la gravedad superficial (Efecto Stark... más adelante en Mec. Cuántica)

Espectros de estrellas de igual Teff pero diferente gravedad superficial g



Sistema MKK: Tipo Espectral+Clase de Luminosidad

- El sistema MKK (Morgan, Keenan y Kellman) es el **usado actualmente**
- Se definen “Clases de Luminosidad”:
 - Ia Supergigantes más brillantes
 - Ib Supergigantes
 - II Gigantes brillantes
 - III Gigantes
 - IV Sub-gigantes
 - V Enanas = Secuencia Principal
 - VII Enanas blancas (en desuso)



El tipo espectral, entonces se reporta como

A0V F2III

El sol es G2V

K5III

Magnitud Absoluta versus Tipo Espectral para las estrellas de la SP (clase de luminosidad V).

TIPO ESPECTRAL	MAGNITUD ABSOLUTA (M)
O5	-5.8
B0	-4.1
B5	-1.1
A0	+0.7
A5	+2.0
F0	+2.6
F5	+3.4
G0	+4.4
G5	+5.1
K0	+5.9
K5	+7.3
M0	+9.0
M5	+11.8
M8	+16.0

Magnitud Absoluta versus Tipo Espectral para las estrellas Gigantes (clase de luminosidad III)

TIPO ESPECTRAL	MAGNITUD ABSOLUTA (M)
G0	+1.1
G5	+0.7
K0	+0.5
K5	-0.2
M0	-0.4
M5	-0.8

Magnitud Absoluta versus Tipo Espectral para las estrellas Supergigantes (clase de luminosidad I)

TIPO ESPECTRAL	MAGNITUD ABSOLUTA (M)
B0	-6.4
A0	-6.2
F0	-6
G0	-6
G5	-6
K0	-5
K5	-5
M0	-5

Magnitudes y colores

Magnitudes

- Medir el espectro de una estrella es observacionalmente “caro”, lleva mucho tiempo y requiere de telescopios grandes e instrumentos muy sensibles
- Los astrónomos usamos el sistema de magnitudes para medir el flujo observado de radiación en diferentes partes del espectro
- El sistema data de la antigua Grecia, fue inventado por Hipparcos (~190 a.c. a 120.a.c)

Magnitudes

- Hipparcos hizo un catálogo de unas 850 estrellas observables a simple vista y las ordenó según su brillo, clasificándolas de 1ra a 6ta magnitud

Primera magnitud	---->	extremadamente brillante	1
Segunda magnitud	---->	brillante	2
Tercera magnitud	---->	no tan brillante	3
Cuarta magnitud	---->	no demasiado débil	4
Quinta magnitud	---->	débil	5
Sexta magnitud	---->	extremadamente débil	6

La escala es inversa: las estrellas **más brillantes** tienen magnitudes **más pequeñas** *(sí... ya sé... a nadie le gusta esto...)*

¿Qué mide la magnitud?

- La magnitud es útil porque la respuesta del ojo es logarítmica respecto de la cantidad de luz (flujo) incidente
- Pogson (1856): haciendo experimentos se dió cuenta que el brillo aparente de una estrella de magnitud 1 es 100 veces mayor que el de una de magnitud 6
- propuso que las magnitudes representan una progresión geométrica de los flujos, que se puede escribir como:

$$\log_{10} F_1 - \log_{10} F_2 = -0.4(m_1 - m_2)$$

- o lo que es lo mismo:

