

# Evolución de las Estrellas

Dany Page

*Instituto de Astronomía  
Universidad Nacional Autónoma de México*

# Evolución de las Estrellas

- Introducción
- La Física de las Estrellas
- Evolución de las Estrellas de Baja Masa
- Evolución de las Estrellas Masivas
- El Fin de las Estrellas Masivas

# Evolución de las Estrellas

- **Introducción**
- La Física de las Estrellas
- Evolución de las Estrellas de Baja Masa
- Evolución de las Estrellas Masivas
- El Fin de las Estrellas Masivas

# La Vía Láctea



Visión ``artística`` de nuestra galaxia



# Estrellas ... y la Vía Láctea





# Estrellas ... y la Vía Láctea





# La Vía Láctea

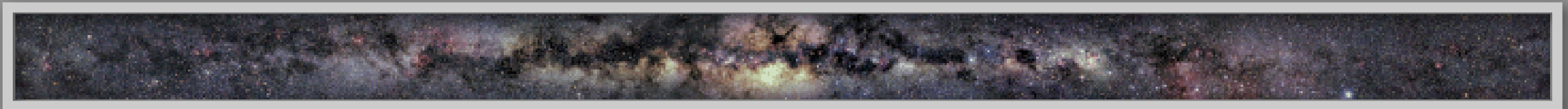


La galaxia NGC 4565:  
muy parecida a la Vía Láctea

# La Vía Láctea



La galaxia NGC 4565:  
muy parecida a la Vía Láctea



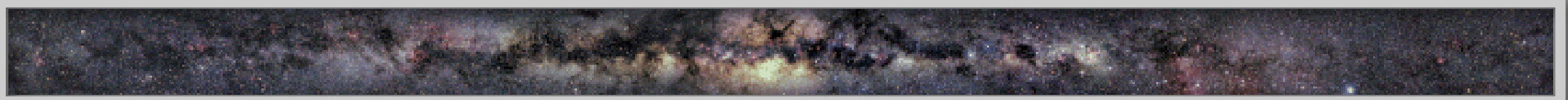
La Vía Láctea tal como la vemos (en el óptico)



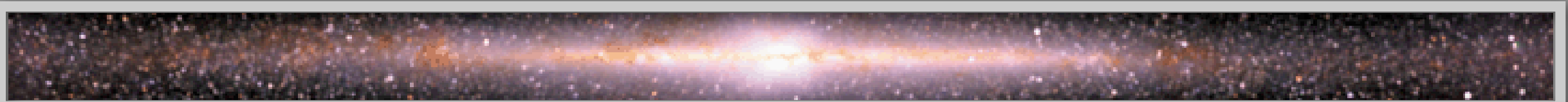
# La Vía Láctea



La galaxia NGC 4565:  
muy parecida a la Vía Láctea



La Vía Láctea tal como la vemos (en el óptico)



La Vía Láctea tal como la vemos (en el infrarrojo cercano)

# La Vía Láctea

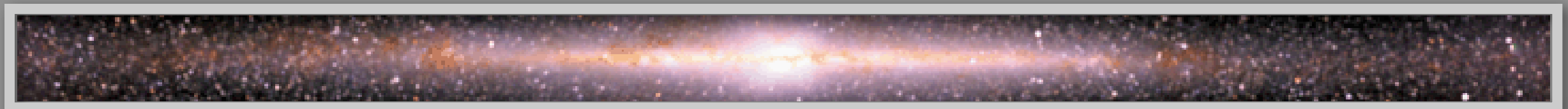


Se estima que hay entre  
100 y 200 mil millones de  
estrellas  
en la Vía Láctea

4565:  
Vía Láctea



La Vía Láctea tal como la vemos (en el óptico)



La Vía Láctea tal como la vemos (en el infrarrojo cercano)

# La Vía Láctea

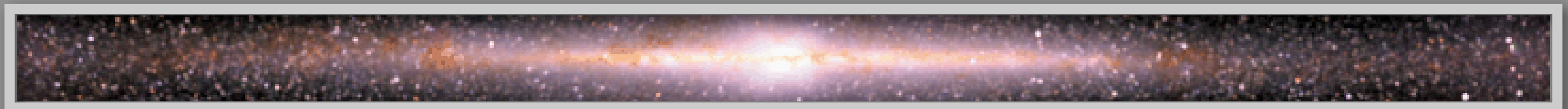


Se estima que hay entre  
100 y 200 mil millones de  
estrellas  
en la Vía Láctea

4565:  
Vía Láctea



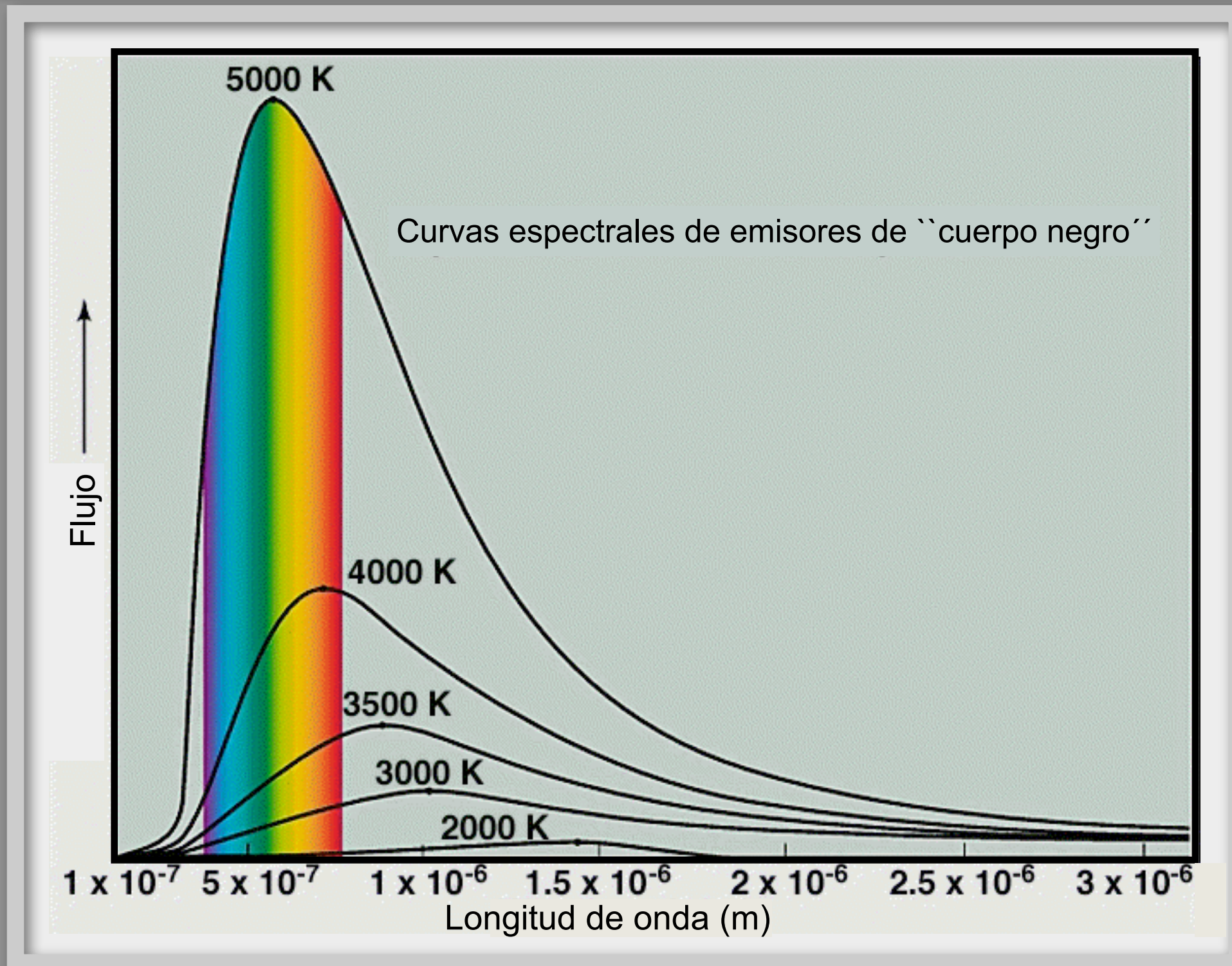
La Vía Láctea tal como la vemos (en el óptico)



