

# CTE II: Espectros Estelares, Magnitudes y Colores

---

Cecilia Mateu

Instituto de Física, Facultad de Ciencias  
Universidad de la República

# Aviso: Emails

---

- Lista correos [estud-astro@fisica.edu.uy](mailto:estud-astro@fisica.edu.uy)
  - Sus emails fueron sumados a la lista de correos de estudiantes de Depto. de Astronomía ([estud-astro@fisica.edu.uy](mailto:estud-astro@fisica.edu.uy))
  - Revisen su email. Si quieren unirse al grupo de whatsapp de Astronomía Universitaria, en el email tendrán las instrucciones
  - **Revisen regularmente su email.** Por la lista se distribuyen:
    - Anuncios de eventos astronómicos, charlas, seminarios, escuelas
    - Convocatorias de becas, llamados a concursos
    - otra info de interés..

# Aviso: Paro general Jueves 15

---

- El jueves 15 habrá paro general:
  - La clase práctica se suspende y **se recuperará el día viernes 16 a las 13h en el mismo salón**
- Las clases de práctico seguirán siendo, por tiempo indefinido en:
  - Sala de Informática (Jueves)
  - Salón 107 (Viernes)

# Clasificación Espectral

# Clasificación Espectral

---

# Clasificación Espectral

---

- La clasificación espectral original fue desarrollada inicialmente por Willhemina Flemming (~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)

# 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)
- Luego, 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)

# 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)
- Luego, 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**)



# 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)
- Luego, 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

# Clasificación Espectral

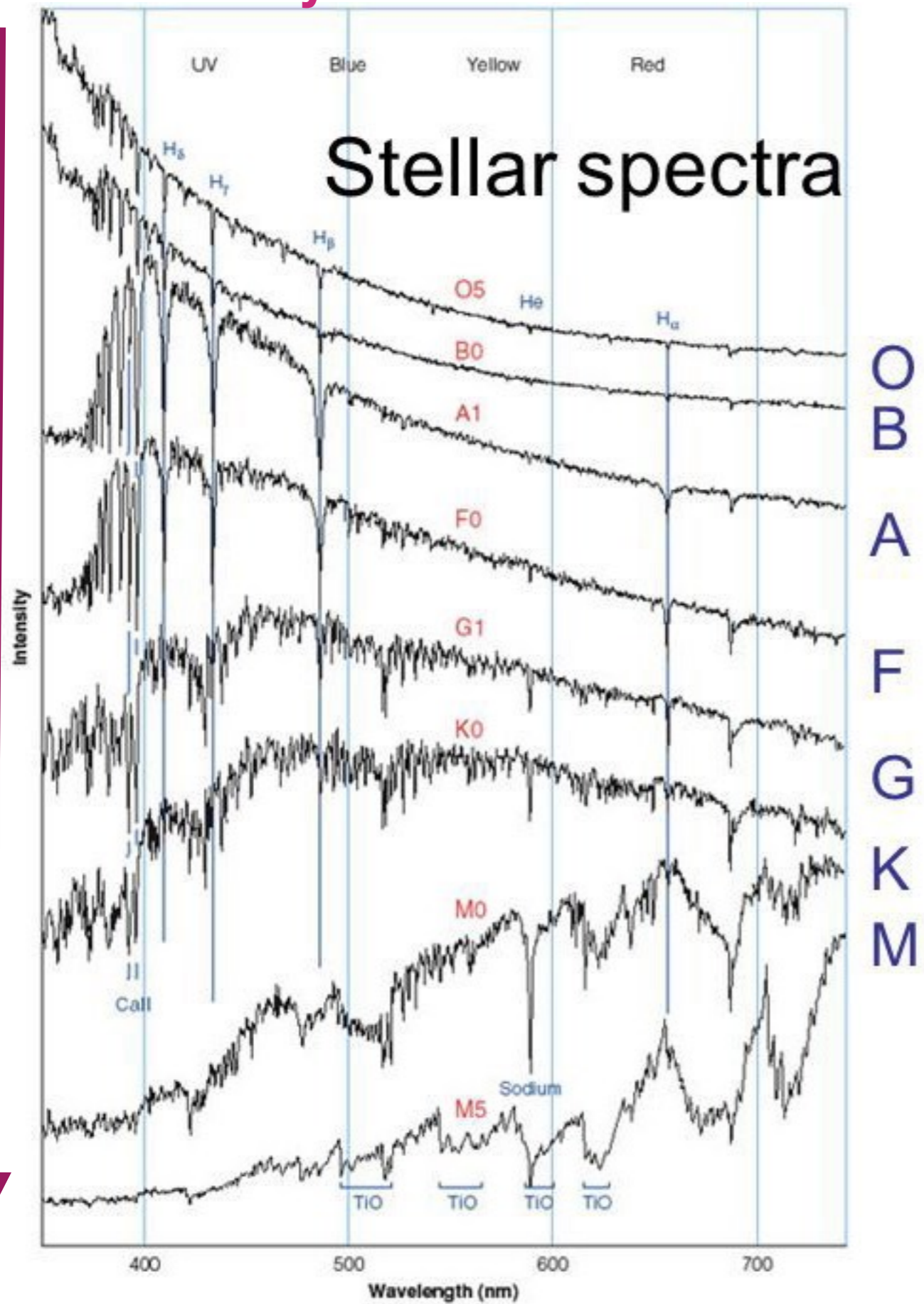
---

- 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)
- Luego, 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*

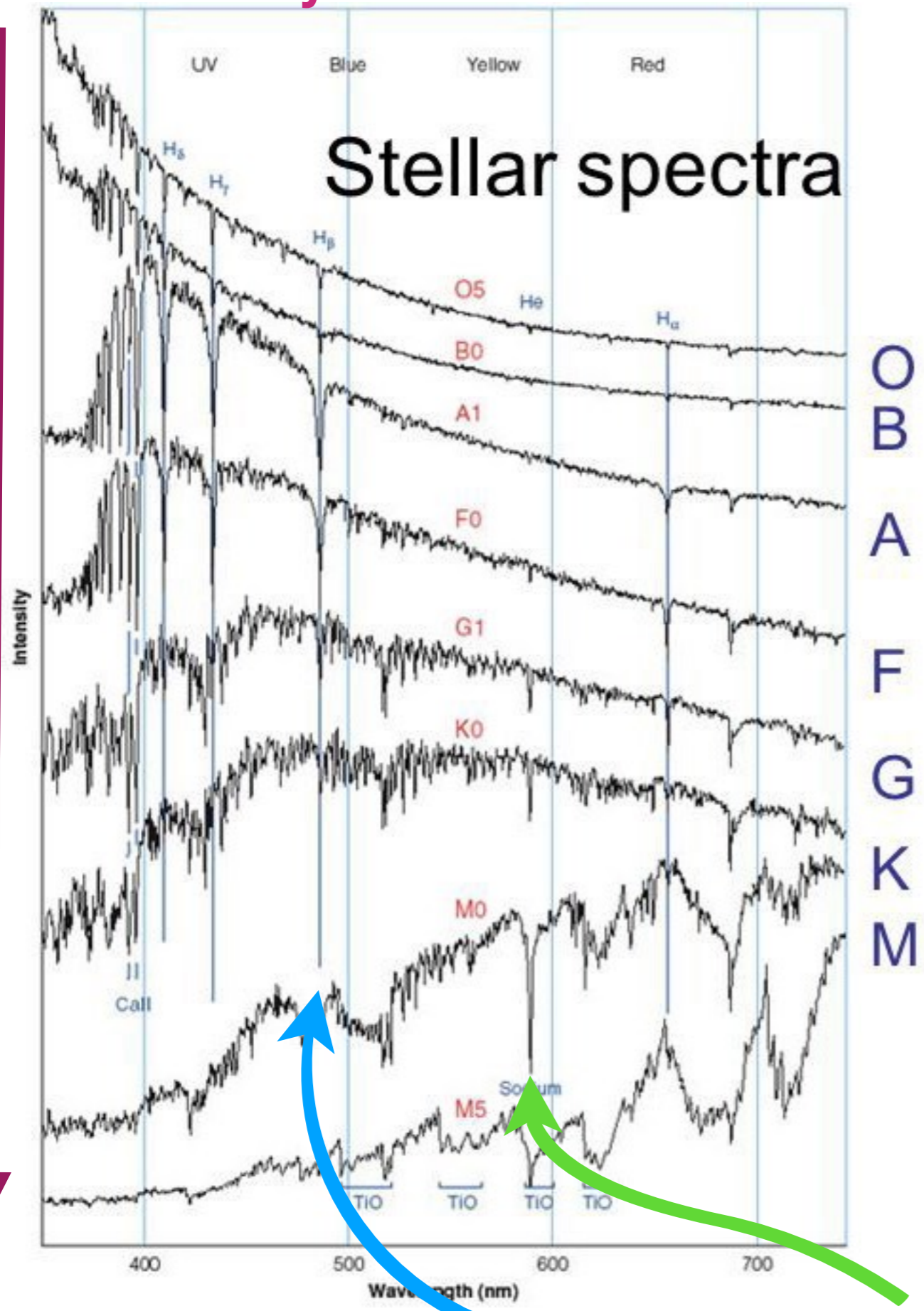
# Teff disminuye



- 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
F	6000-8000
G	4900-6000
K	3500-4900
M (C, S)	2000-3500
(L, T)	~600-2000

Teff disminuye

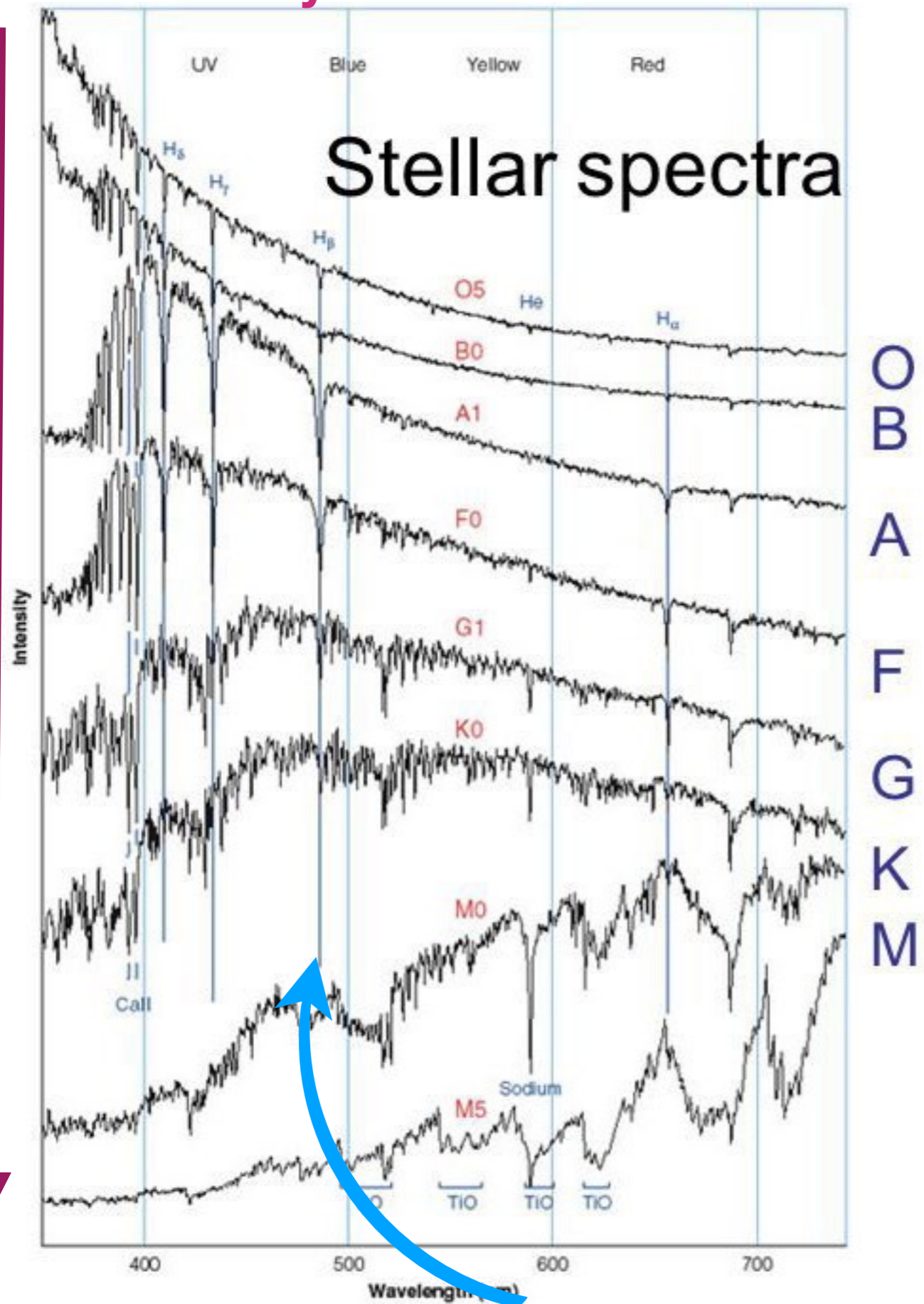


- El parámetro más importante que determina la clasificación espectral es la **Temperatura**
- La temperatura define la forma del continuo y la intensidad de las líneas (en su mayoría)
- El comportamiento del continuo ya lo entendemos → Cuerpo negro

TIPO ESPECTRAL	TEMPERATURA SUPERFICIAL (°k)
O	28000-40000
B	10000-28000
A	8000-10000
F	6000-8000
G	4900-6000
K	3500-4900
M (C, S)	2000-3500
(L, T)	~600-2000

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

# Teff disminuye

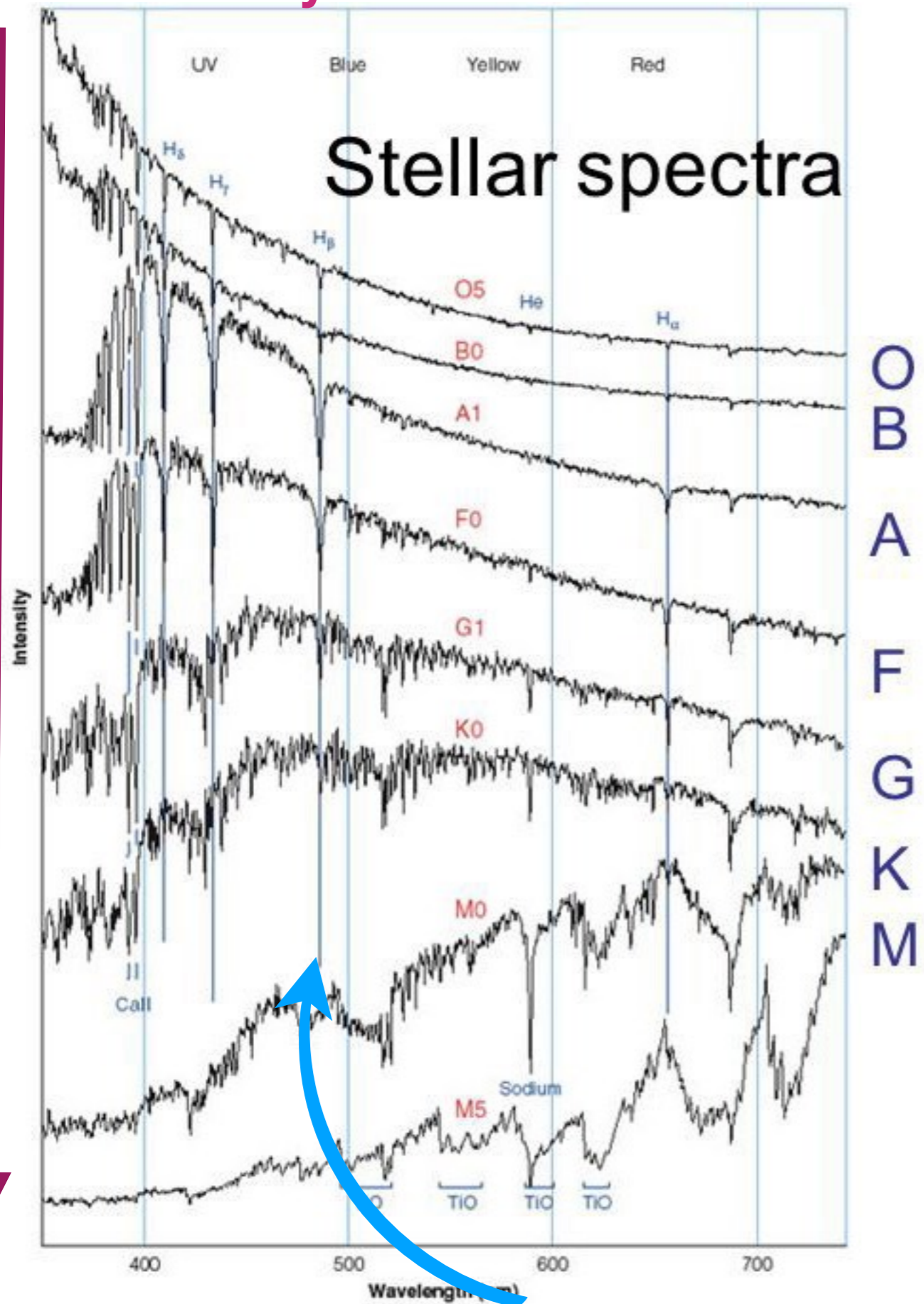


- El parámetro más importante que determina la clasificación espectral es la **Temperatura**
- La temperatura define la forma del continuo y la intensidad de las líneas (en su mayoría)
- El comportamiento del continuo ya lo entendemos  $\rightarrow$  Cuerpo negro

TIPO ESPECTRAL	TEMPERATURA SUPERFICIAL (K)
O	28000-40000
B	10000-28000
A	8000-10000
F	6000-8000
G	4900-6000
K	3500-4900
M (C, S)	2000-3500
(L, T)	~600-2000

Notar el comportamiento de líneas de **H**

# Teff disminuye



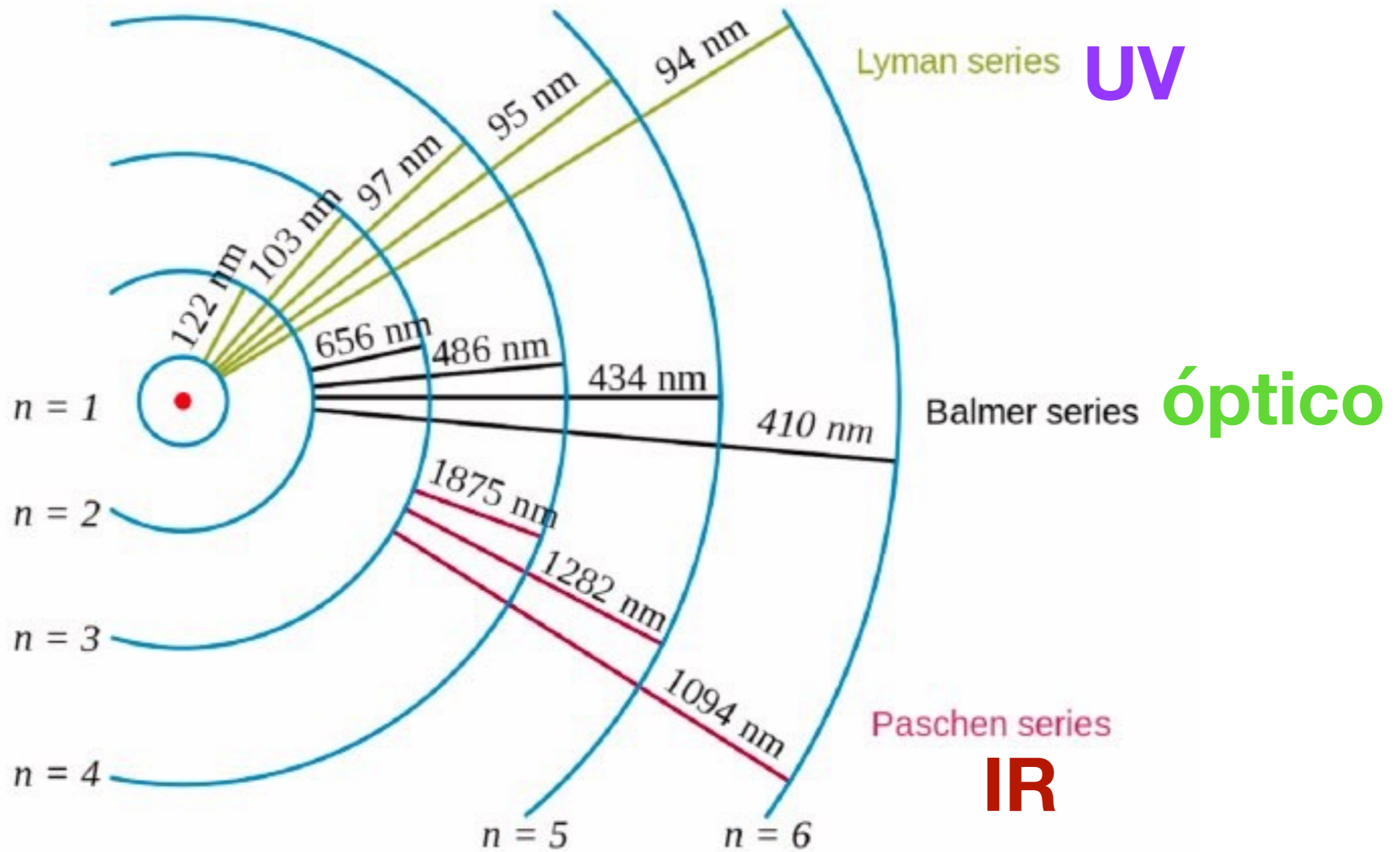
- El parámetro más importante que determina la clasificación espectral es la **Temperatura**
- La temperatura define la forma del continuo y la intensidad de las líneas (en su mayoría)
- El comportamiento del continuo ya lo entendemos  $\rightarrow$  Cuerpo negro

TIPO ESPECTRAL	TEMPERATURA SUPERFICIAL (K)
O	28000-40000
B	10000-28000

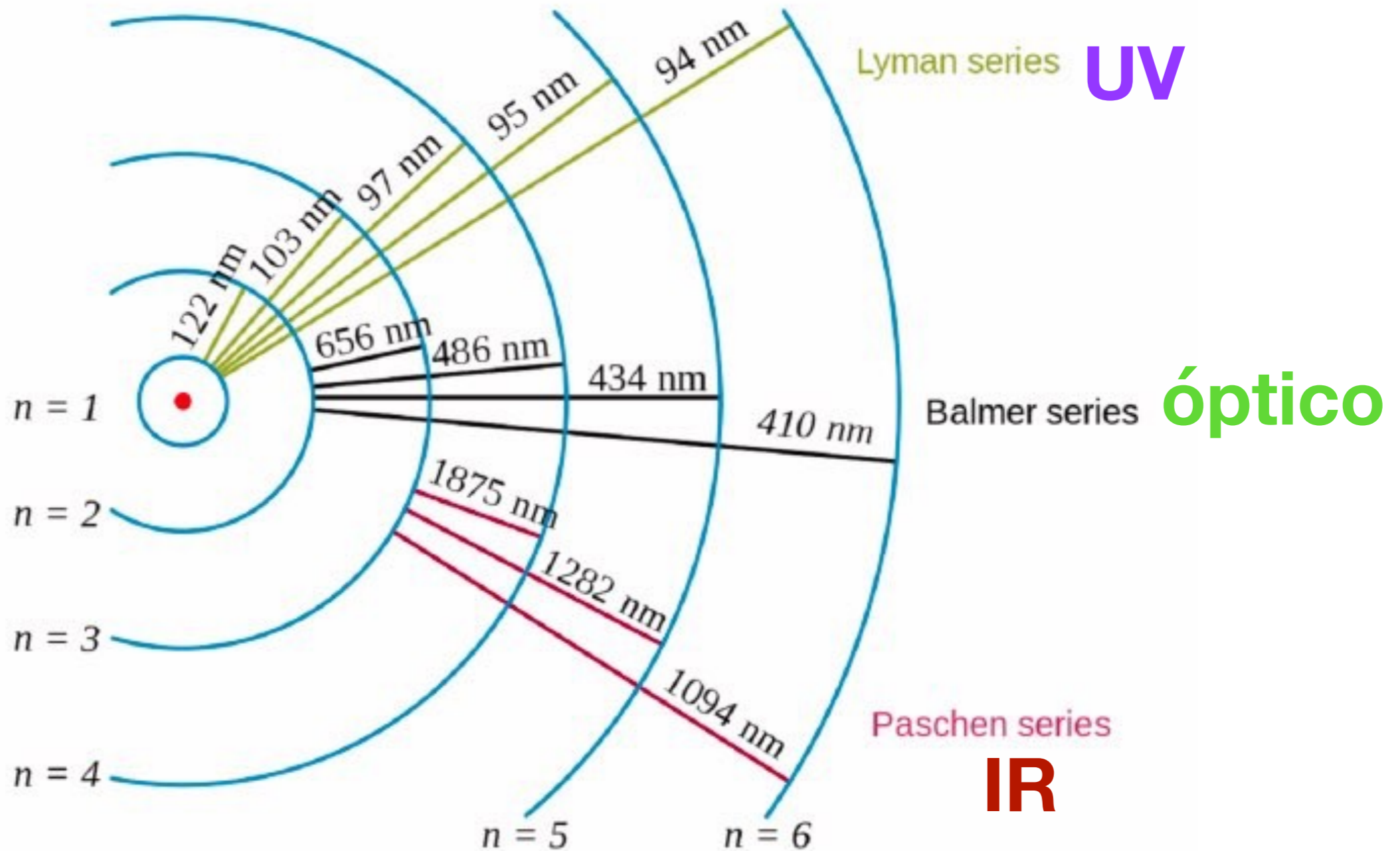
¿por qué cambia la intensidad de las líneas de H?

M (C, S)	2000-3500
(L, T)	~600-2000

© 2006 Brooks/Cole - Thomson  
Notar el comportamiento de líneas de **H**

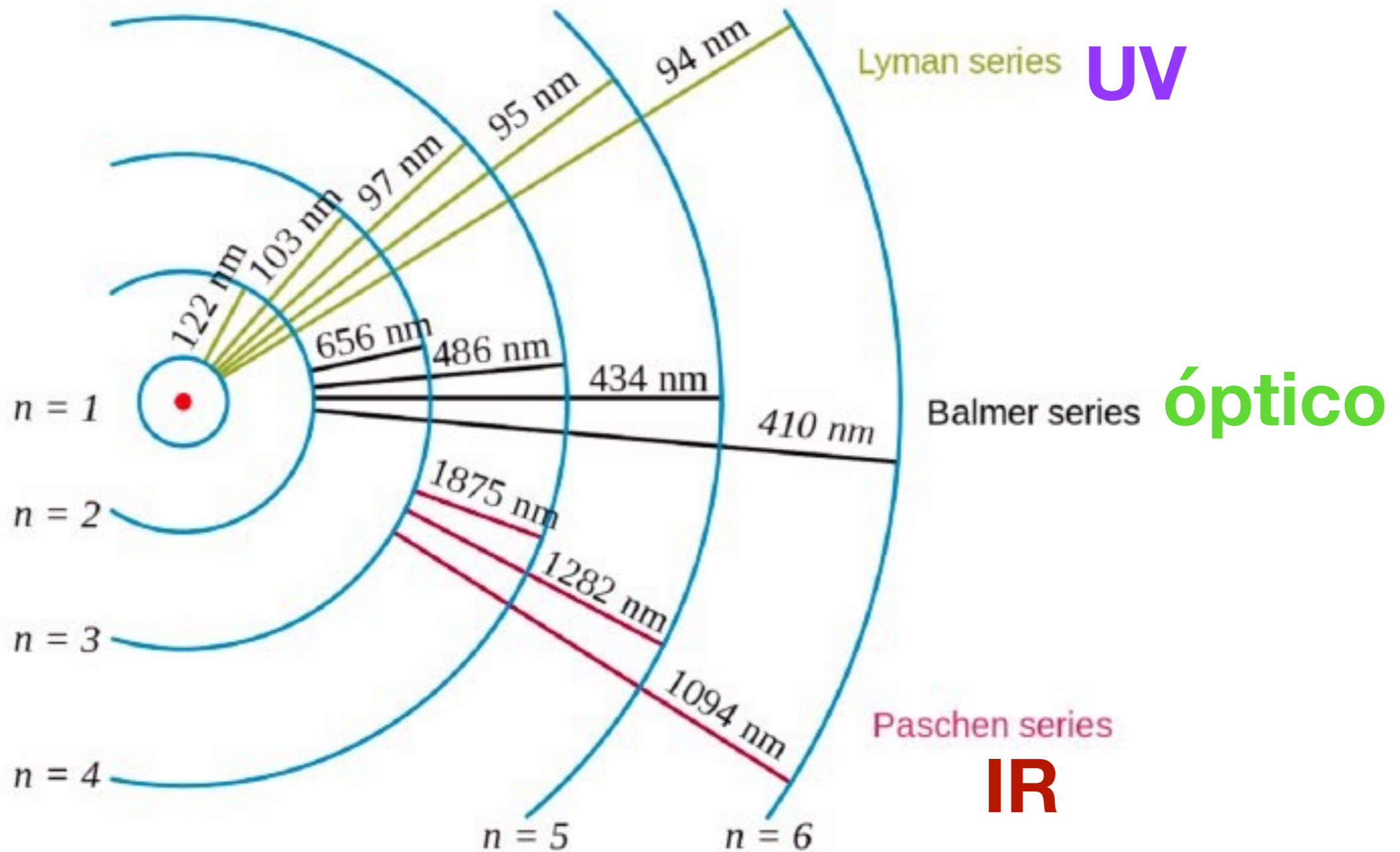


- La clasificación espectral se *basa en líneas en el rango óptico del espectro*

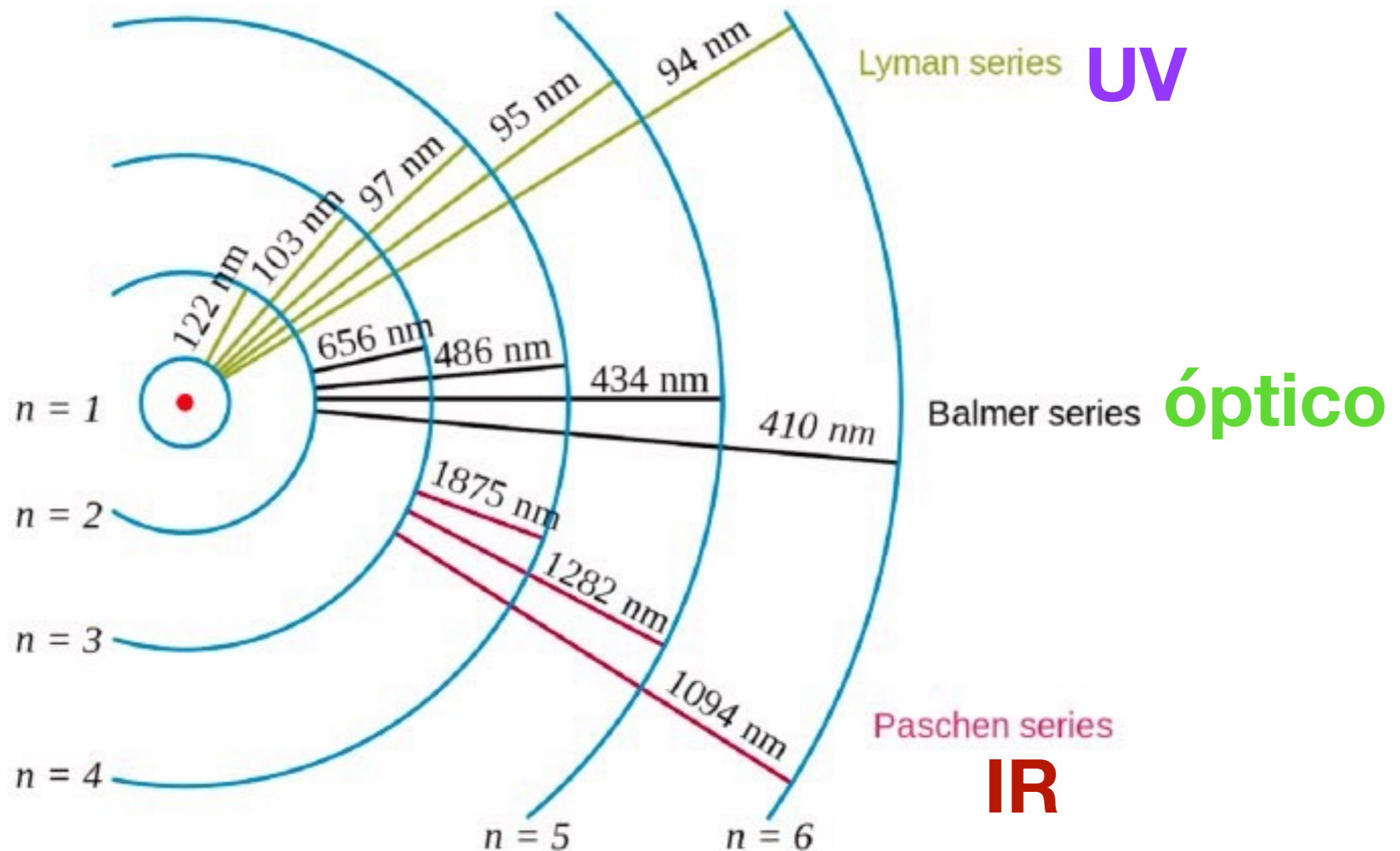




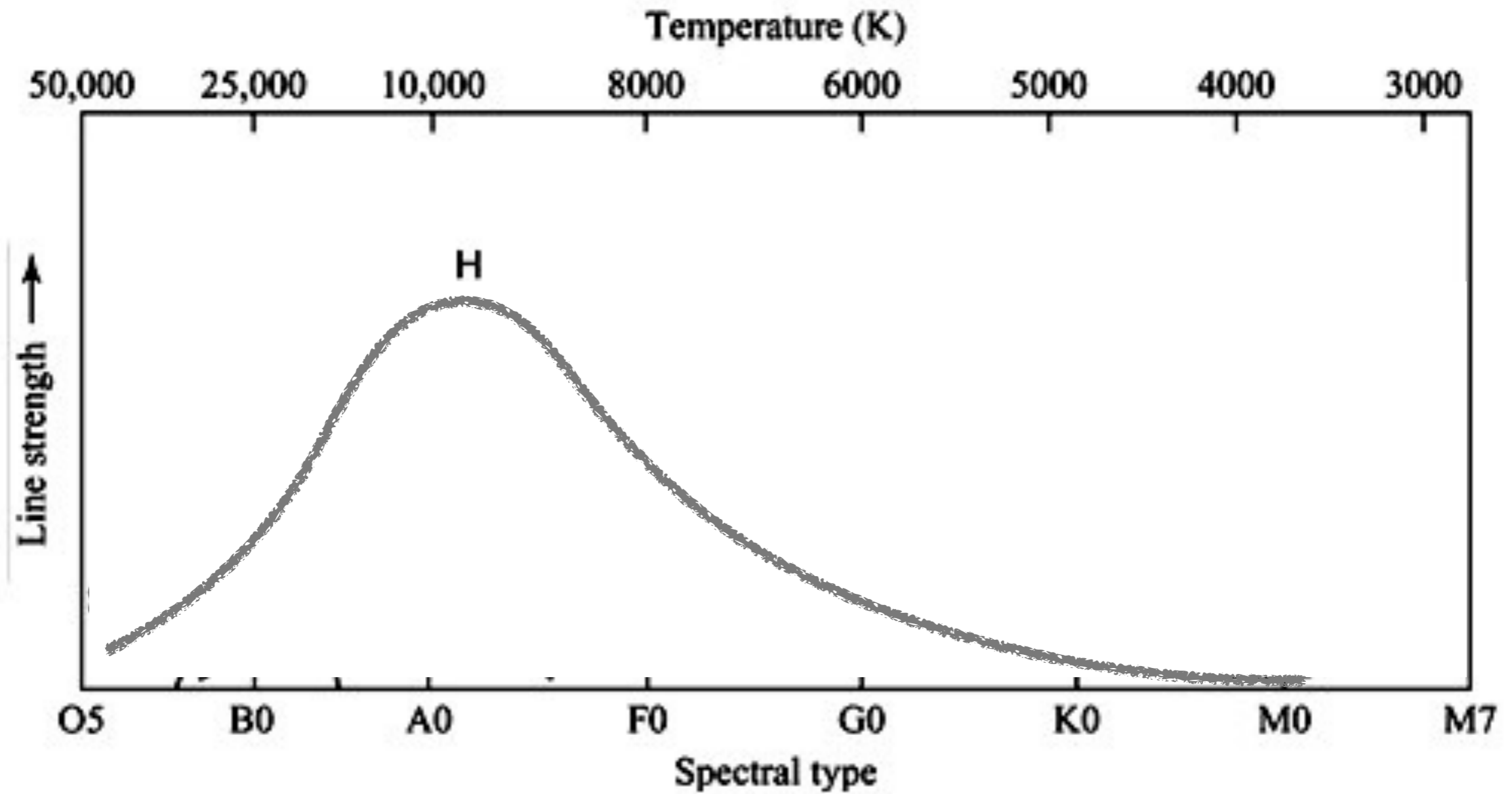
- La clasificación espectral se *basa en líneas en el rango óptico del espectro*
- El H siempre es el elemento más abundante (>70%) por lejos...



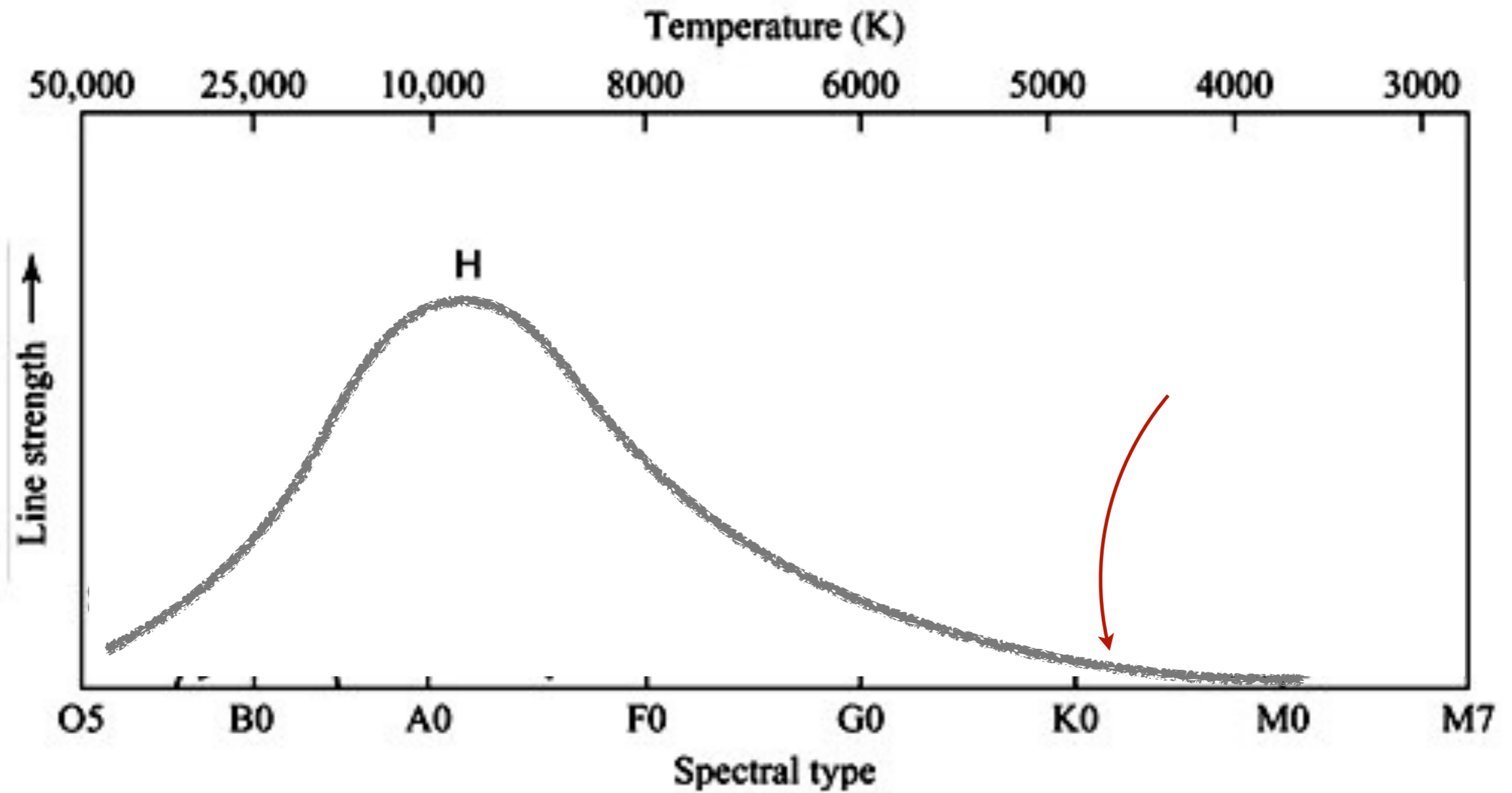
- La clasificación espectral se *basa en líneas en el rango óptico del espectro*
- El H siempre es el elemento más abundante (>70%) por lejos...
- Niveles de energía del átomo de H:



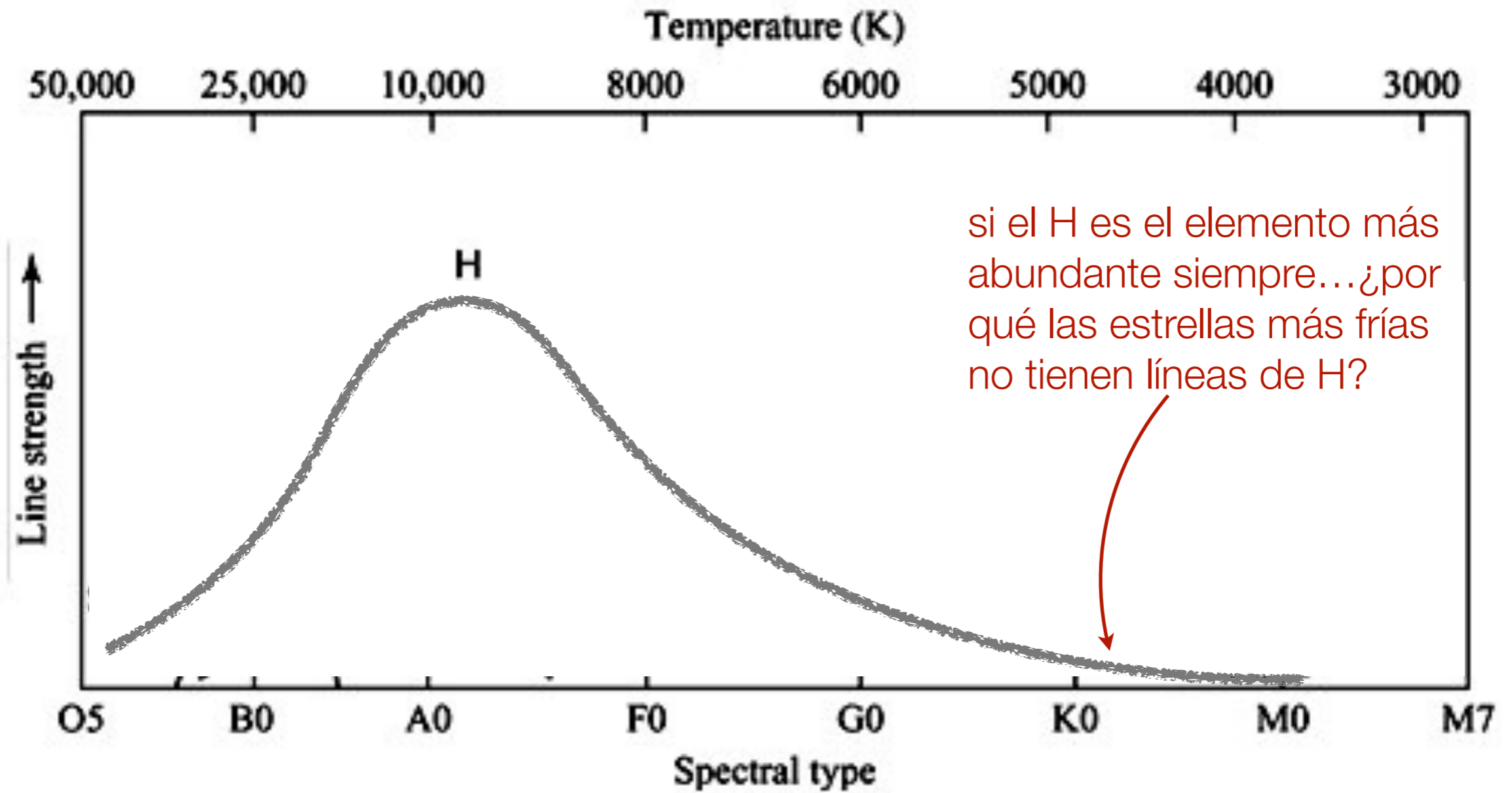
El H siempre es el elemento más abundante (>70%) por lejos...