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log_{10}(F_1/F_2)$$

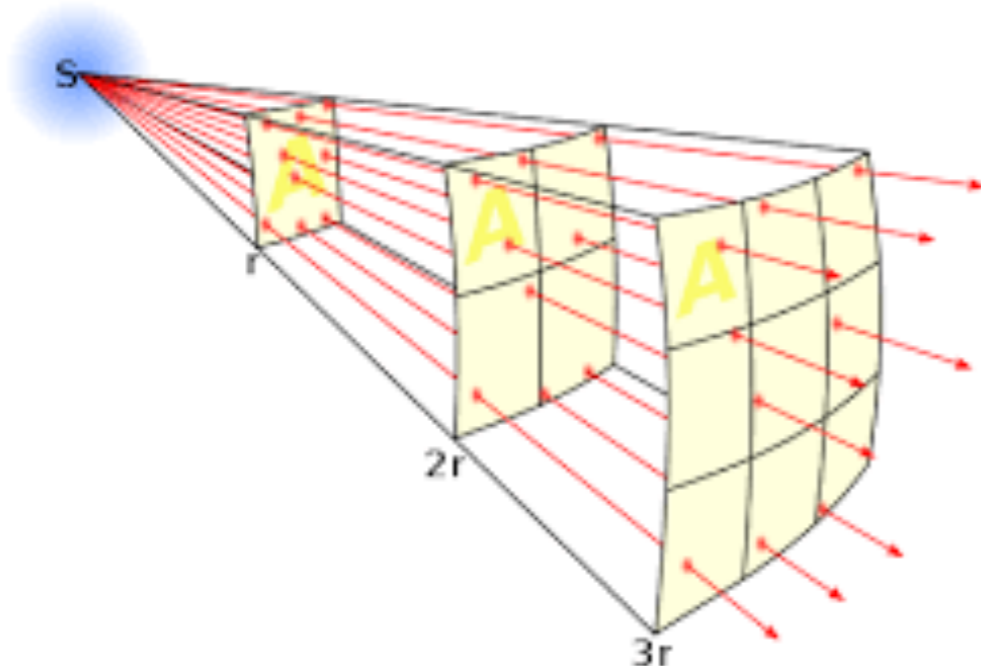
Nota: en adelante vamos a usar $\log = \log_{10}$ (logaritmo neperiano $\ln = \log_e$), así que OJO con las calculadoras

Flujo y Luminosidad

- Para un cuerpo negro ya hemos visto $B(T)$, la energía por unidad de tiempo y área emitida por un cuerpo. La Luminosidad L es la energía total emitida (por unidad de tiempo) por toda la superficie (radio R) de la estrella:

$$L = \text{Superficie} \times B(T) = 4\pi R^2 \times \sigma T^4$$

- pero la fuente emite en todas direcciones, así que si la fuente está a una distancia d , **lo que nos llega es el flujo = cantidad de energía recibida por unidad de tiempo por unidad de área:**



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

Magnitudes y distancias

- Así que, ¿de qué depende el brillo **aparente** de una estrella?:
 - Temperatura T
 - Radio R
 - Distancia d

$$F = \frac{L}{4\pi d^2} = \frac{4\pi R^2 \sigma T^4}{4\pi d^2}$$

- Es conveniente definir una magnitud a una distancia fija, que nos de una medida del **brillo intrínseco** de la estrella

Magnitud Absoluta

- Así, se define la **Magnitud Absoluta M** como la magnitud que tendría una estrella si se encontrara a una distancia de 10 pc

$$F = \frac{L}{4\pi d^2}$$
$$m_1 - m_2 = -2.5 \log(F_1/F_2)$$
$$m - M = -2.5 \log\left(\frac{L/4\pi d^2}{L/4\pi(10pc)^2}\right)$$

A veces conocida como
“Ecuación de Pogson”

$$m - M = 5 \log(d(pc)) - 5$$

Magnitud Absoluta y luminosidad

- ¿Cómo se relaciona la Magnitud Absoluta M con la luminosidad?
- Tomemos una estrella de luminosidad L y a una con la luminosidad del sol L_{\odot} ubicadas a la misma distancia de $d=10$ pc

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log(F_1/F_2)$$

$$M - M_{\odot} = -2.5 \log\left(\frac{L/4\pi(10pc)^2}{L_{\odot}/4\pi(10pc)^2}\right)$$

$$M - M_{\odot} = -2.5 \log(L/L_{\odot})$$

Preguntas

Estrella	Temperatura	m	M
Antares A	2650 K	+0.92	-4.5
Ross 128	2650 K	+11.1	+13.5

- ¿cuál estrella se ve más brillante en el cielo?

Preguntas

Estrella	Temperatura	m	M
Antares A	2650 K	+0.92	-4.5
Ross 128	2650 K	+11.1	+13.5

- ¿cuál estrella es (intrínsecamente) más luminosa?