La Vía Láctea tal como la vemos (en el infrarrojo cercano)



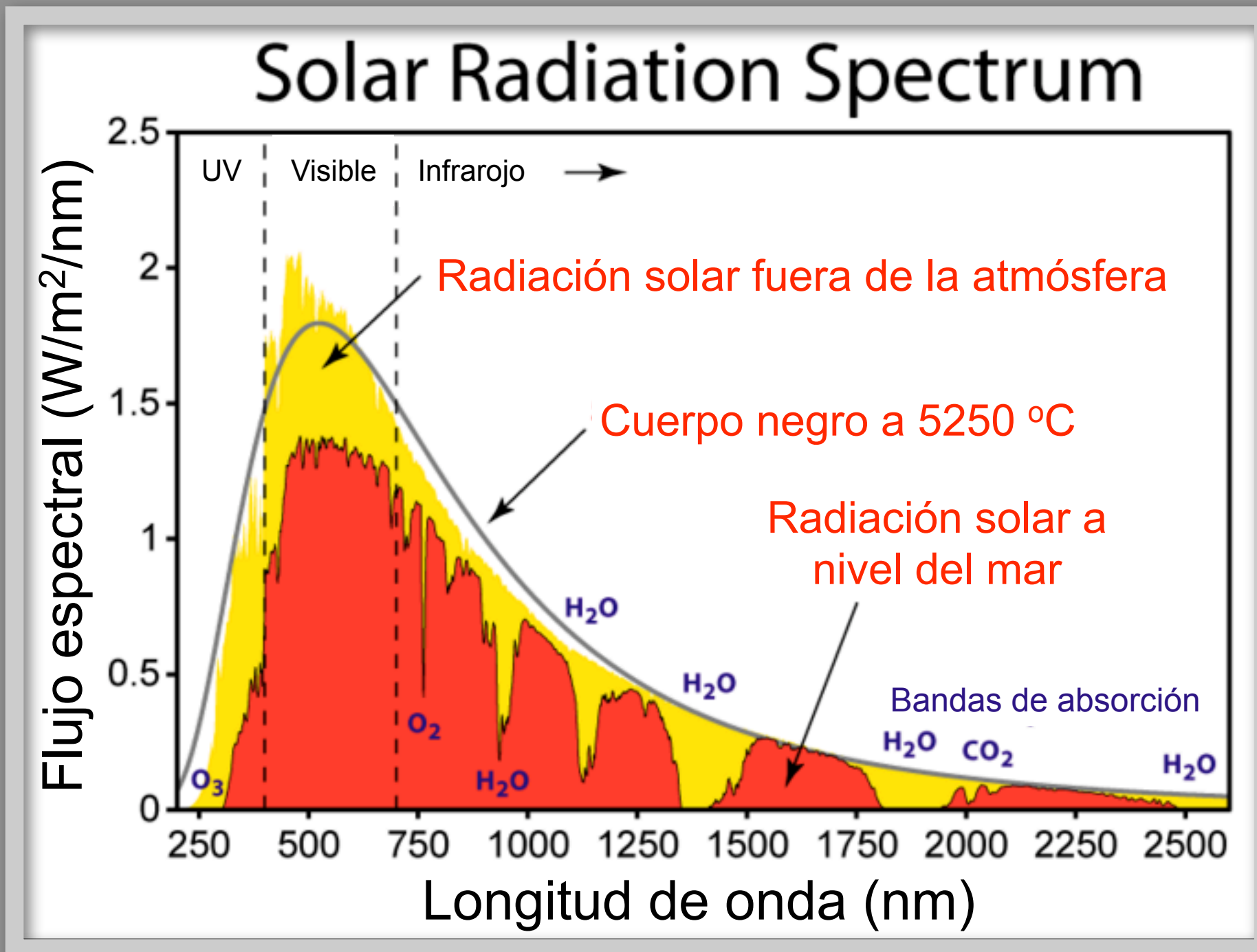
# El espectro de "cuerpo negro"