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

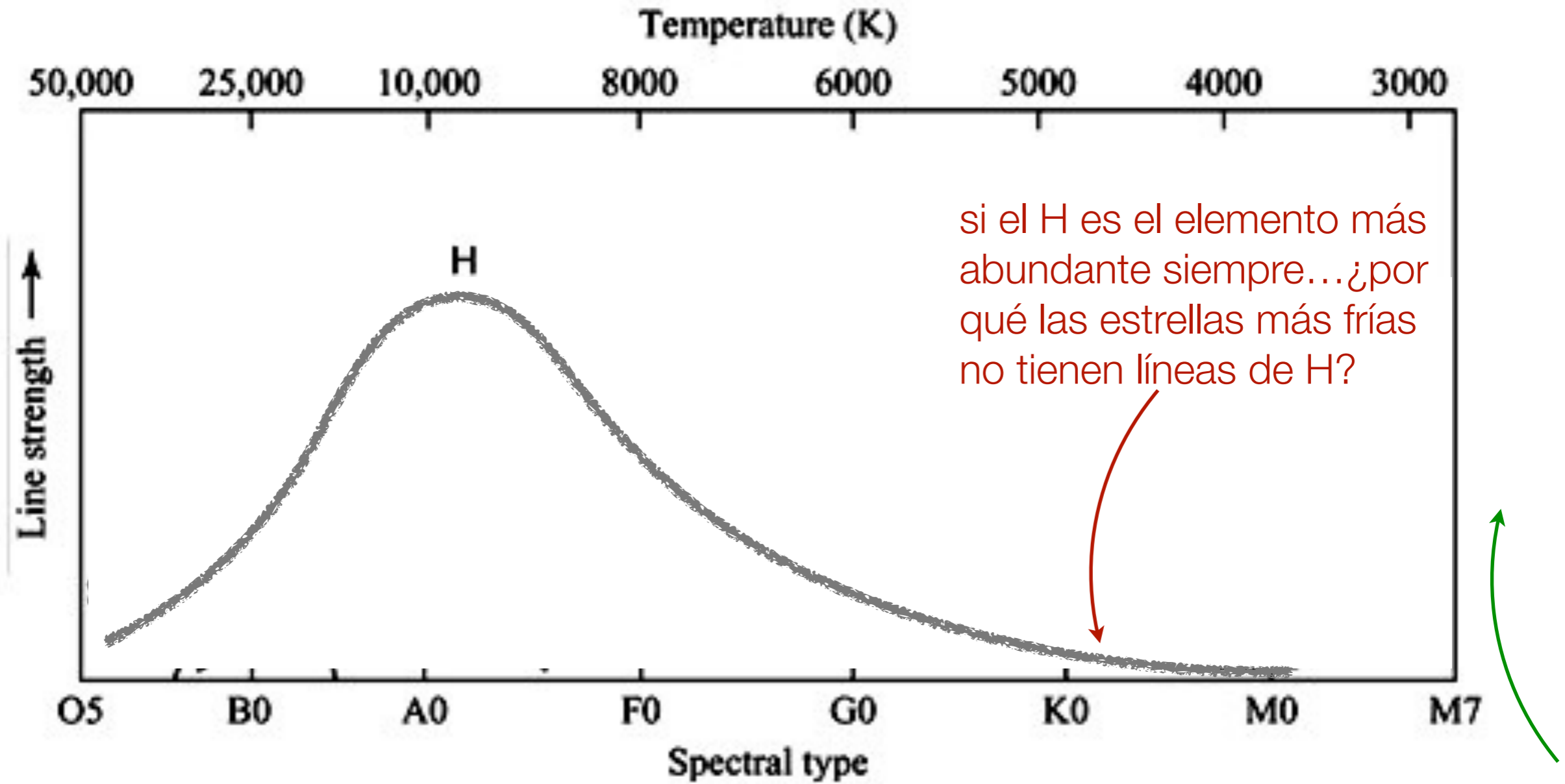


El H siempre es el elemento más abundante (>70%) por lejos...

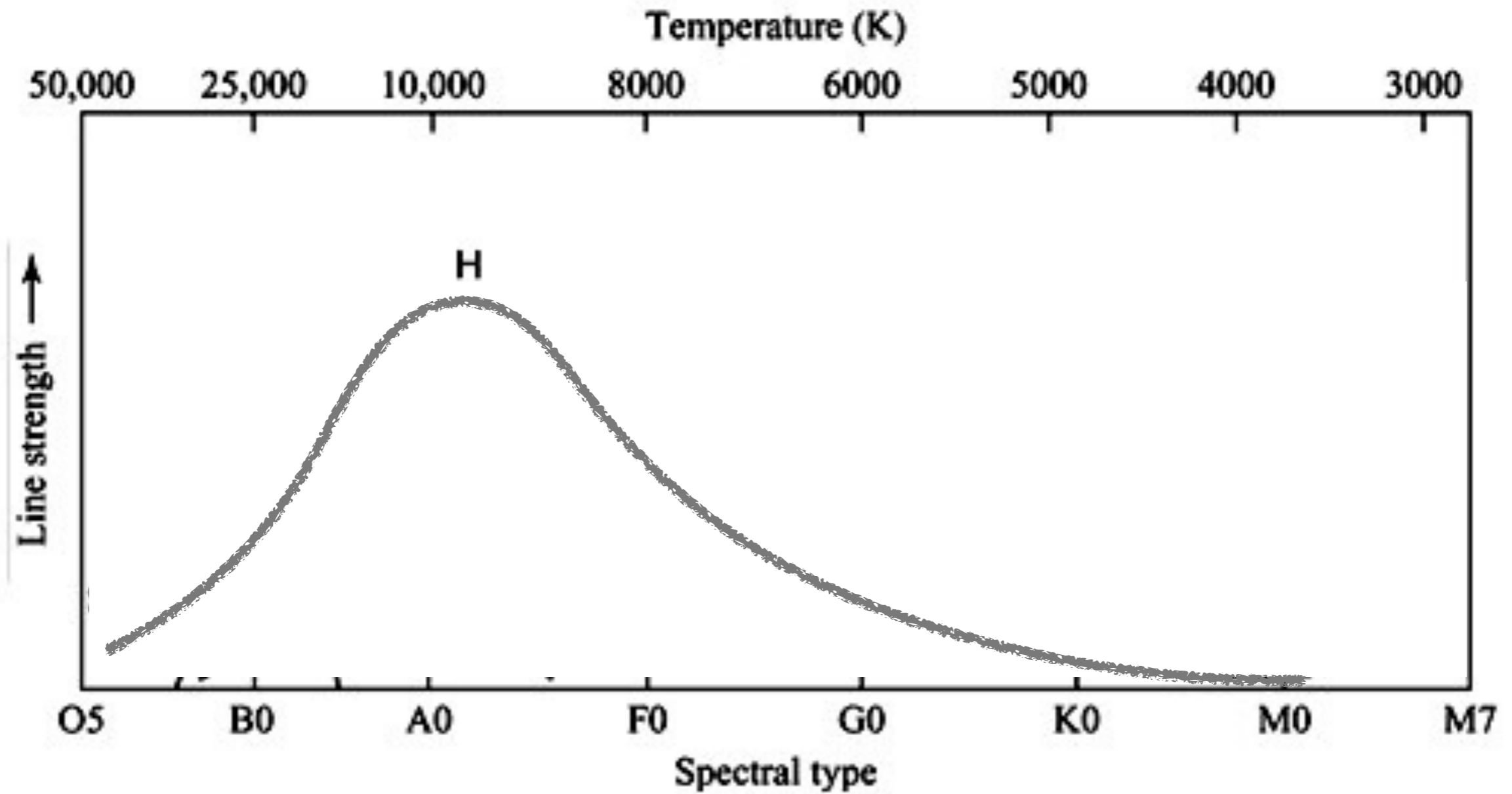


si el H es el elemento más abundante siempre...¿por qué las estrellas más frías no tienen líneas de H?

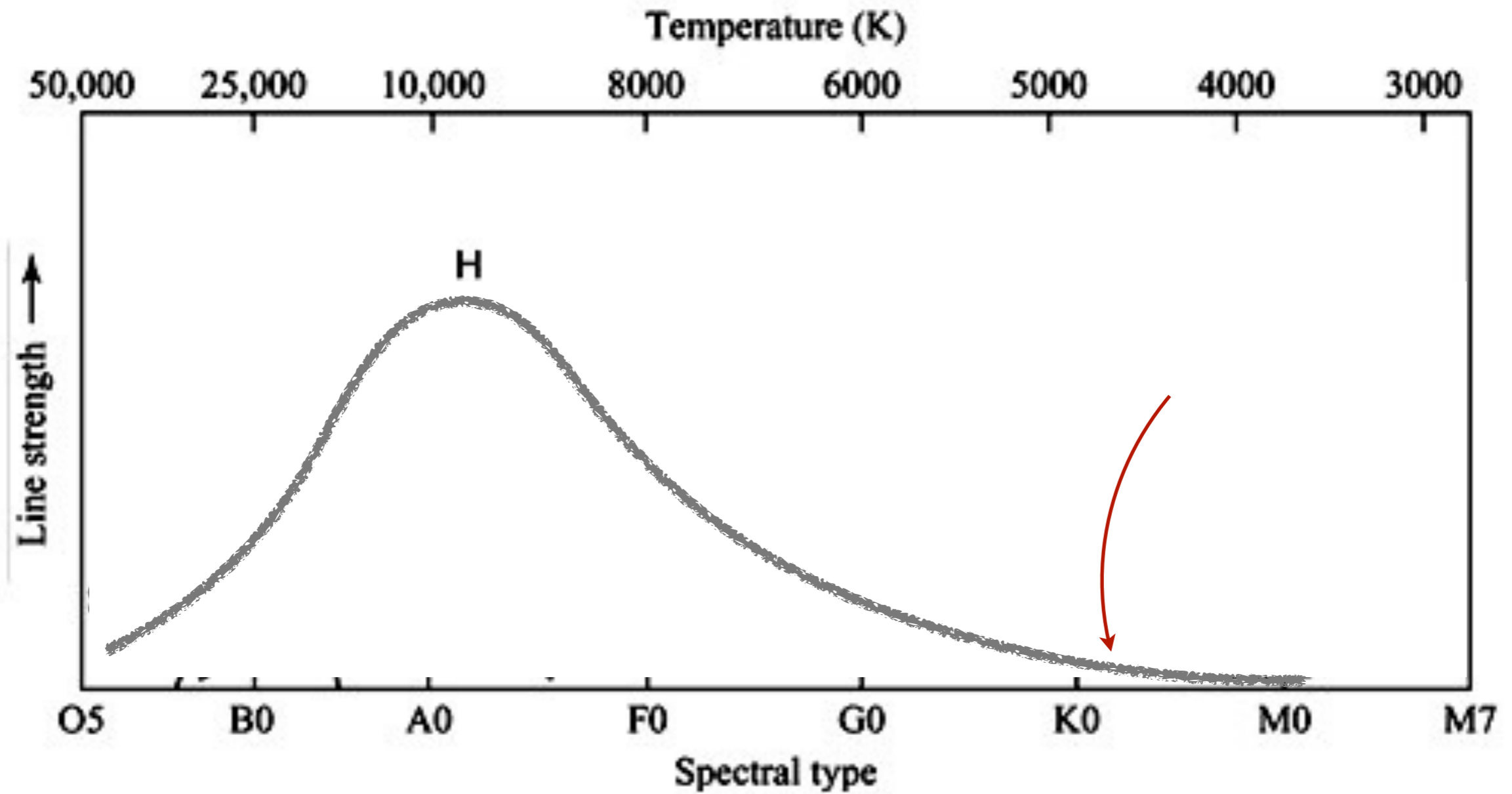
El H siempre es el elemento más abundante (>70%) por lejos...



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

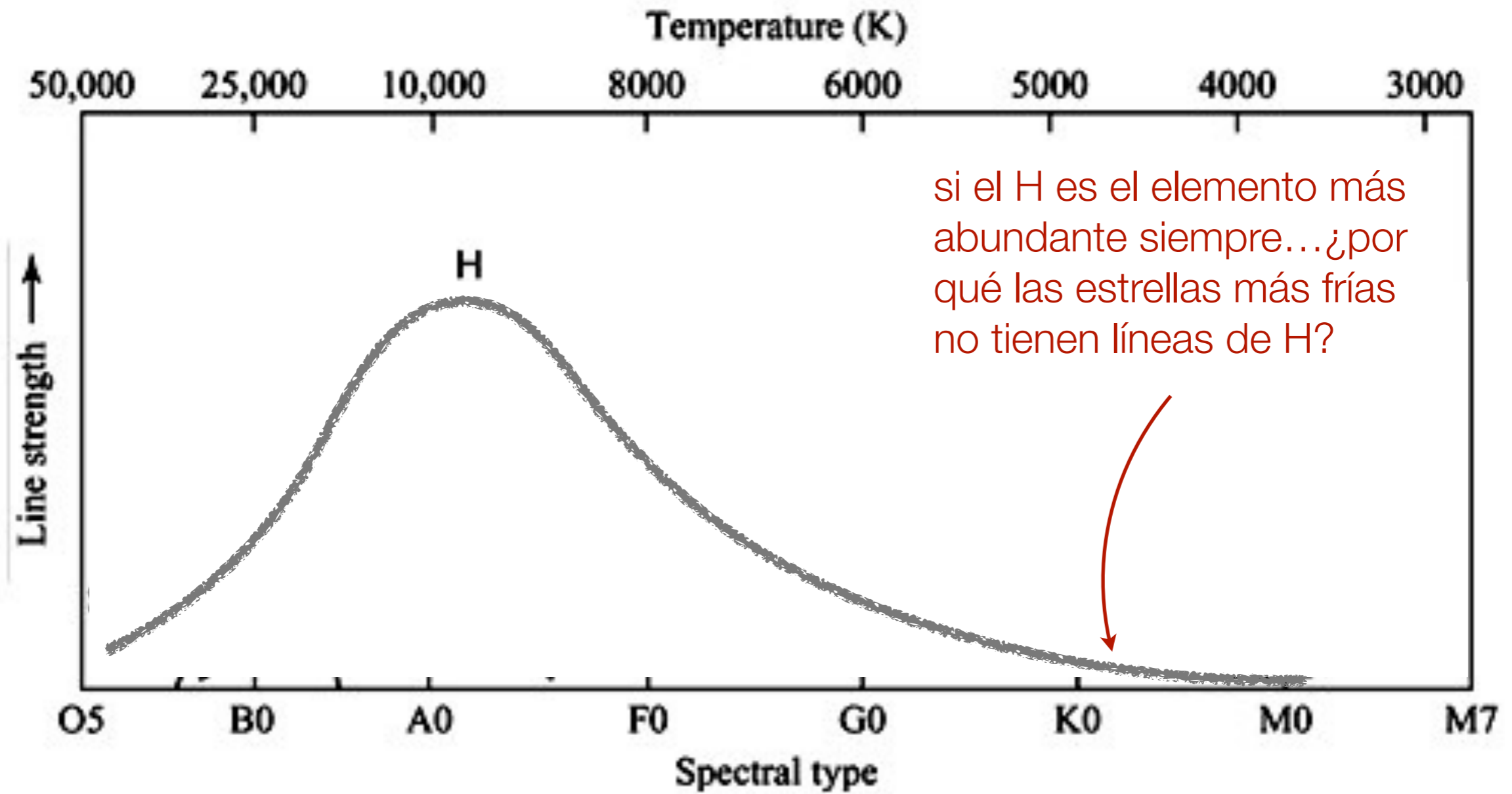


El H siempre es el elemento más abundante (>70%) por lejos...

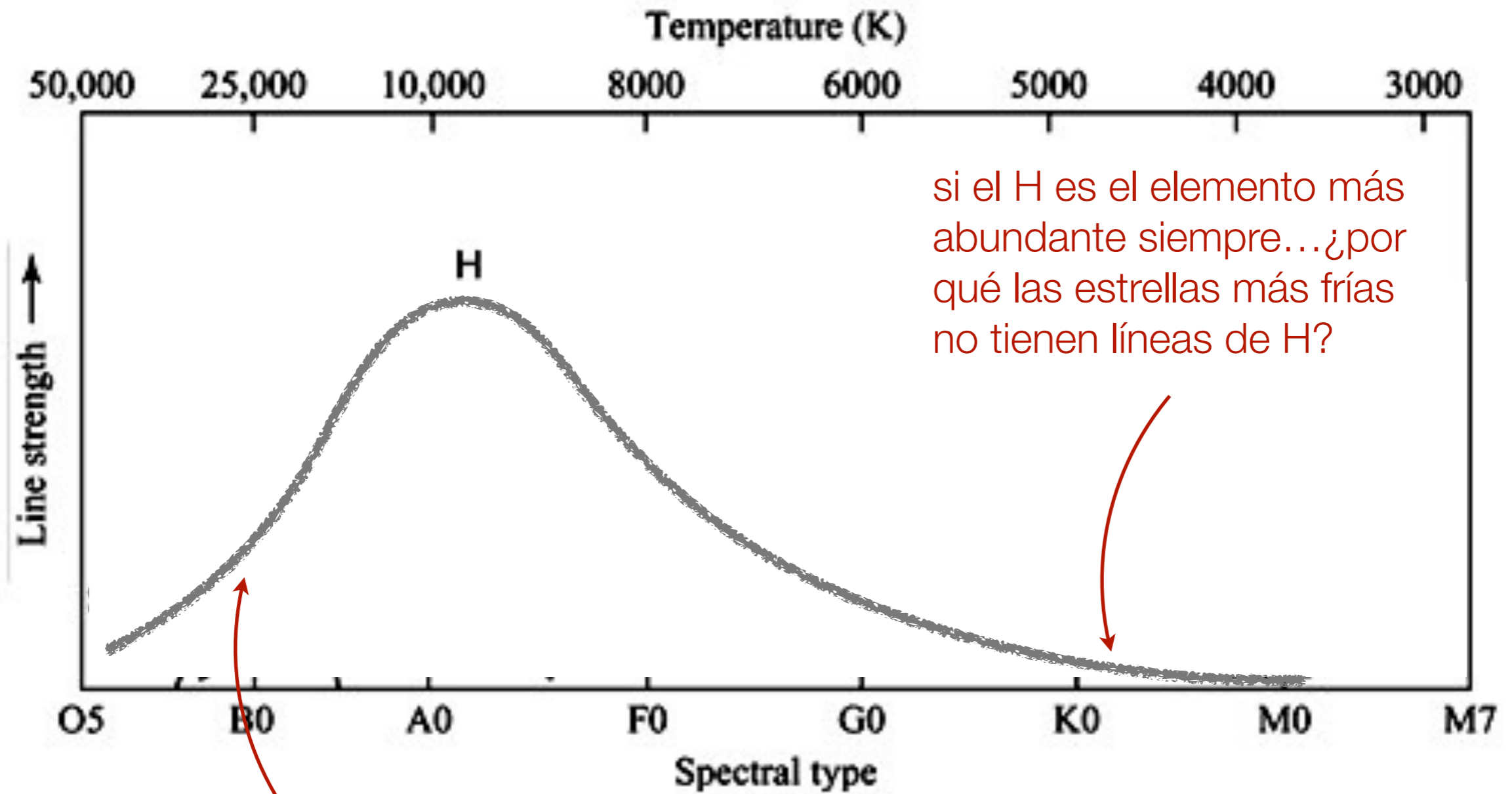




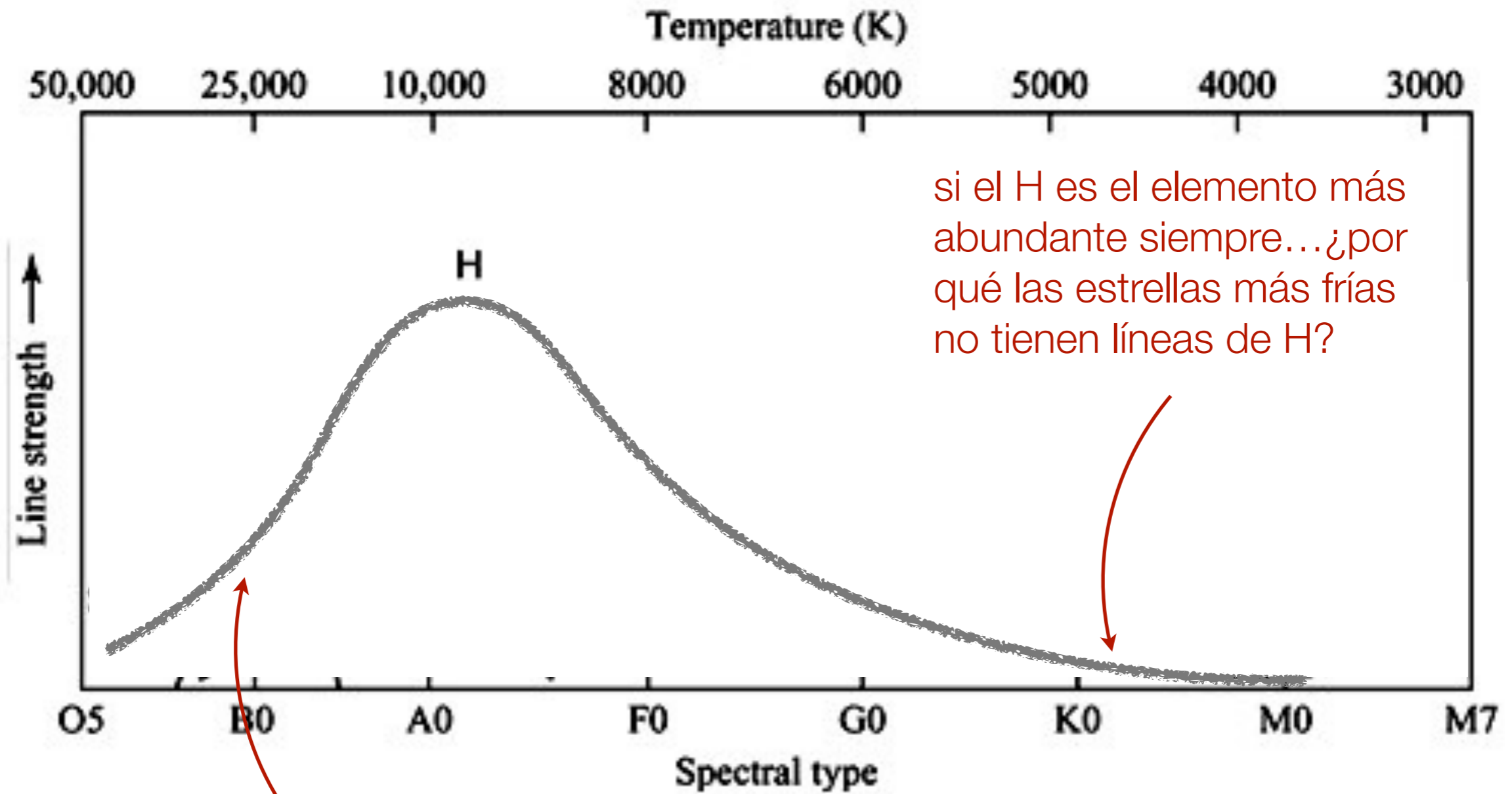
El H siempre es el elemento más abundante (>70%) por lejos...



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



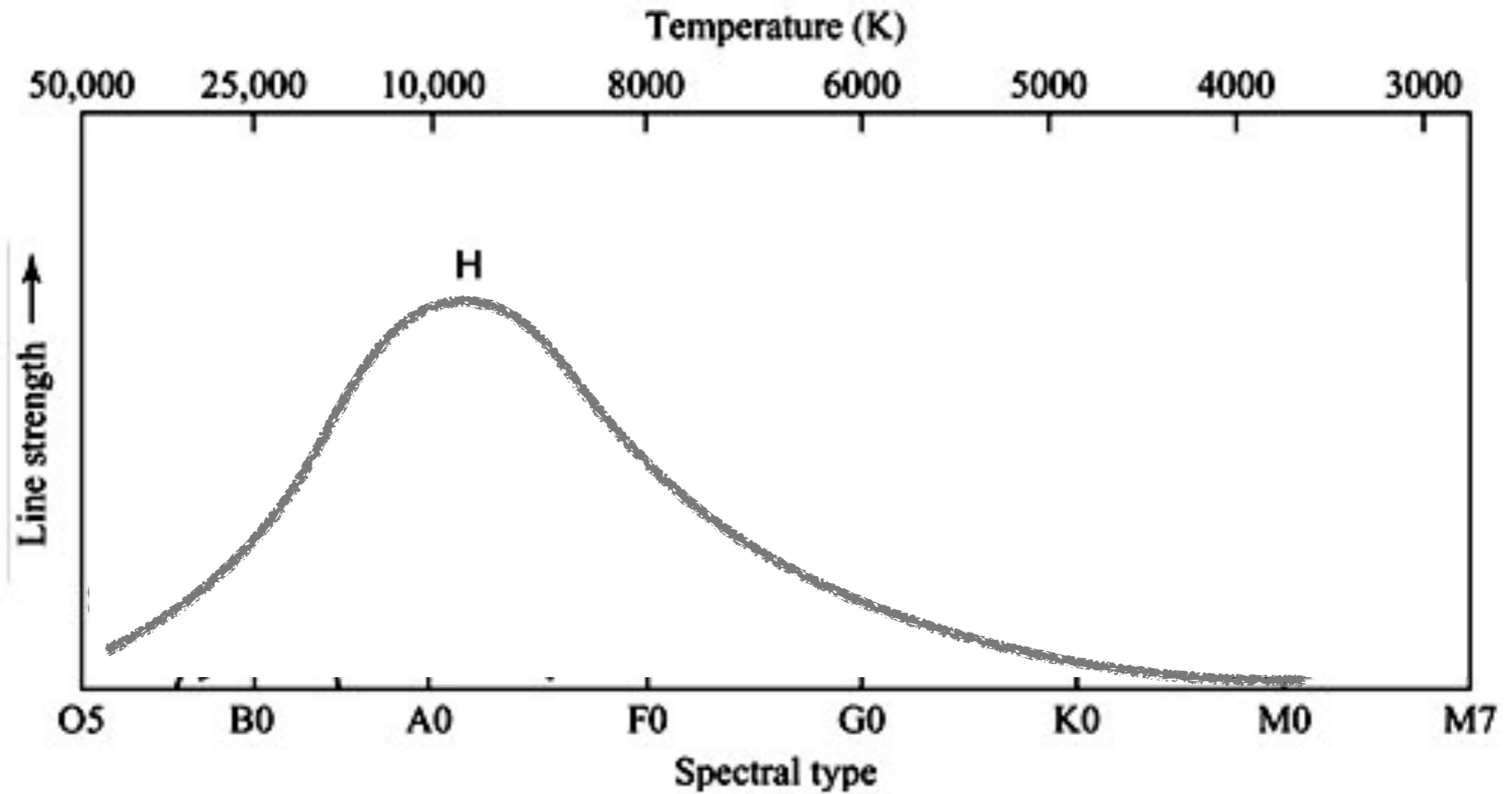
El H siempre es el elemento más abundante (>70%) por lejos...



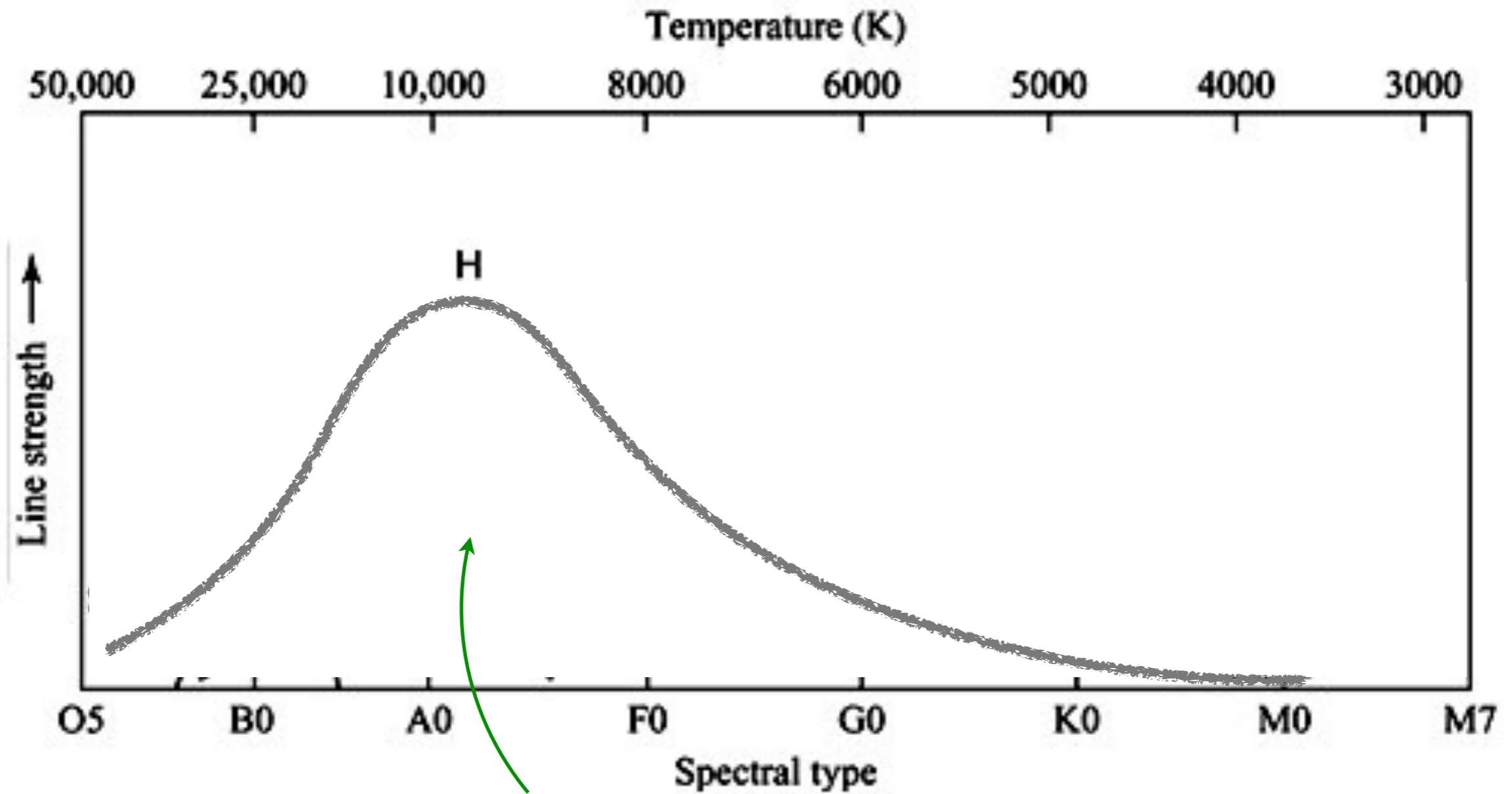
si el H es el elemento más abundante siempre...¿por qué las estrellas más frías no tienen líneas de H?

igual para las más calientes...

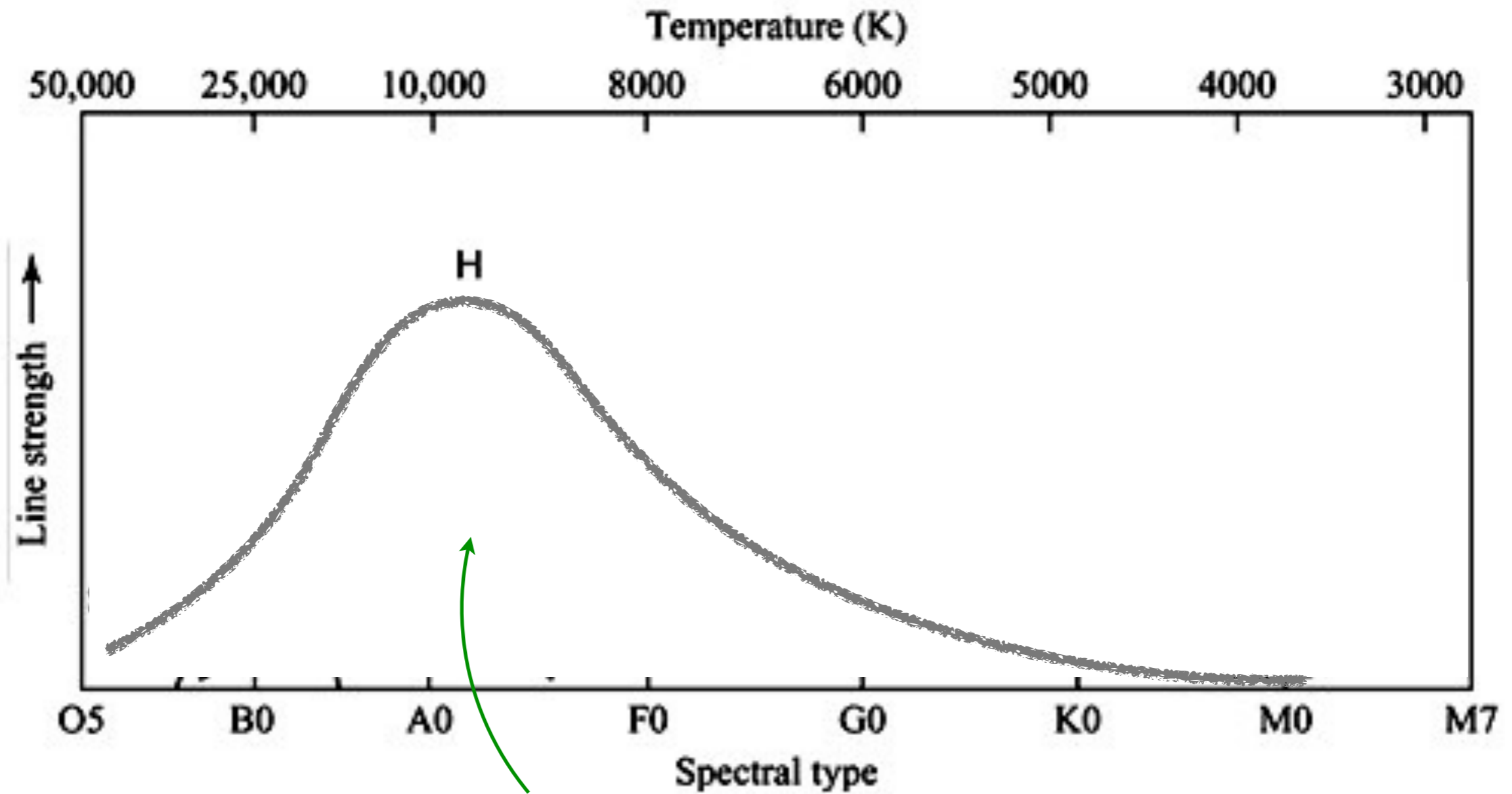
El H siempre es el elemento más abundante (>70%) por lejos...



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

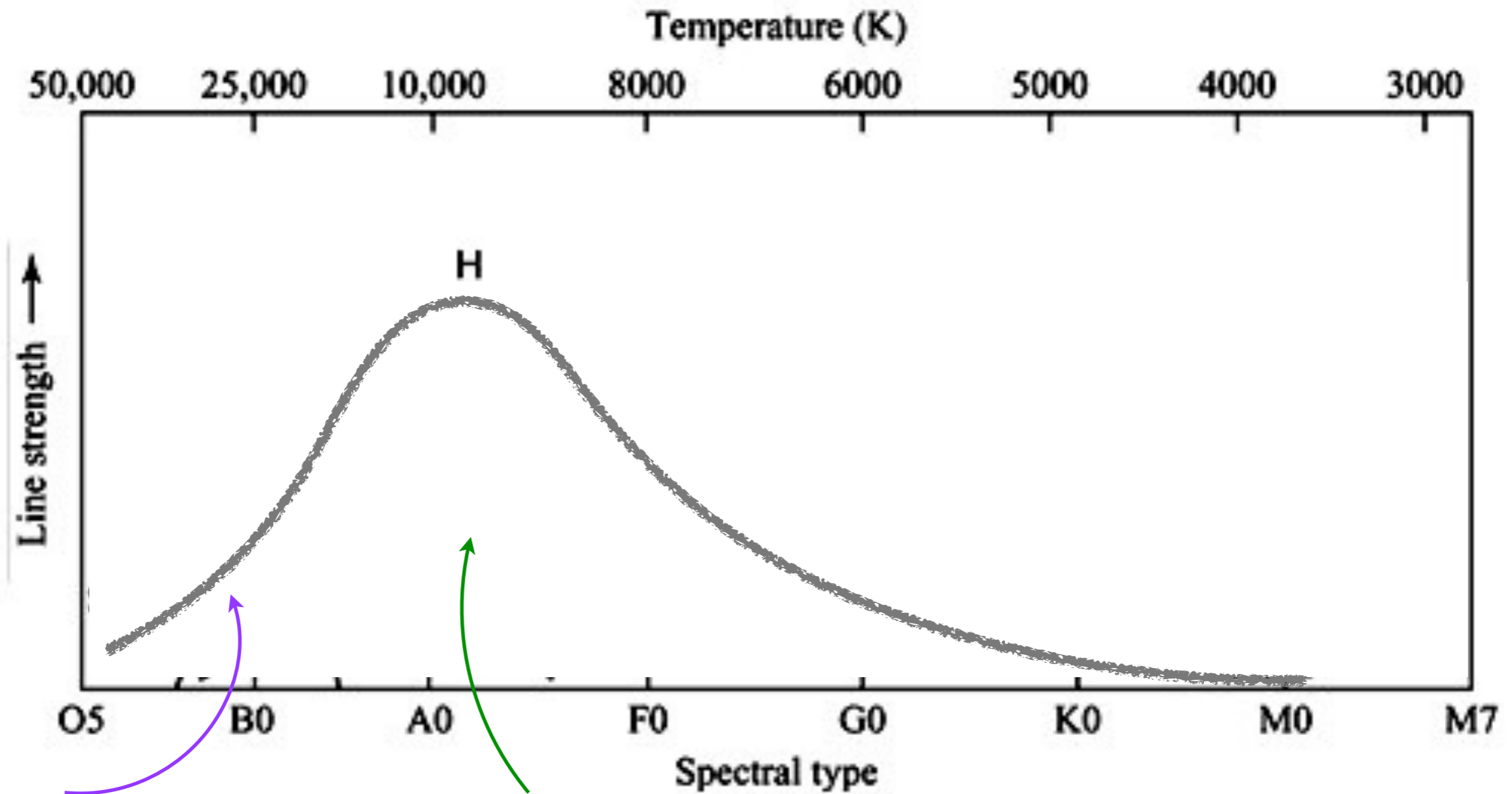


El H siempre es el elemento más abundante (>70%) por lejos...