Magnitud Absoluta

- La diferencia entre la magnitud aparente y la absoluta (en el mismo filtro) se define como módulo de distancia ($m - M$)

$$m - M = 5 \log_{10}(d(\text{pc})) - 5$$

~~El módulo de distancia~~
Módulo de
Distancia

- El módulo de distancia nos dice cómo pasar de la magnitud absoluta a la aparente
- Notar que sólo depende de la distancia (no depende del filtro, ver siguiente)

Magnitudes

- En general tenemos la definición de magnitud:

$$m_X = -2.5 \log F_X + c_X$$

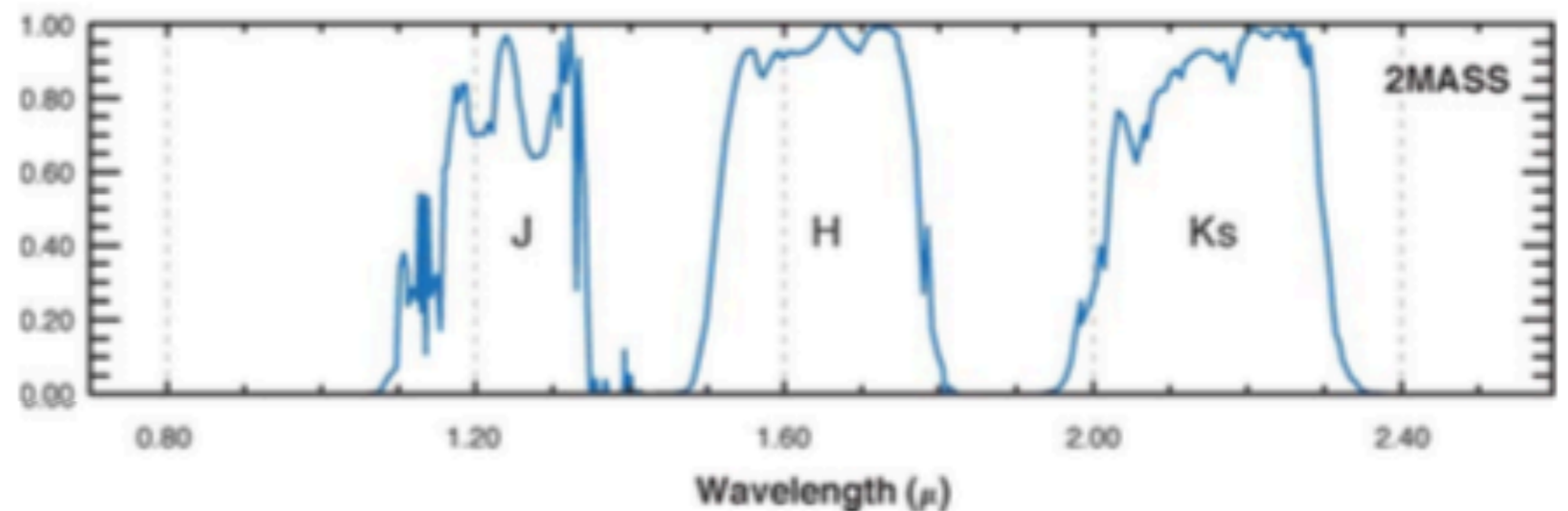
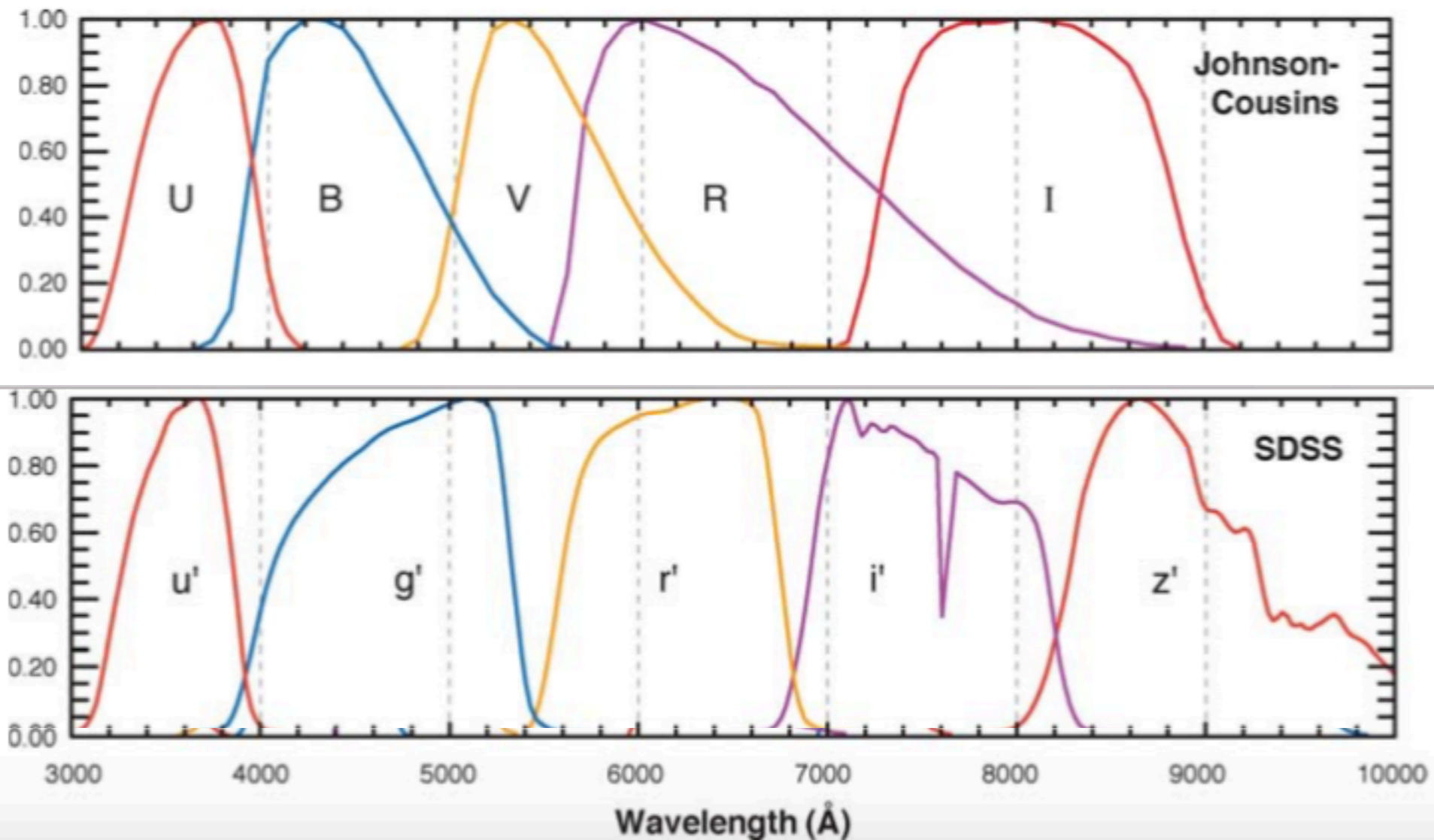
- donde c es una constante de calibración o "punto zero"
- Por las limitaciones instrumentales más las observacionales impuestas por la atmósfera, el espectro $F(\lambda)$ en la práctica no se puede medir para todas las longitudes de onda $\lambda \in [0, \infty]$
- Los flujos se miden en **filtros** zonas acotadas del espectro