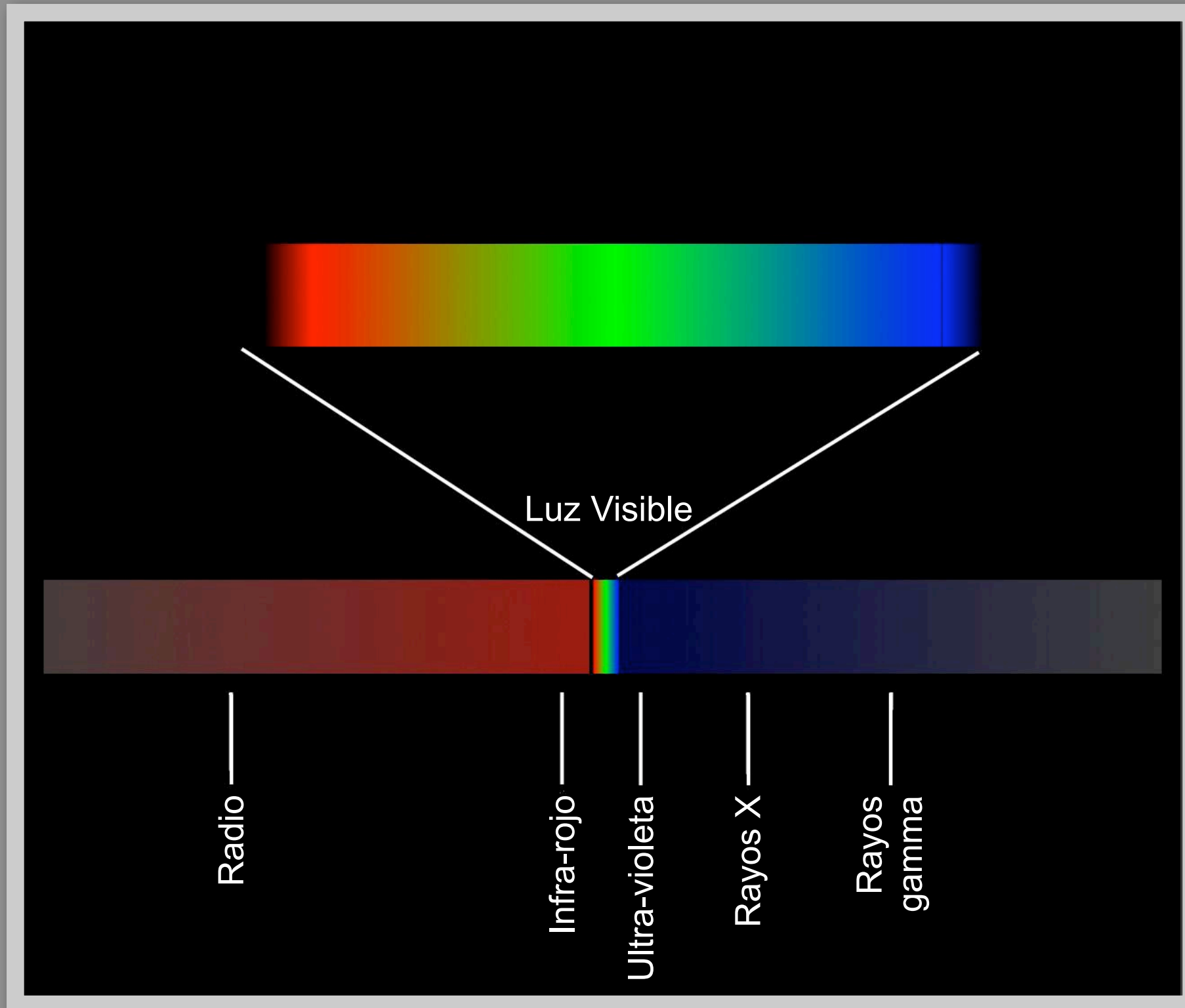
El "color" de una estrella nos indica su temperatura



# El espectro del Sol



# El espectro electromagnético



# Luminosidad vs Brillo



El *brillo* se refiere a la apariencia de la estrella: depende la *luminosidad* de la estrella y de su *distancia*. Se expresa con la magnitud (o, mejor, la magnitud aparente)

LUMINOSIDAD = energía emitida por segundo [ $\text{erg s}^{-1}$ ]

Es una propiedad intrínseca de la estrella, independiente de su distancia. Se expresa a menudo con la *magnitud absoluta* = magnitud que tuviera la estrella si su distancia fuera de 10 parsecs (= 31.6 años luz)

Ejemplo:  $L_{\text{Sol}} = 3.826 \times 10^{26} \text{ J s}^{-1} = 3.826 \times 10^{33} \text{ erg s}^{-1}$

# Luminosidad vs Brillo

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log(s_1/s_2)$$

$$s = \text{''iluminación''}: s = \frac{L}{4\pi D^2}$$

se mide en  $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$   
(unidad ``oficial``:  $\text{lux} = 1.5 \text{ erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$ )

$$\Delta m = 5 \implies s_2/s_1 = 100$$

El **brillo** se refiere a la apariencia de la estrella: depende la **luminosidad** de la estrella y de su **distancia**. Se expresa con la magnitud (o, mejor, la magnitud aparente)

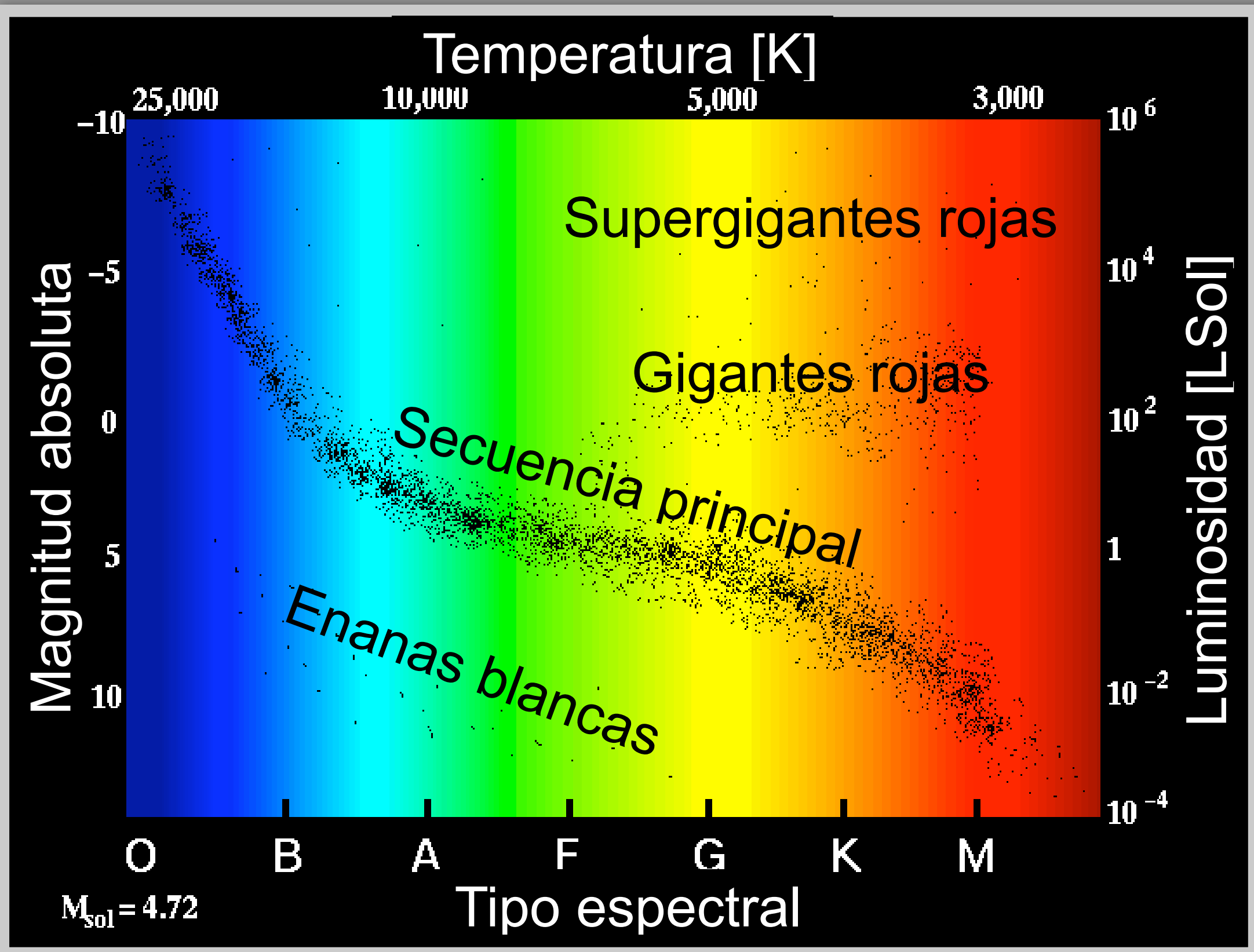
**LUMINOSIDAD** = energía emitida por segundo [ $\text{erg s}^{-1}$ ]