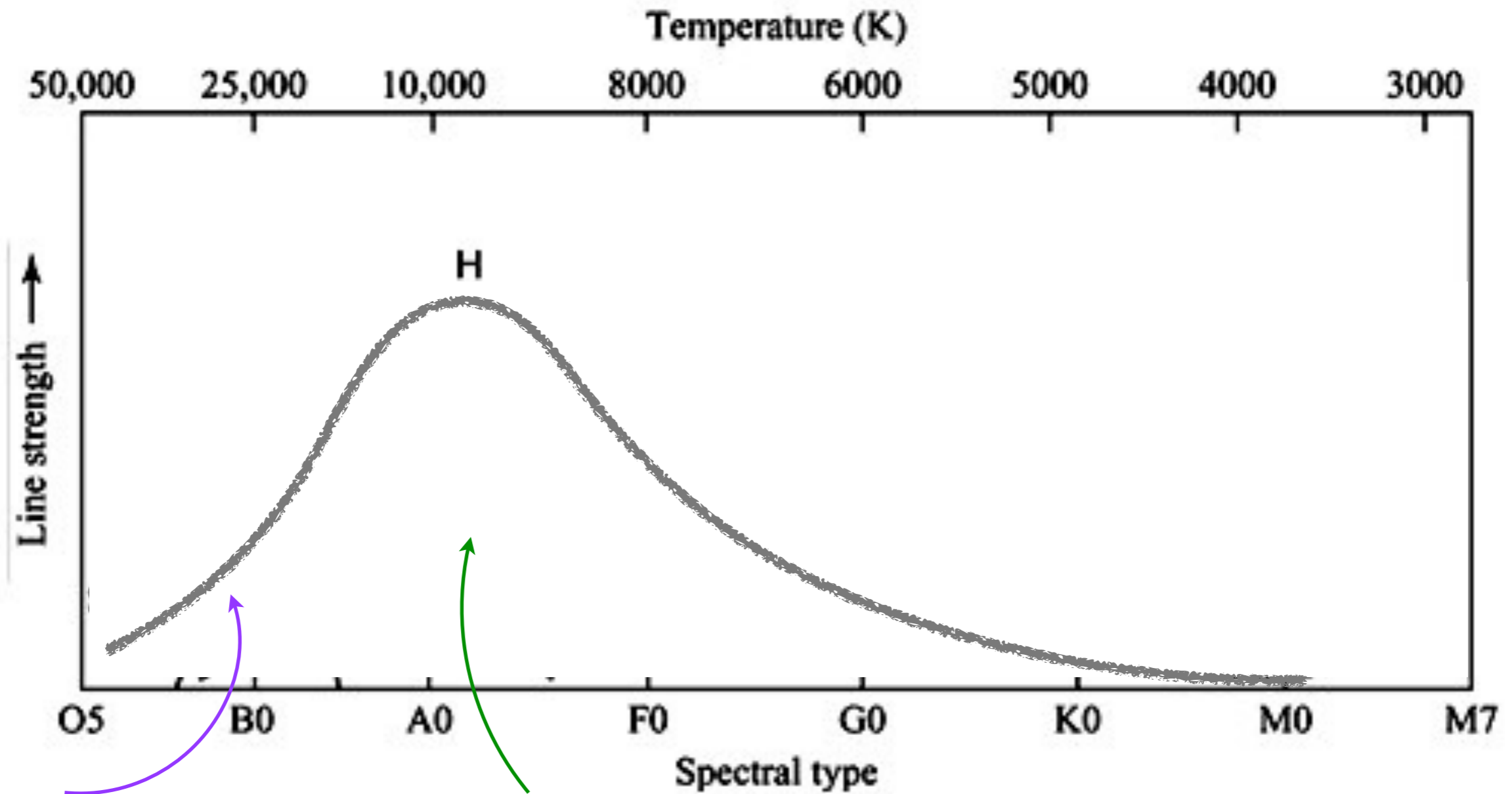
Estrellas ~A: H neutro,  
la mayoría de átomos  
está en  $n=1$   
(transiciones Balmer  
muy probables)

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



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

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

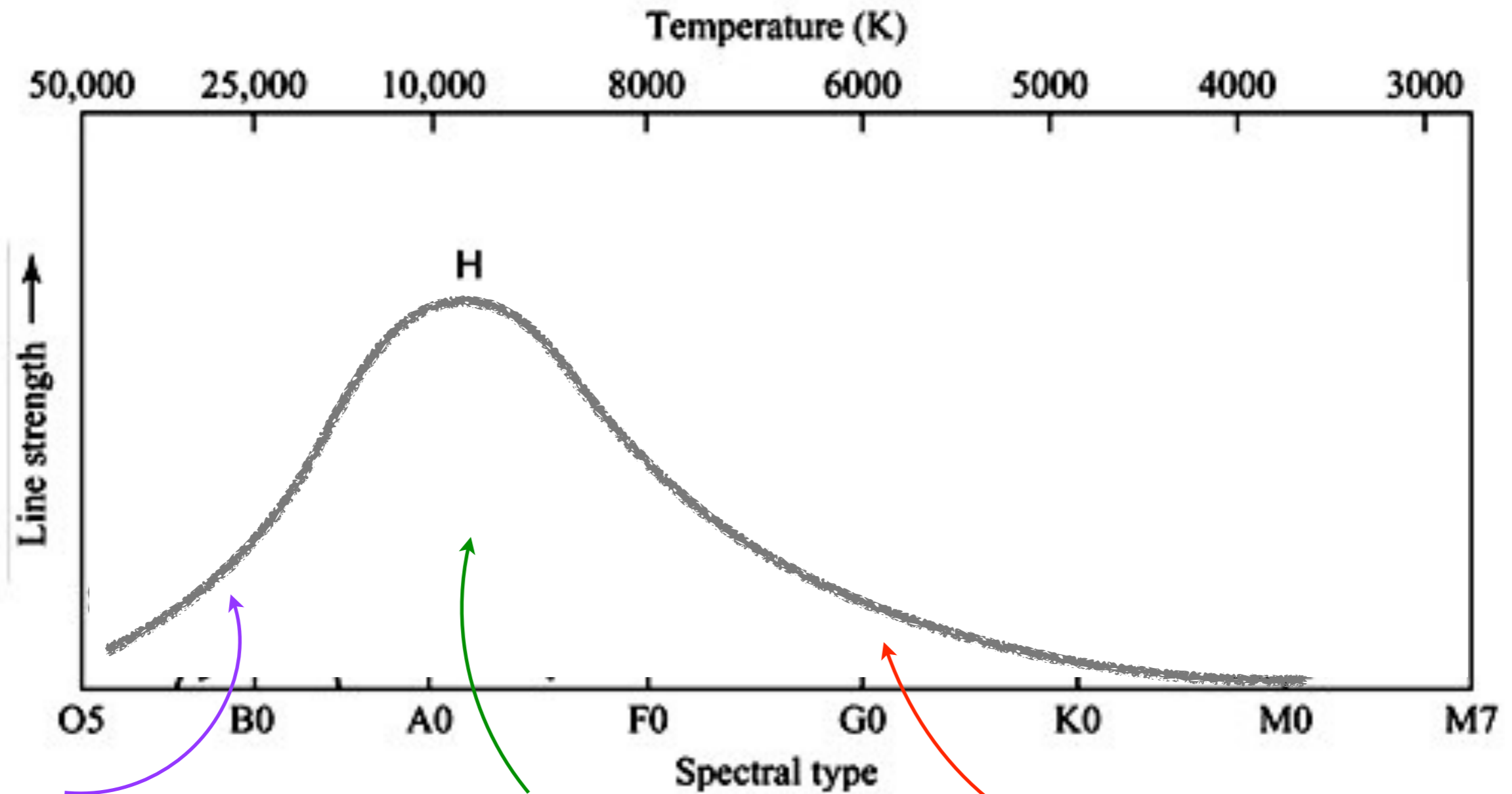


Estrellas muy calientes: H mayormente ionizado

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



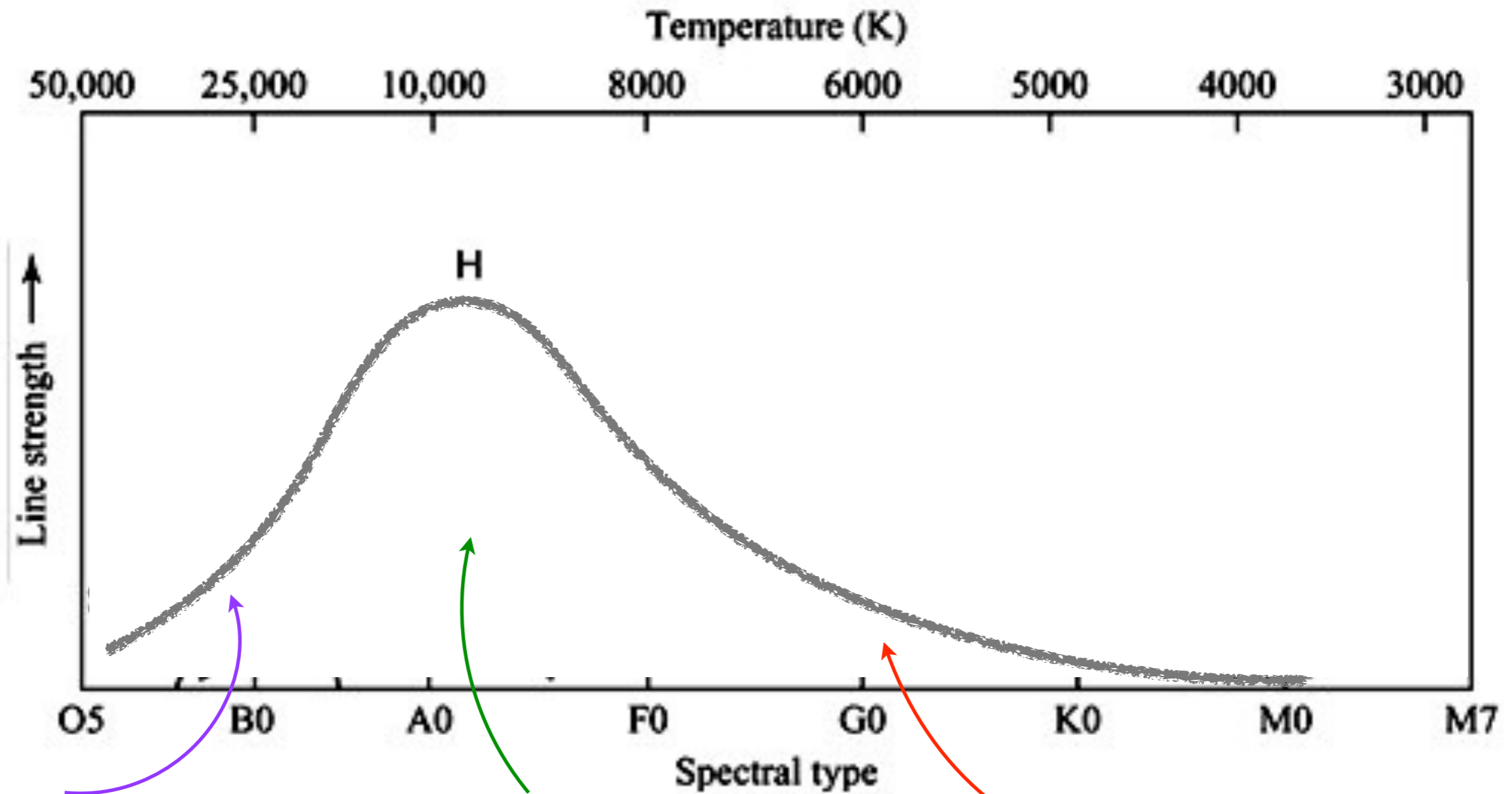
El H siempre es el elemento más abundante (>70%) por lejos...



Estrellas muy calientes: H mayormente ionizado

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

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

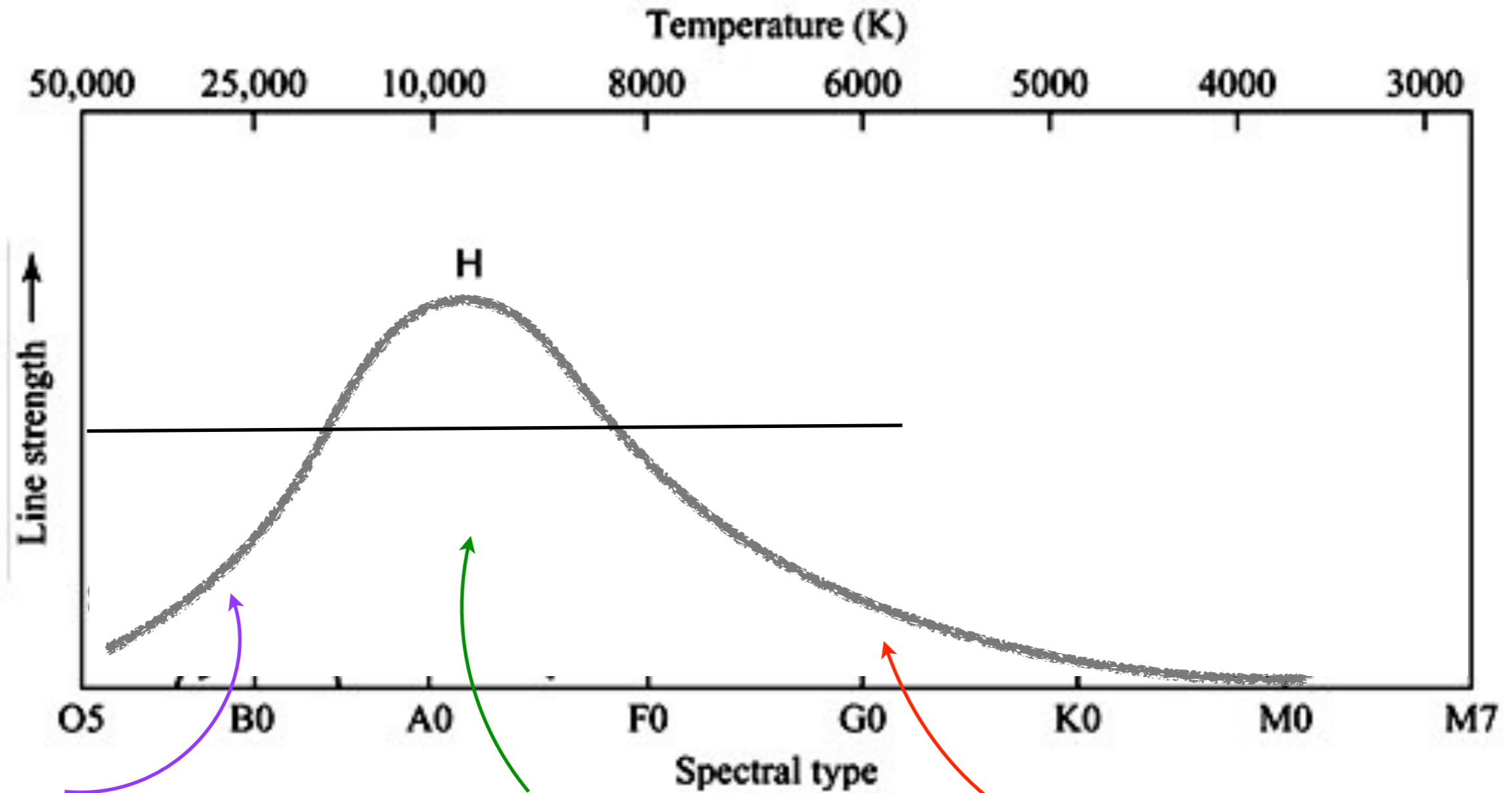


Estrellas muy calientes: H mayormente ionizado

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  $n=0$

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

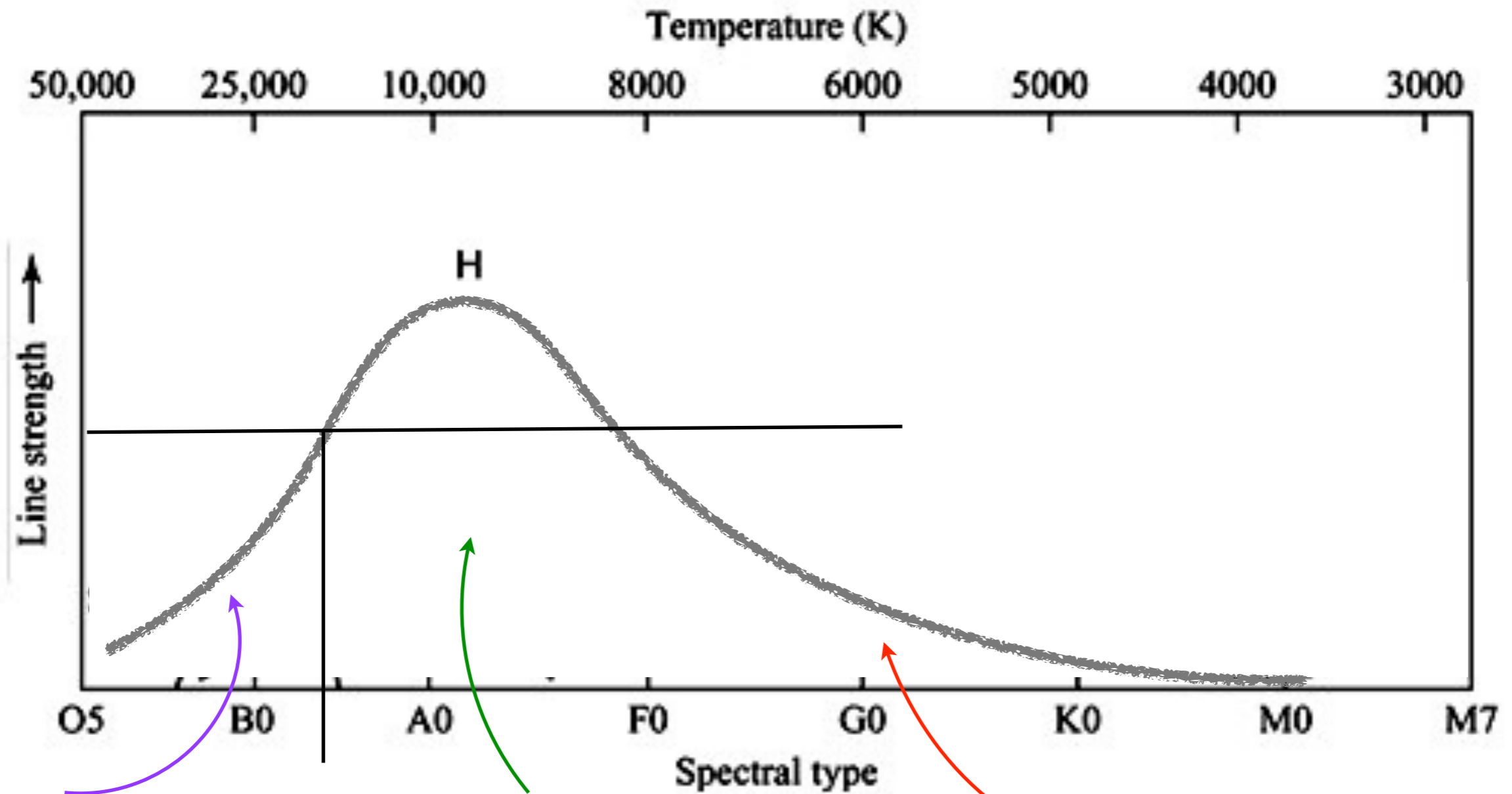


Estrellas muy calientes: H mayormente ionizado

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  $n=0$

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

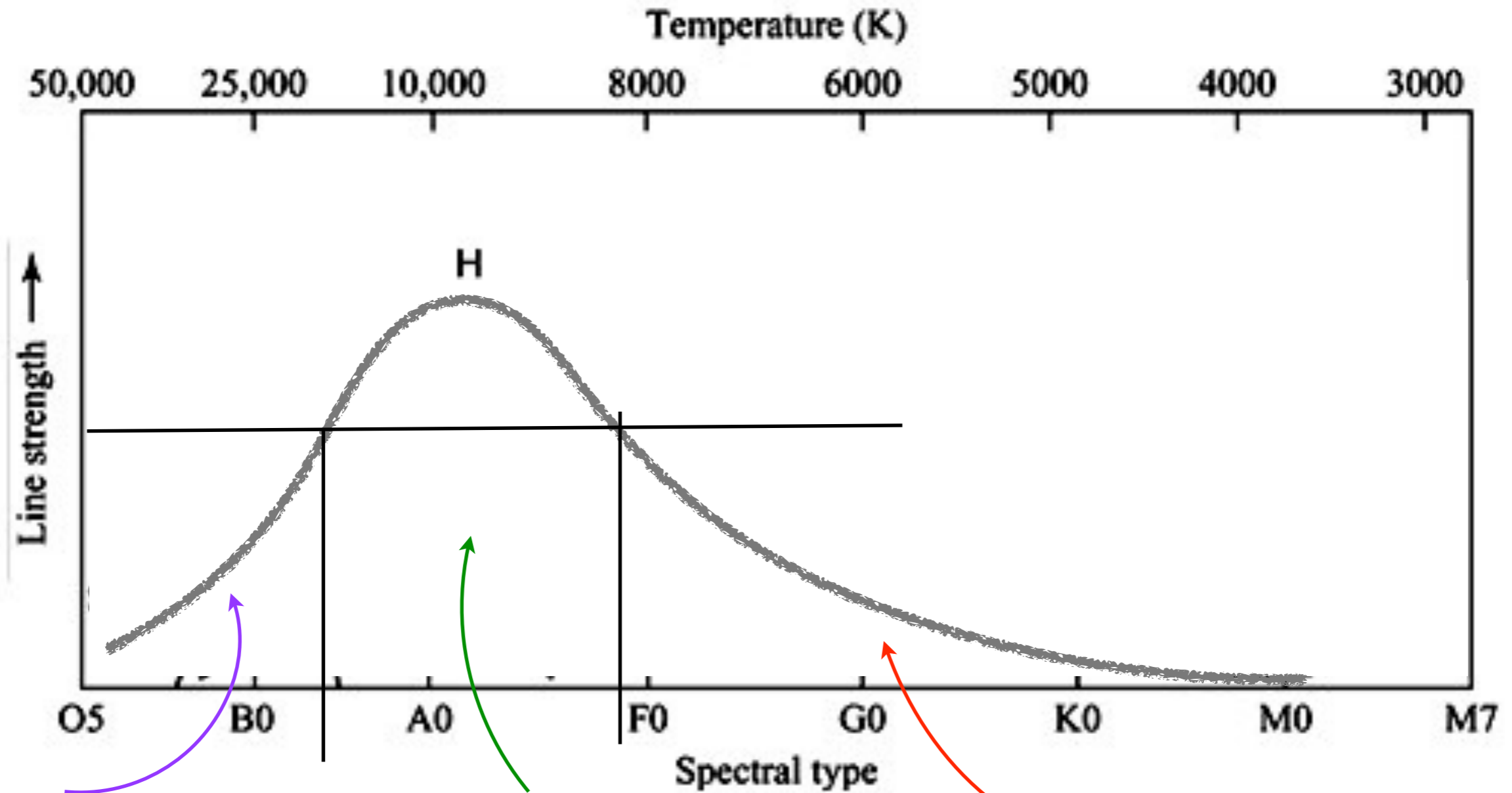


Estrellas muy calientes: H mayormente ionizado

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  $n=0$

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

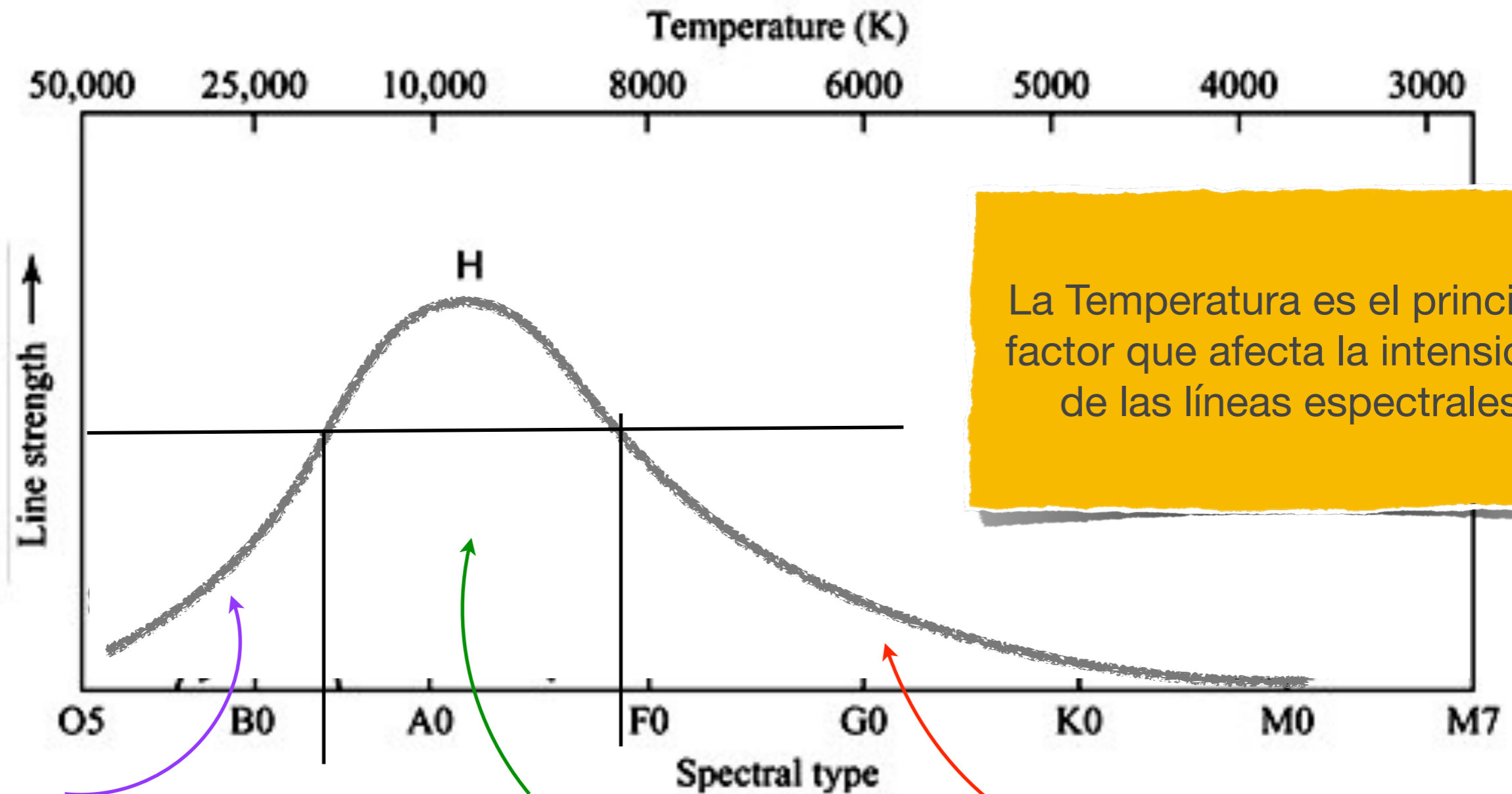


Estrellas muy calientes: H mayormente ionizado

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  $n=0$

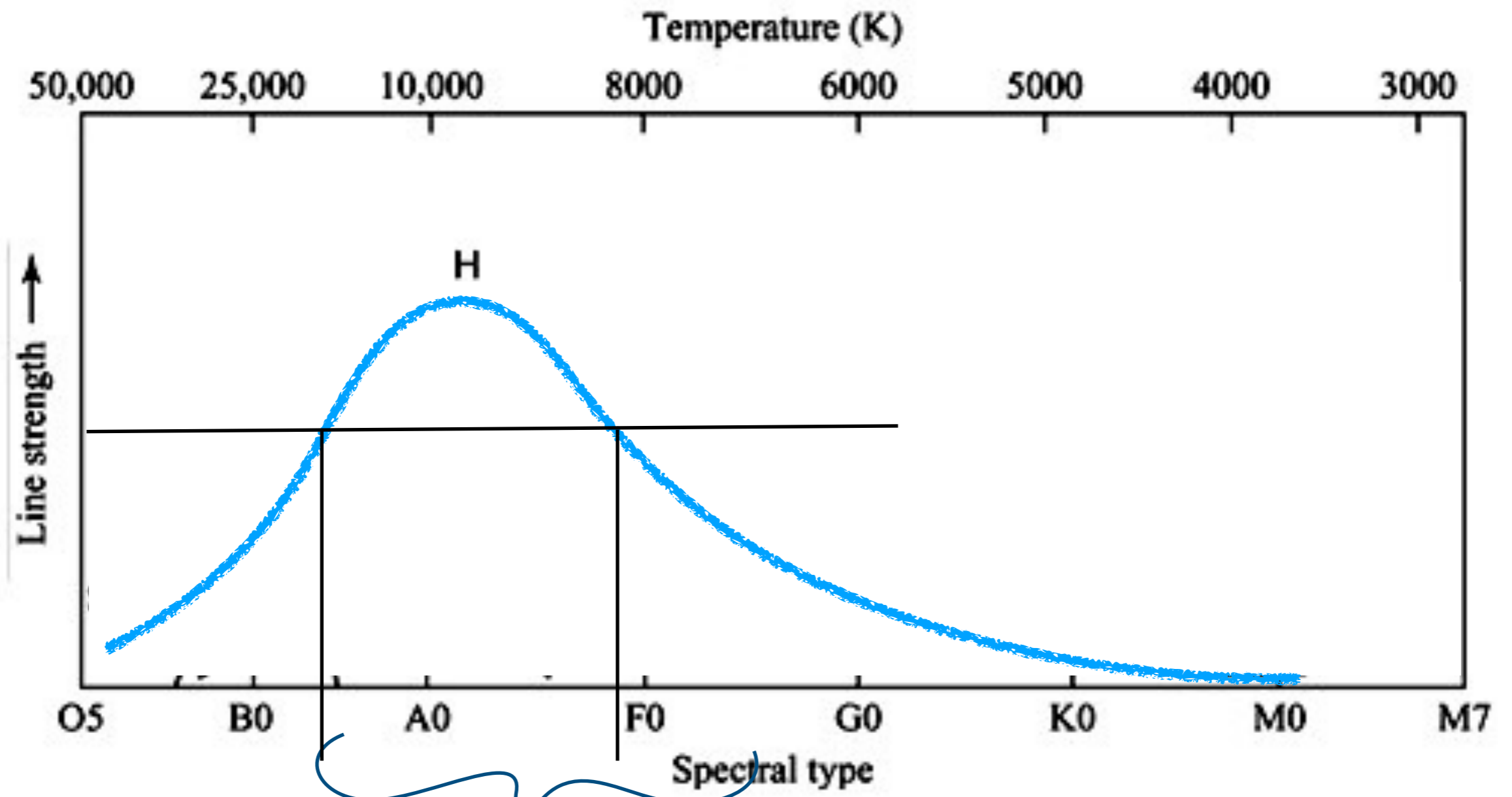
El H siempre es el elemento más abundante (>70%) por lejos...



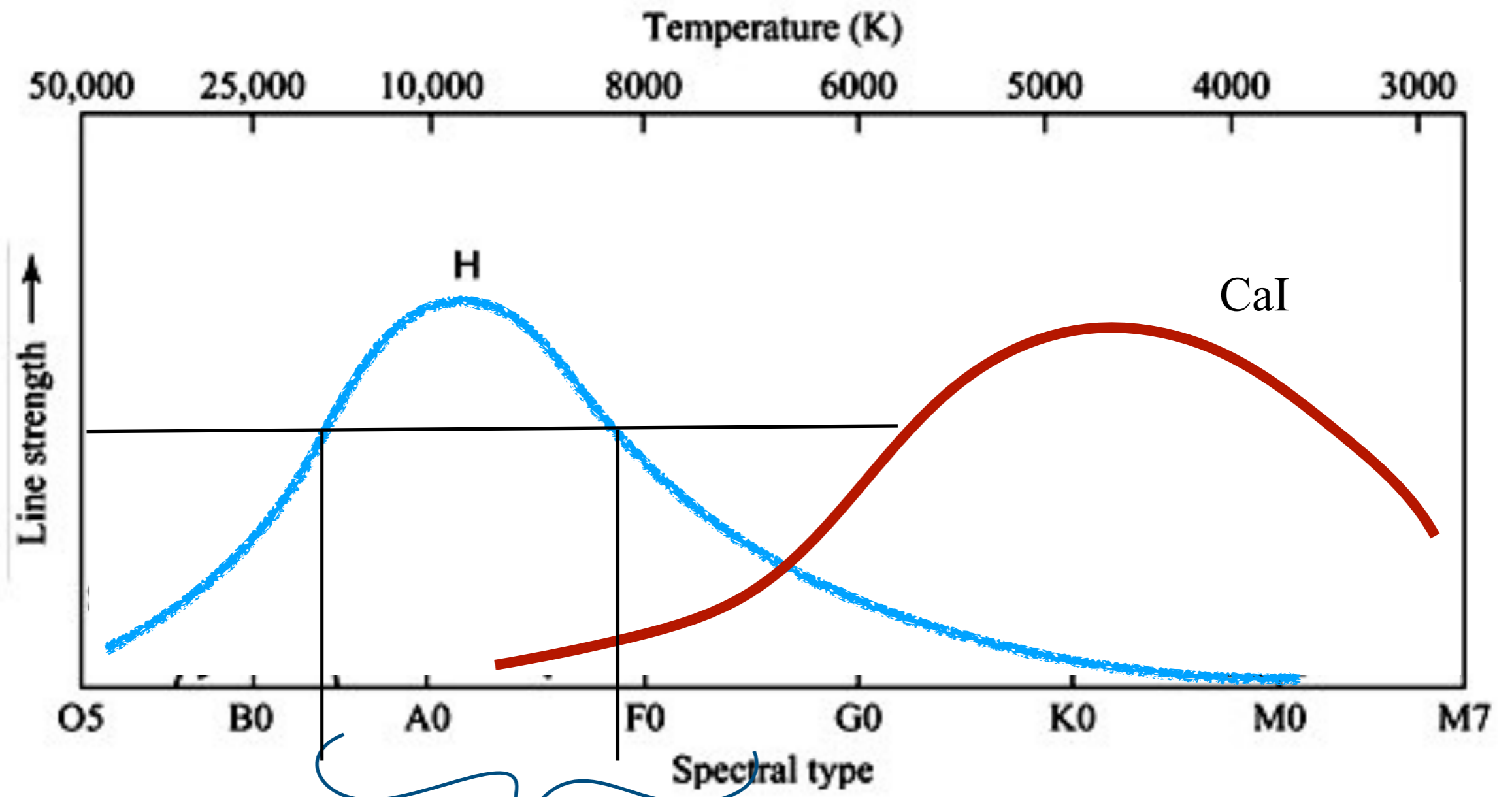
Estrellas muy calientes: H mayormente ionizado