Nota: en adelante vamos a usar $\log = \log_{10}$ (logaritmo neperiano $\ln = \log_e$), así que OJO con las calculadoras

Nota2: la constante es diferente para cada filtro

Otros Filtros: Óptico e Infrarojo

Curvas de respuesta + transmisividad de Filtro



Magnitudes

- Así, F_X denota el flujo integrado en el filtro X y $R(\lambda)$ la respuesta del instrumento más el filtro

$$F_X = \int f(\lambda)R_X(\lambda) d\lambda$$

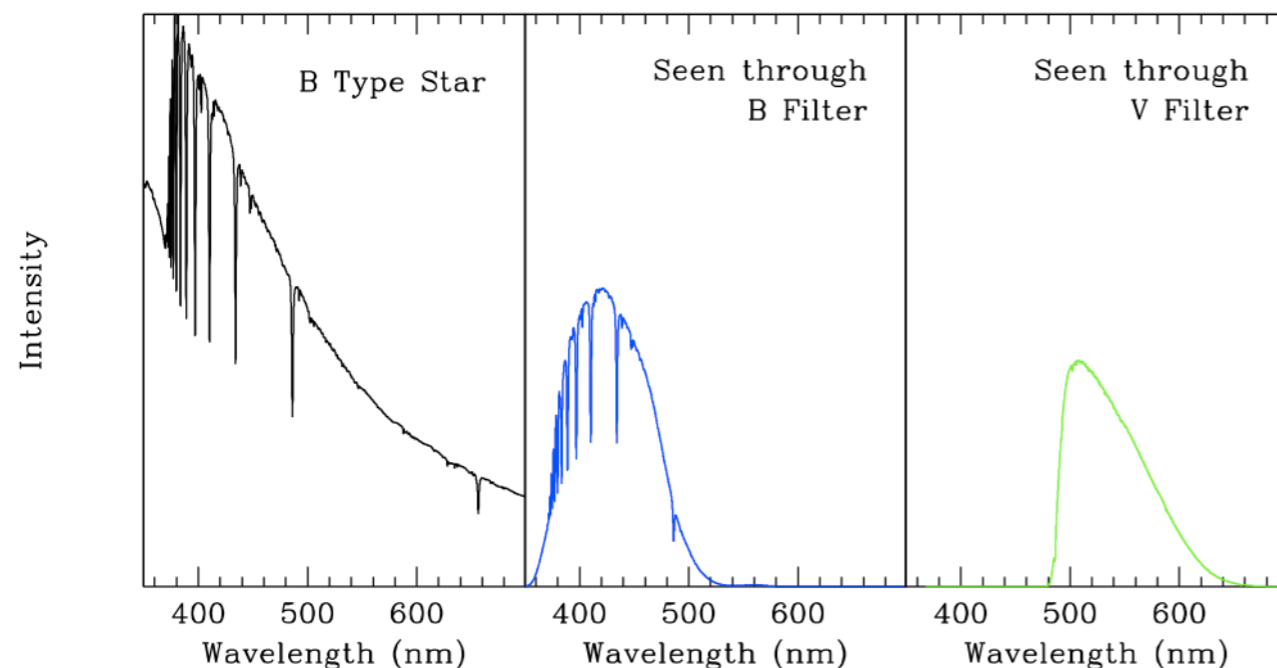
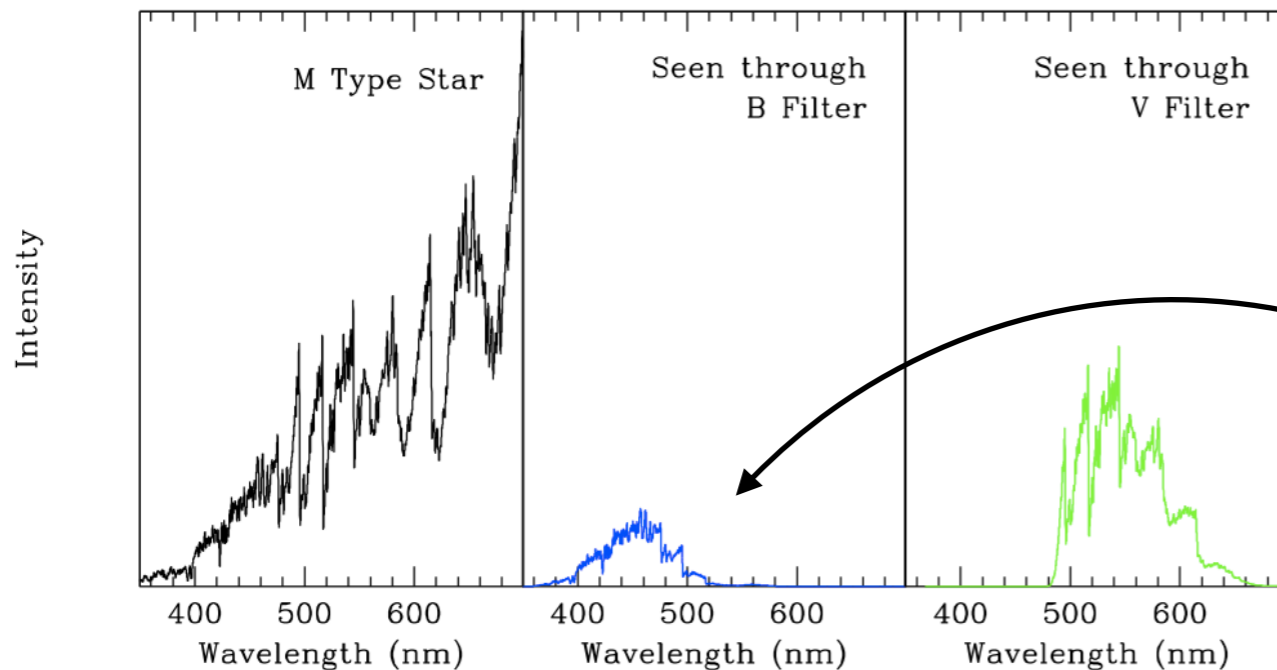
F es el el área bajo la curva f^*R

- Ejemplo, magnitudes en los filtros B y V

$$V = m_V = -2.5 \log F_V + c_V$$

$$B = m_B = -2.5 \log F_B + c_B$$

- ¿y las constantes?