Es una propiedad intrínseca de la estrella, independiente de su distancia. Se expresa a menudo con la **magnitud absoluta** = magnitud que tuviera la estrella si su distancia fuera de 10 parsecs (= 31.6 años luz)

$$\text{Ejemplo: } L_{\text{Sol}} = 3.826 \times 10^{26} \text{ J s}^{-1} = 3.826 \times 10^{33} \text{ erg s}^{-1}$$



# Diagrama de Herzprung-Russell



# Evolución de las Estrellas

- Introducción
- **La Física de las Estrellas**
- Evolución de las Estrellas de Baja Masa
- Evolución de las Estrellas Masivas
- El Fin de las Estrellas Masivas

# Los dos principios básicos

## Equilibrio de fuerzas:

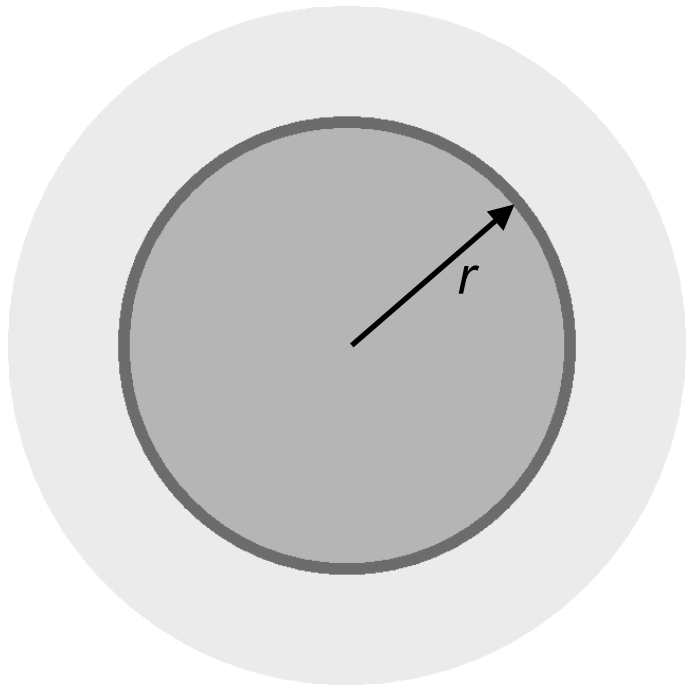
- Lucha entre la gravedad y la presión de la materia.

## Equilibrio energético:

- La energía nuclear, o la energía gravitacional, compensan la energía perdida por radiación.

Cuando uno de estos dos equilibrios se rompe la estrella está en serios problemas.

# La fuerza de gravedad



$m_r$  = masa interior al radio  $r$

$$dm_r = 4\pi r^2 dr \cdot \rho$$

$$m_r = \int_0^r 4\pi r^2 \rho dr$$

## Teorema de Gauss:

En un cuerpo esférico la fuerza de la gravedad sólo depende de la masa incluida dentro del radio  $r$

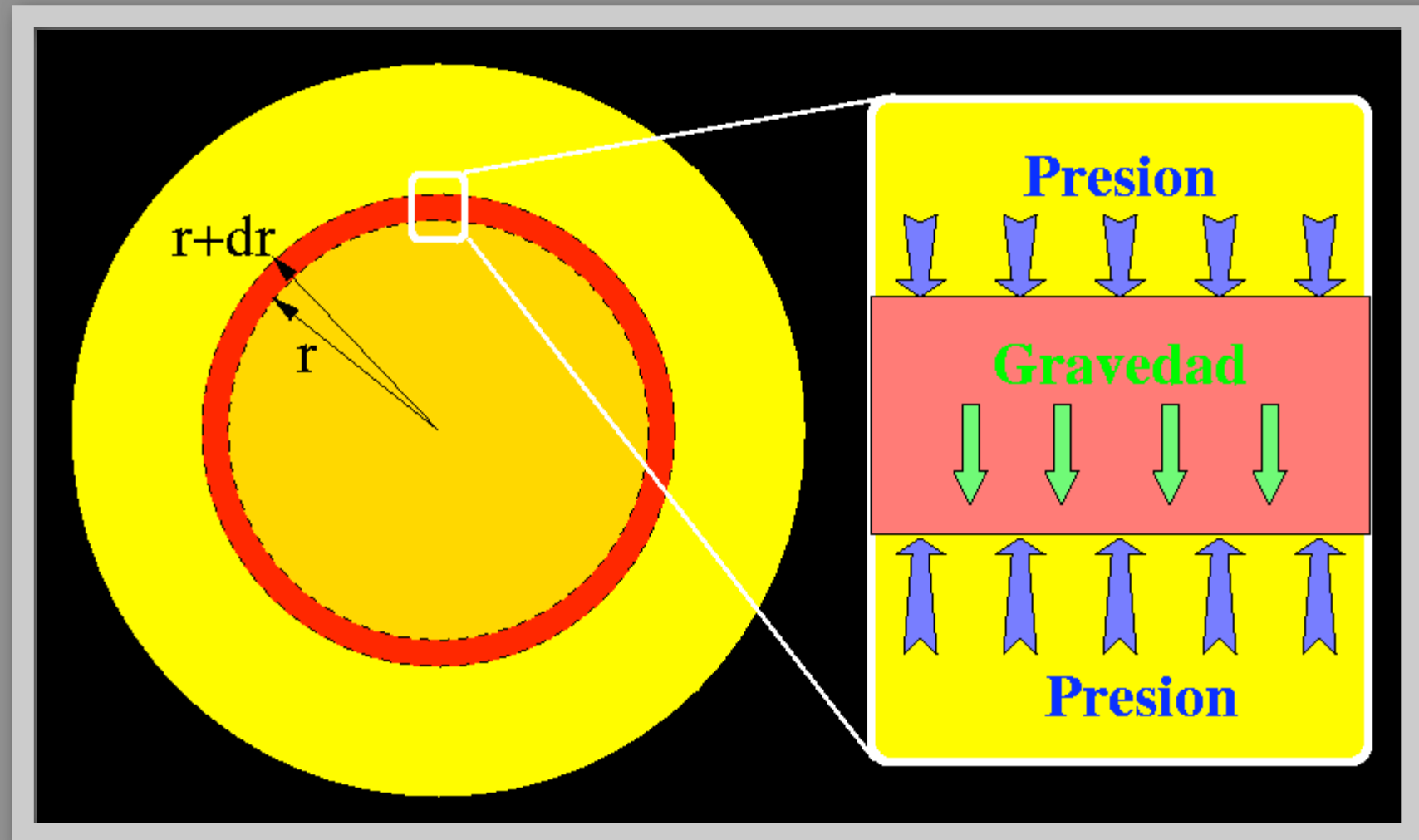
$$g = \frac{Gm_r}{r^2}$$



# El equilibrio hidrostático

Ecuación de equilibrio hidrostático:

$$\frac{dP}{dr} = -\frac{Gm_r \rho}{r^2}$$



$$P(r) dA = F_G + P(r + dr) dA = F_G + [P(r) + (dP/dr) dr] dA$$

$$\frac{dP}{dr} = -\frac{F_G}{dA dr}$$

$$F_G = g dm \quad \text{y} \quad dm = dA dr \cdot \rho \quad \implies \quad F_G = g \rho \cdot dA dr$$