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  $n=0$

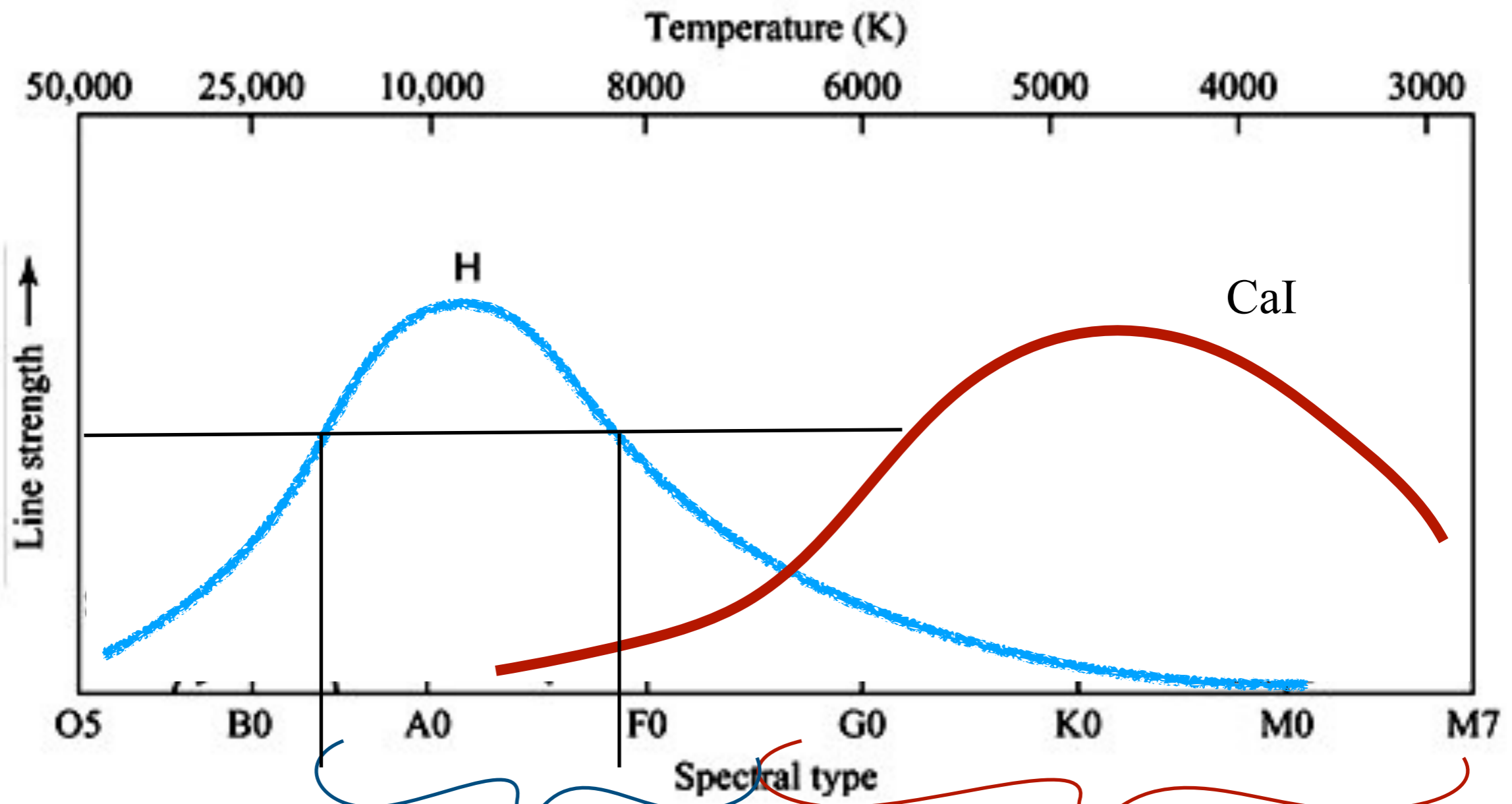


líneas de H

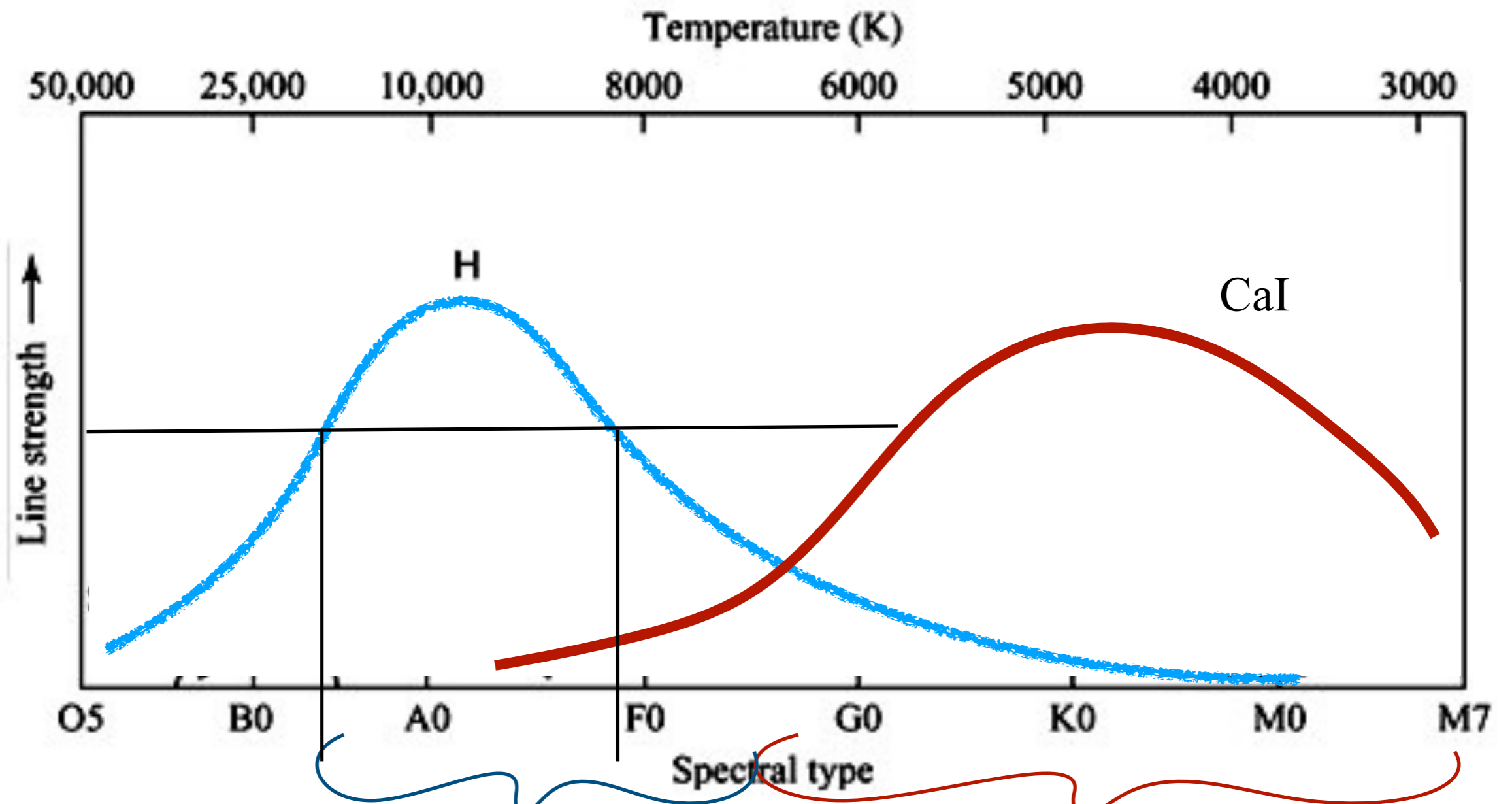


líneas de H



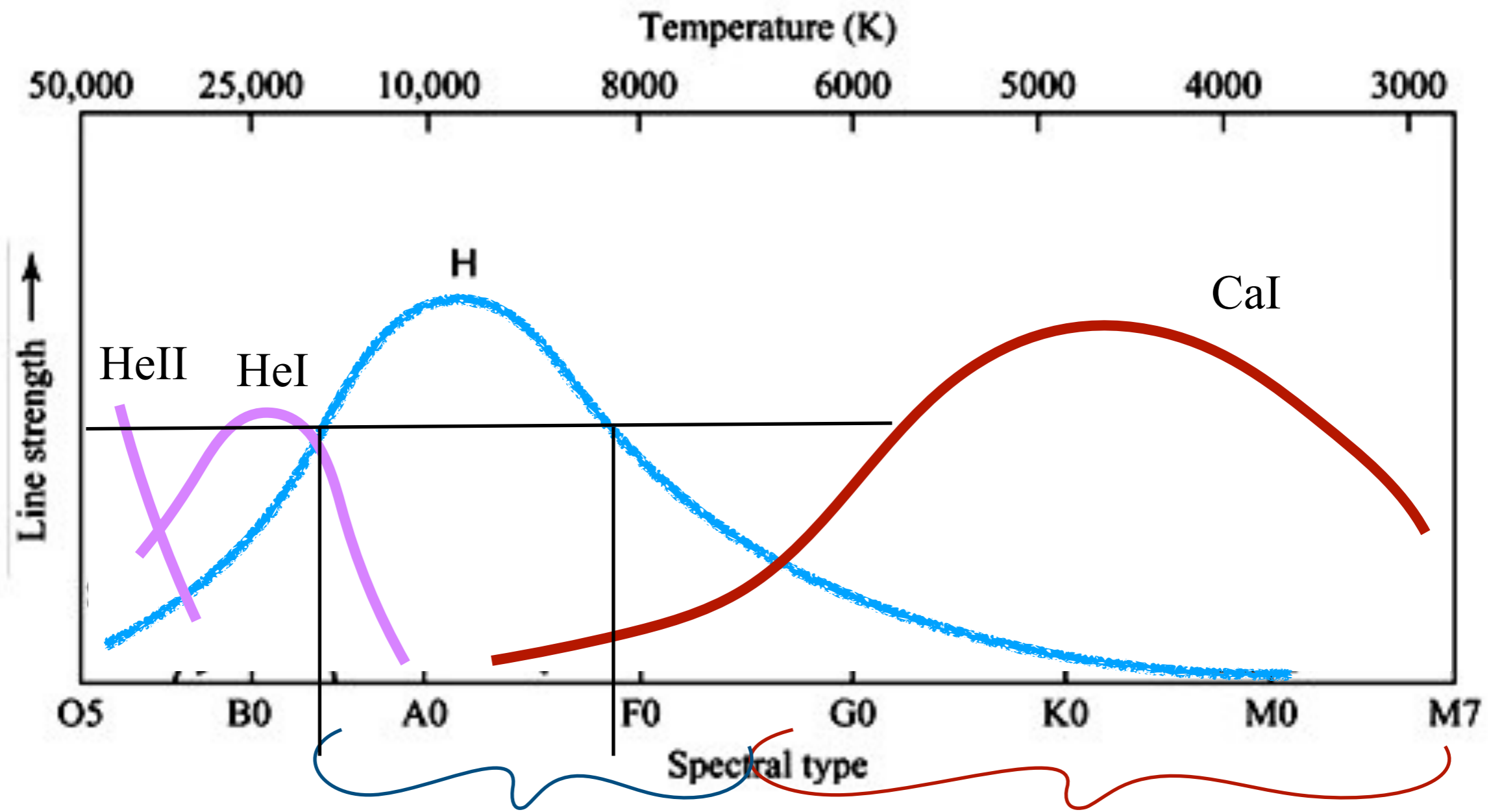


líneas de H



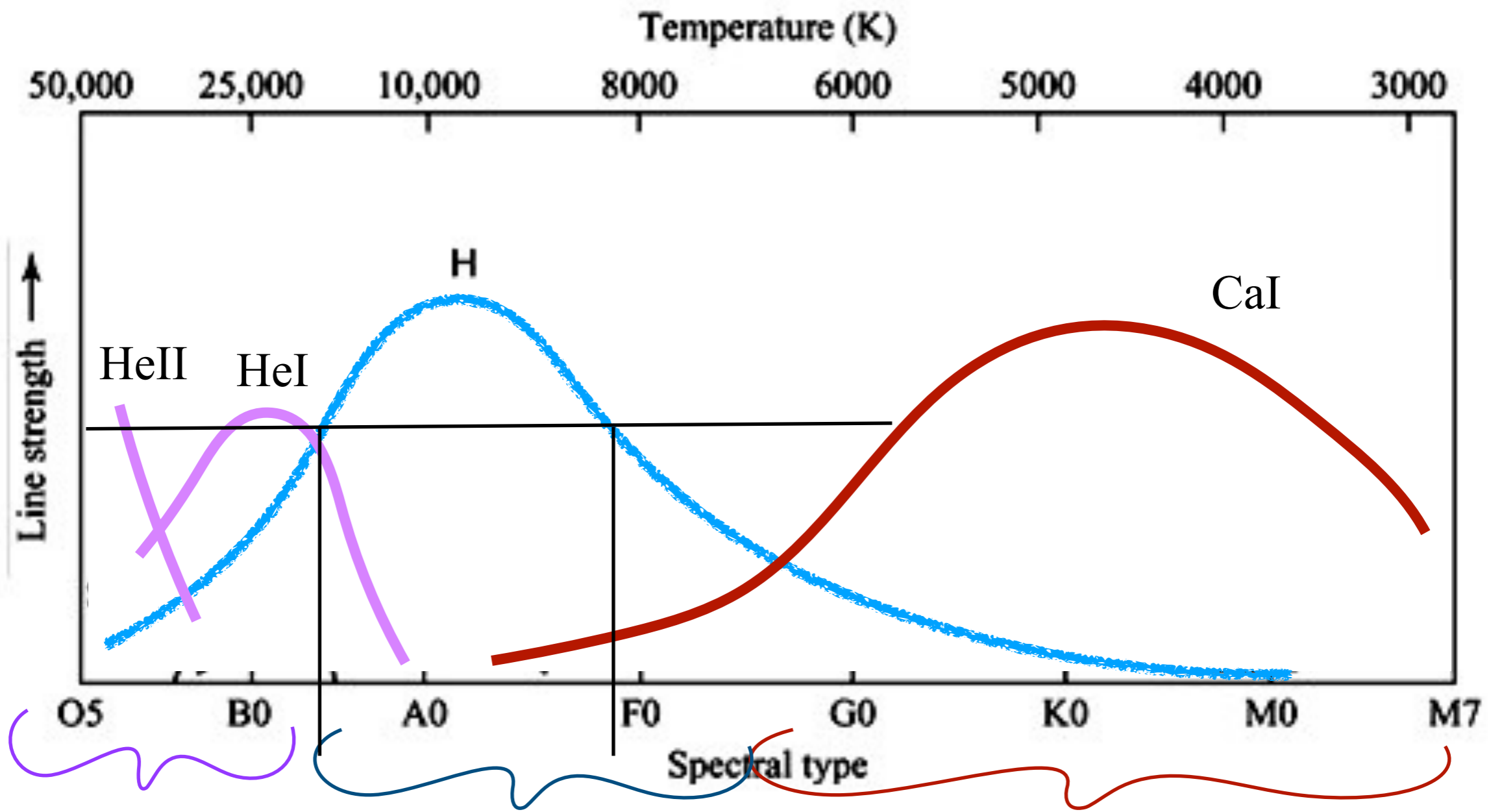
líneas de H

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



líneas de H

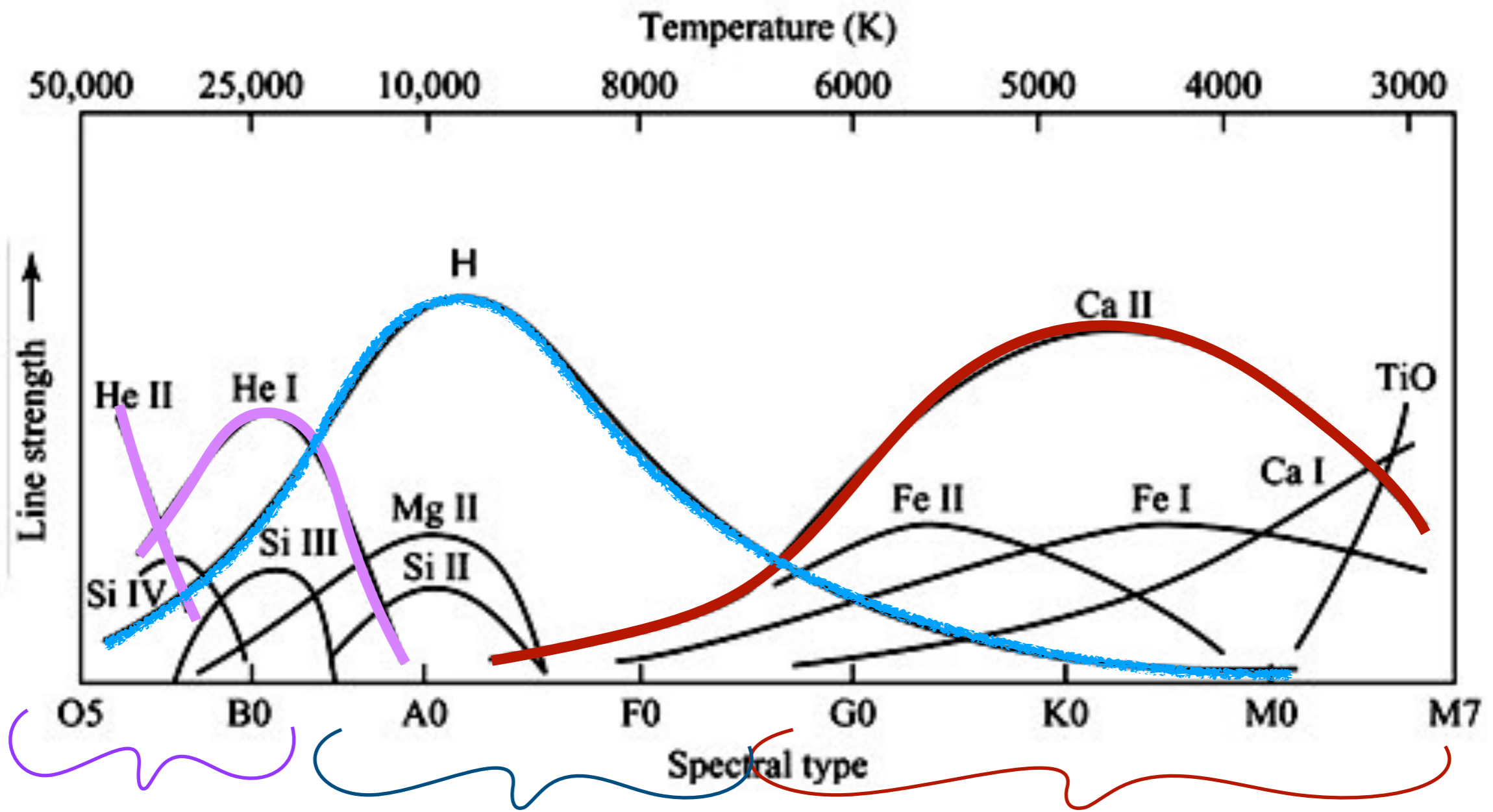
Líneas de Ca II, intensas y presentes en estrellas "frías"



Líneas de He sólo presente en estrellas muy calientes

líneas de H

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



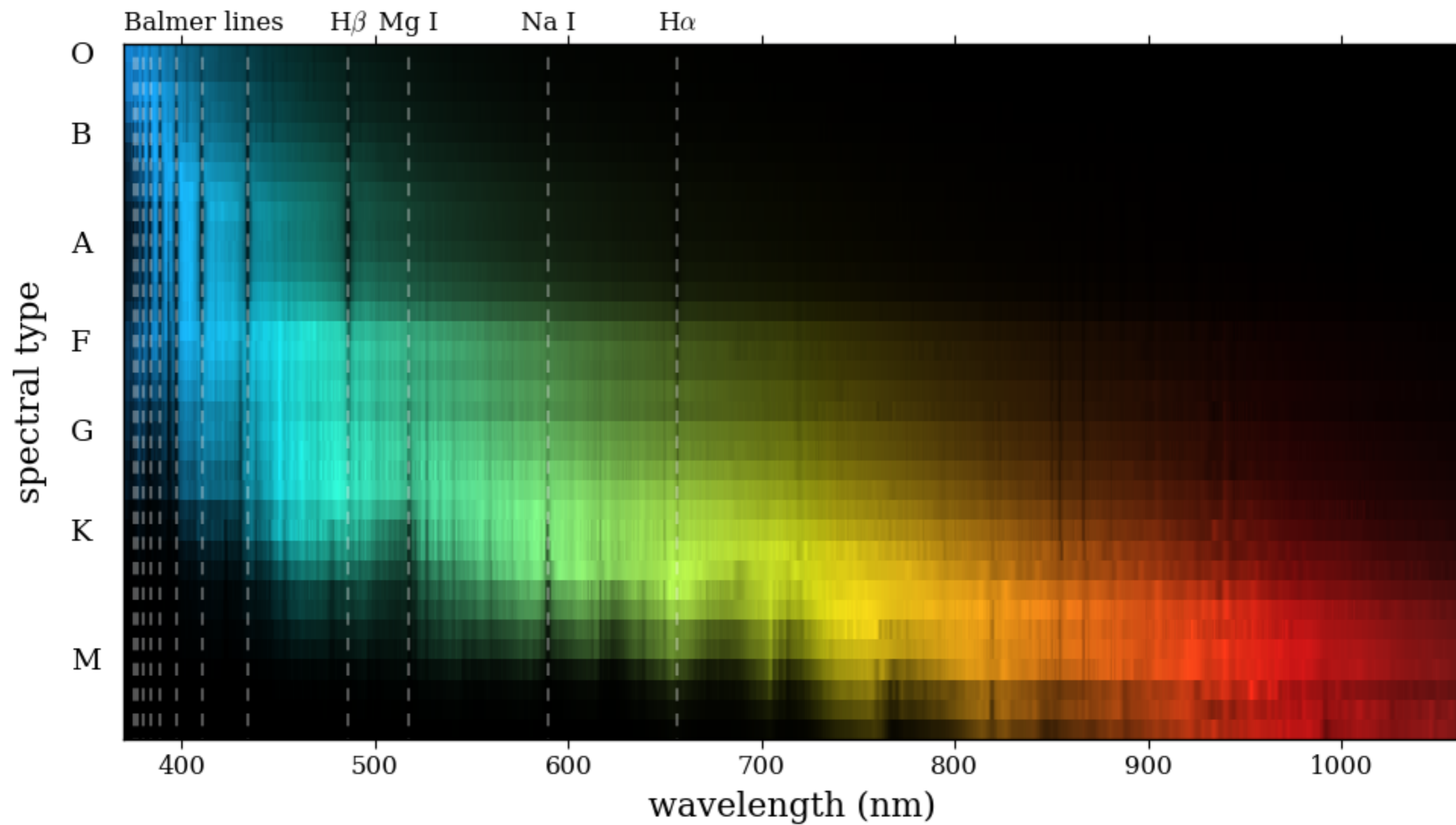
Líneas de He sólo presente en estrellas muy calientes

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)
<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. <b>(Ej.: 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. <b>(Ej.: 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. <b>(Ej.: Canopus (F0)).</b>
<b>G</b>	4900-6000	Ca II y Fe fuertes. Metales neutros. El H se sigue debilitando. <b>(Ej.: 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. <b>(Ej.: 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. <b>(Ej.: Betelgeuse (M2), Estrella de Barnard (M4)).</b>
<b>(L, T)</b>	~600-2000	<b>(Enanas marrones)</b> L -> metano leve y CaH. T -> líneas de fuertes metano (enanas de metano)
<b>Y</b>	~500 - 350K	Prototipo de la clase espectral en construcción. Presentan bandas de agua y amoníaco

# Principales características de los tipos espectrales

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. <b>(Ej.: 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. <b>(Ej.: 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. <b>(Ej.: Canopus (F0)).</b>
<b>G</b>	4900-6000	Ca II y Fe fuertes. Metales neutros. El H se sigue debilitando. <b>(Ej.: 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. <b>(Ej.: Arturo (K2), Aldebarán (K5)).</b>
<b>M (C, S)</b>	2000-3500	Fuertes los metales neutros. Bandas moleculares. Prominencias. <b>(Ej.: Betelgeuse (M2),</b>
<b>(L, T)</b>	~600-2000	<b>(Enanas marrones)</b>
<b>Y</b>	~500 - 350K	Prototipo de la clase Presentan bandas de absorción

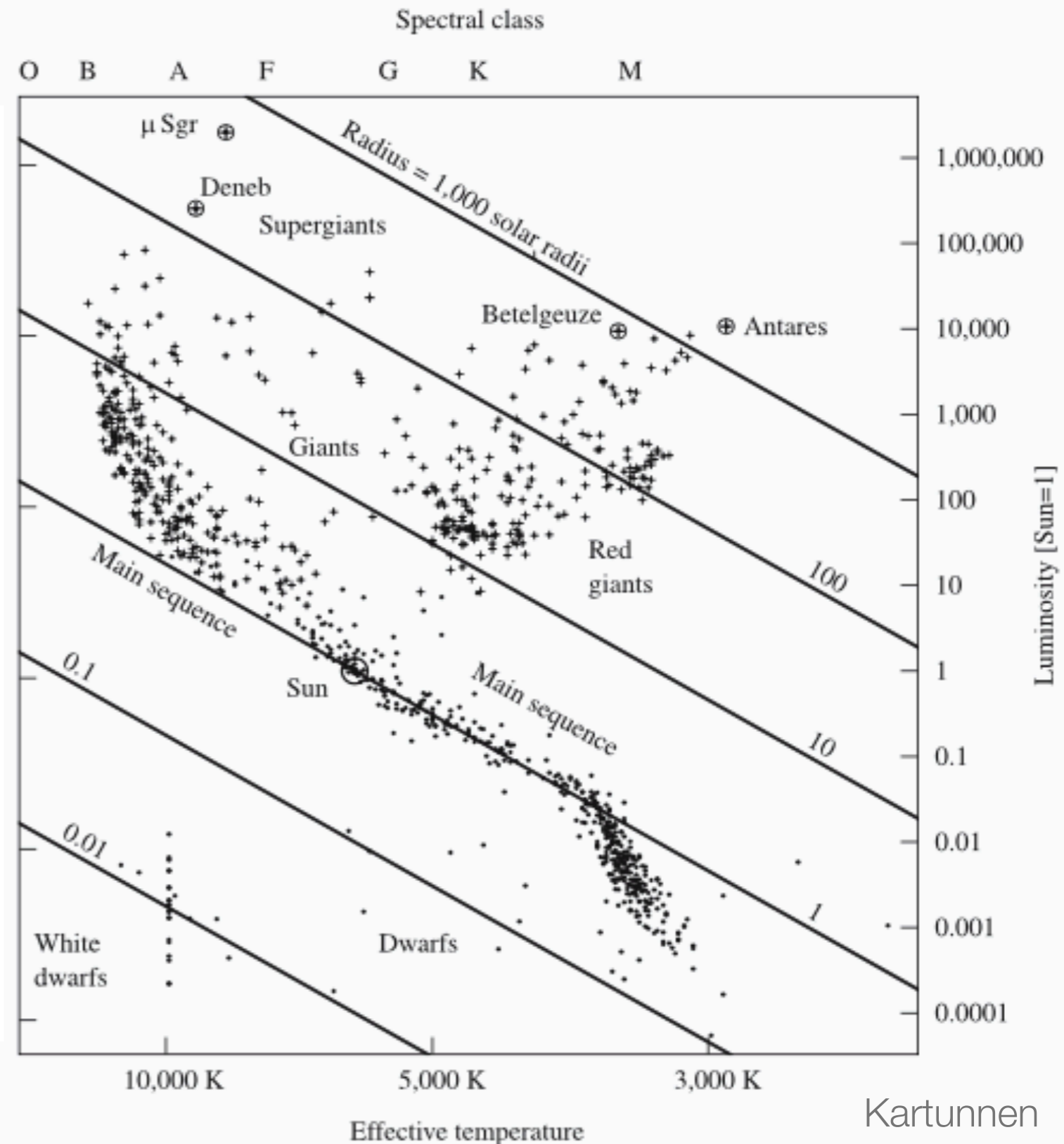
Ojo: Falta un ingrediente a considerar además de la temperatura...



# Sistema MKK: Tipo Espectral+Clase de Luminosidad

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

## Diagrama Hertzsprung-Russell



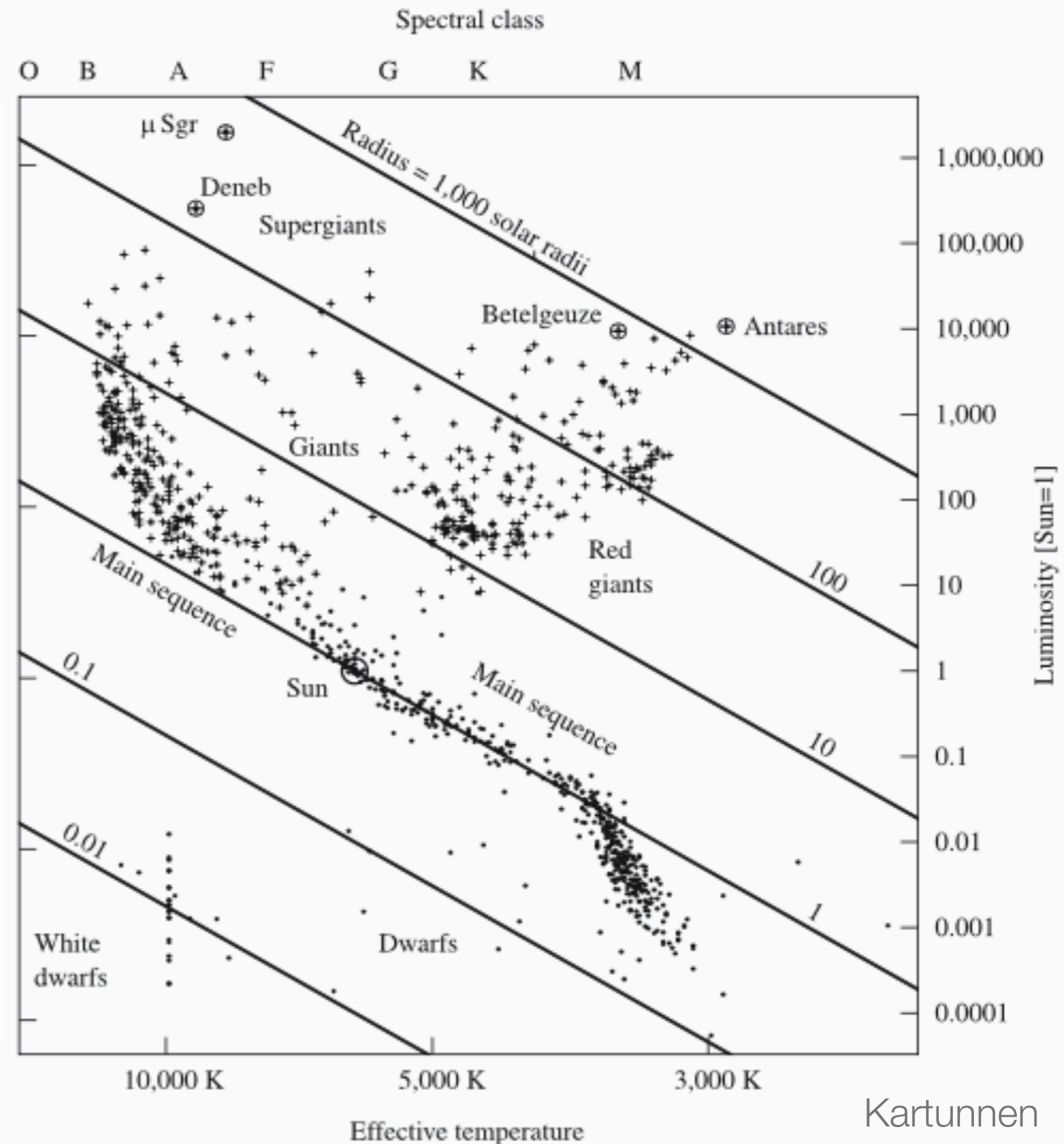
# Sistema MKK: Tipo Espectral+Clase de Luminosidad

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

Recordar que:

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

## Diagrama Hertzsprung-Russell



# Sistema MKK: Tipo Espectral+Clase de Luminosidad

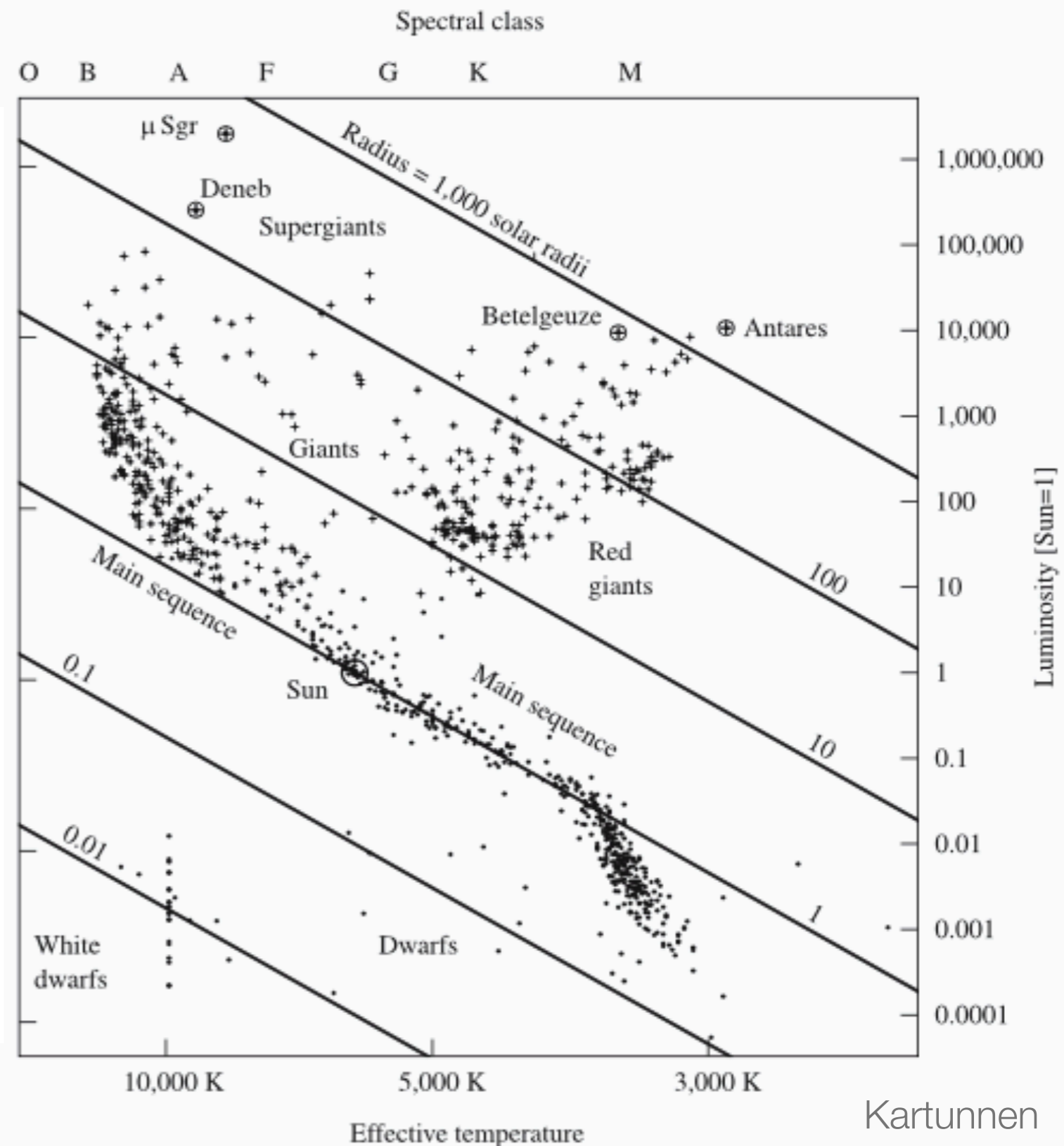
## Diagrama Hertzsprung-Russell

- 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



# Sistema MKK: Tipo Espectral+Clase de Luminosidad

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

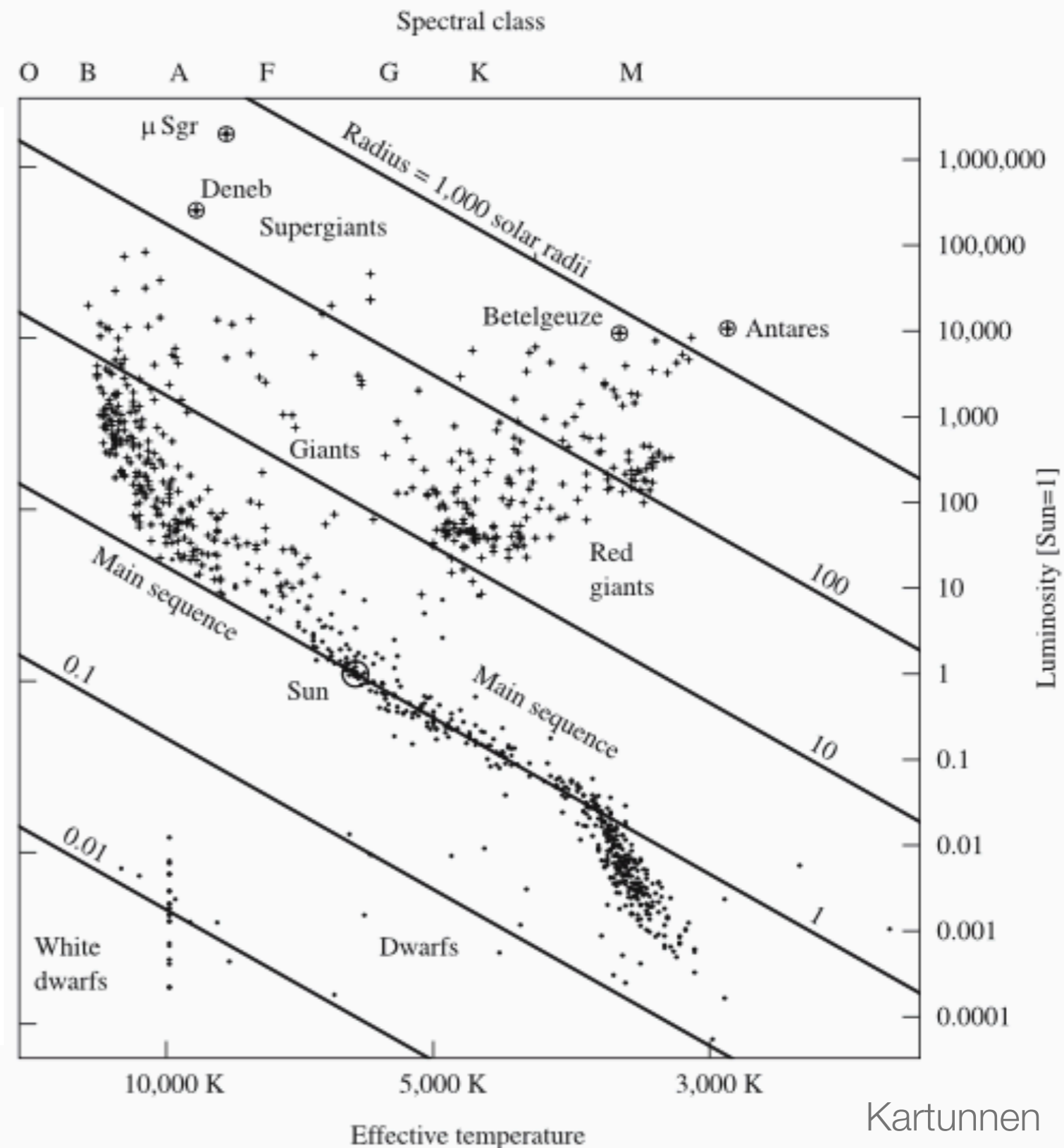
Recordar que:

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

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

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

## Diagrama Hertzsprung-Russell



# Sistema MKK: Tipo Espectral+Clase de Luminosidad

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

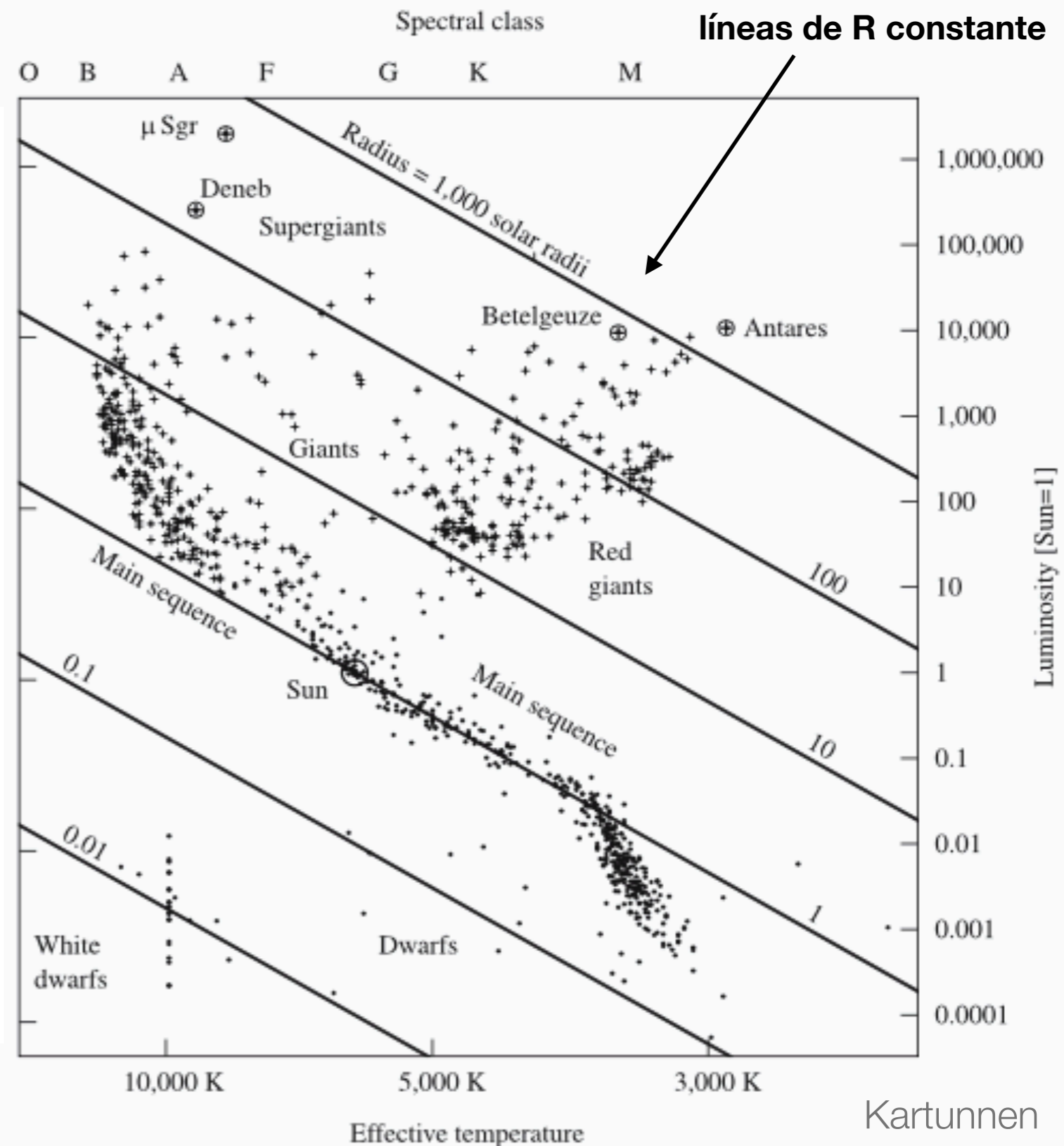
Recordar que:

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

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

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

## Diagrama Hertzsprung-Russell



# Sistema MKK: Tipo Espectral+Clase de Luminosidad

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

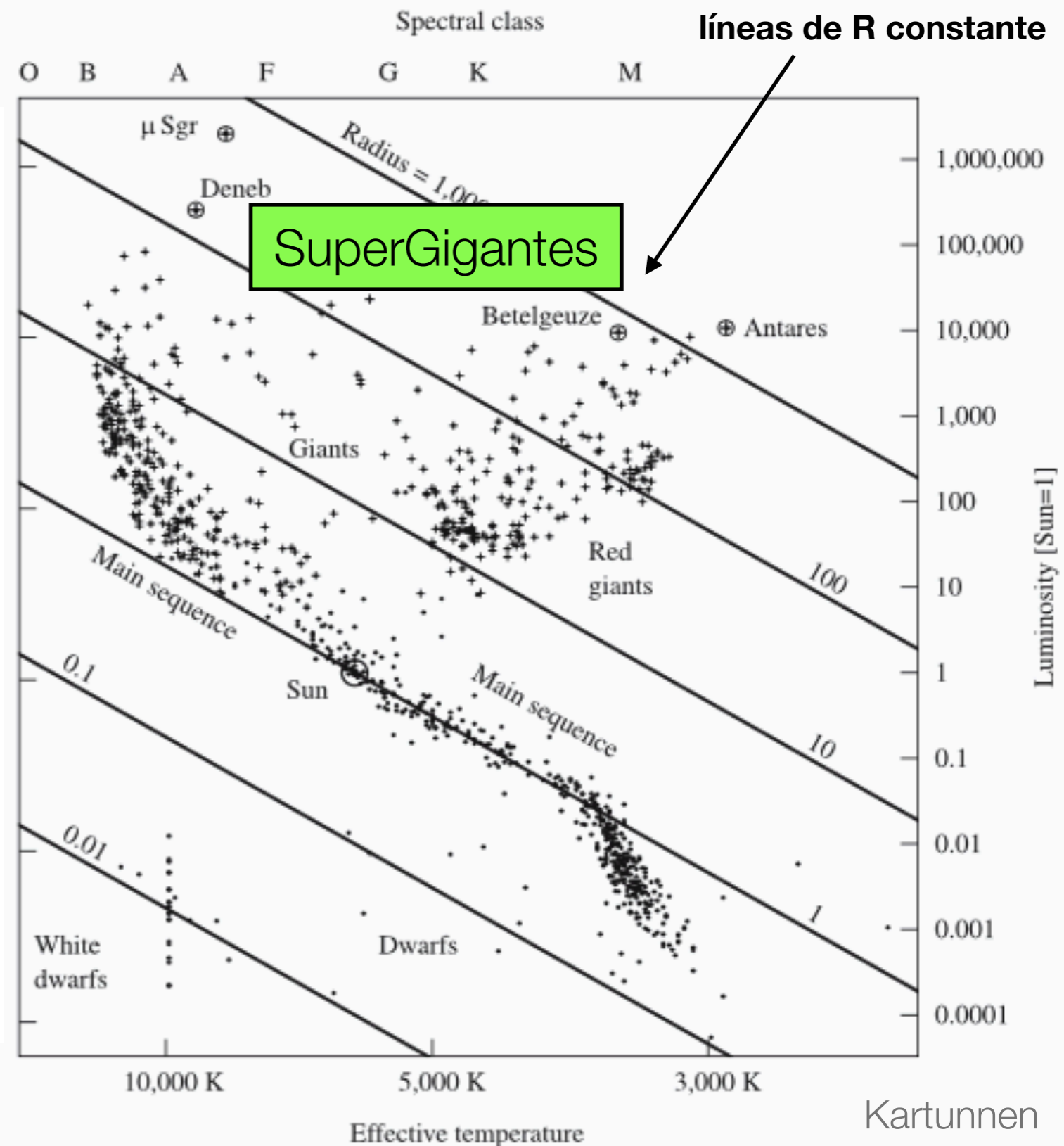
Recordar que:

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

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

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

## Diagrama Hertzsprung-Russell



# Sistema MKK: Tipo Espectral+Clase de Luminosidad

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

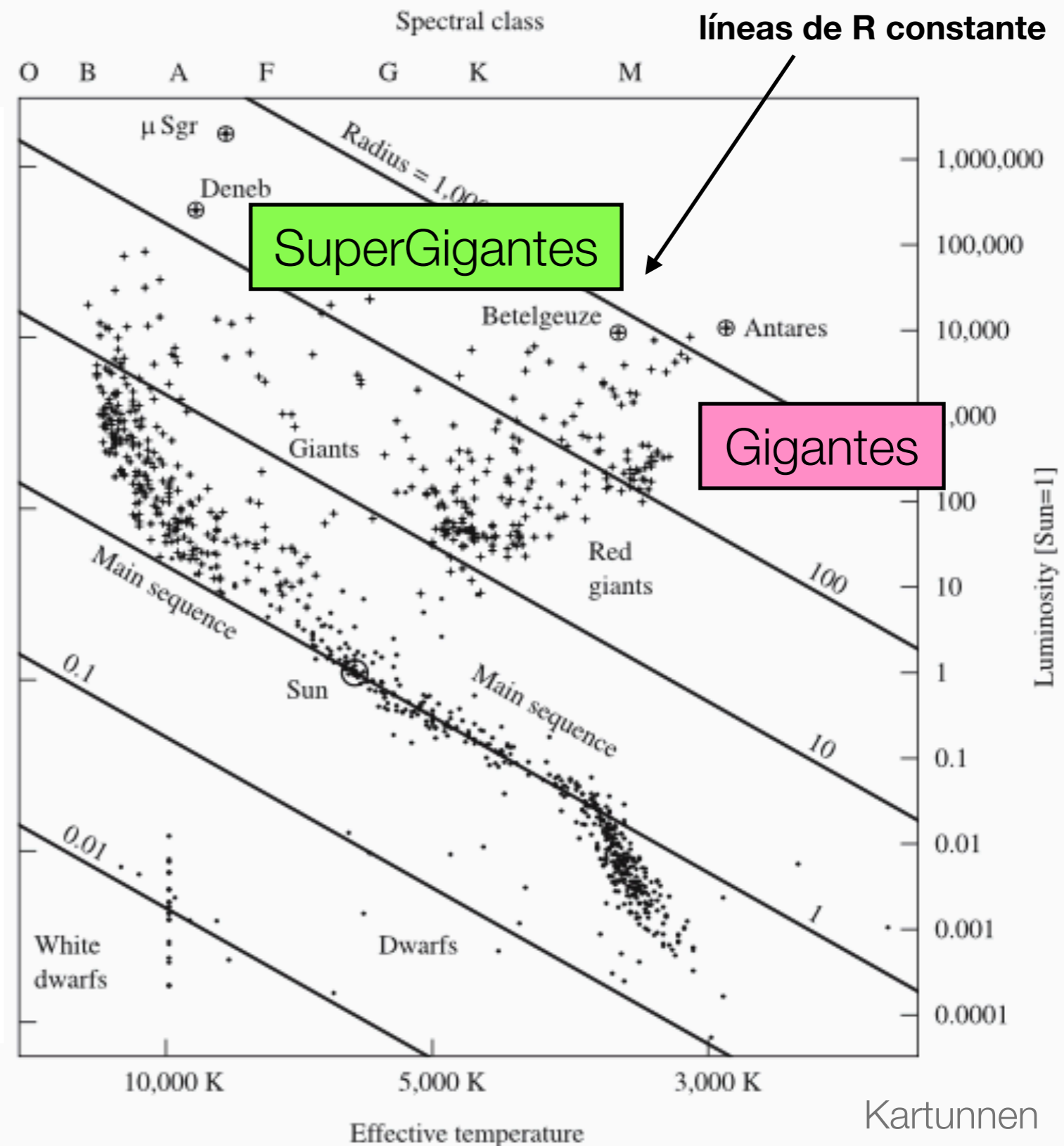
Recordar que:

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

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

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

## Diagrama Hertzsprung-Russell



# Sistema MKK: Tipo Espectral+Clase de Luminosidad

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

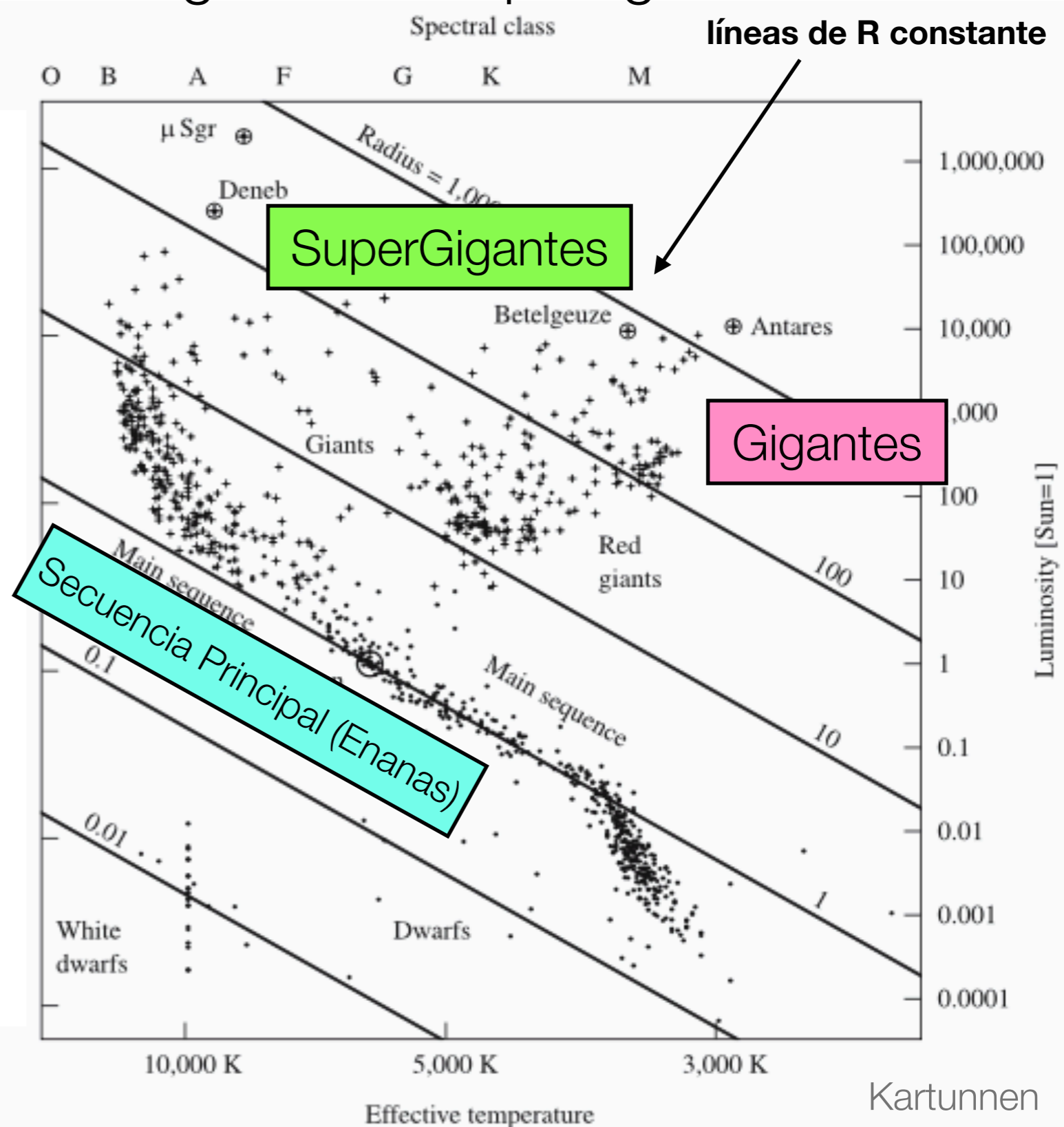
Recordar que:

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

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

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

## Diagrama Hertzsprung-Russell





# Sistema MKK: Tipo Espectral+Clase de Luminosidad

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

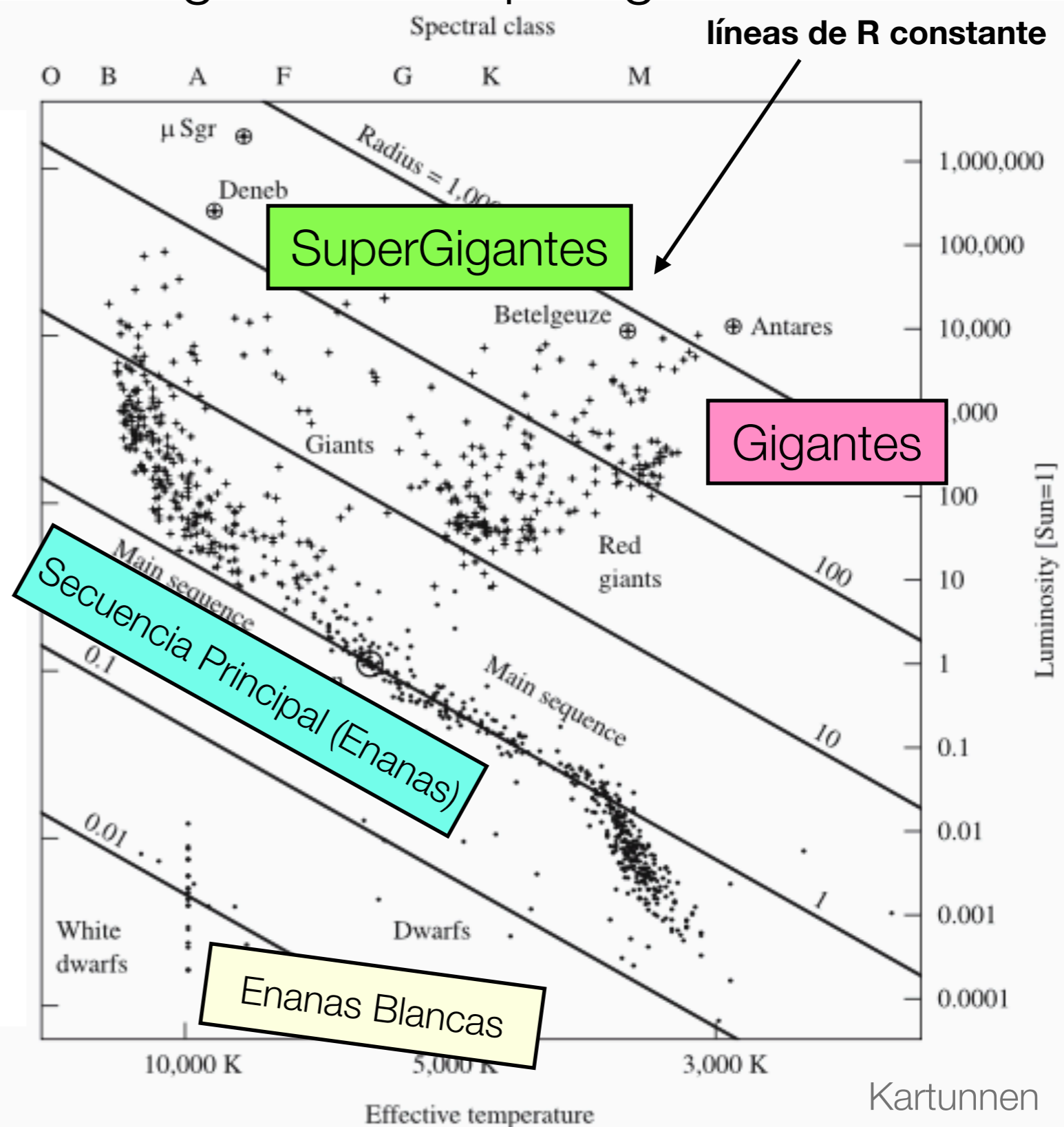
Recordar que:

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

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

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

## Diagrama Hertzsprung-Russell

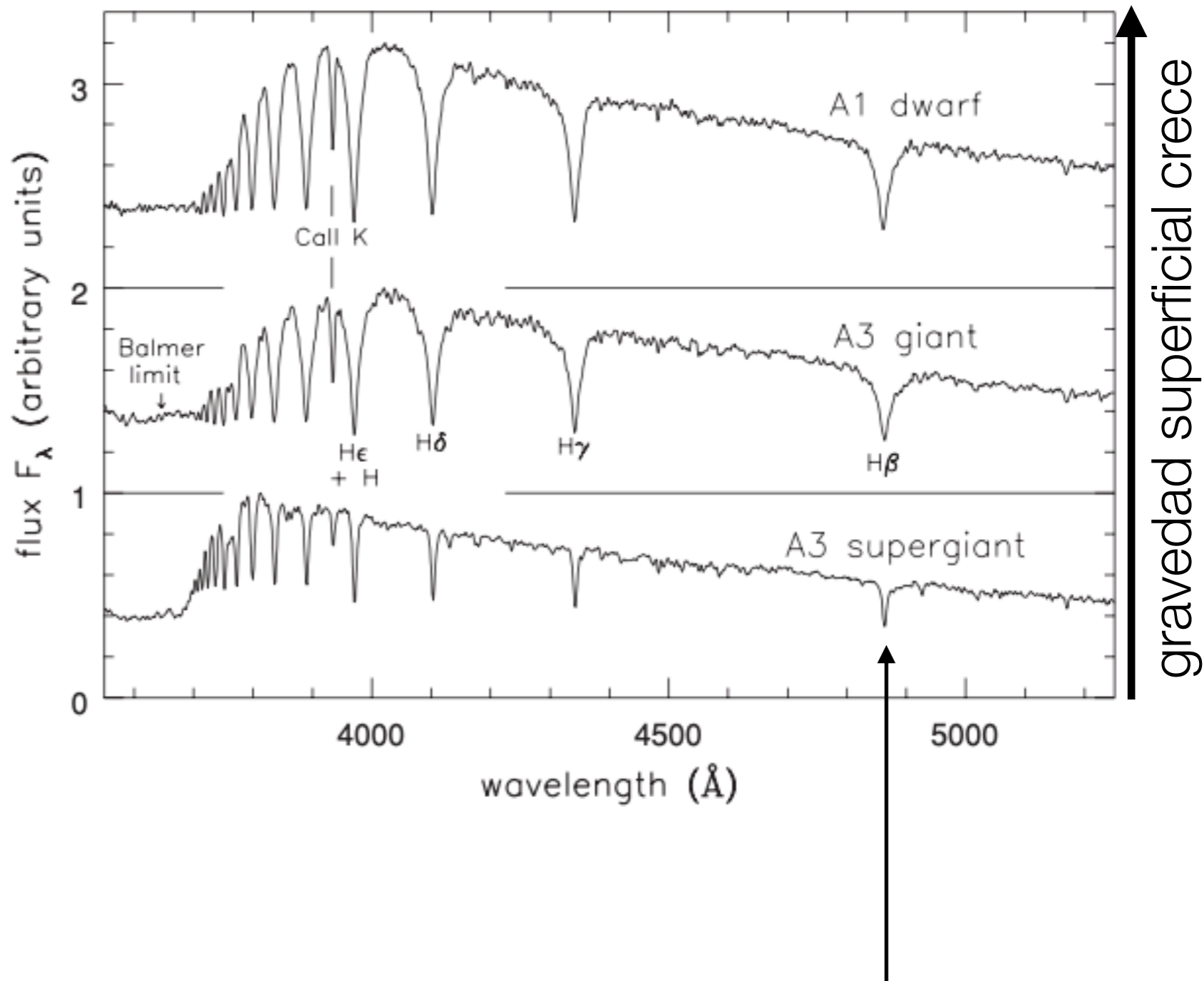


# Sistema MKK: Tipo Espectral+Clase de Luminosidad

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

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

Espectros de estrellas de igual  $T_{\text{eff}}$  pero diferente gravedad superficial  $g$



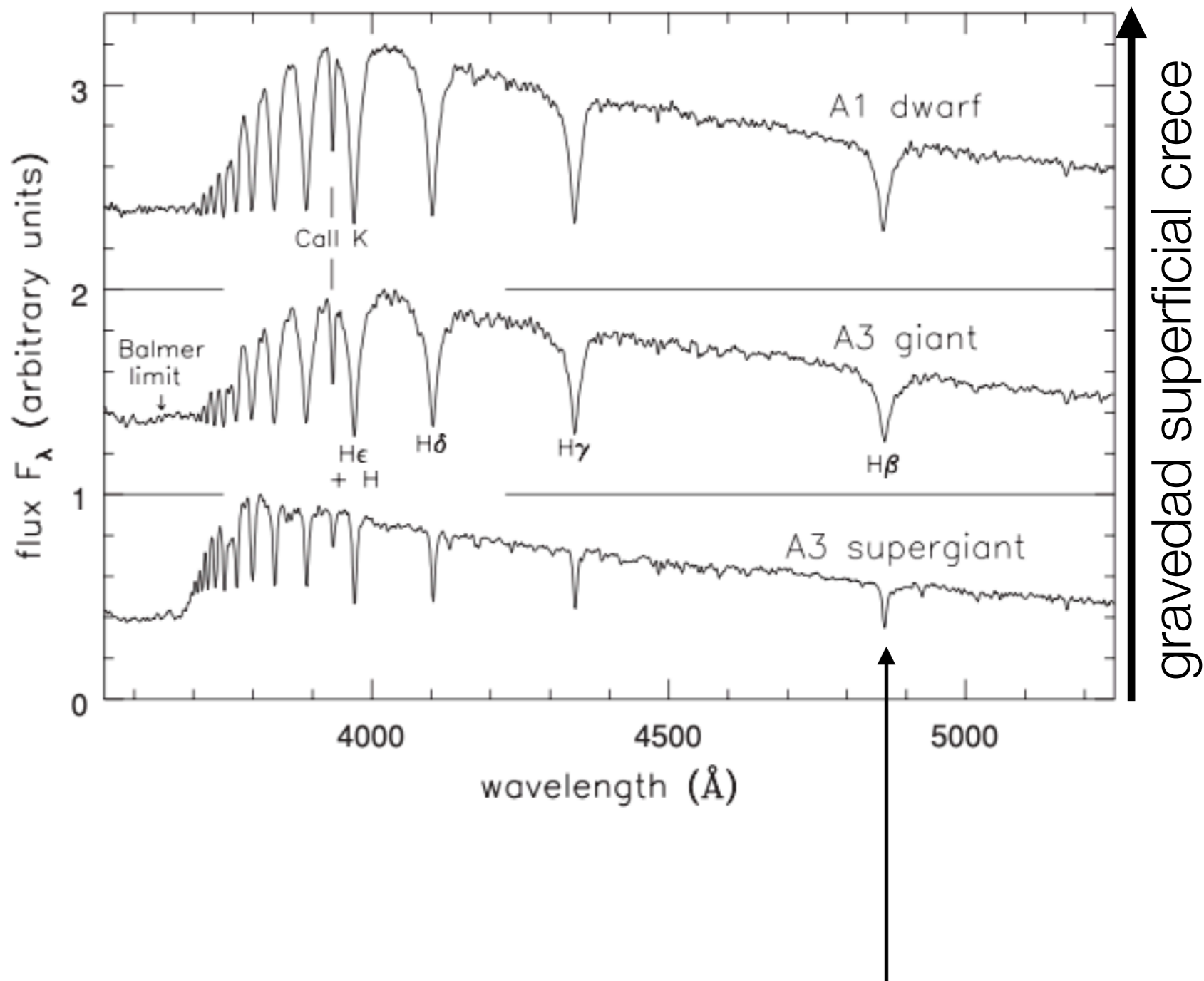
# Sistema MKK: Tipo Espectral+Clase de Luminosidad

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

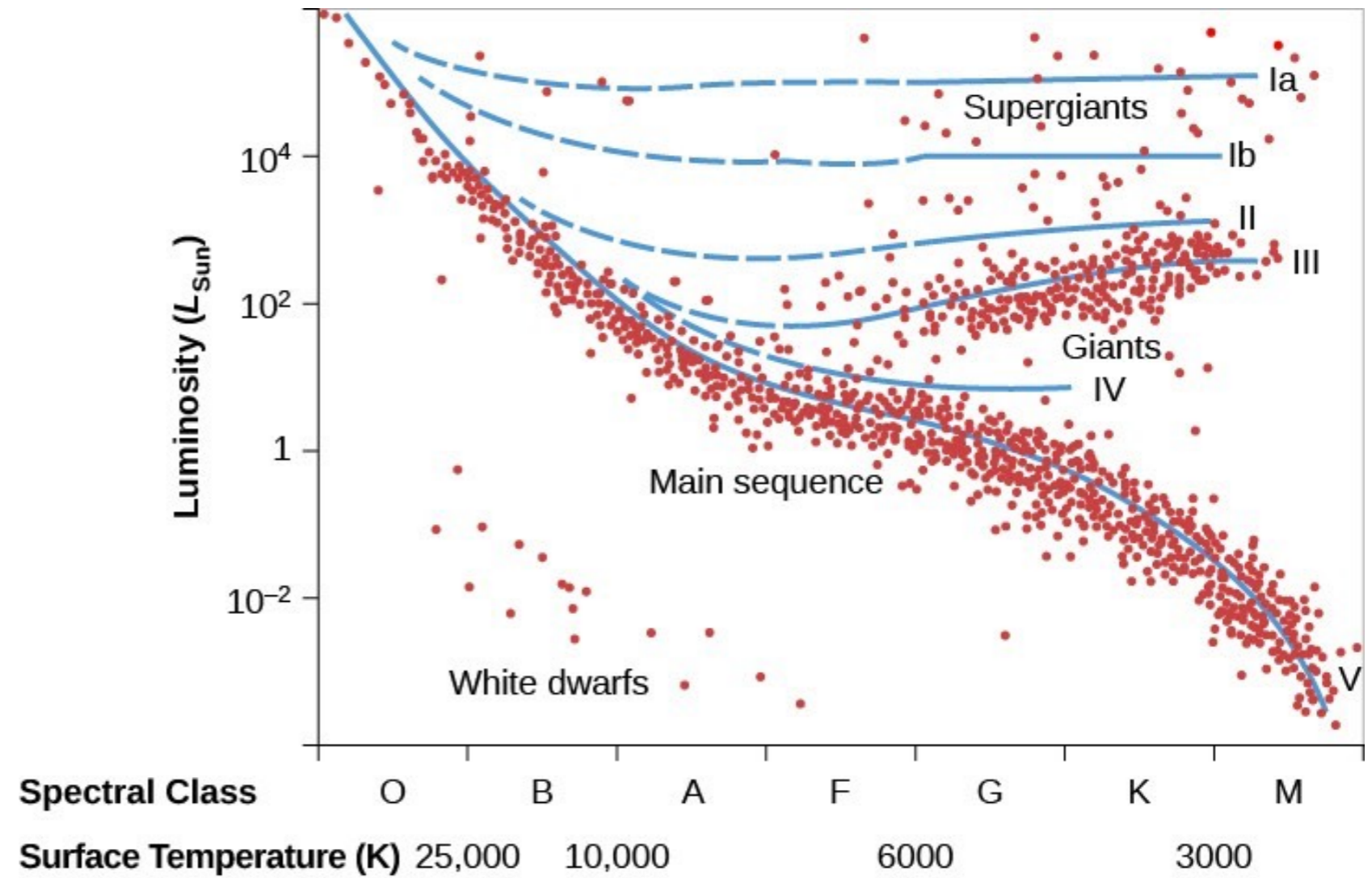
$$g = \frac{GM}{R^2}$$

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

Espectros de estrellas de igual Teff pero diferente gravedad superficial g

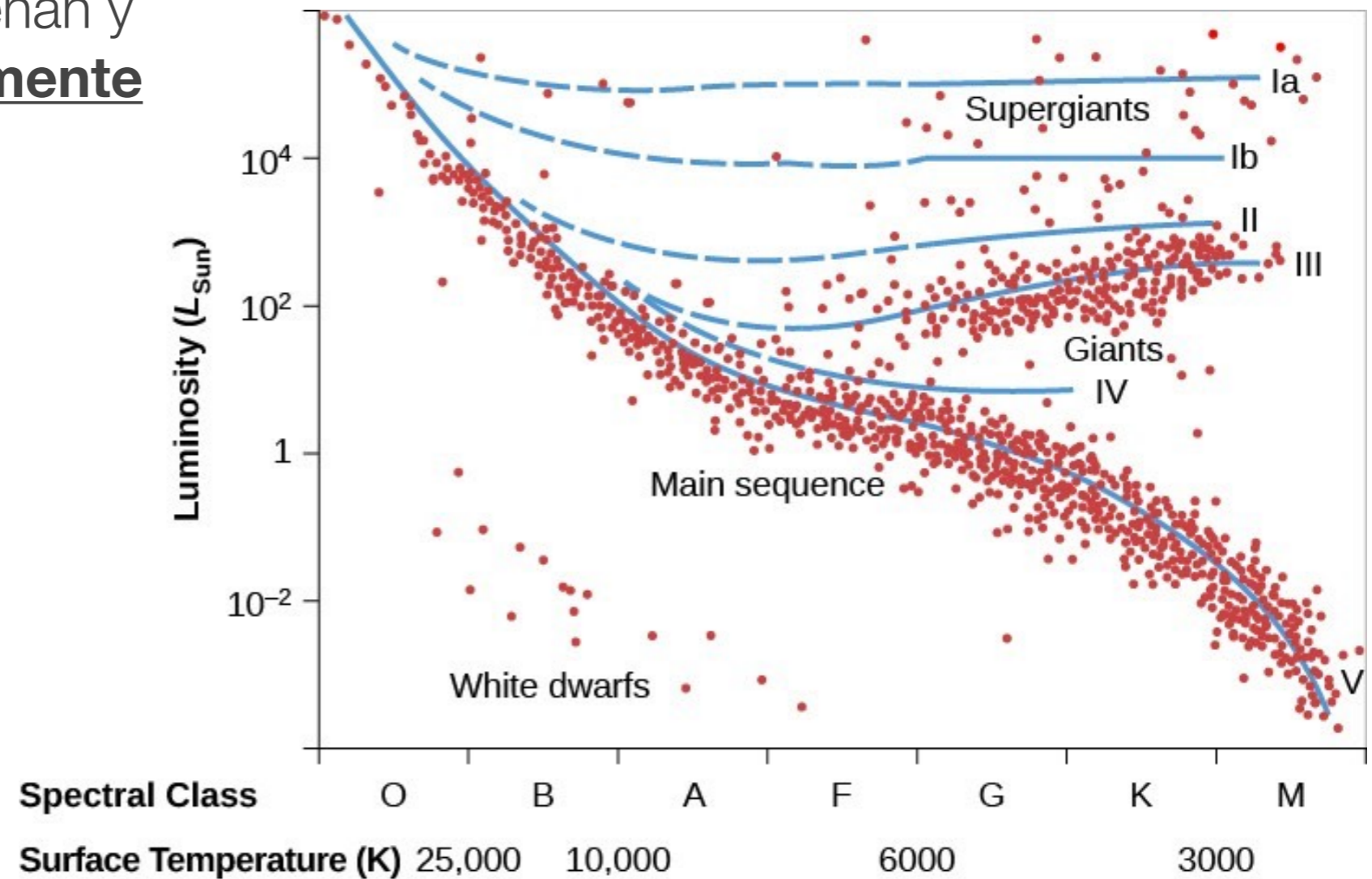


# Sistema MKK: Tipo Espectral+Clase de Luminosidad



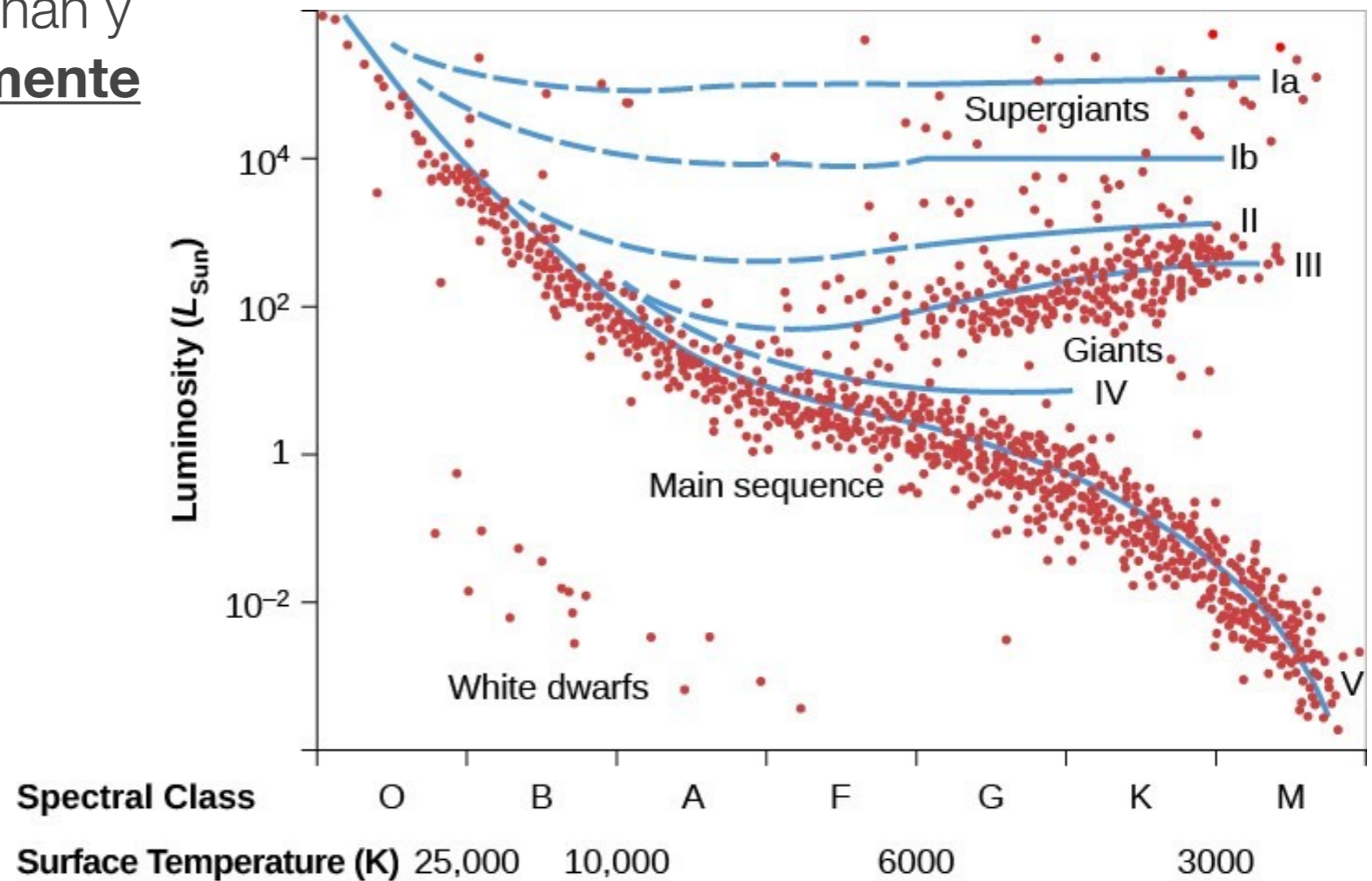
# Sistema MKK: Tipo Espectral+Clase de Luminosidad

- El sistema MKK (Morgan, Keenan y Kellman) es el **usado actualmente**



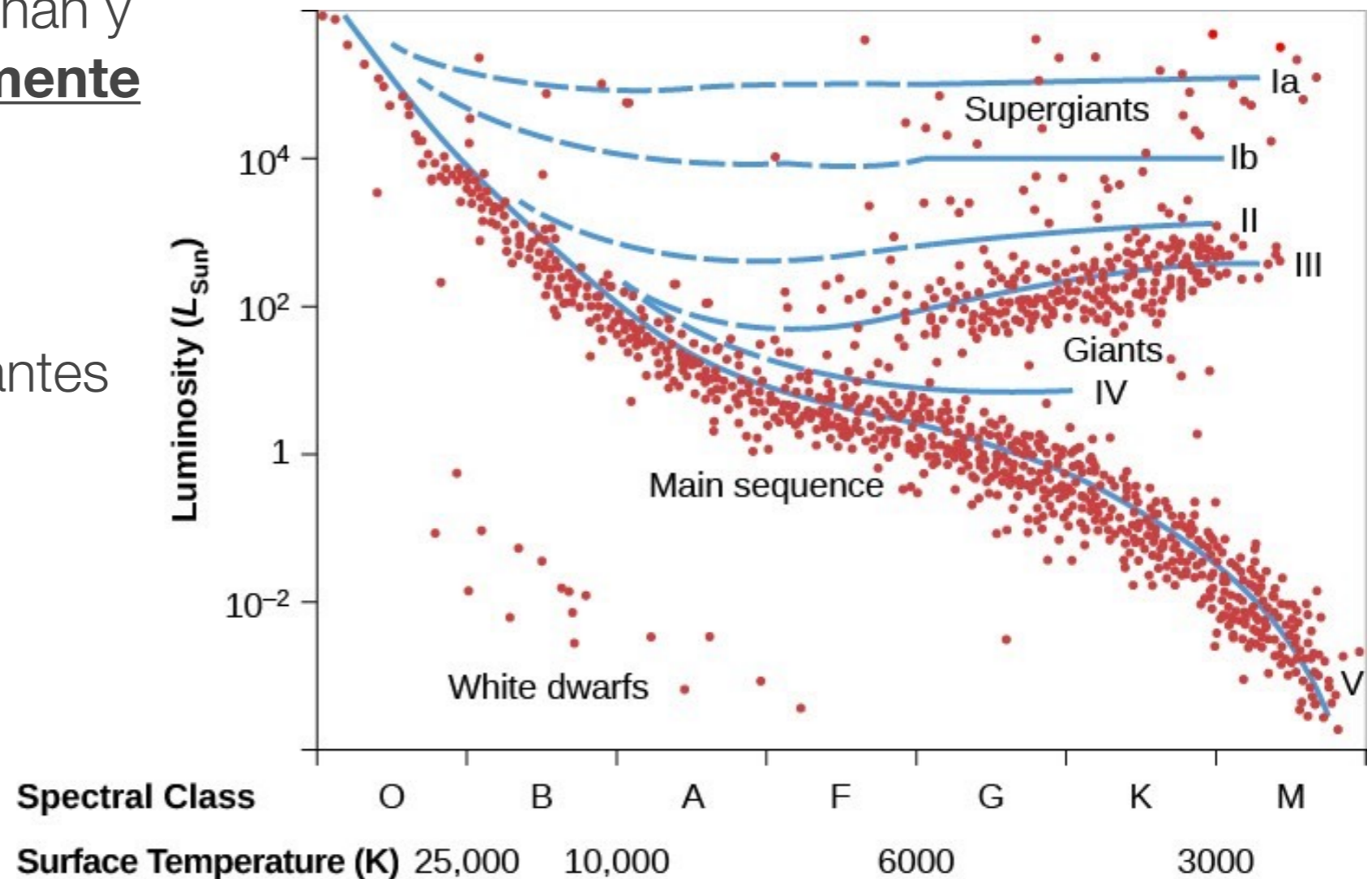
# Sistema MKK: Tipo Espectral+Clase de Luminosidad

- El sistema MKK (Morgan, Keenan y Kellman) es el **usado actualmente**
- Se definen “Clases de Luminosidad”:



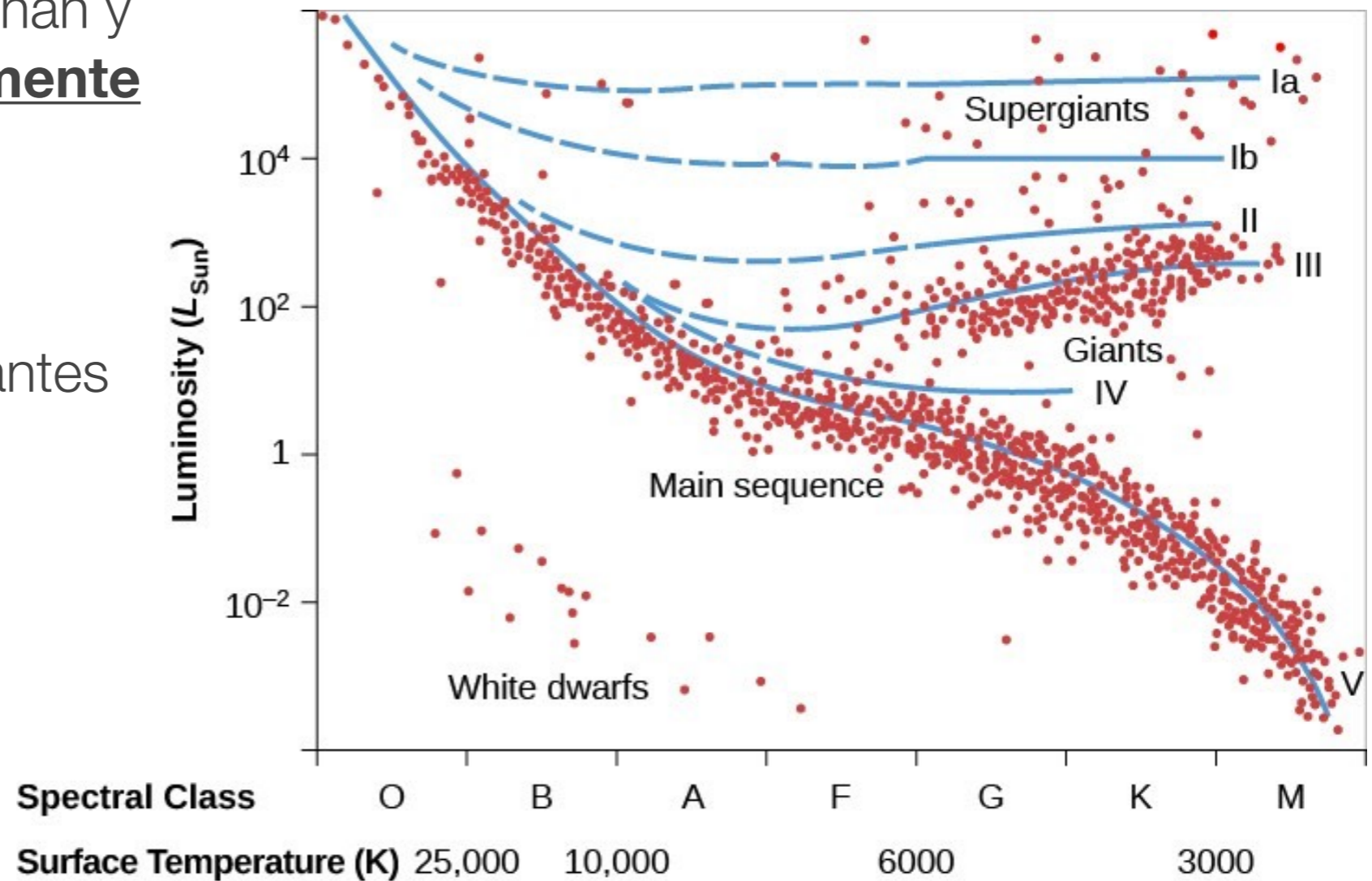
# Sistema MKK: Tipo Espectral+Clase de Luminosidad

- El sistema MKK (Morgan, Keenan y Kellman) es el **usado actualmente**
- Se definen “Clases de Luminosidad”:
  - la Supergigantes más brillantes



# Sistema MKK: Tipo Espectral+Clase de Luminosidad

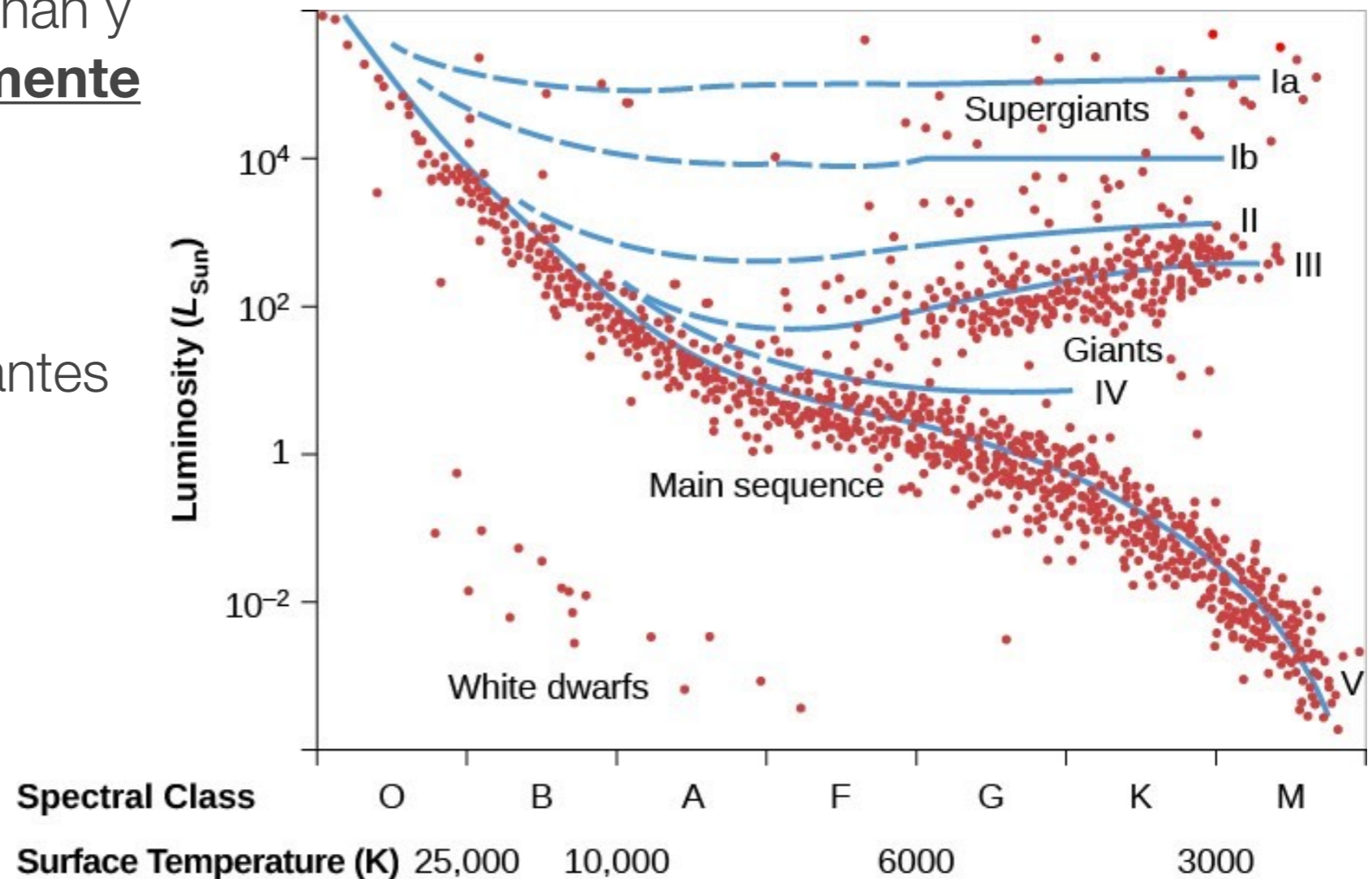
- El sistema MKK (Morgan, Keenan y Kellman) es el **usado actualmente**
- Se definen “Clases de Luminosidad”:
  - Ia Supergigantes más brillantes
  - Ib Supergigantes