Magnitudes y Colores

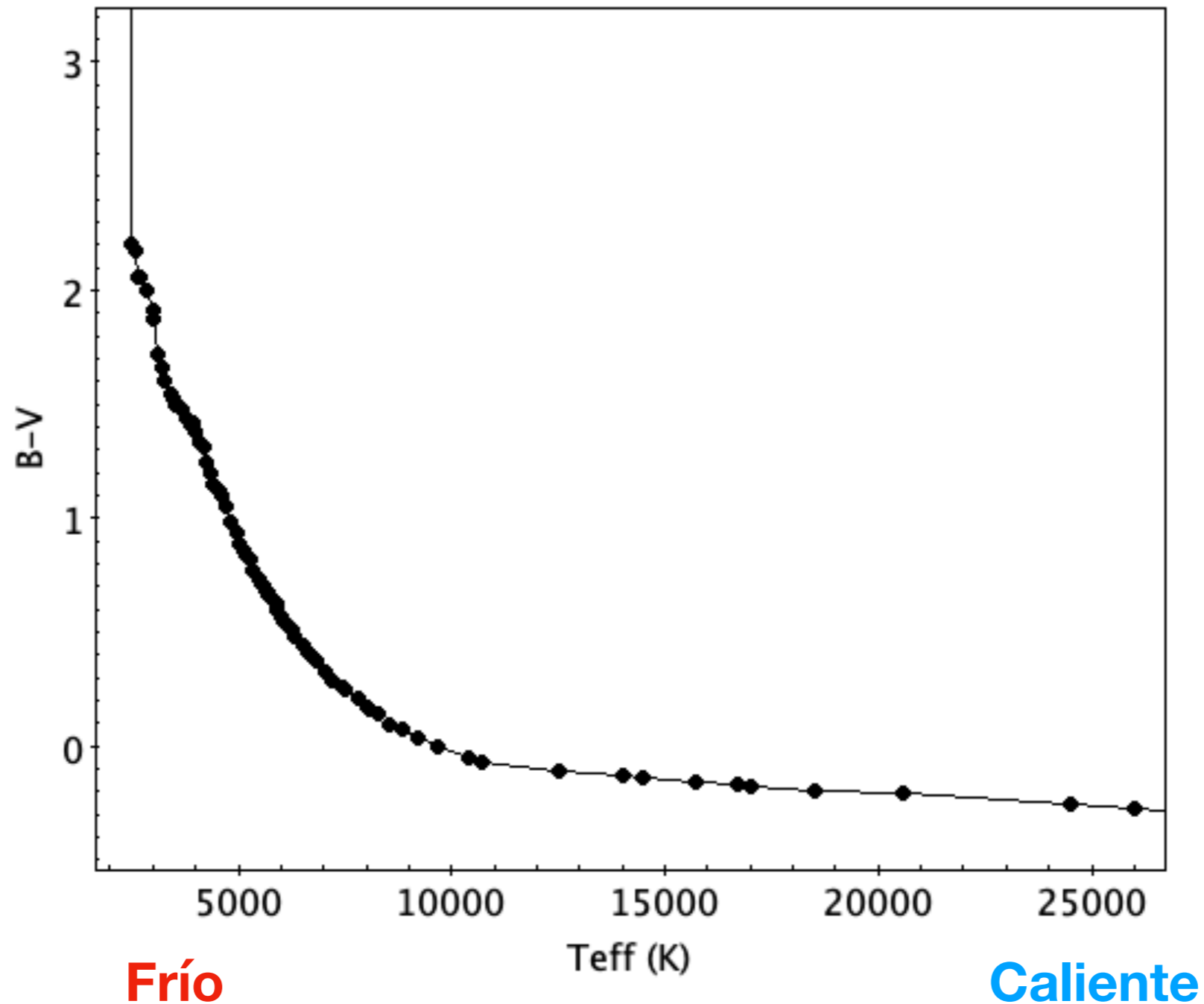
- Se define el **color** o **índice de color** como la resta de magnitudes en dos filtros:

$$X - Y \equiv m_X - m_Y = -2.5 \log F_X / F_Y + c$$

- Filtros Johnsons-Cousins UBVRIJHK están en el **Sistema fotométrico Vega**:
 - las constantes c se definen de manera que la estrella Vega (A0V) tenga **colores nulos** y magnitud V=0.03