# El tiempo de explosión

Ecuación de movimiento  
(es decir, fuera de equilibrio):

$$\rho \frac{\partial^2 r}{\partial t^2} = - \frac{dP}{dr} - \frac{Gm_r \rho}{r^2}$$

Explosión:

$$\rho \frac{\partial^2 r}{\partial t^2} = - \frac{dP}{dr} - \cancel{\frac{Gm_r \rho}{r^2}} \quad \frac{\rho R}{\tau_{\text{exp}}^2} \sim \frac{P}{R} \Rightarrow \tau_{\text{exp}} \sim R \left( \frac{\rho}{P} \right)^{1/2}$$

$$\frac{P}{\rho} \simeq v_{\text{son}}^2 \Rightarrow \tau_{\text{exp}} \sim \frac{R}{v_{\text{son}}}$$

# El tiempo de explosión

Ecuación de movimiento  
(es decir, fuera de equilibrio):

$$\rho \frac{\partial^2 r}{\partial t^2} = - \frac{dP}{dr} - \frac{Gm_r \rho}{r^2}$$

Explosión:

$$\rho \frac{\partial^2 r}{\partial t^2} = - \frac{dP}{dr} - \cancel{\frac{Gm_r \rho}{r^2}} \quad \frac{\rho R}{\tau_{\text{exp}}^2} \sim \frac{P}{R} \Rightarrow \tau_{\text{exp}} \sim R \left( \frac{\rho}{P} \right)^{1/2}$$

$$\frac{P}{\rho} \simeq v_{\text{son}}^2 \Rightarrow \tau_{\text{exp}} \sim \frac{R}{v_{\text{son}}}$$

El tiempo de explosión es (aproximadamente) el tiempo que tarda una onda de sonido en atravesar la estrella

# El tiempo de implosión

Ecuación de movimiento  
(es decir, fuera de equilibrio):

$$\rho \frac{\partial^2 r}{\partial t^2} = - \frac{dP}{dr} - \frac{Gm_r \rho}{r^2}$$

Implosión (colapso gravitacional):

$$\rho \frac{\partial^2 r}{\partial t^2} = - \cancel{\frac{dP}{dr}} - \frac{Gm_r \rho}{r^2} \quad \frac{\rho R}{\tau_{\text{col}}^2} \sim \frac{GM\rho}{R^2} \quad \Rightarrow \quad \tau_{\text{col}} \sim \left( \frac{R}{g} \right)^{1/2}$$

o sea :

$$R \sim g \tau_{\text{col}}^2$$



# El tiempo de implosión

Ecuación de movimiento  
(es decir, fuera de equilibrio):

$$\rho \frac{\partial^2 r}{\partial t^2} = - \frac{dP}{dr} - \frac{Gm_r \rho}{r^2}$$

Implosión (colapso gravitacional):

$$\rho \frac{\partial^2 r}{\partial t^2} = - \cancel{\frac{dP}{dr}} - \frac{Gm_r \rho}{r^2} \quad \frac{\rho R}{\tau_{\text{col}}^2} \sim \frac{GM\rho}{R^2} \quad \Rightarrow \quad \tau_{\text{col}} \sim \left( \frac{R}{g} \right)^{1/2}$$

o sea :

$$R \sim g \tau_{\text{col}}^2$$

El tiempo de colapso es (aproximadamente) el tiempo que tarda una pelota en caída libre en alcanzar el centro de la estrella

# Tiempo de equilibrio hidrostático

Mientras la estrella está en equilibrio hidrostático

$$\tau_{\text{col}} = \tau_{\text{exp}} \equiv \tau_{\text{hidro}} \sim \left( \frac{R^3}{GM} \right)^{1/2}$$

Para el Sol:

$$\tau_{\text{hidro}} \sim 30 \text{ minutos !}$$

$$M = 2 \times 10^{33} \text{ g} \quad R = 7 \times 10^{10} \text{ cm}$$

Para una enana blanca:

$$\tau_{\text{hidro}} \sim 5 \text{ segundos !}$$

$$M = M_{\text{Sol}} \quad R \sim R_{\text{Sol}}/50 \sim 10^9 \text{ cm}$$

Para una gigante roja:

$$\tau_{\text{hidro}} \sim 3 \text{ semanas !}$$

$$M = M_{\text{Sol}} \quad R \sim 100 \times R_{\text{Sol}} \sim 10^{13} \text{ cm}$$

# Tiempo de equilibrio hidrostático

Mientras la estrella está en equilibrio hidrostático

$$\tau_{\text{col}} = \tau_{\text{exp}} \equiv \tau_{\text{hidro}} \sim \left( \frac{R^3}{GM} \right)^{1/2}$$

## Significado del tiempo hidrostático:

una perturbación al equilibrio hidrostático  
se corrige en un tiempo  $\tau_{\text{hidro}}$

En particular: la estrellas pulsantes (Cefeidas, RR-Lyrae) tienen periodos de pulsación dados por  $\tau_{\text{hidro}}$ .

# Energías: el teorema del virial

Energía gravitacional:

$$E_G = - \int_0^R \frac{Gm}{r} dm \quad \text{nos da} \quad E_G = -\alpha \frac{GM^2}{R} \quad (\alpha \sim 1)$$

Energía térmica:  $E_T = \int_0^N \frac{3}{2} k_B T dn$   
 ( $k_B =$  constante de Boltzmann)

Para un gas ideal :  $P = nk_B T$  y  $E_T = \frac{3}{2} P = \frac{3}{2} k_B T$

En condiciones de equilibrio hidrostático:

**Teorema del Virial:**

$$E_T = -\frac{1}{2} E_G$$



# Energética total

Energía (clásica) total de la estrella:

$$E_{\text{Total}} = E_G + E_T = E_G + \left(-\frac{1}{2}E_G\right) = \frac{1}{2}E_G \sim -\frac{1}{2}\frac{GM^2}{R}$$

$E_{\text{Total}}$  es negativa: la estrella es un sistema ligado (por la gravedad).

La estrella pierde energía (por radiación):  $E_{\text{Total}}$  decrece  
 $\Rightarrow R$  debe decrecer

$\Rightarrow E_G$  decrece  $\Rightarrow E_T$  crece !

Al perder energía una estrella se calienta:  
¡ tiene un calor específico negativo !

Se la llama “calor específico gravito-térmico” (a diferencia del calor específico a P o V constante que son siempre positivos)

# Energética total

Al inyectar energía térmica (= calor) en una estrella esta se expande: el trabajo que tiene que producir la presión contra la gravedad resulta en una disminución de la temperatura.