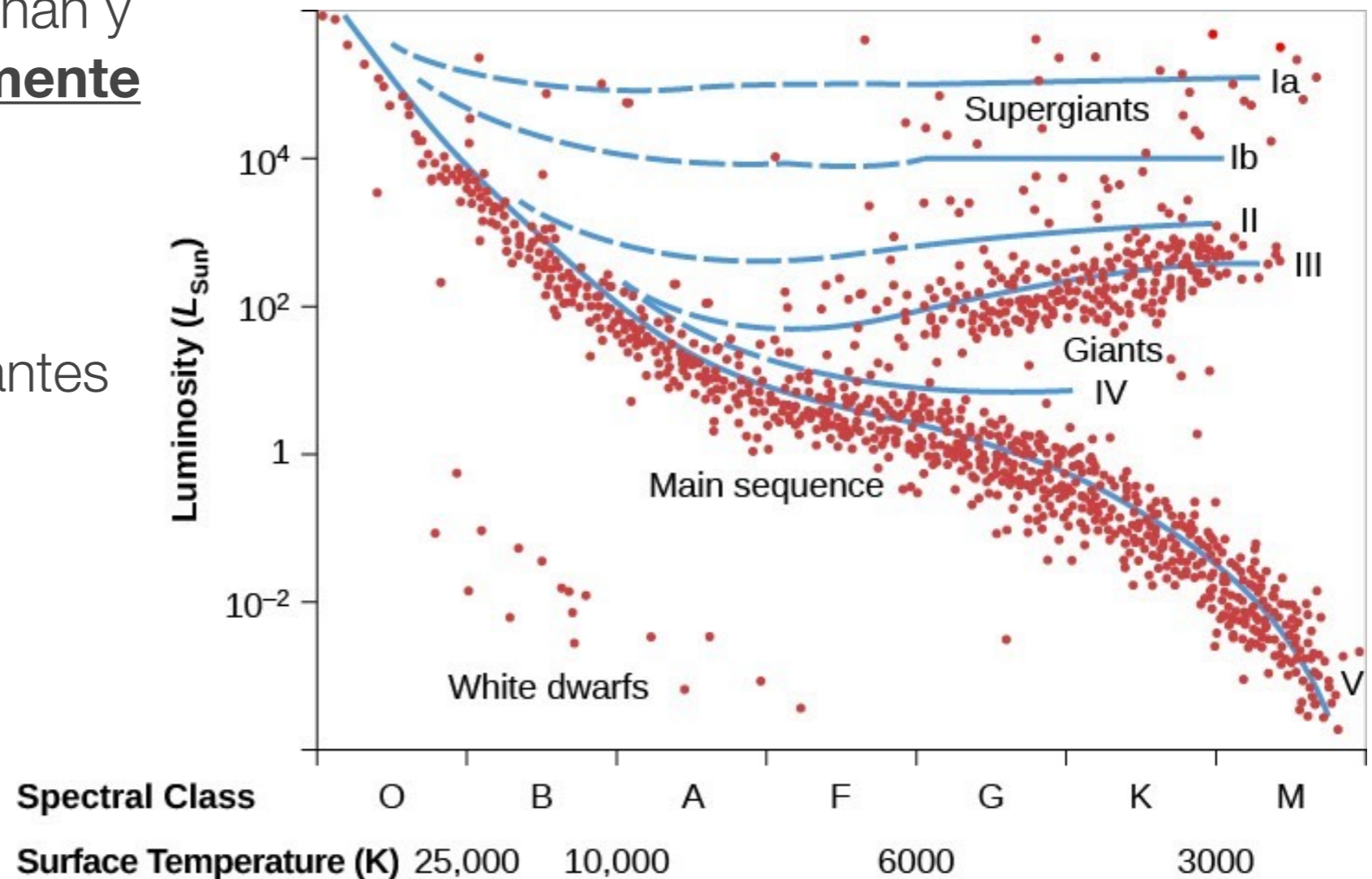
# Sistema MKK: Tipo Espectral+Clase de Luminosidad

- 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



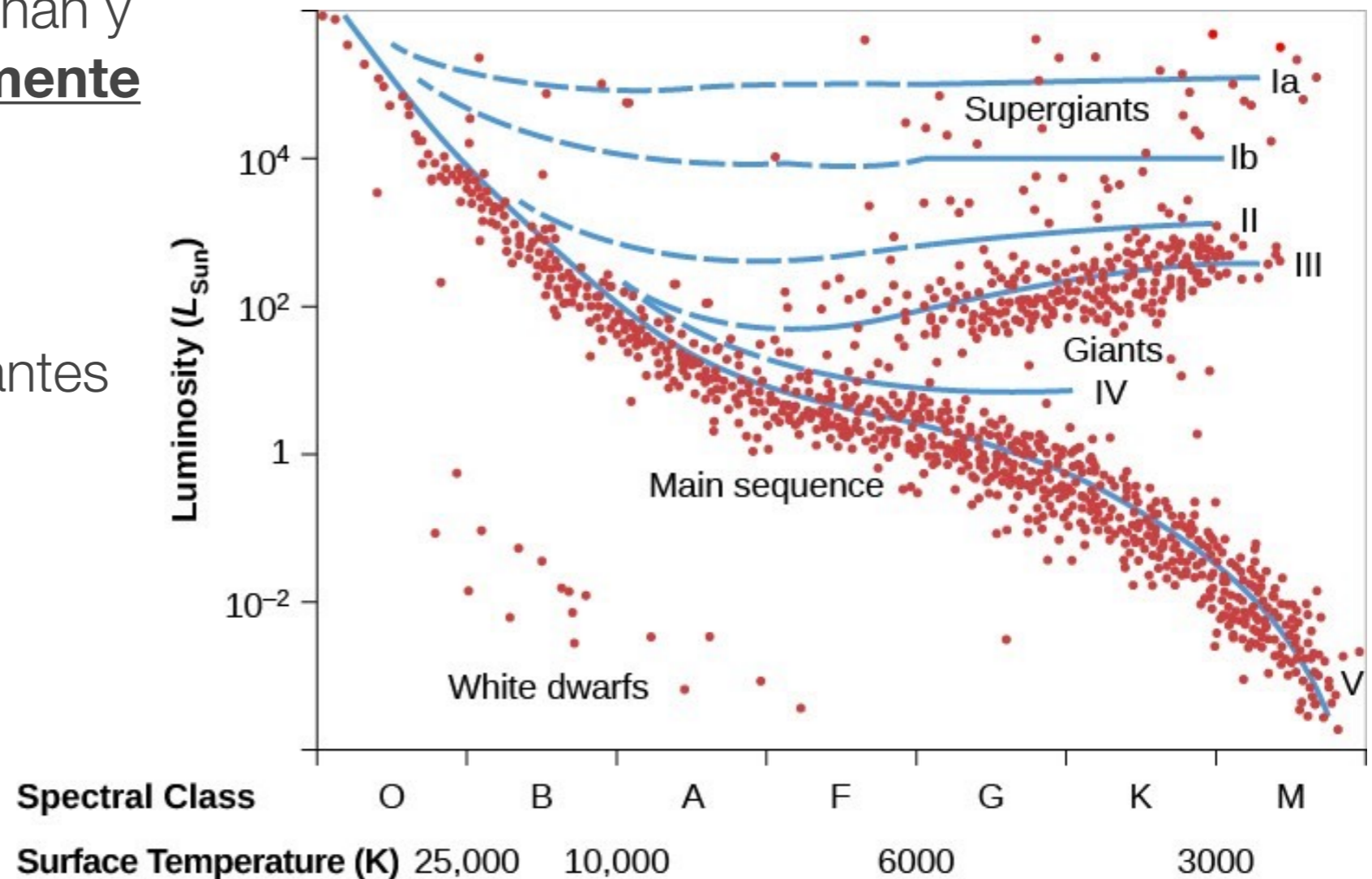
# Sistema MKK: Tipo Espectral+Clase de Luminosidad

- 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



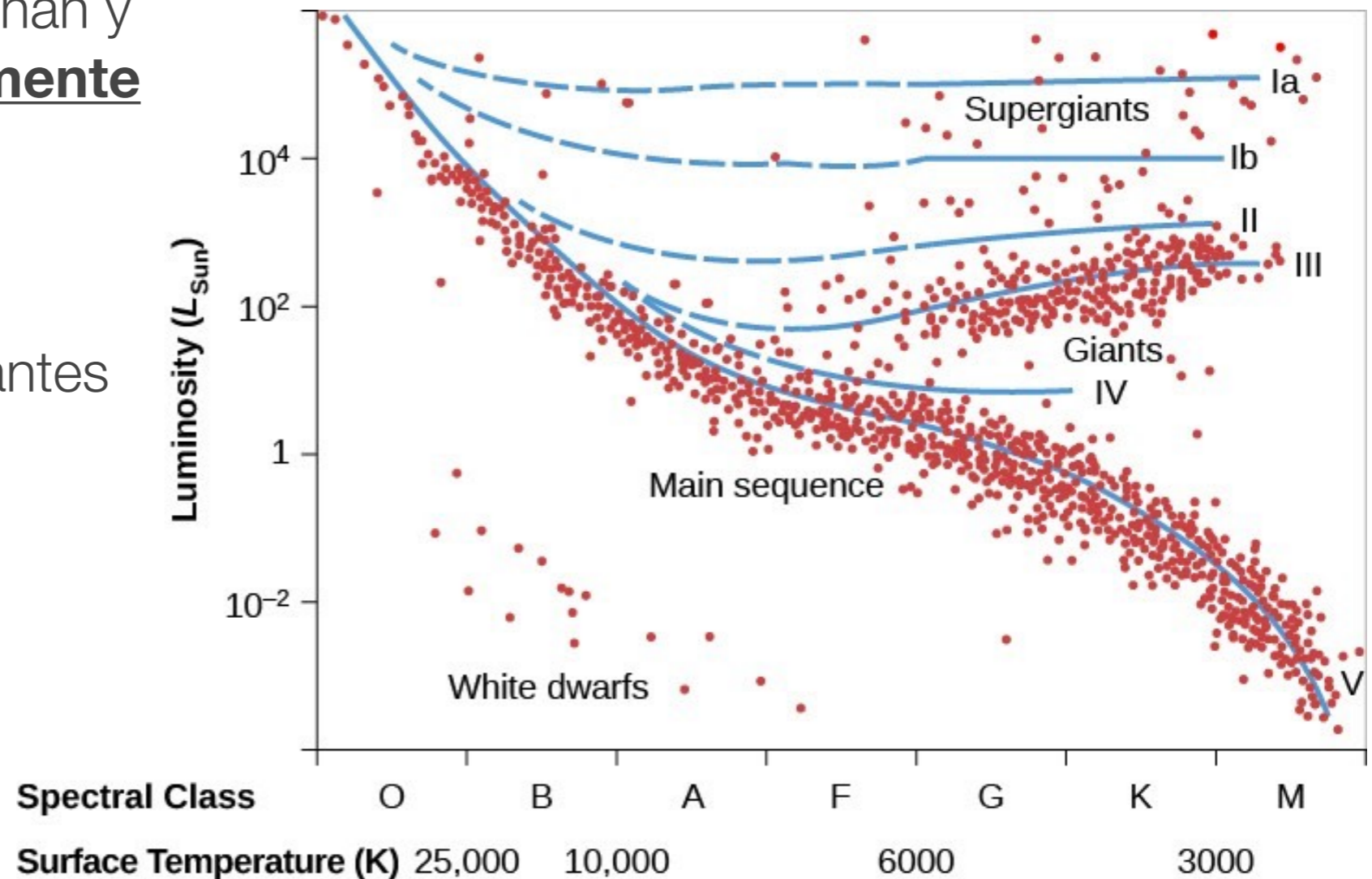
# Sistema MKK: Tipo Espectral+Clase de Luminosidad

- 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



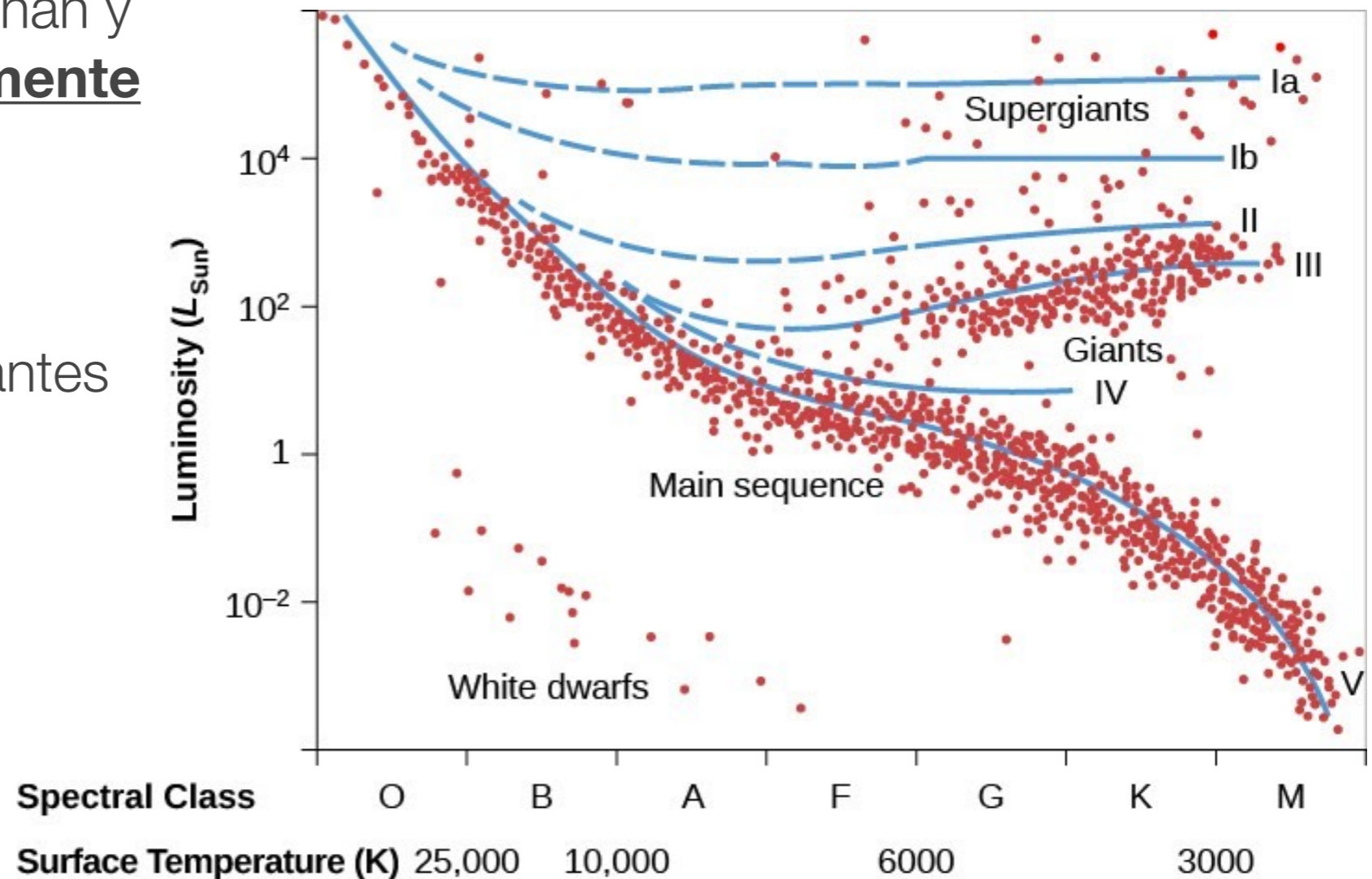
# Sistema MKK: Tipo Espectral+Clase de Luminosidad

- 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



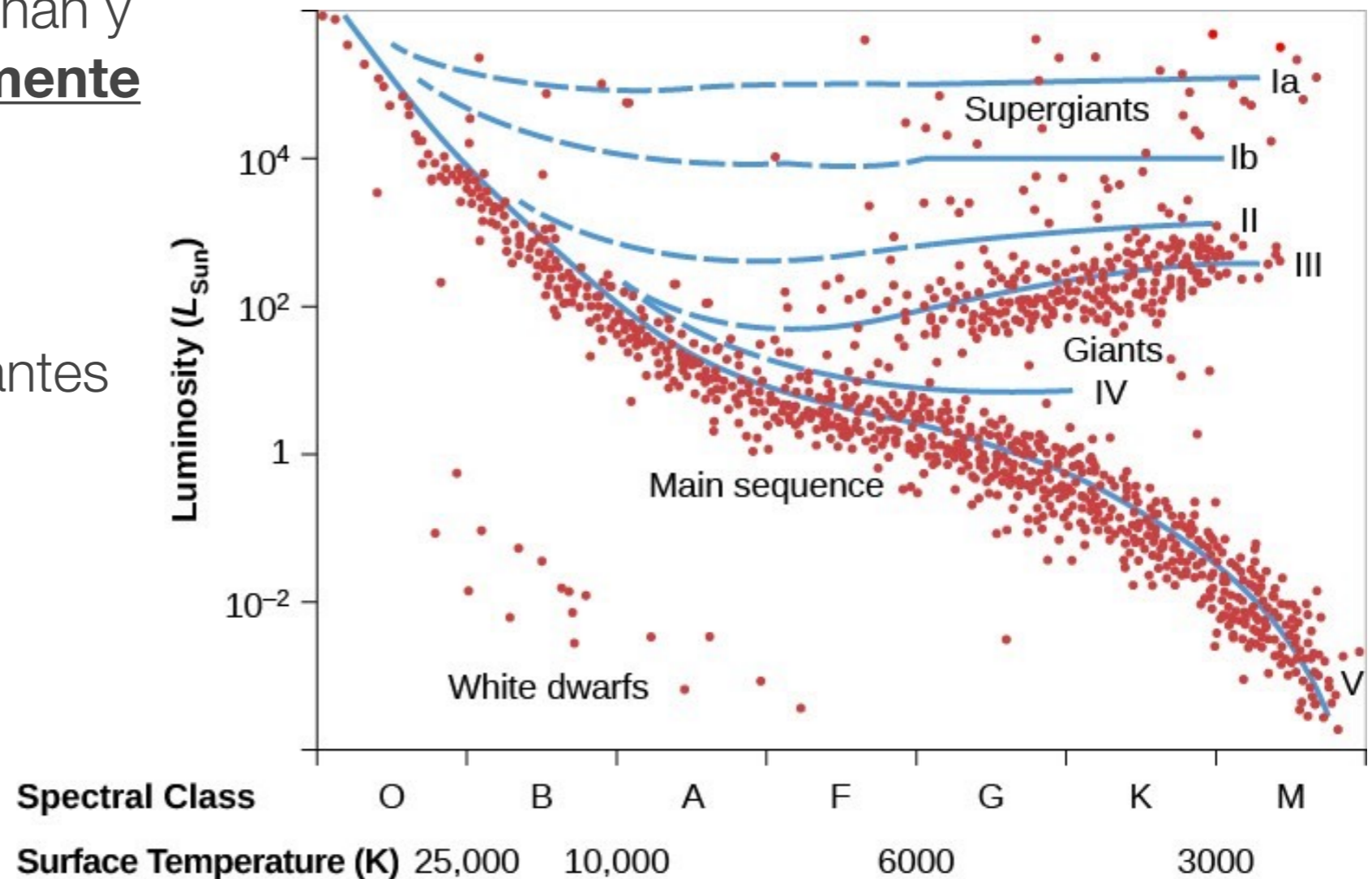
# Sistema MKK: Tipo Espectral+Clase de Luminosidad

- 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 (en desuso) Enanas blancas -> su clasificación espectral es diferente (empieza con D??)



# Sistema MKK: Tipo Espectral+Clase de Luminosidad

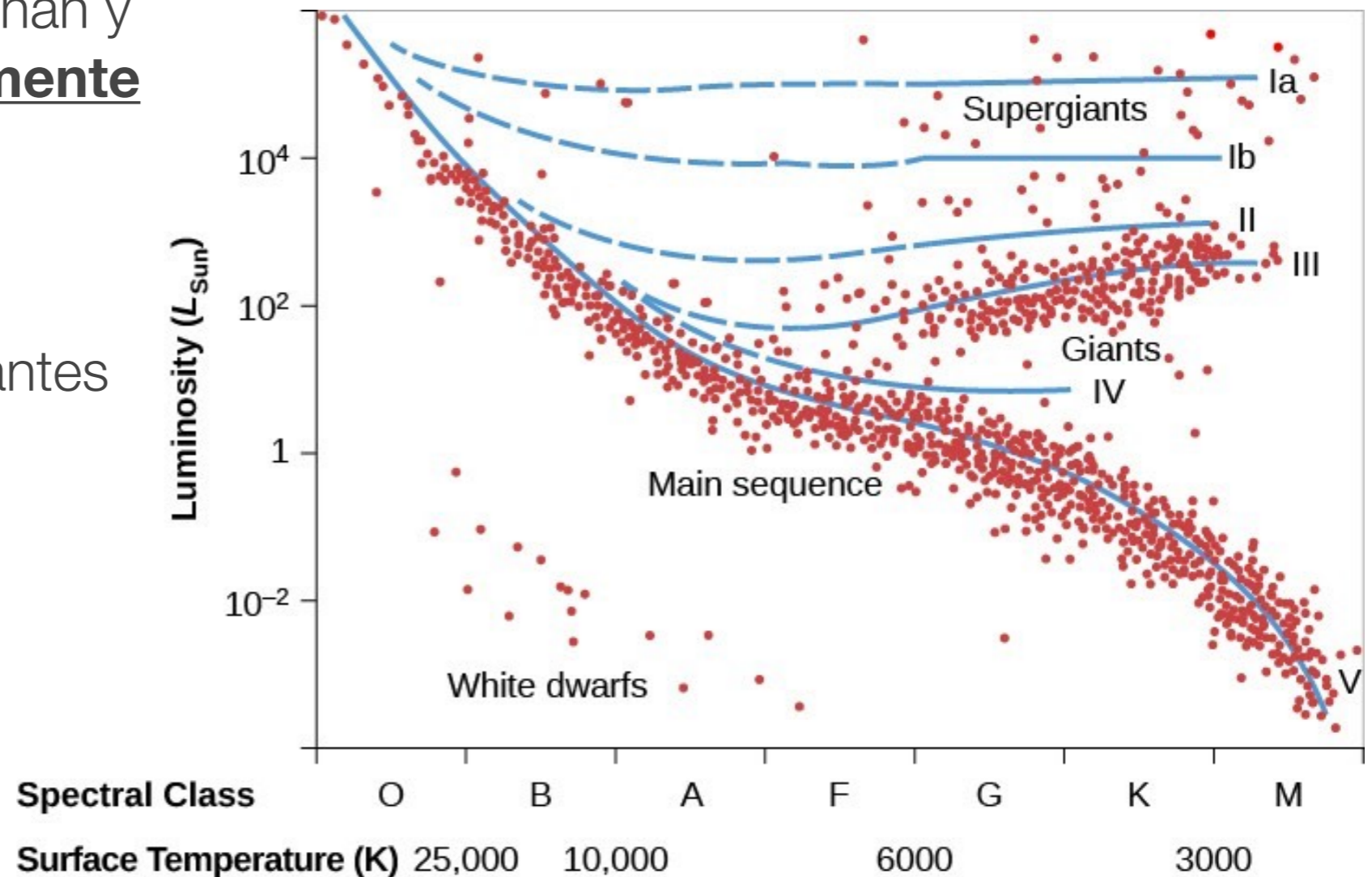
- El sistema MKK (Morgan, Keenan y Kellman) es el **usado actualmente**
- Se definen “Clases de Luminosidad”:
  - Ia Supergigantes más brillantes
  - Ib Supergigantes
  - II Gigantes brillantes
  - III Gigantes
  - IV Sub-gigantes
  - V Enanas = Secuencia Principal
  - VII (en desuso) Enanas blancas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



El tipo espectral, entonces se reporta como

# 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 (en desuso) Enanas blancas -> su clasificación espectral es diferente (empieza con D??)

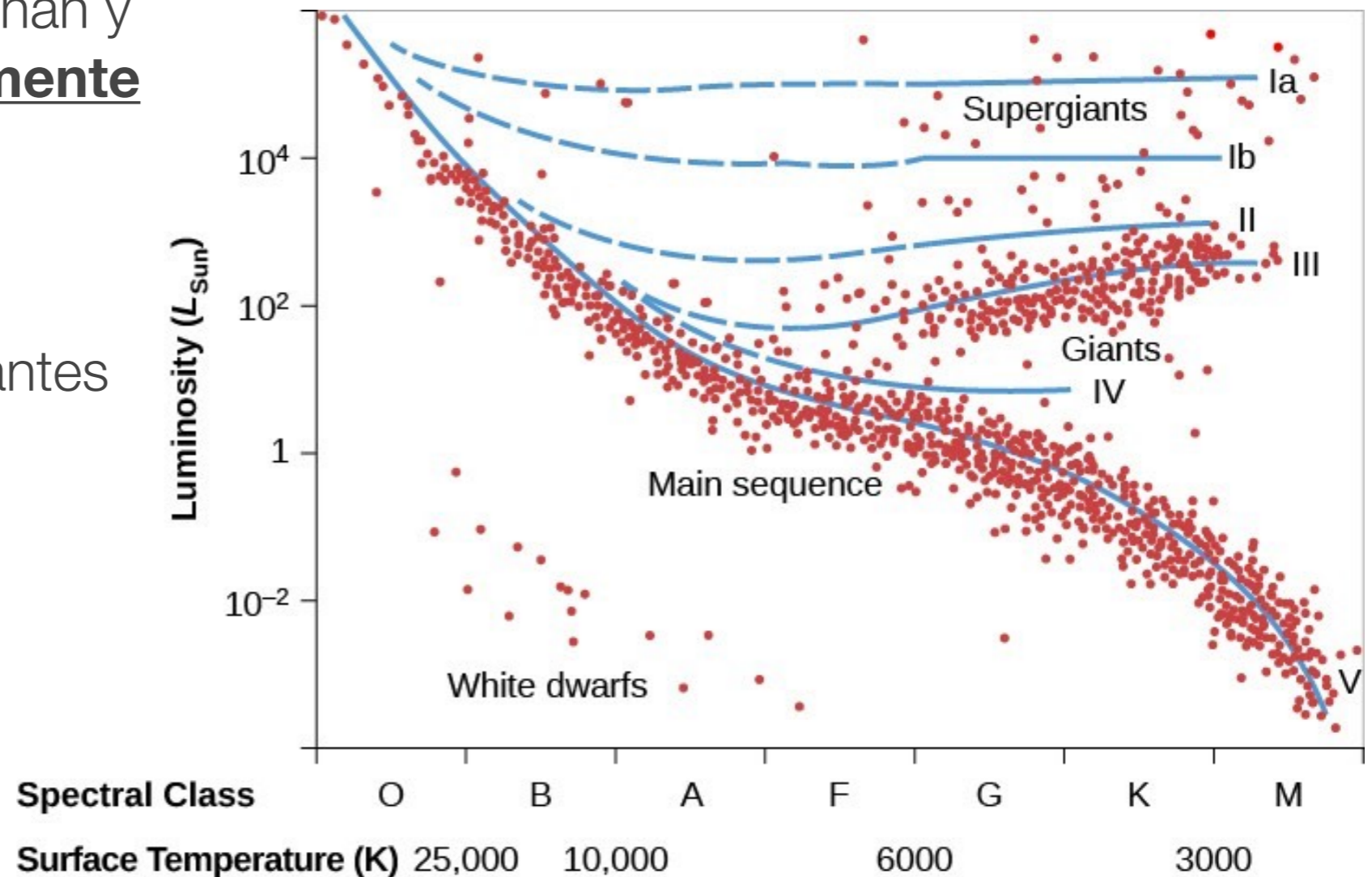


El tipo espectral, entonces se reporta como

tipo espectral F2  
clase de luminosidad III

# 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 (en desuso) Enanas blancas  
-> su clasificación espectral es diferente (empieza con D??)



El tipo espectral, entonces se reporta como

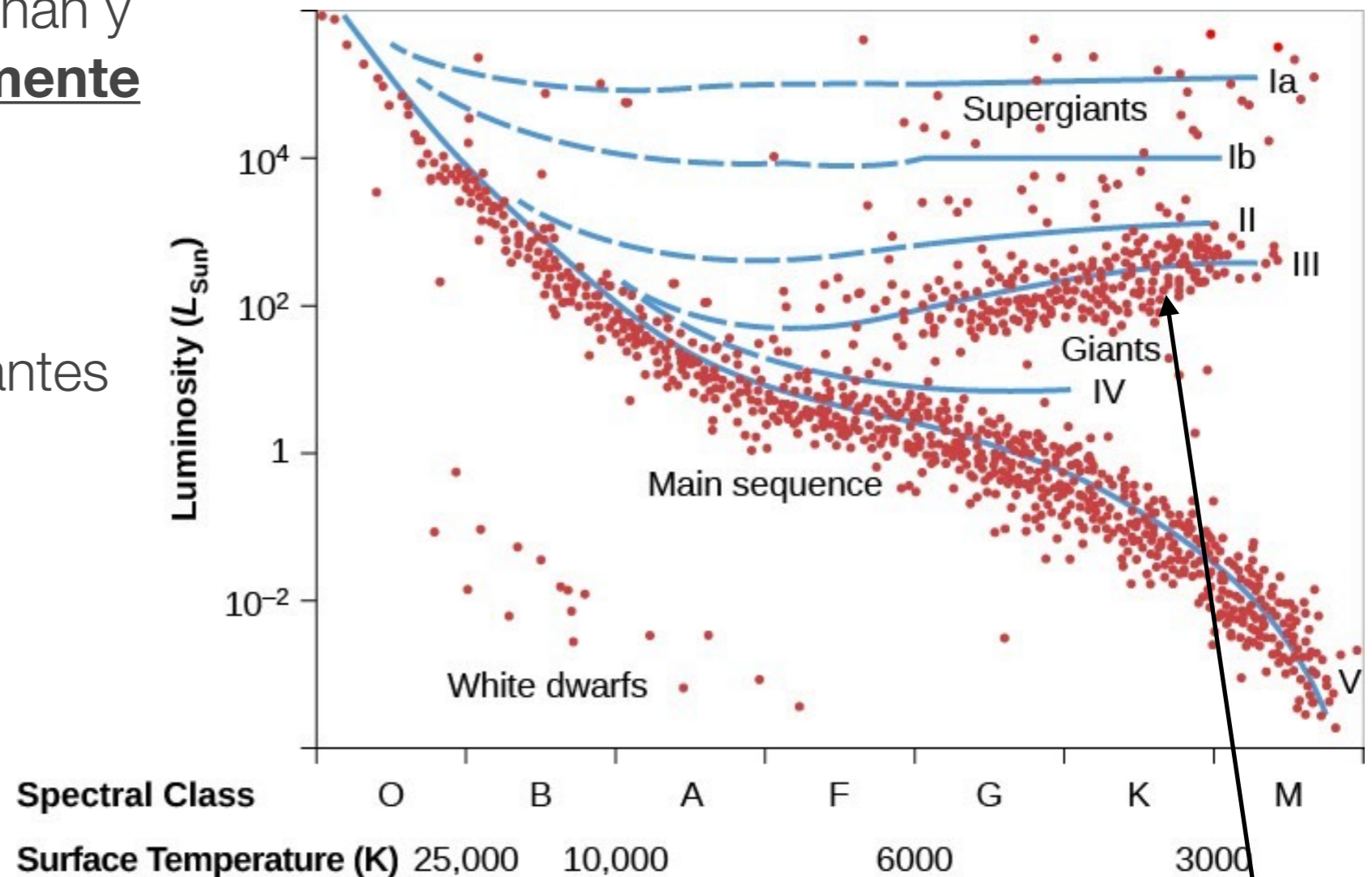
**F2III**

tipo espectral F2  
clase de luminosidad III



# 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 (en desuso) Enanas blancas -> su clasificación espectral es diferente (empieza con D??)



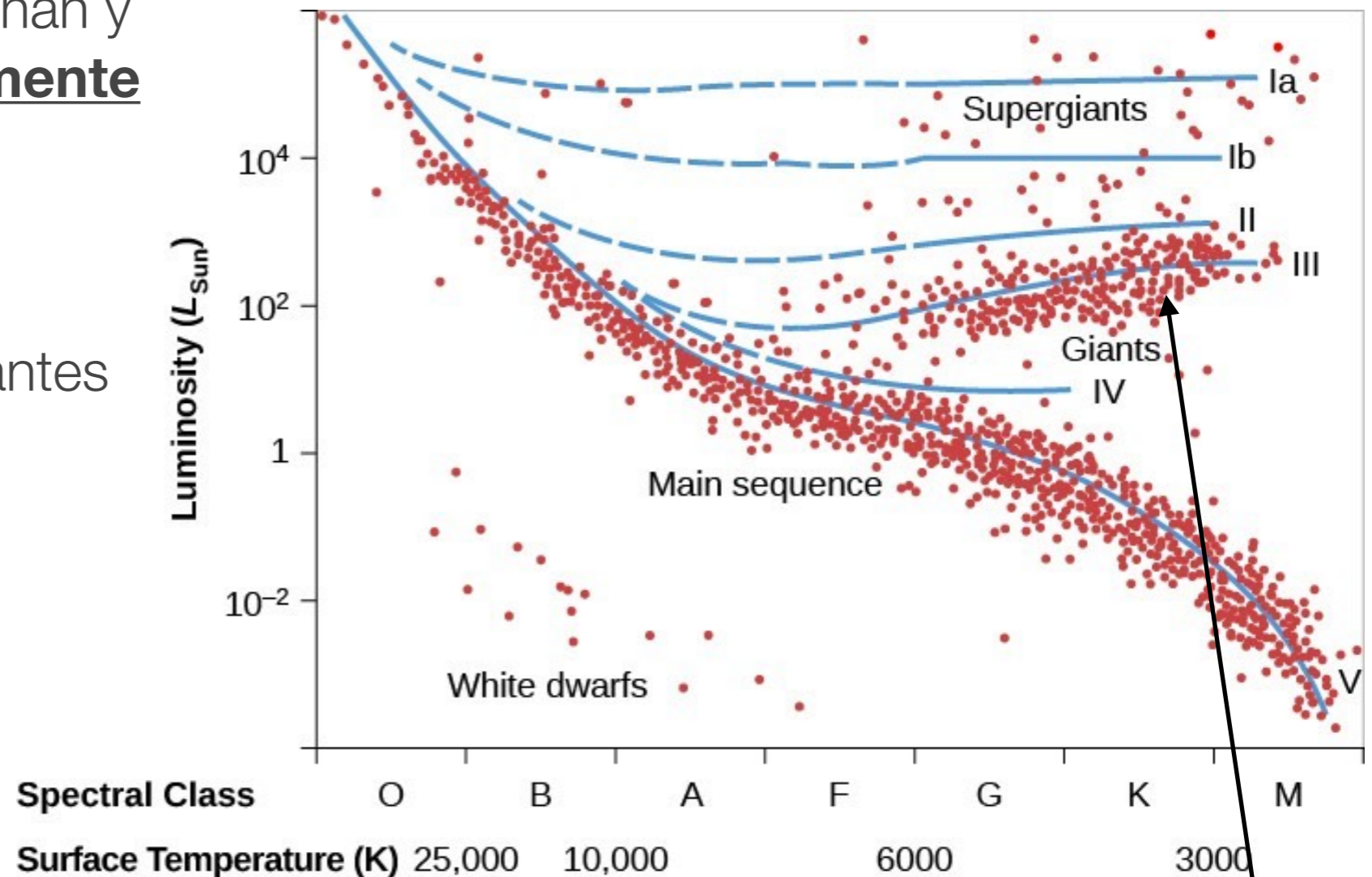
El tipo espectral, entonces se reporta como

**F2III**

tipo espectral F2  
clase de luminosidad III

# 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 (en desuso) Enanas blancas -> su clasificación espectral es diferente (empieza con D??)



El tipo espectral, entonces se reporta como

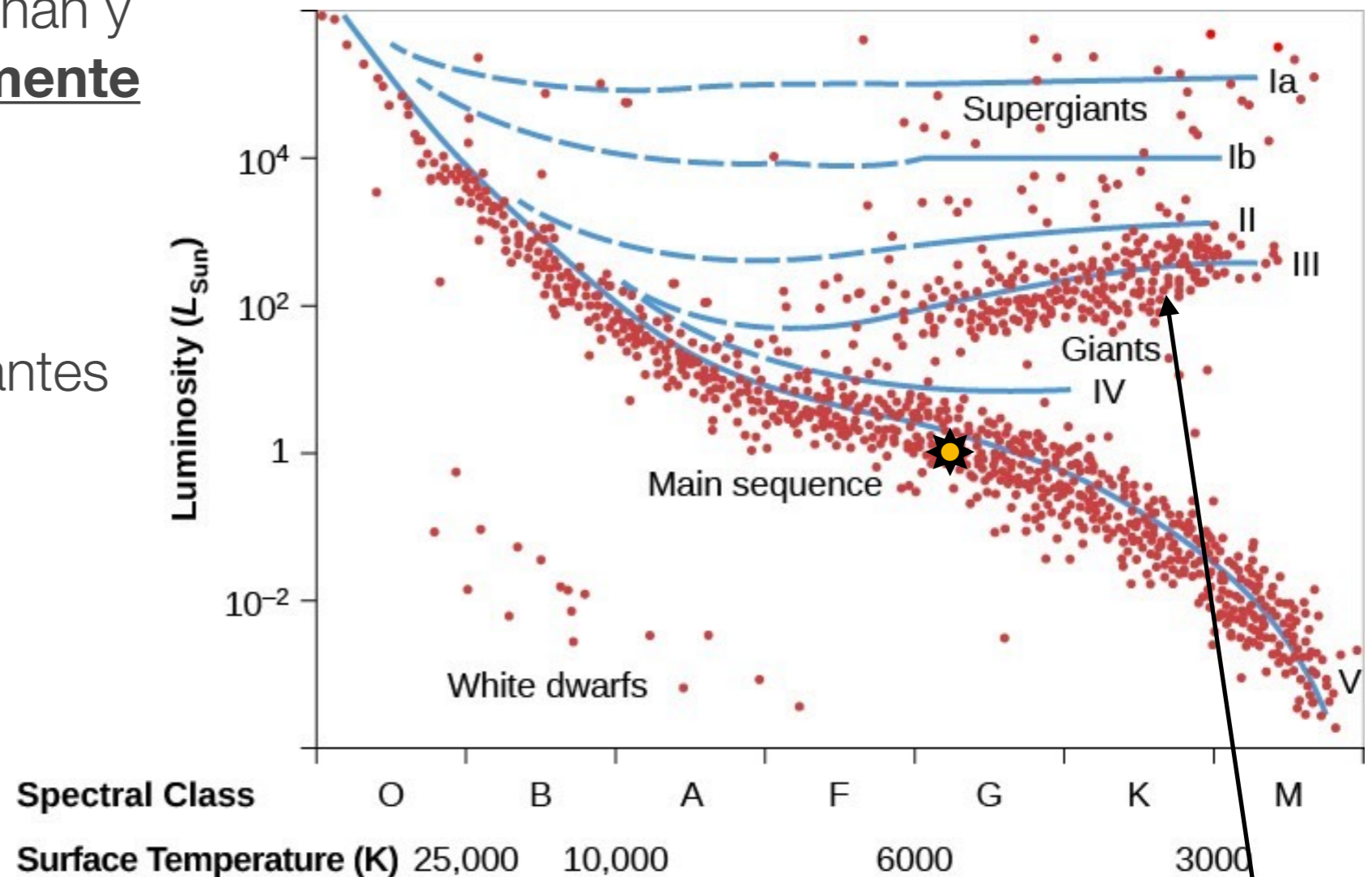
**F2III**

tipo espectral F2  
clase de luminosidad III

**K5III**

# 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 (en desuso) Enanas blancas -> su clasificación espectral es diferente (empieza con D??)



El tipo espectral, entonces se reporta como

**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 “costoso”, 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)

Organizemos las estrellas por su brillo...



# Organizemos las estrellas por su brillo...

---





# Organizemos las estrellas por su brillo...

---



# Organizemos las estrellas por su brillo...

---



1



2



3



4



5



6

# 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** *(siempre se podrá extender para objetos más débiles...)*

¿Qué mide la magnitud?