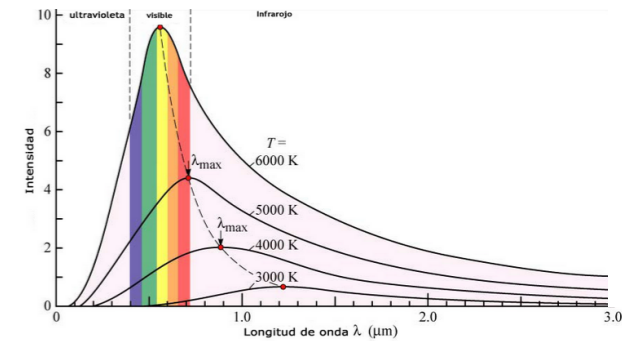
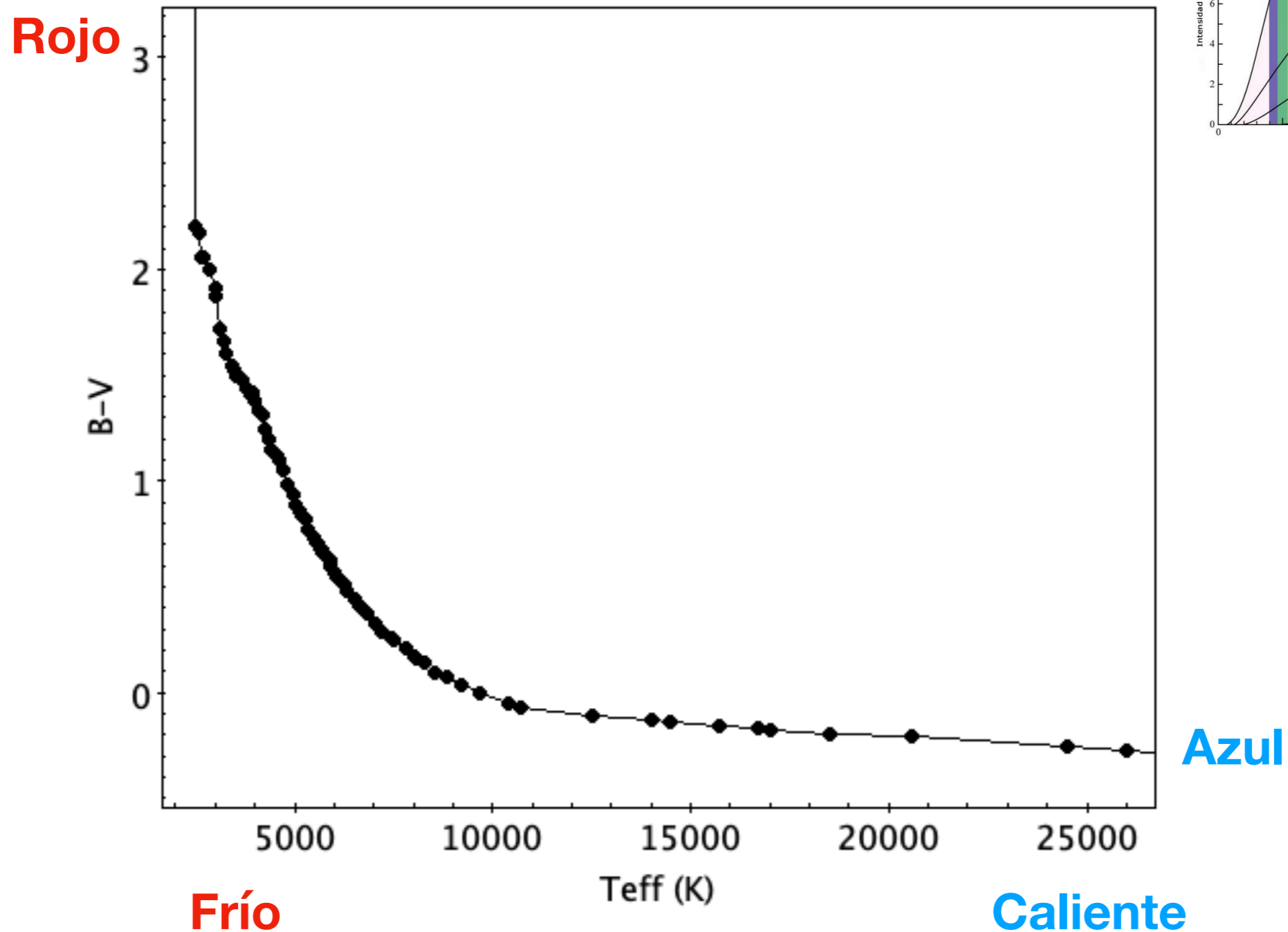
Colores vs Teff