Al perder energía una estrella se calienta:  
¡ tiene un calor específico negativo !

Se la llama “calor específico gravito-térmico” (a diferencia del calor específico a P o V constante que son siempre positivos)

# La escala de tiempo térmico

$$\tau_T \equiv \tau_{KH} = \frac{E_G}{L} \sim \frac{E_T}{L} \quad \text{o sea}$$

$$\tau_{KH} \simeq \frac{GM^2}{RL}$$

( $L$  siendo la luminosidad de la estrella)

Para el Sol:  $\tau_{KH} \simeq 30$  millones de años

# La escala de tiempo térmico

$$\tau_T \equiv \tau_{KH} = \frac{E_G}{L} \sim \frac{E_T}{L} \quad \text{o sea}$$

$$\tau_{KH} \simeq \frac{GM^2}{RL}$$

( $L$  siendo la luminosidad de la estrella)

Para el Sol:  $\tau_{KH} \simeq 30$  millones de años

El sistema solar, y el Sol, es mucho mas viejo que esto:  
el Sol (y las estrellas en general) tiene otra fuente de  
energía aparte de la térmica y/o gravitacional:  
**ENERGÍA NUCLEAR**



# Energía termonuclear

**Sol:** su fuente de energía es la fusión de hidrogeno (H) en helio (He).

$$E = mc^2$$

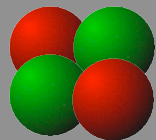
La masa del núcleo de He es inferior a las masas de cuatro protones (= núcleos de H): la masa “perdida” se convierte en energía.

El Sol consume  $3.2 \times 10^{14}$  gramos de H por segundo

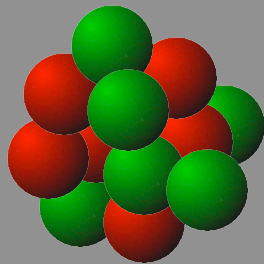
# Algunos núcleos atómicos



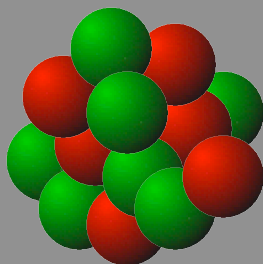
Hidrógeno  $1\text{H}$  (1p:0n)



Helio  $4\text{He}$  (2p:2n)



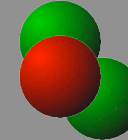
Carbono  $12\text{C}$  (6p:6n)



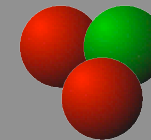
Oxígeno  $16\text{O}$  (8p:8n)



Deuterio  $2\text{H}$  (1p:1n)



Tritio  $3\text{H}$  (1p:2n)



Helio  $3\text{He}$  (2p:1n)

Nota:

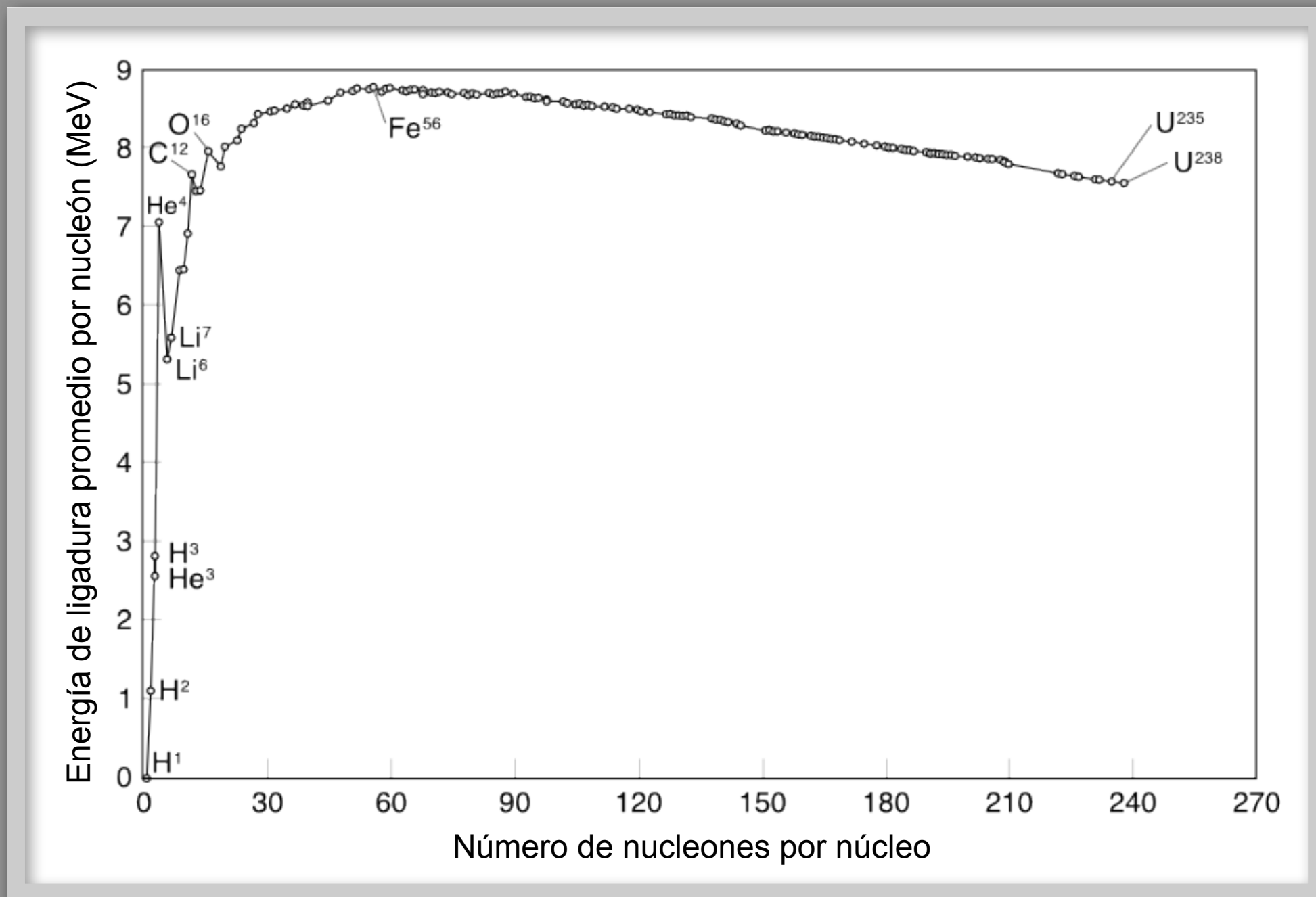


Protón (carga = +e)



Neutrón (carga= 0)

# Energías de ligaduras de los núcleos



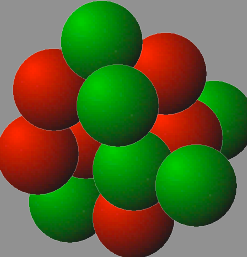







Fusión de núcleos ligeros hacia núcleos pesados libera energía hasta alcanzar el  $^{56}Fe$ : el hierro marca el fin de la nucleosíntesis estelar exotérmica