---

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

# ¿Qué mide la magnitud?

---

- La magnitud es útil porque la respuesta del ojo es logarítmica respecto de la cantidad de luz (flujo) incidente

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

# ¿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

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

# ¿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:

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

# ¿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:



# ¿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:

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

# ¿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

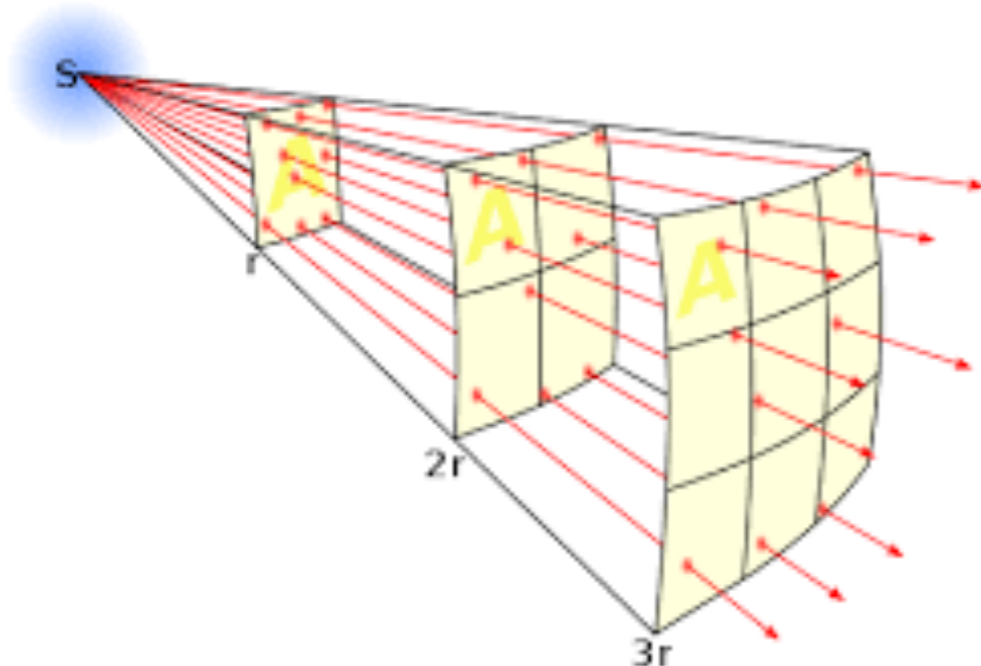
# Flujo y Luminosidad

---

- 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

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

# Magnitudes y distancias

---

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

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

# 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 M

---

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

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

A veces conocida como  
“Ecuación de Pogson”

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

# Magnitud Absoluta M

---

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

$$F = \frac{L}{4\pi d^2} \quad \left\{ \begin{array}{l} \\ \\ \\ \\ \\ \end{array} \right. \quad m_1 - m_2 = -2.5 \log(F_1/F_2)$$

A veces conocida como  
“Ecuación de Pogson”

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



# Magnitud Absoluta M

---

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

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

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

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

A veces conocida como  
“Ecuación de Pogson”

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

# Magnitud Absoluta y luminosidad

---

# 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

# 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

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

# 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

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

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

# 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

---

<b>Estrella</b>	<b>Temperatura</b>	<b>m</b>	<b>M</b>
<b>Antares A</b>	2650 K	+0.92	-4.5
<b>Ross 128</b>	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 ( $m - M$ )

# Magnitud Absoluta

---

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

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

# Magnitud Absoluta

---

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

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

# Magnitud Absoluta

---

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

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

~~-----~~  
Módulo de  
Distancia

# 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~~  
Módulo de  
Distancia

- El módulo de distancia nos dice cómo pasar de la magnitud absoluta a la aparente

# 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

# Magnitudes

---

- En general tenemos la definición de magnitud:

# Magnitudes

---

- En general tenemos la definición de magnitud:

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



# 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"

# 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  $\lambda \in [0, \infty]$

# 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

# 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

# Magnitudes

---

- En general tenemos la definición de magnitud:

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

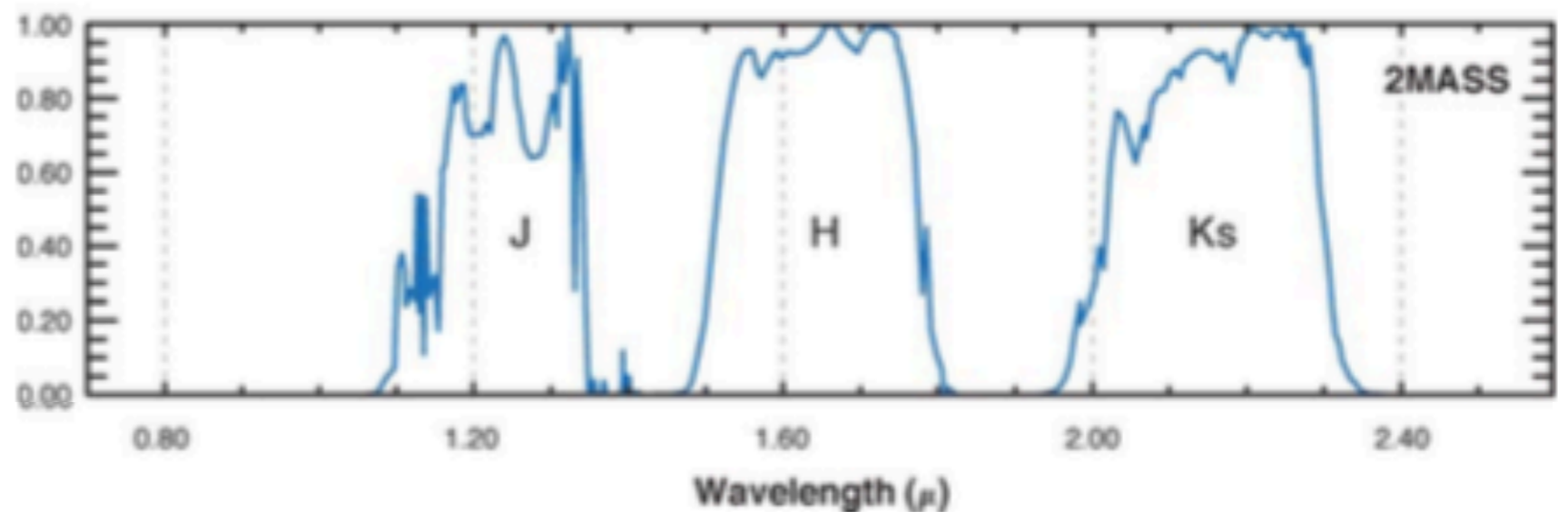
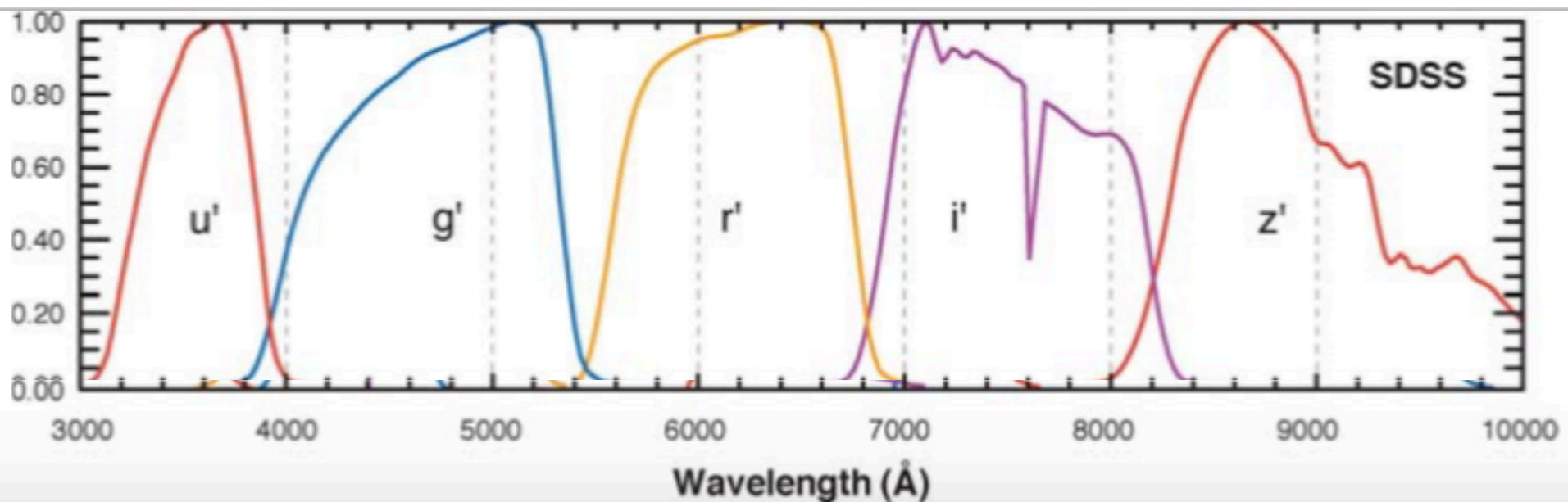
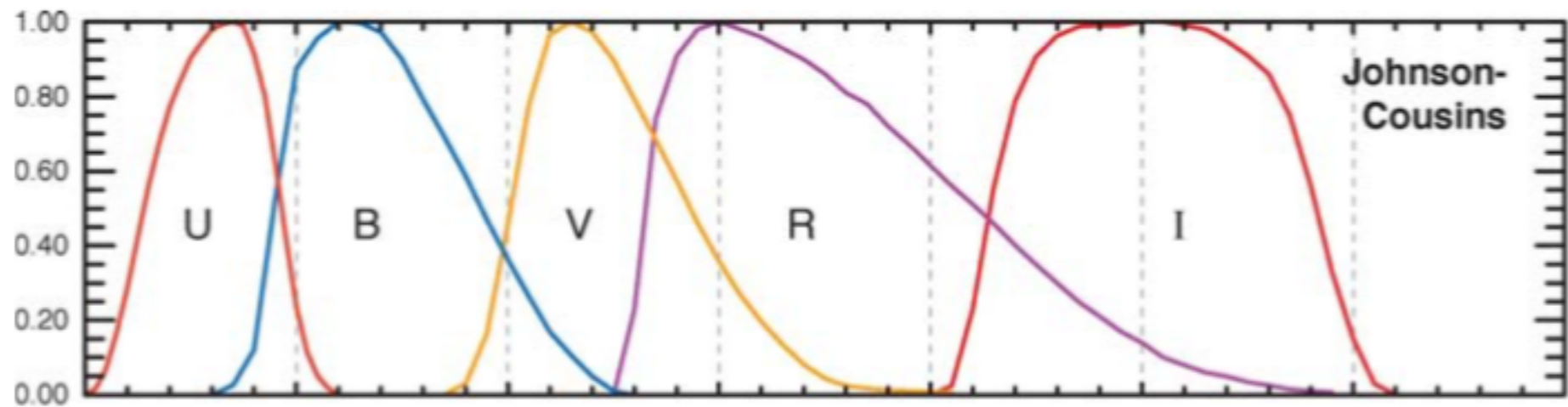
- donde  $c$  es una constante de calibración o "punto zero"
- Por las limitaciones instrumentales más las observacionales impuestas por la atmósfera, el espectro  $F(\lambda)$  en la práctica no se puede medir para todas las longitudes de onda  $\lambda \in [0, \infty]$
- Los flujos se miden en **filtros**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



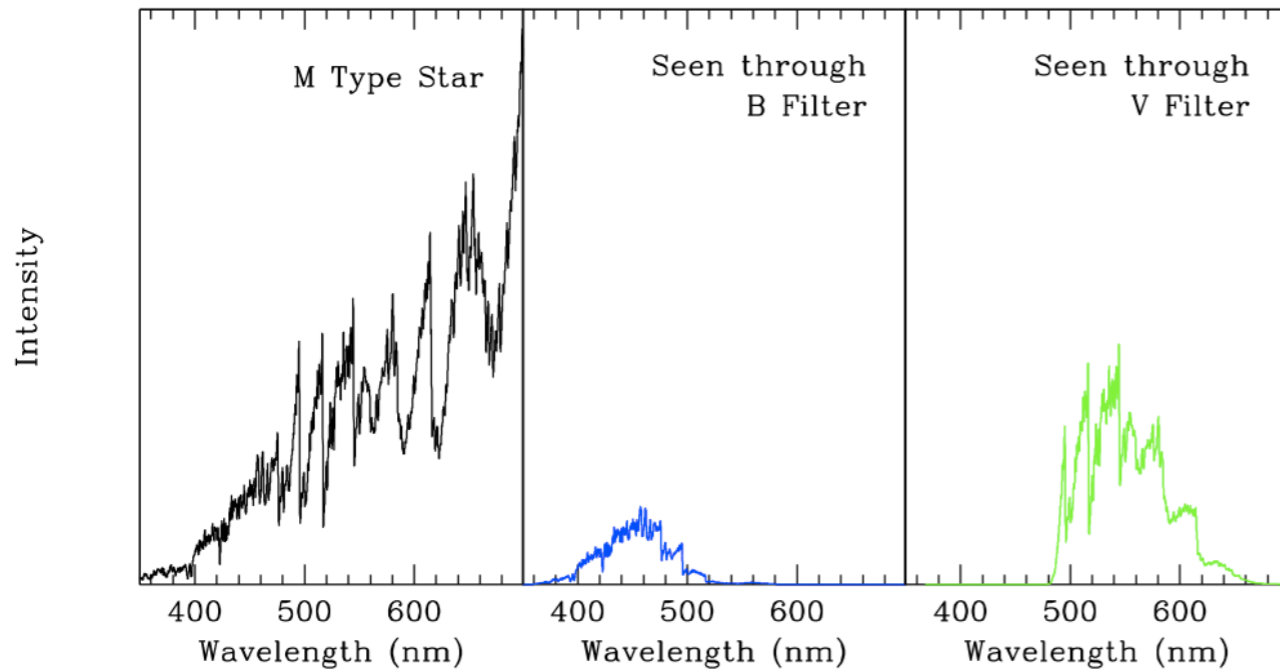
# Magnitudes

---

- Así,  $F_X$  denota el flujo integrado en el filtro  $X$  y  $R(\lambda)$  la respuesta del instrumento más el filtro
- Ejemplo, magnitudes en los filtros B y V

# Magnitudes

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

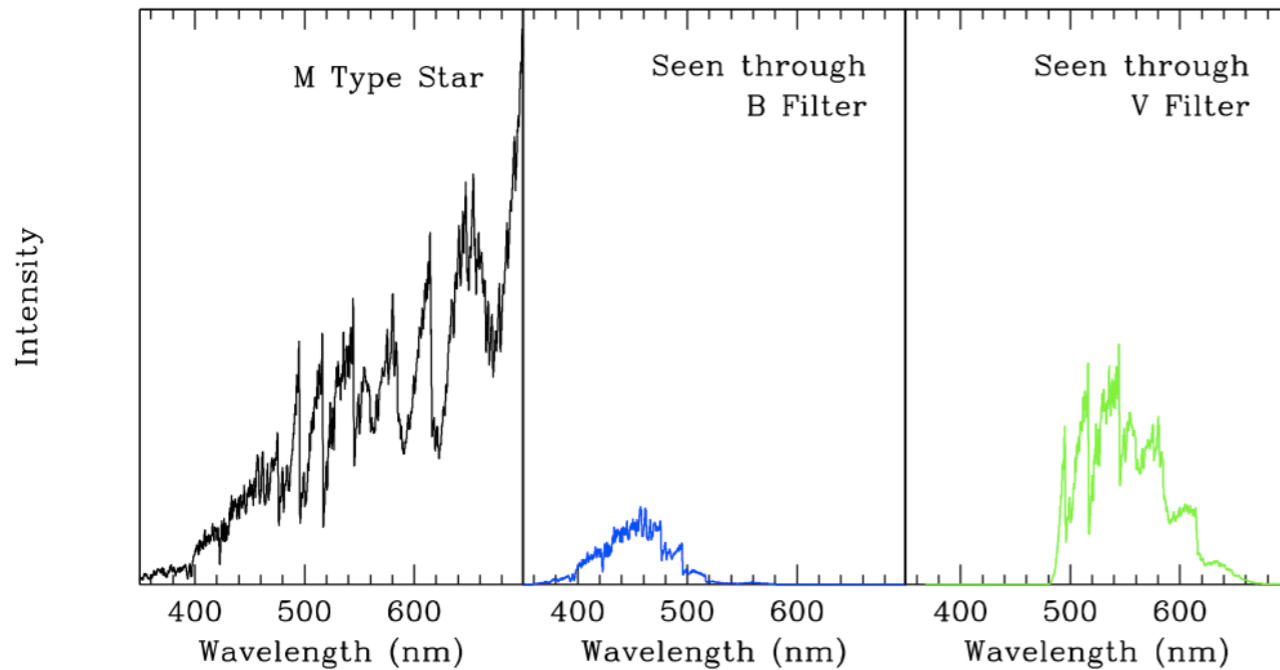


- Ejemplo, magnitudes en los filtros B y V



# Magnitudes

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

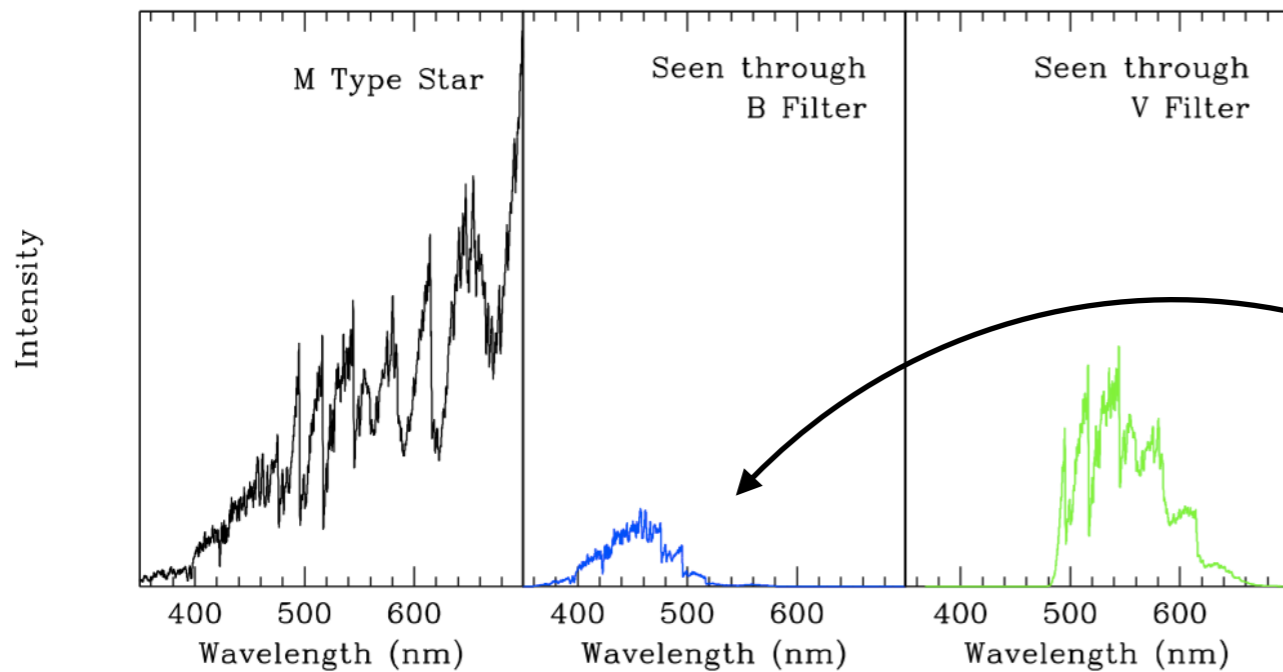


$$F_X = \int f(\lambda) R_X(\lambda) d\lambda$$

- Ejemplo, magnitudes en los filtros B y V

# Magnitudes

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



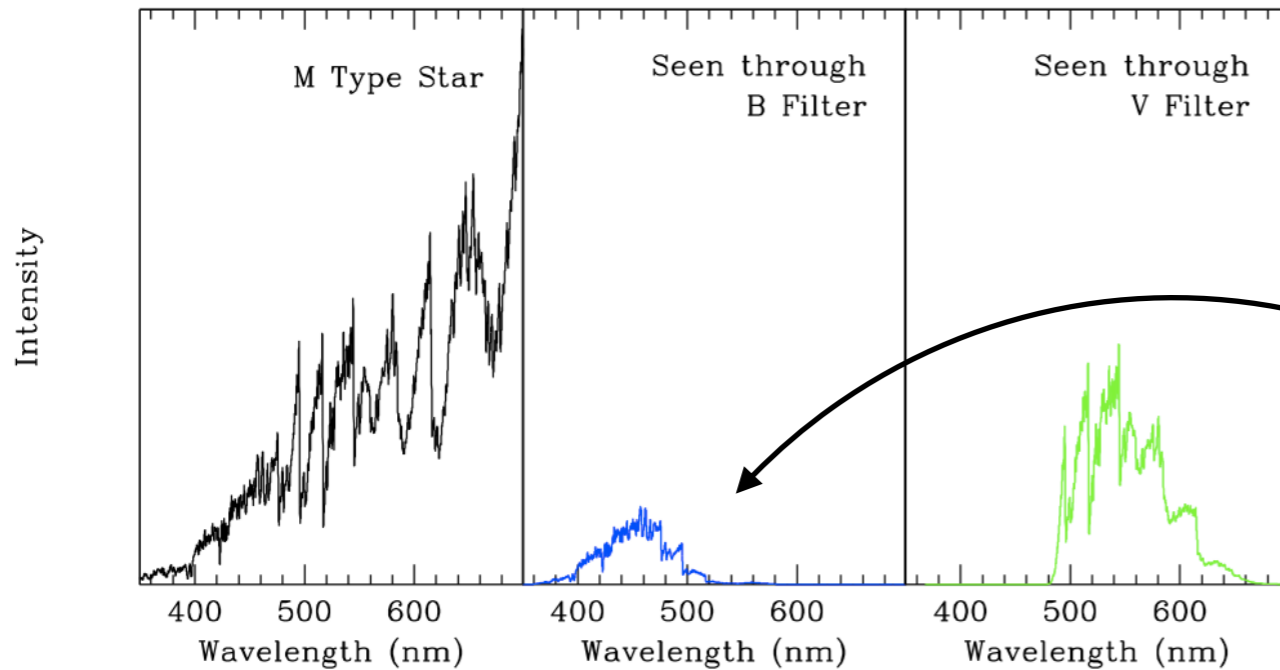
$$F_X = \int f(\lambda) R_X(\lambda) d\lambda$$

- Ejemplo, magnitudes en los filtros B y V

# 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

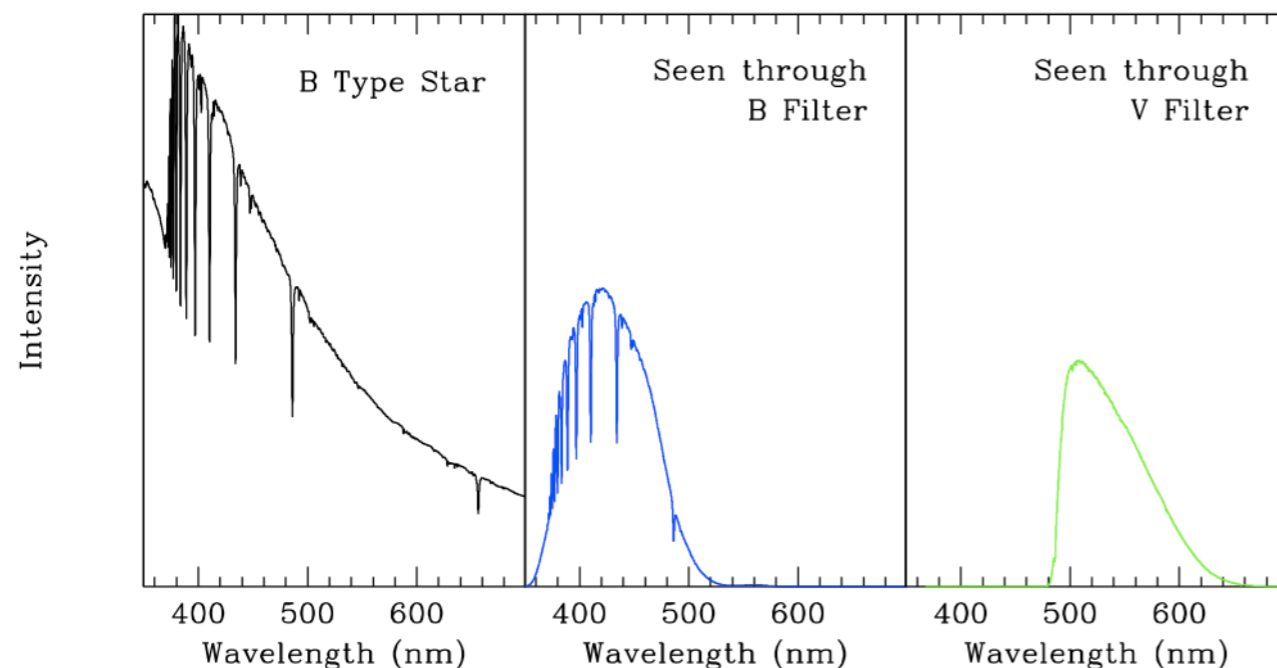
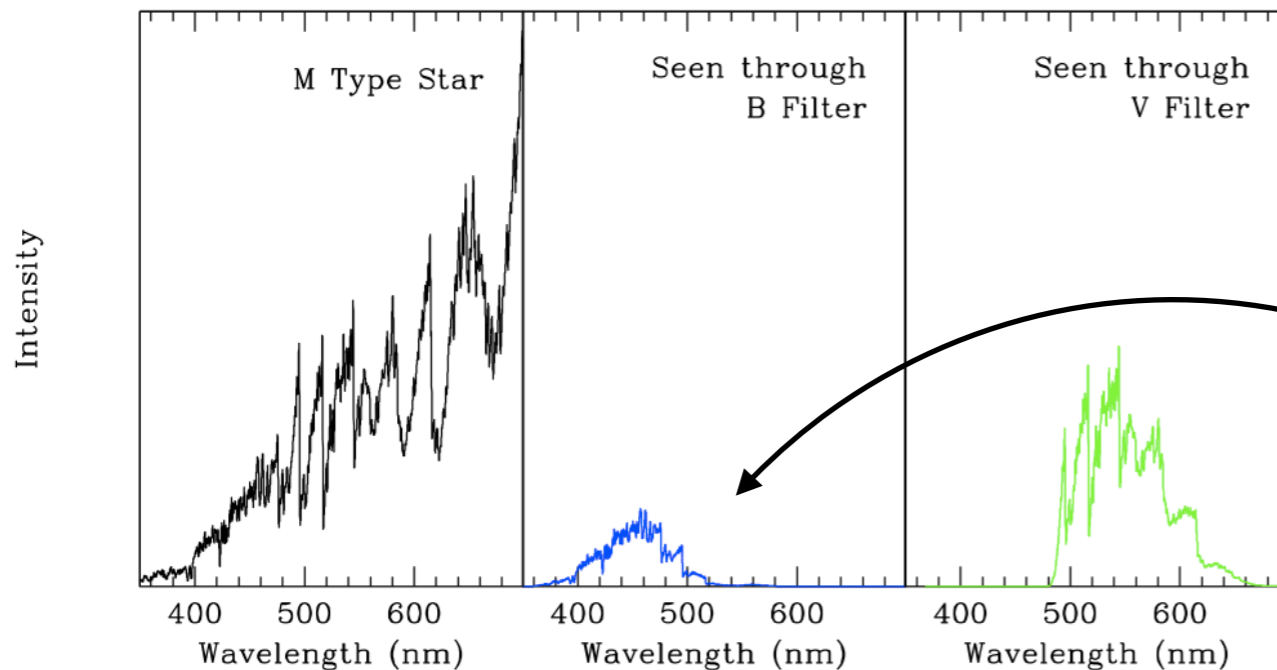
# Magnitudes

- 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



# Magnitudes

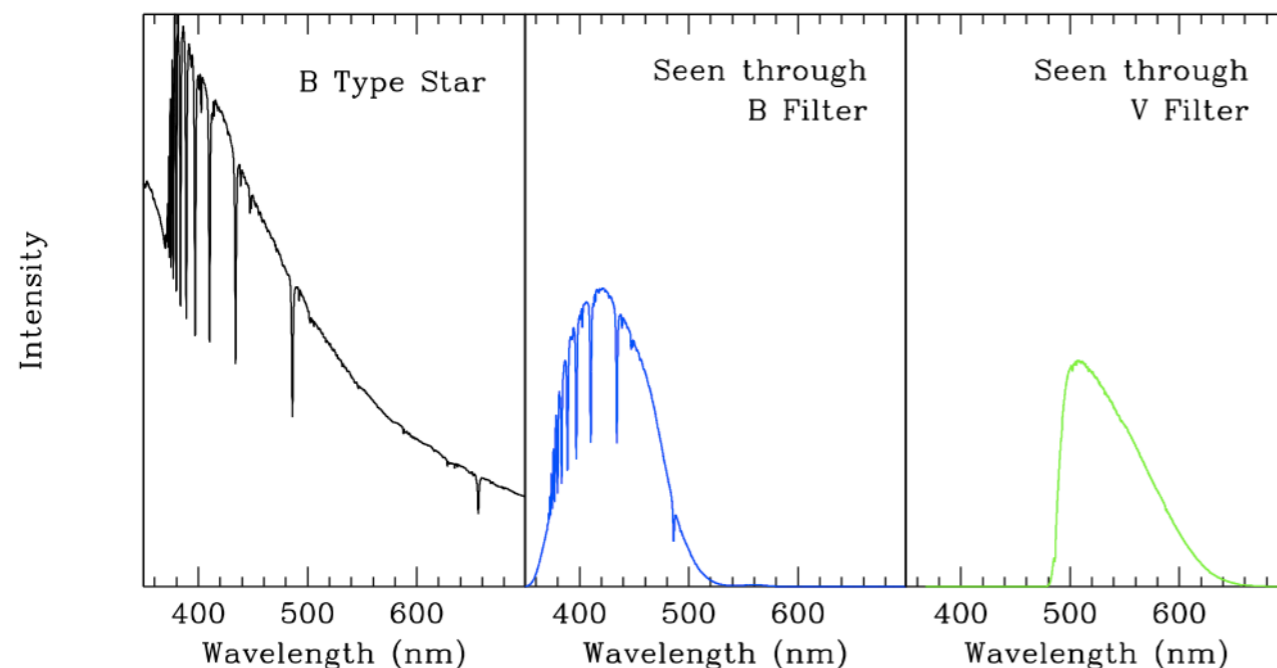
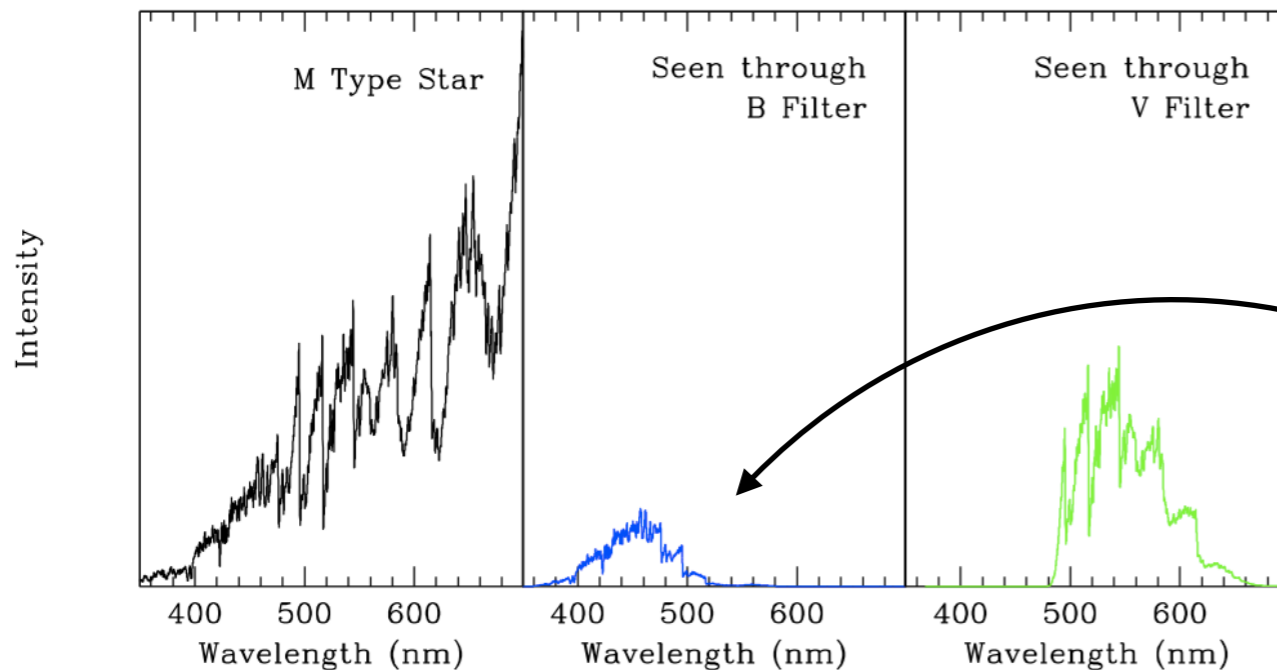
- Así,  $F_X$  denota el flujo integrado en el filtro X y  $R(\lambda)$  la respuesta del instrumento más el filtro

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

F es el el área bajo la curva  $f^*R$

- Ejemplo, magnitudes en los filtros B y V

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



# Magnitudes

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

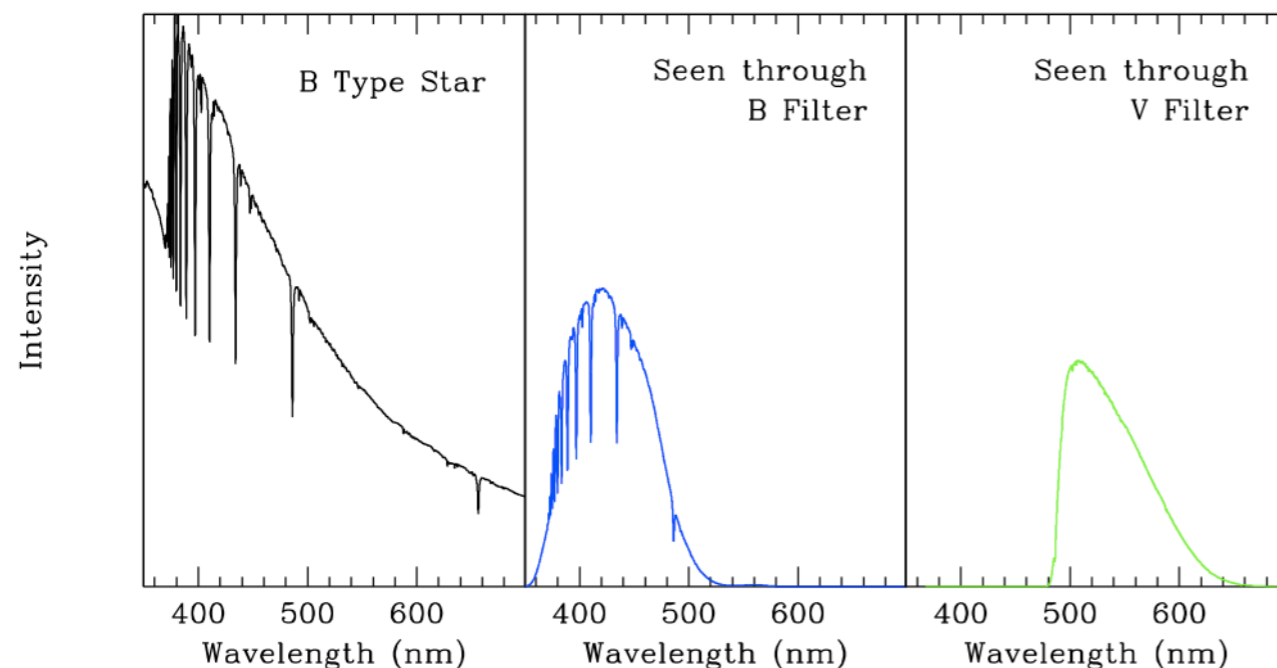
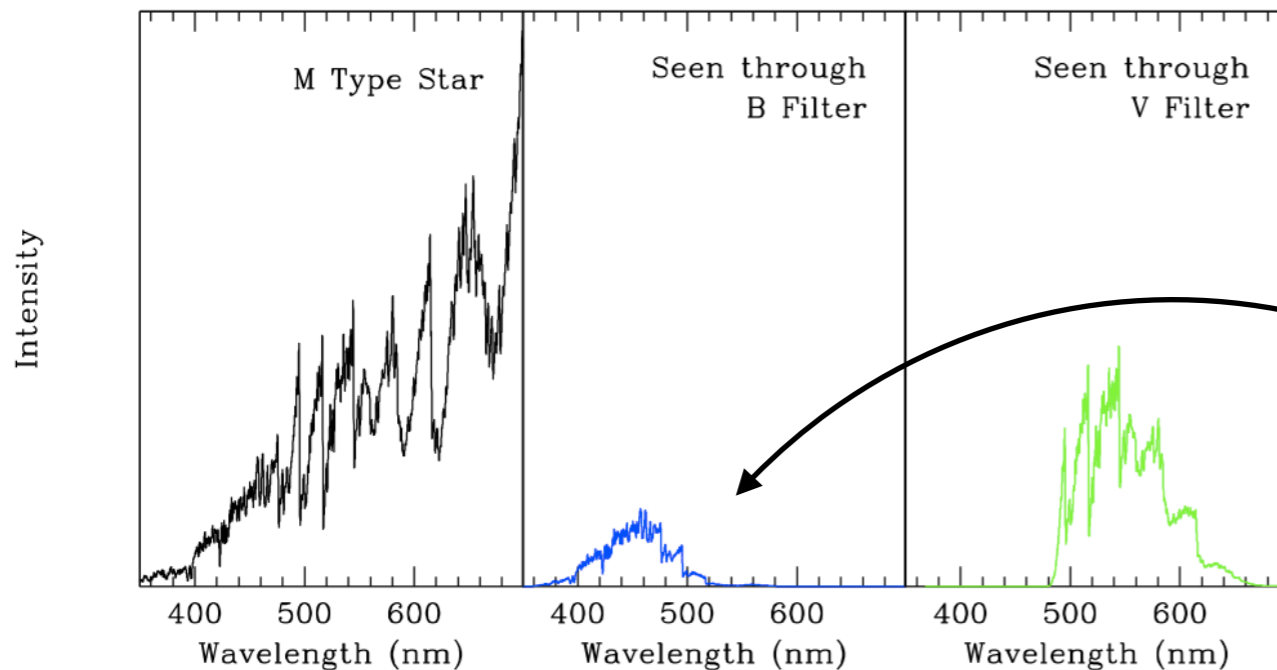
$$F_X = \int f(\lambda)R_X(\lambda) d\lambda$$

F es el el área bajo la curva  $f^*R$

- Ejemplo, magnitudes en los filtros B y V

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

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



# Magnitudes

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

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

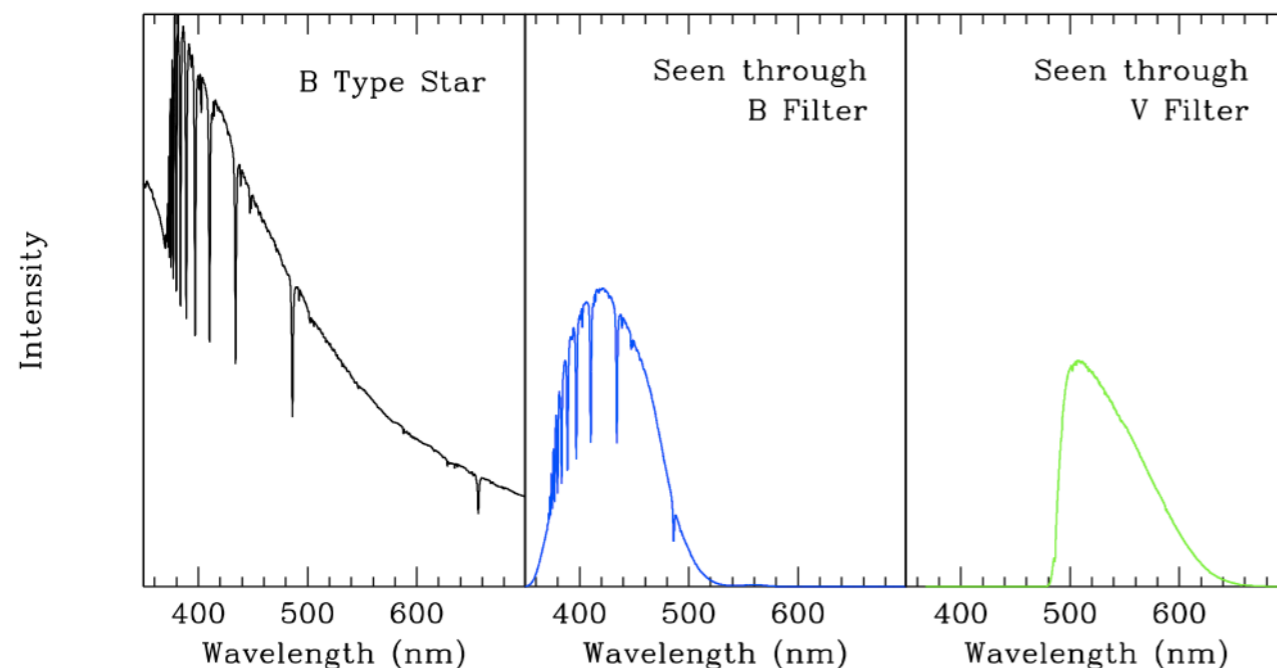
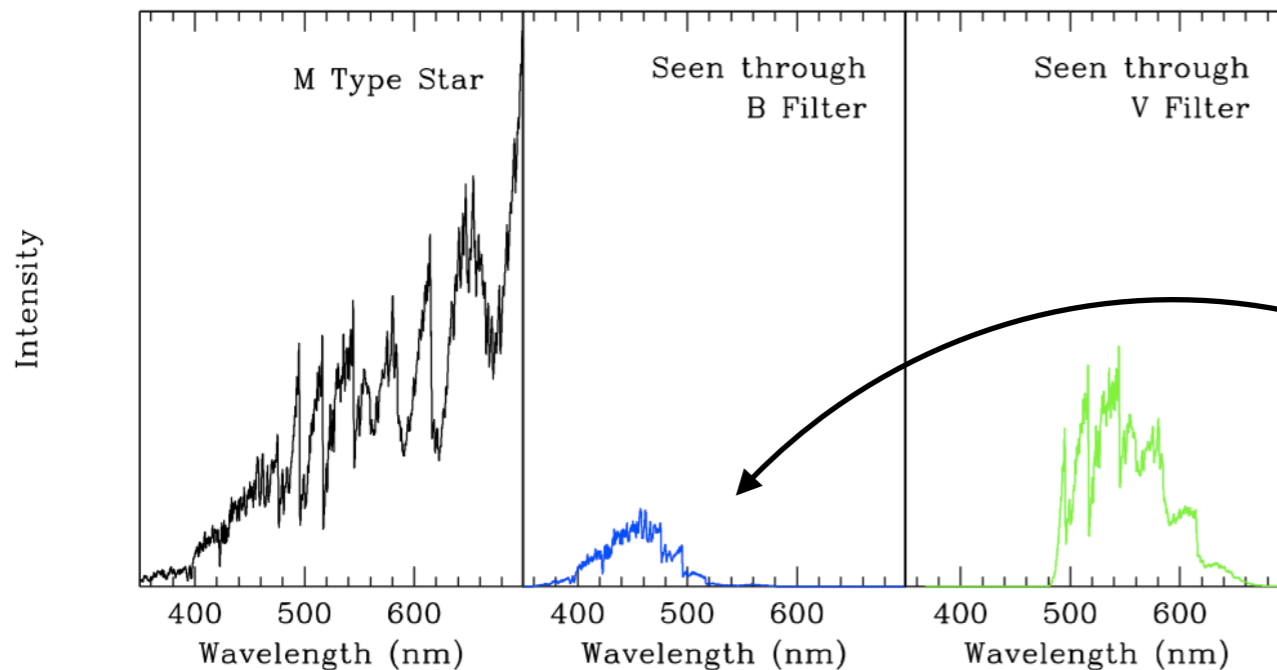
F es el el área bajo la curva  $f^*R$

- 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:



# Magnitudes y Colores

---

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

$$X - Y \equiv m_X - m_Y = -2.5 \log F_X / F_Y + c_{XY}$$

# Magnitudes y Colores

---

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

$$X - Y \equiv m_X - m_Y = -2.5 \log F_X / F_Y + c_{XY}$$

- Filtros Johnsons-Cousins UBVRIJHK están en el **Sistema fotométrico Vega**:
  - Esto significa que las constantes c se definen de manera que la estrella Vega (A0V) tenga **colores nulos** y magnitud  $M_v=0.03$
  - También se dice que éstas “*son magnitudes Vega*”