- Temperatura Efectiva: la temperatura del cuerpo negro que emite la misma cantidad de energía total que la estrella



Colores vs Teff

- Temperatura Efectiva: la temperatura del cuerpo negro que emite la misma cantidad de energía total que la estrella



llegamos hasta aquí...

más magnitudes

- **Magnitud Bolométrica:** es la magnitud que se obtendría integrando todo el espectro $\lambda \in [-\infty, \infty]$

$$M_{bol} - M_{\odot} = -2.5 \log(L/L_{\odot})$$

ésta M es M_{bol} cuando L es la luminosidad total

si fuera en un filtro: $M_V - M_{\odot} = -2.5 \log(L_V/L_{\odot})$

- Se define la **Corrección Bolométrica (BC)** como la constante que hay que sumar a la magnitud V para llevar m_V a la magnitud bolométrica

$$M_{bol} = M_V + BC$$

- Ojo: la corrección bolométrica depende del tipo espectral (mide, en mag, cuánto del flujo del espectro queda "fuera" del filtro V)

Paralaje espectroscópica

Paralaje Espectroscópica

- Volviendo al tema de la determinación de distancias
- Si conocemos el tipo espectral (con su clase de luminosidad) de un objeto, *midiendo la magnitud aparente* podemos **calcular su distancia** usando la Ec. de Pogson
- Se llama así por analogía (porque a partir de esto se calcula la distancia) pero *no es un paralaje trigonométrico*

$$m - M = 5 \log(d(\text{pc})) - 5$$

observado

espectro

Magnitud Absoluta versus Tipo Espectral para las estrellas de la SP (clase de luminosidad V).

TIPO ESPECTRAL	MAGNITUD ABSOLUTA (M)
O5	-5.8
B0	-4.1
B5	-1.1
A0	+0.7
A5	+2.0
F0	+2.6
F5	+3.4
G0	+4.4
G5	+5.1
K0	+5.9
K5	+7.3
M0	+9.0
M5	+11.8
M8	+16.0

Magnitud Absoluta versus Tipo Espectral para las estrellas Gigantes (clase de luminosidad III)

TIPO ESPECTRAL	MAGNITUD ABSOLUTA (M)
G0	+1.1
G5	+0.7
K0	+0.5
K5	-0.2
M0	-0.4
M5	-0.8

Magnitud Absoluta versus Tipo Espectral para las estrellas Supergigantes (clase de luminosidad I)

TIPO ESPECTRAL	MAGNITUD ABSOLUTA (M)
B0	-6.4
A0	-6.2
F0	-6
G0	-6
G5	-6
K0	-5
K5	-5
M0	-5

Magnitud Absoluta versus Tipo Espectral para las estrellas de la SP (clase de luminosidad V).

TIPO ESPECTRAL	MAGNITUD ABSOLUTA (M)
O5	-5.8
B0	-4.1
B5	-1.1
A0	+0.7
A5	+2.0
F0	+2.6
F5	+3.4
G0	+4.4
G5	+5.1
K0	+5.9
K5	+7.3
M0	+9.0
M5	+11.8
M8	+16.0

Magnitud Absoluta versus Tipo Espectral para las estrellas Gigantes (clase de luminosidad III)

TIPO ESPECTRAL	MAGNITUD ABSOLUTA (M)
G0	+1.1
G5	+0.7
K0	+0.5
K5	-0.2
M0	-0.4
M5	-0.8

Magnitud Absoluta versus Tipo Espectral para las estrellas Supergigantes (clase de luminosidad I)

TIPO ESPECTRAL	MAGNITUD ABSOLUTA (M)
B0	-6.4
A0	-6.2
F0	-6
G0	-6
G5	-6
K0	-5
K5	-5
M0	-5

Bibliografía

- Cap. 4 (mags), 5 (cuerpo negro) y 8 (clasif. espectral) del Kartunnen
- Cap. 2 y 3 del Kutner (*Astronomy: A physical perspective*)