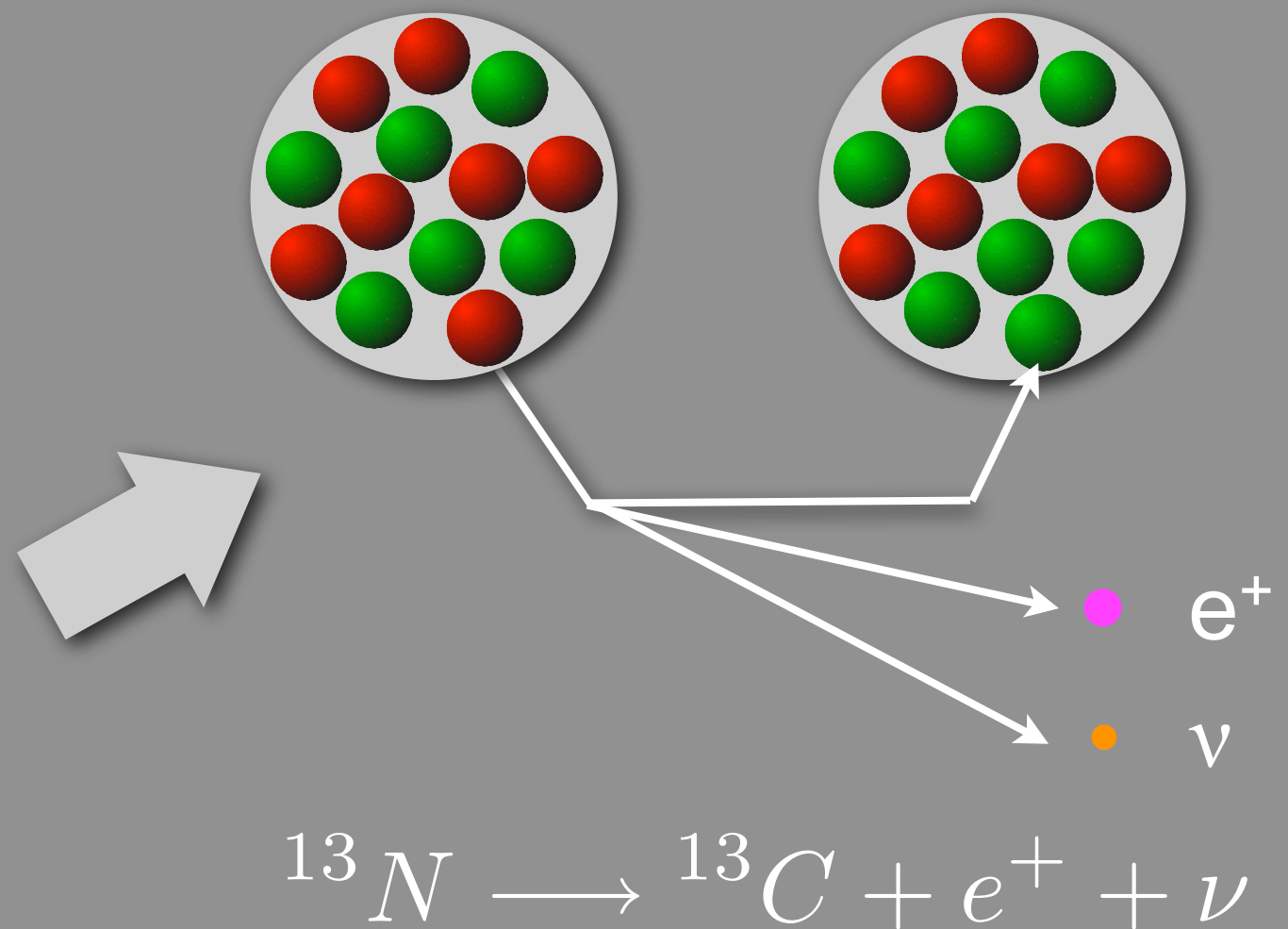
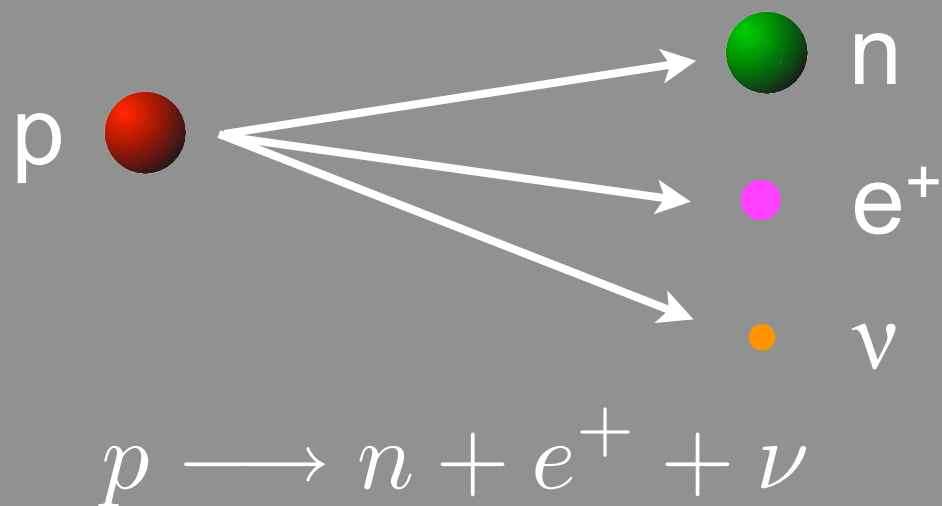
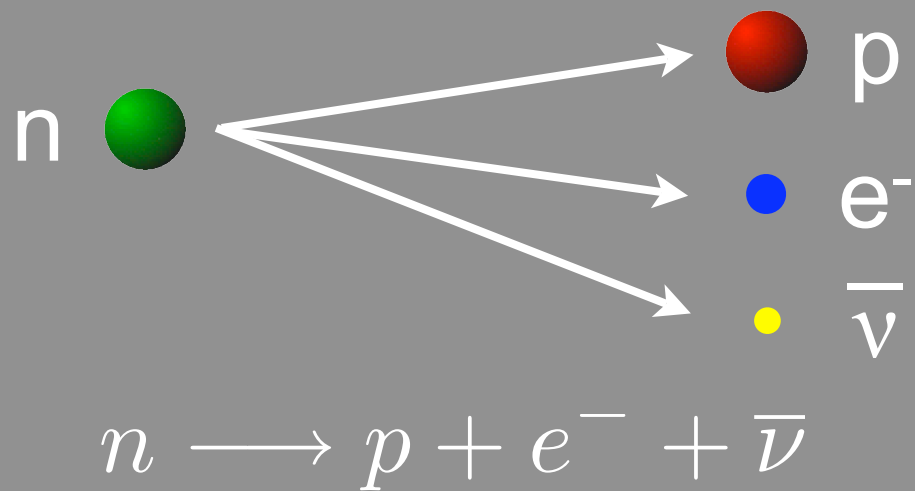