# Colores vs Teff

---

# Colores vs Teff

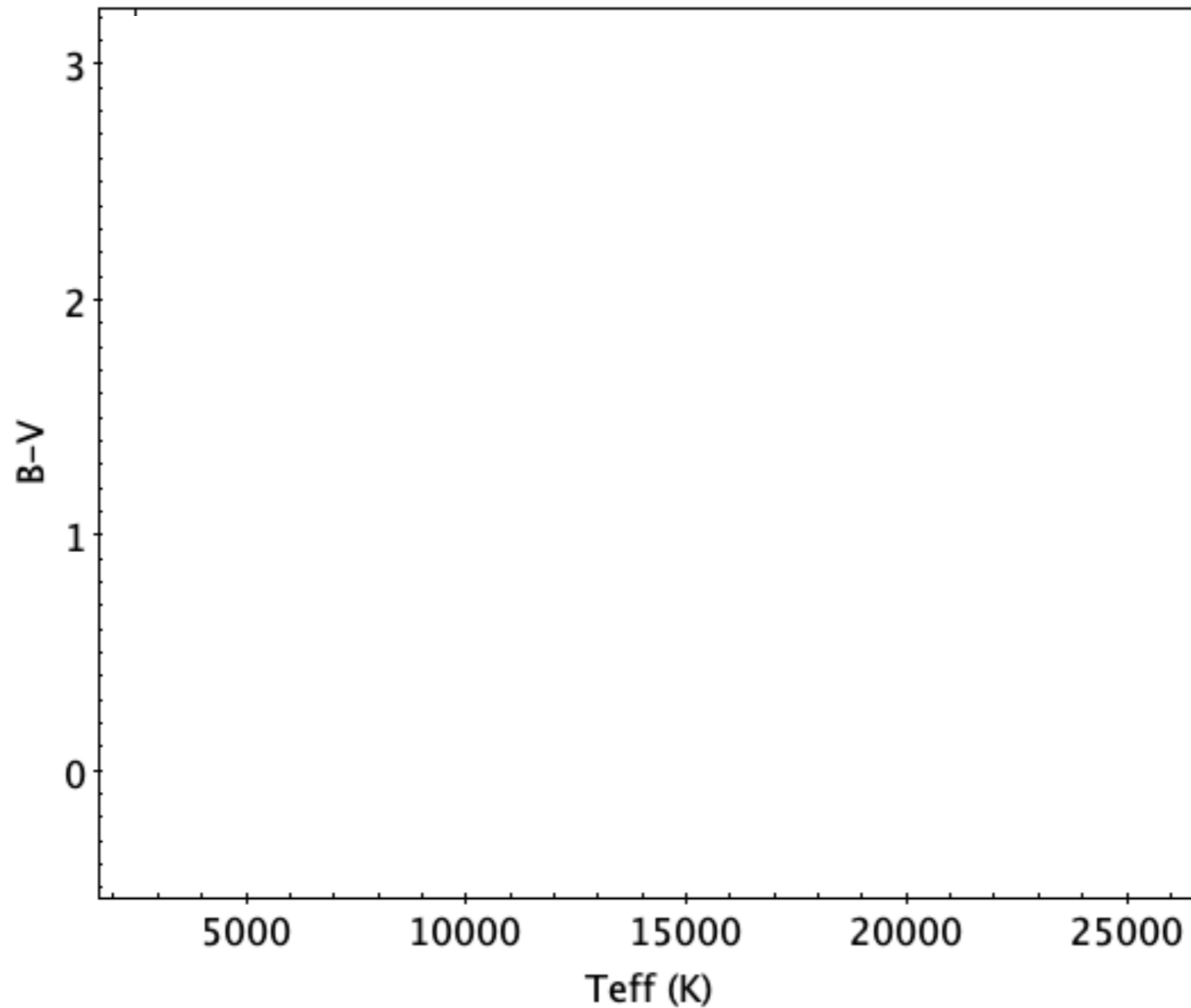
---

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

# Colores vs Teff

---

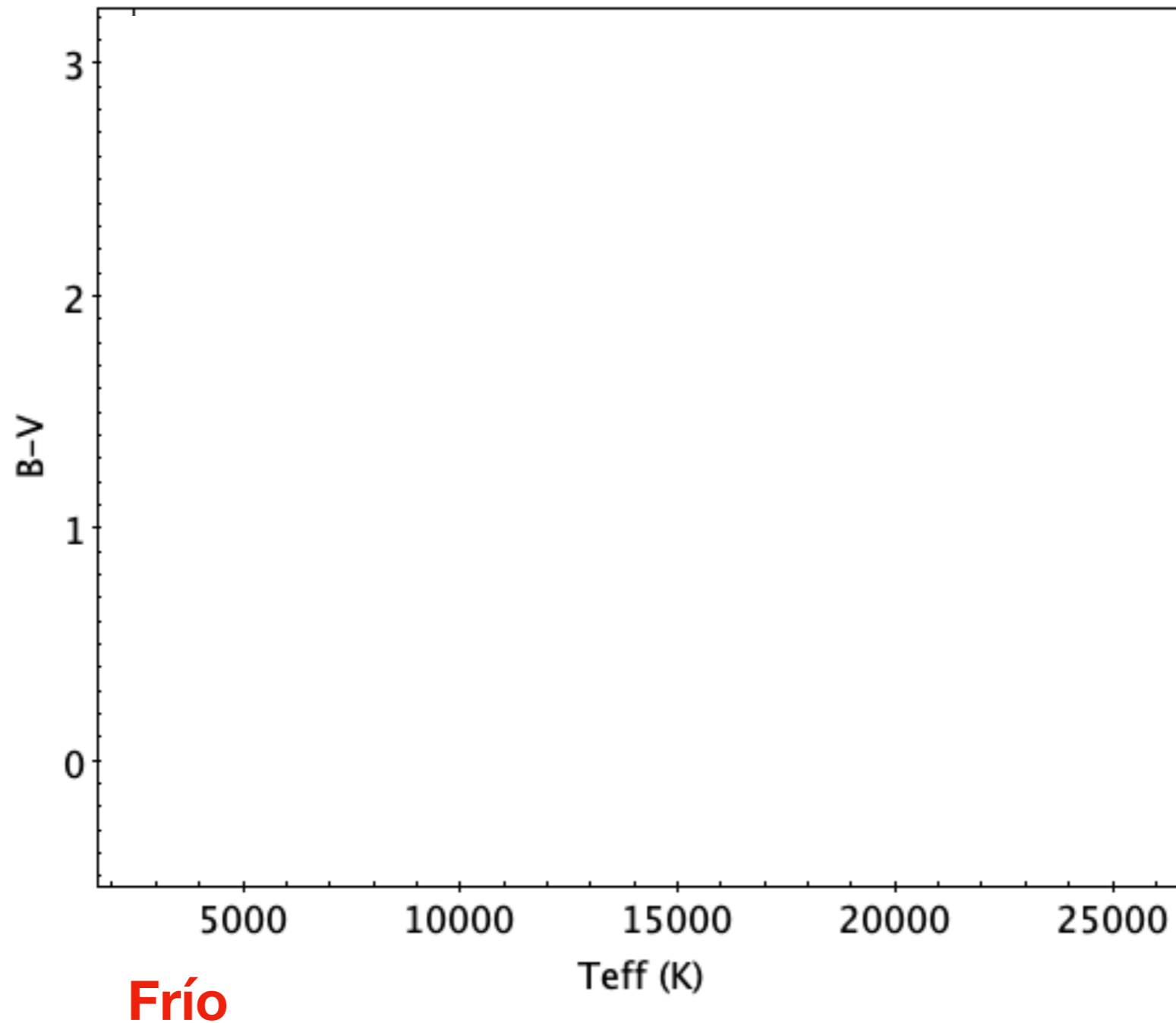
- Temperatura Efectiva: la temperatura del cuerpo negro que emite la misma cantidad de energía total que la estrella



# Colores vs Teff

---

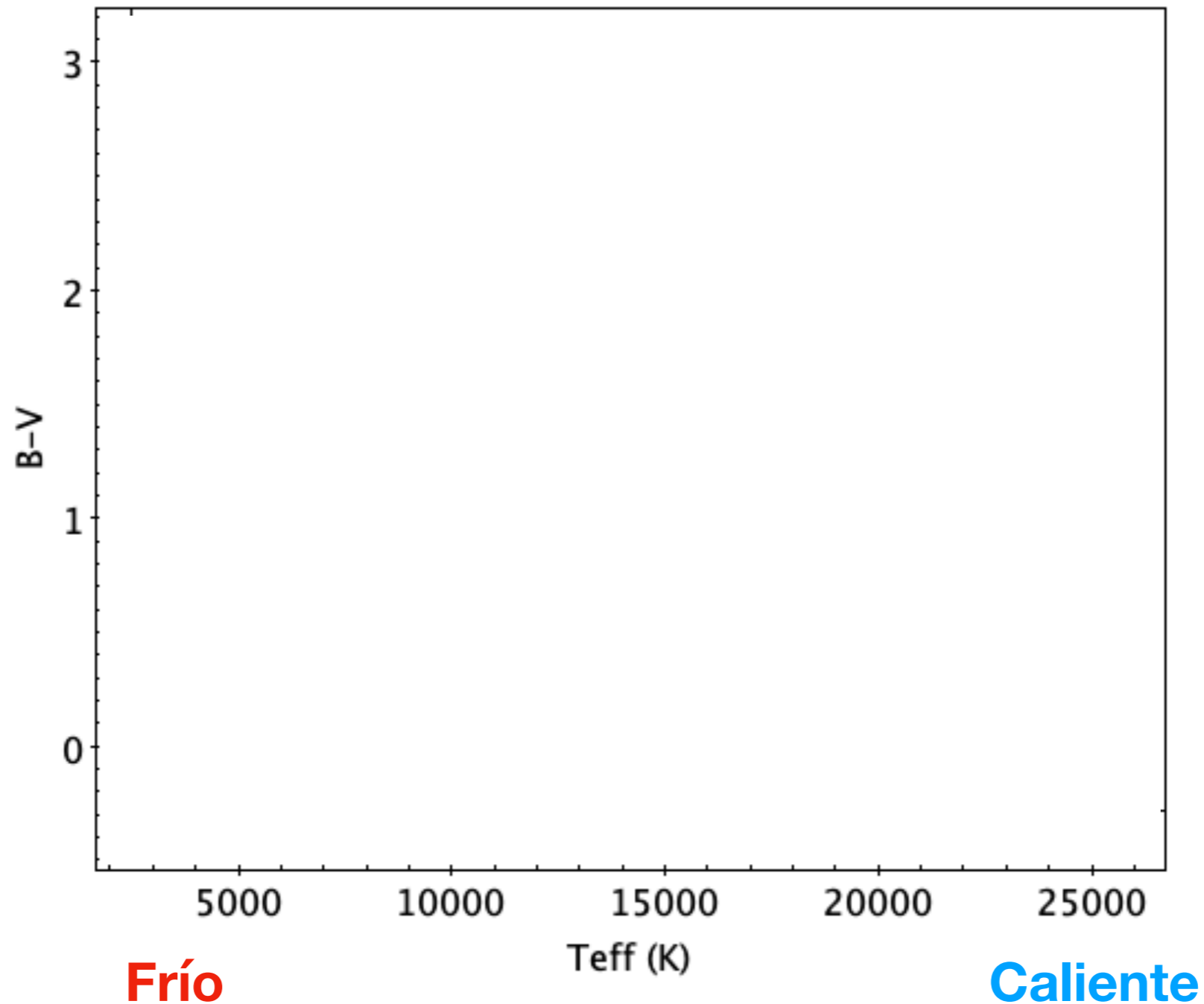
- Temperatura Efectiva: la temperatura del cuerpo negro que emite la misma cantidad de energía total que la estrella



# Colores vs Teff

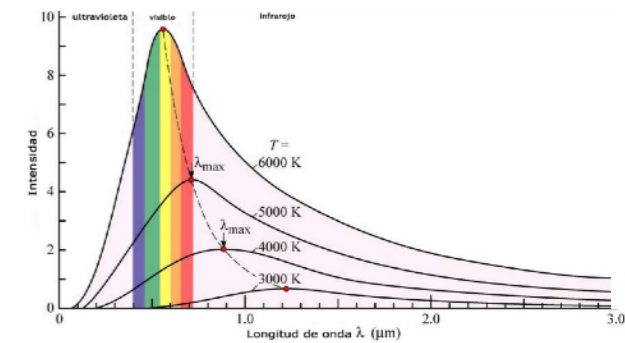
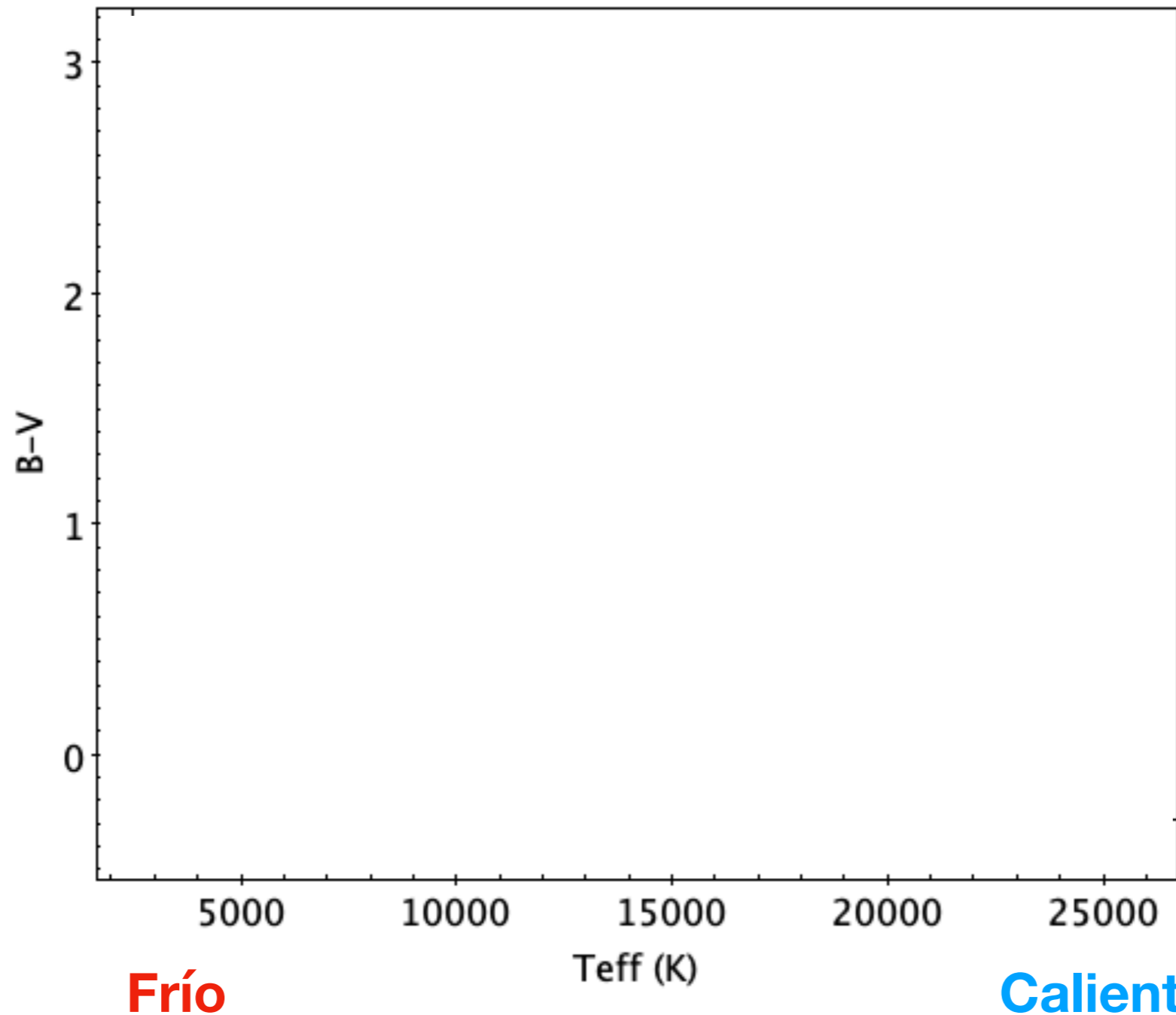
---

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



# Colores vs Teff

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





# Colores vs Teff

---

# Colores vs Teff

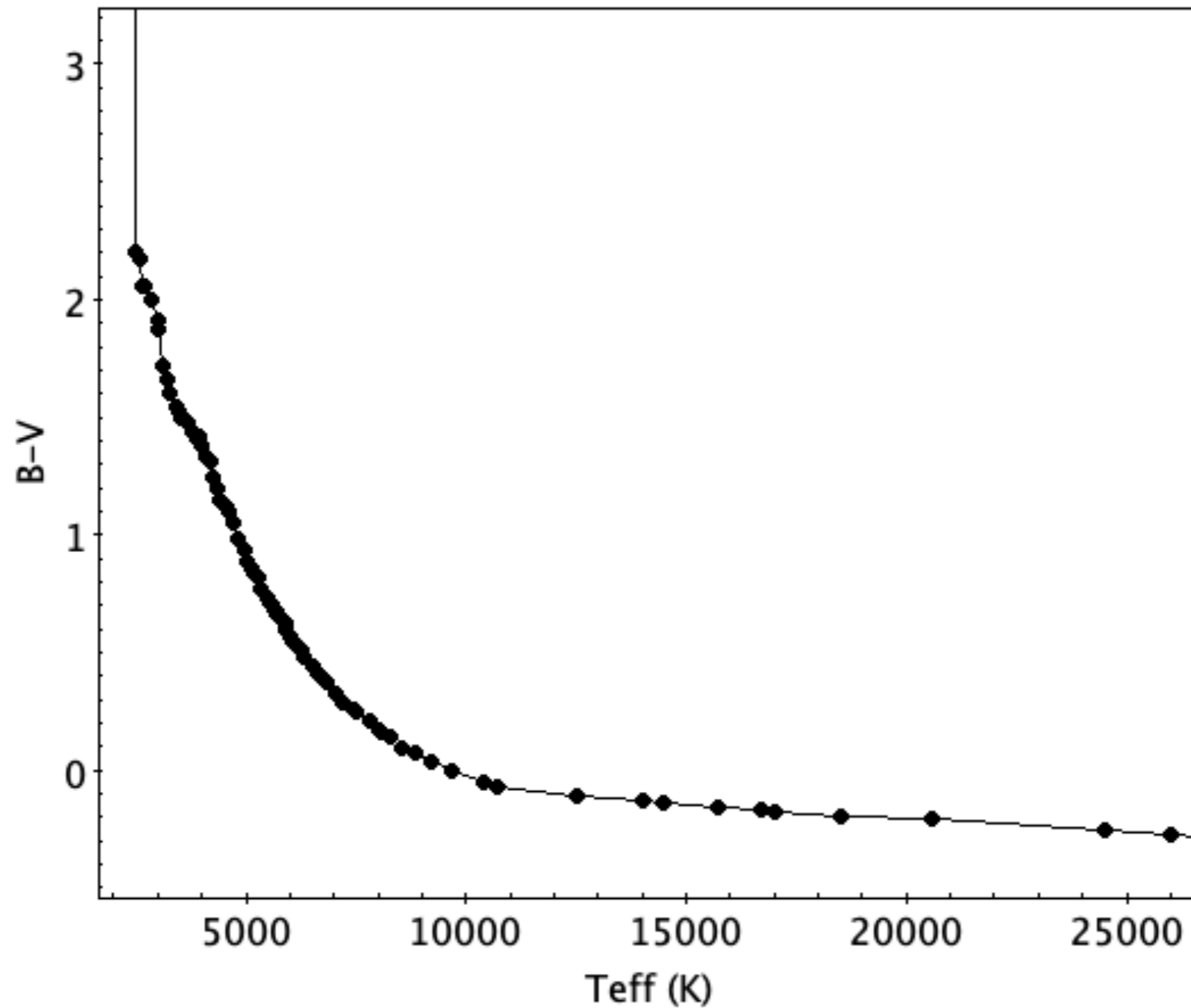
---

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

# Colores vs Teff

---

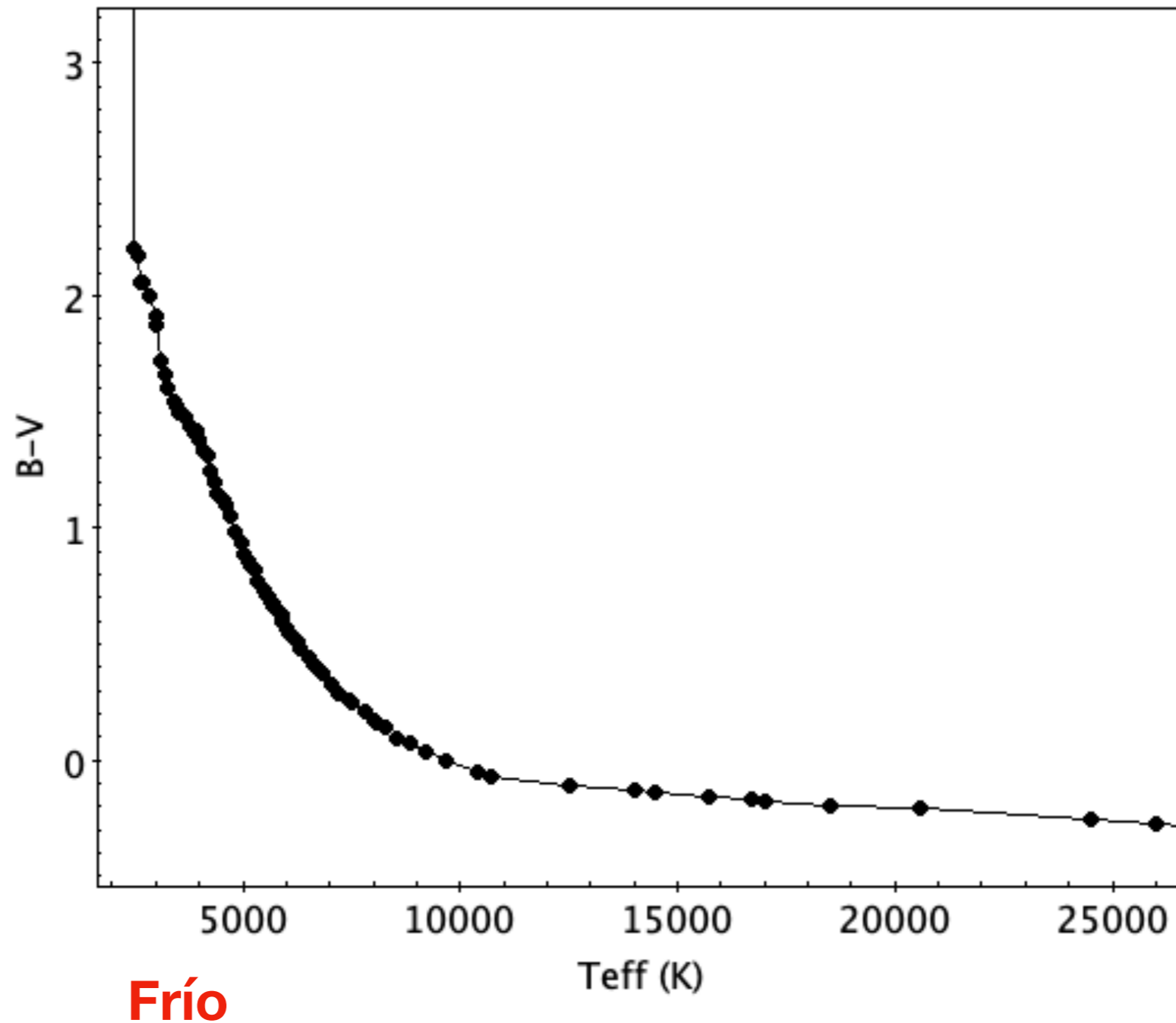
- Temperatura Efectiva: la temperatura del cuerpo negro que emite la misma cantidad de energía total que la estrella



# Colores vs Teff

---

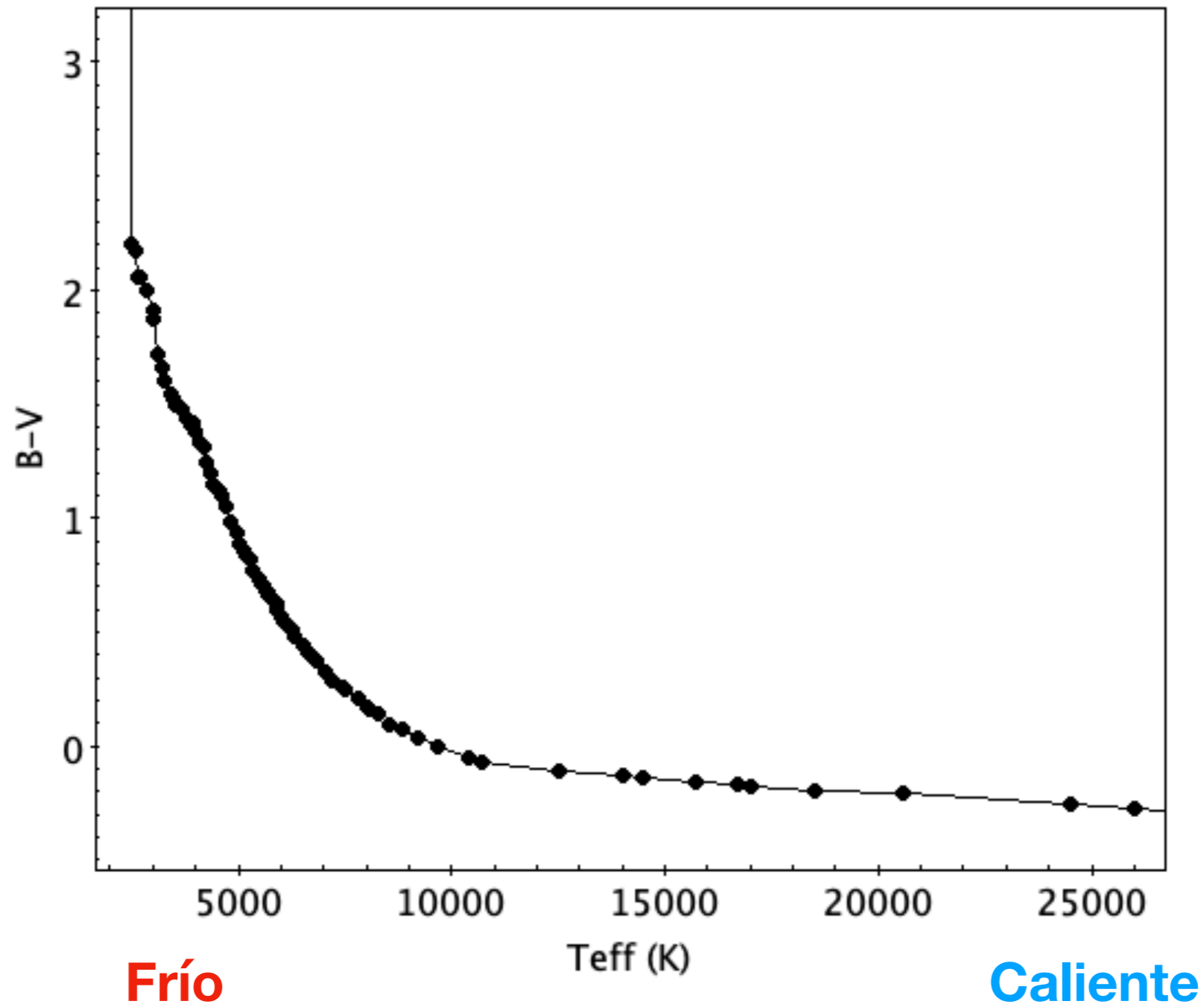
- Temperatura Efectiva: la temperatura del cuerpo negro que emite la misma cantidad de energía total que la estrella



# Colores vs Teff

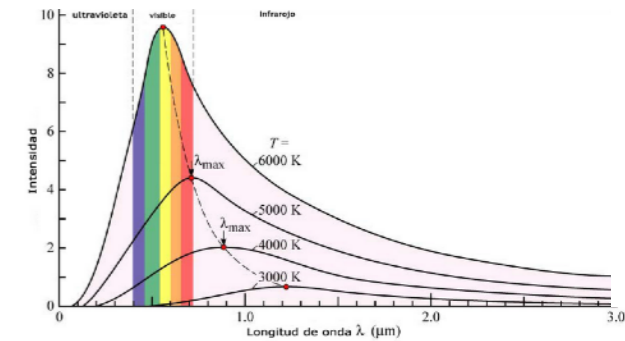
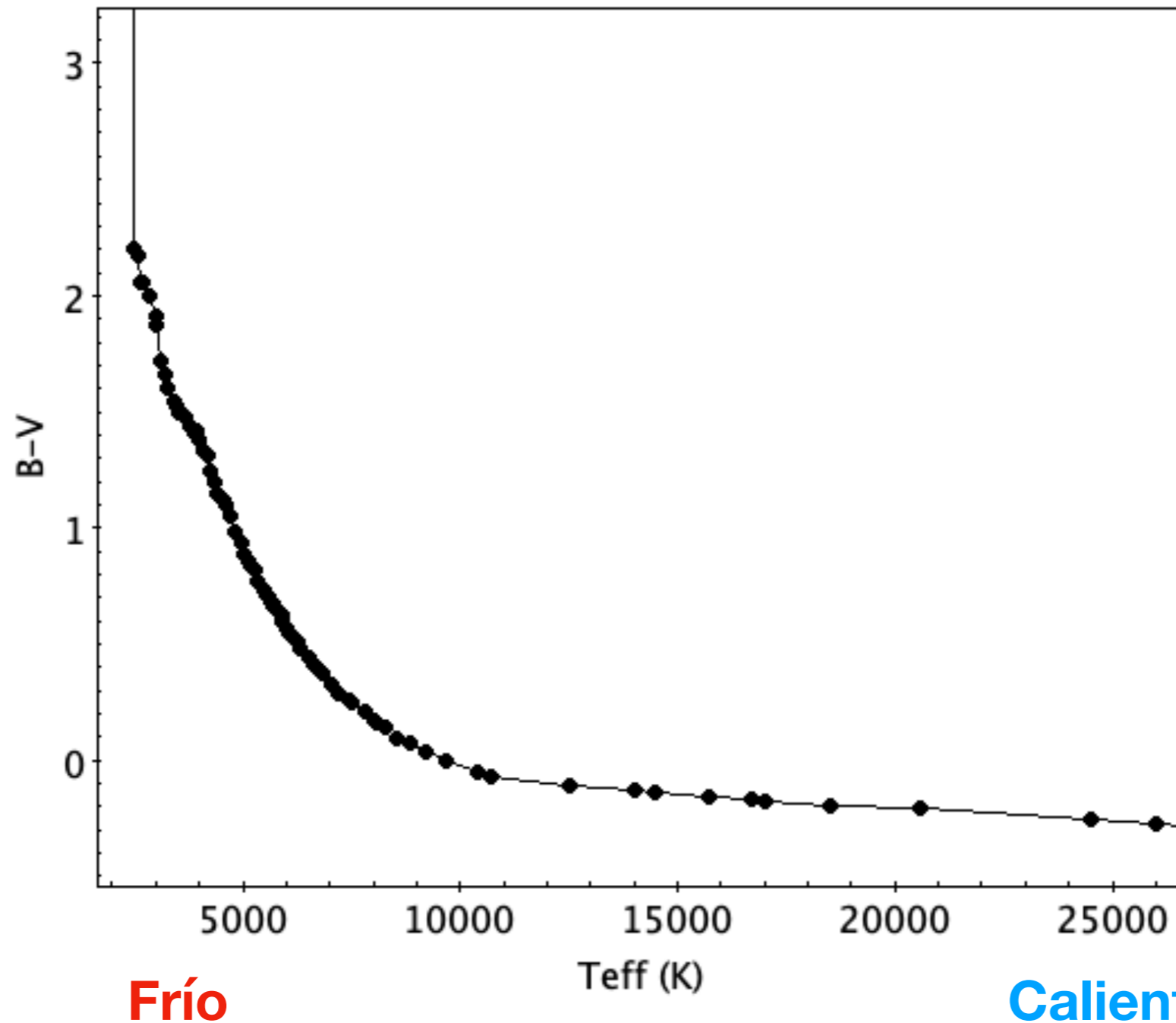
---

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



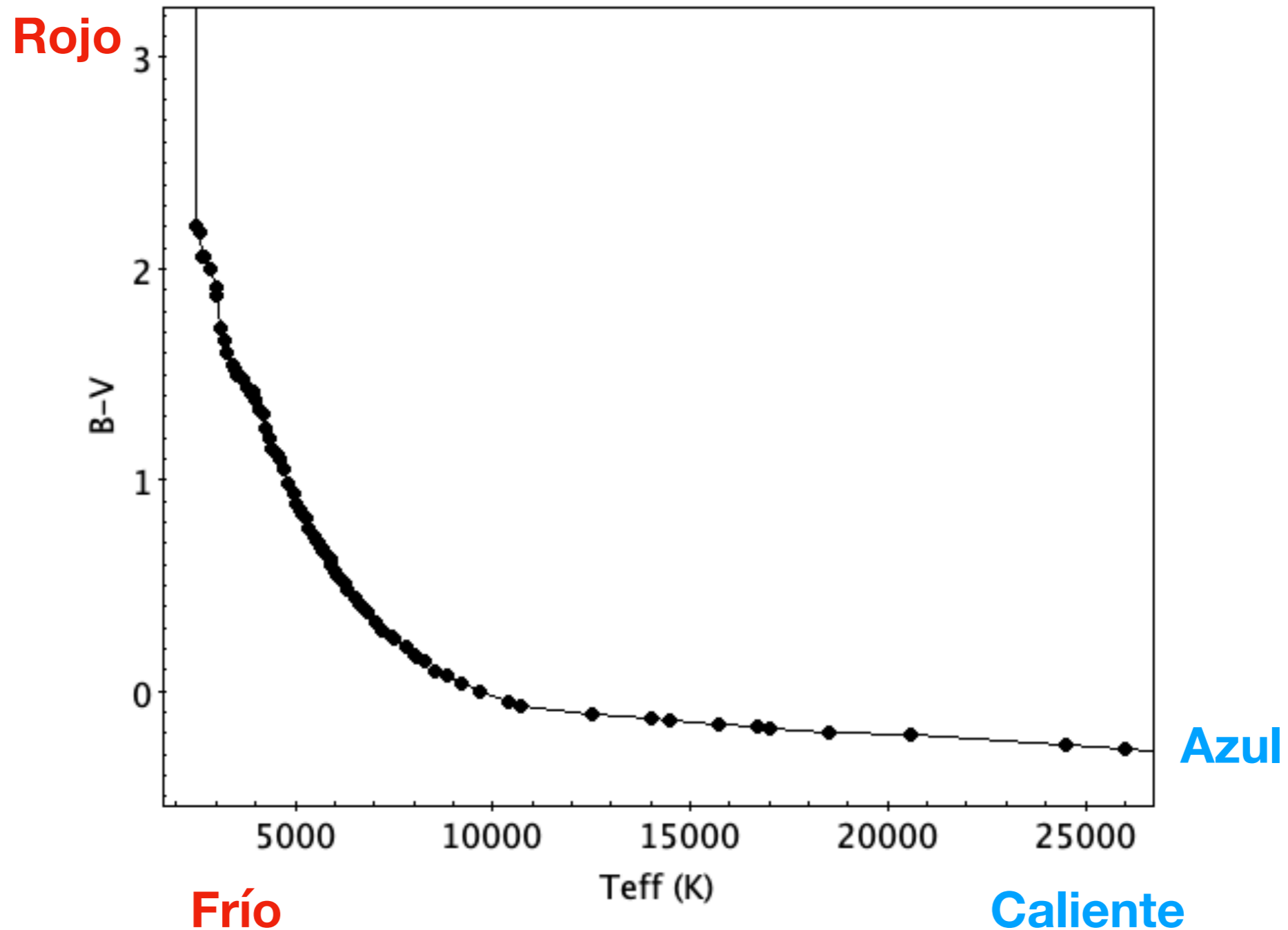
# Colores vs Teff

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



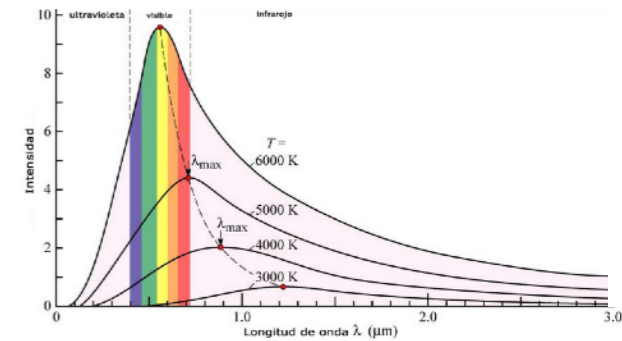
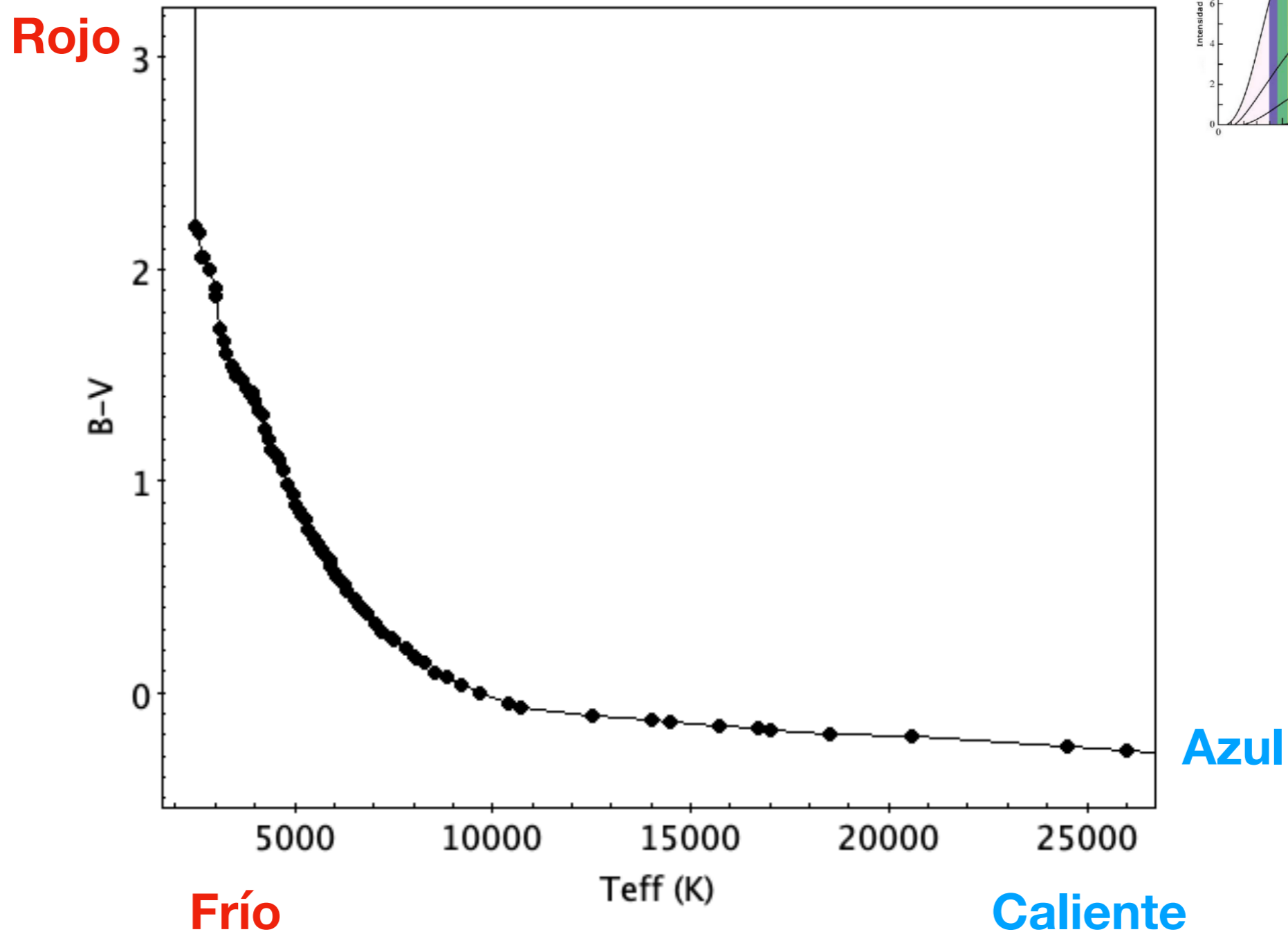
# Colores vs Teff

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



# Colores vs Teff

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





más magnitudes

---

# más magnitudes

---

- **Magnitud Bolométrica:** es la magnitud que se obtendría integrando todo el espectro  $\lambda \in [0, \infty]$

# más magnitudes

---

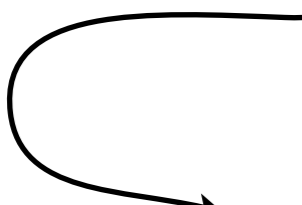
- **Magnitud Bolométrica:** es la magnitud que se obtendría integrando todo el espectro  $\lambda \in [0, \infty]$

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

# más magnitudes

---

- **Magnitud Bolométrica:** es la magnitud que se obtendría integrando todo el espectro  $\lambda \in [0, \infty]$


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

# más magnitudes

---

- **Magnitud Bolométrica:** es la magnitud que se obtendría integrando todo el espectro  $\lambda \in [0, \infty]$

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

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

# más magnitudes

---

- **Magnitud Bolométrica:** es la magnitud que se obtendría integrando todo el espectro  $\lambda \in [0, \infty]$

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

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

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

# más magnitudes

---

- **Magnitud Bolométrica:** es la magnitud que se obtendría integrando todo el espectro  $\lambda \in [0, \infty]$

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

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

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

- La **Corrección Bolométrica (BC)** es la constante que hay que sumar a la magnitud V para llevar  $M_V$  a la magnitud bolométrica

# más magnitudes

---

- **Magnitud Bolométrica:** es la magnitud que se obtendría integrando todo el espectro  $\lambda \in [0, \infty]$

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

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

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

- La **Corrección Bolométrica (BC)** es la constante que hay que sumar a la magnitud V para llevar  $M_V$  a la magnitud bolométrica

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



# más magnitudes

---

- **Magnitud Bolométrica:** es la magnitud que se obtendría integrando todo el espectro  $\lambda \in [0, \infty]$

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

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

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

- La **Corrección Bolométrica (BC)** es 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)

# Bibliografía

---

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