# Partículas

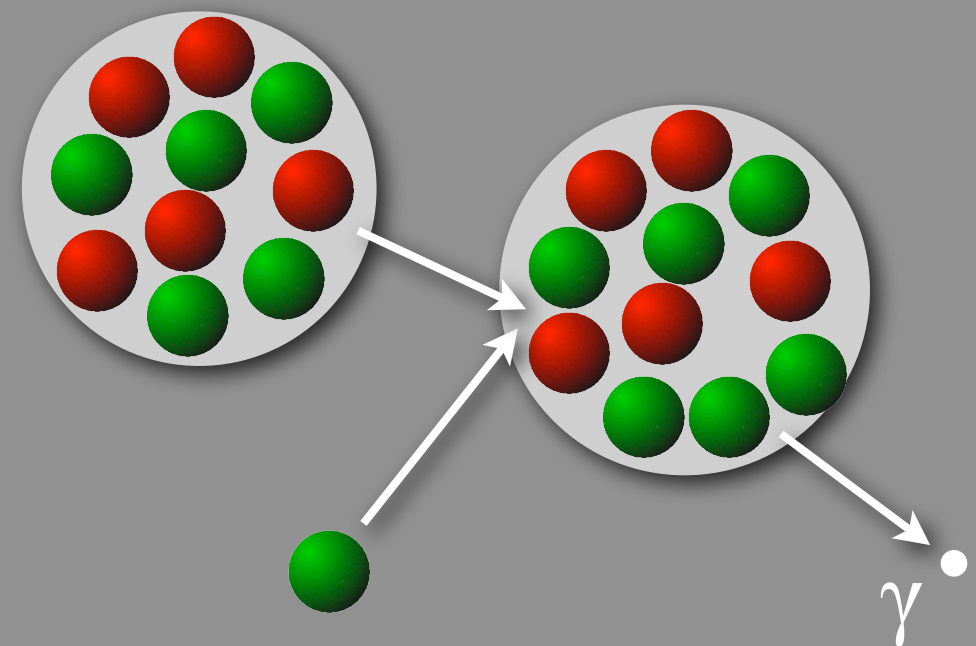
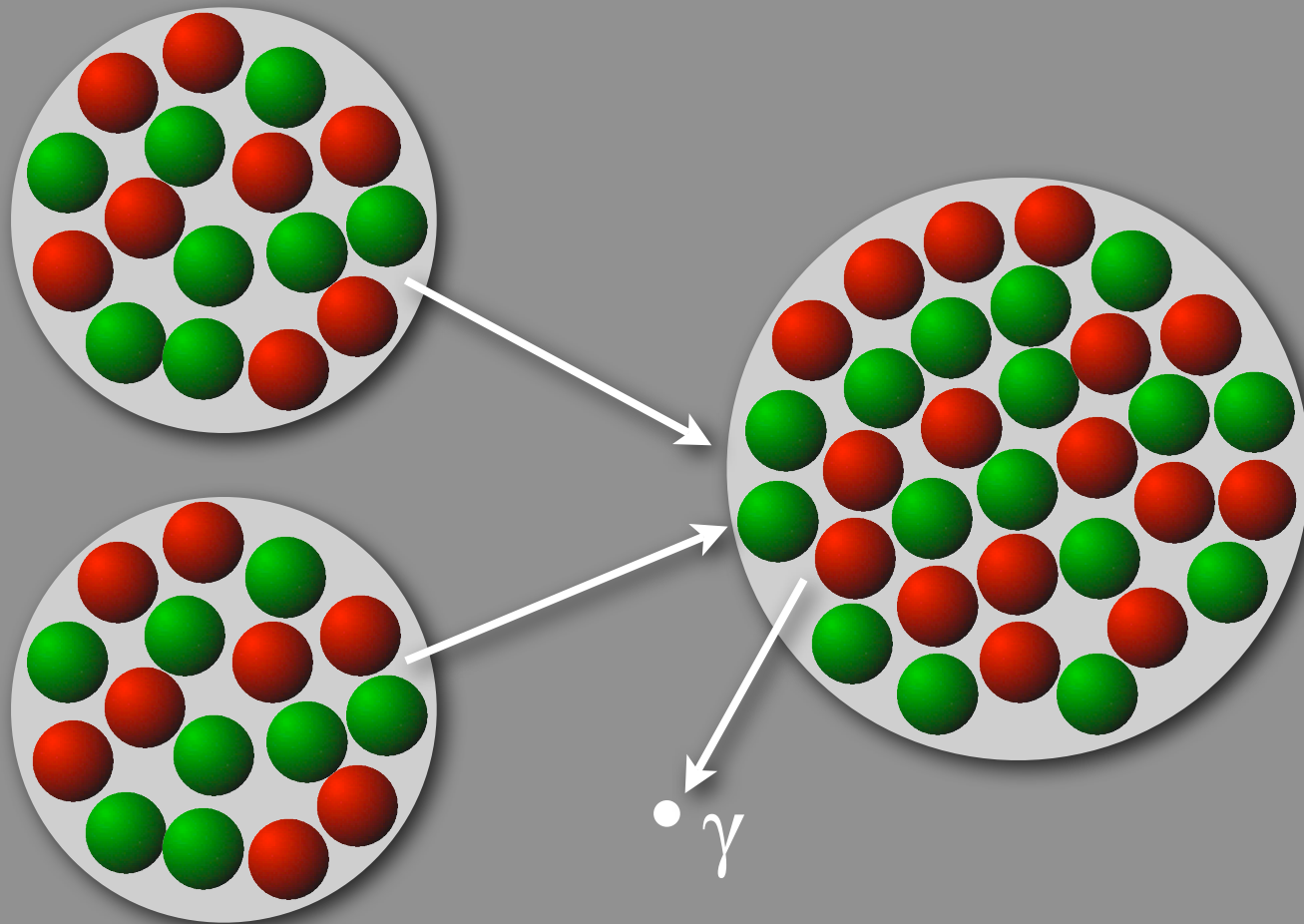
Carga eléctrica Q [en unidad de |e|]

|       |   |              |                                 |           |          |
|-------|---|--------------|---------------------------------|-----------|----------|
| +1    |    | protón       | p                               | Nucleones | BARIONES |
| 0     |    | neutrón      | n                               |           |          |
| Z     |    | núcleo       | (Z,N)                           | A=Z+N     |          |
| <hr/> |   |              |                                 |           |          |
| -1    |  | electrón     | e <sup>-</sup>                  | LEPTONES  |          |
| +1    |  | positrón     | e <sup>+</sup> (=anti-electrón) |           |          |
| 0     |  | neutrino     | ν                               |           |          |
| 0     |  | antineutrino | $\bar{\nu}$                     |           |          |
| <hr/> |   |              |                                 |           |          |
| 0     |  | fotón        | γ                               |           |          |

# Reacciones nucleares (1): decaimiento beta y su inverso

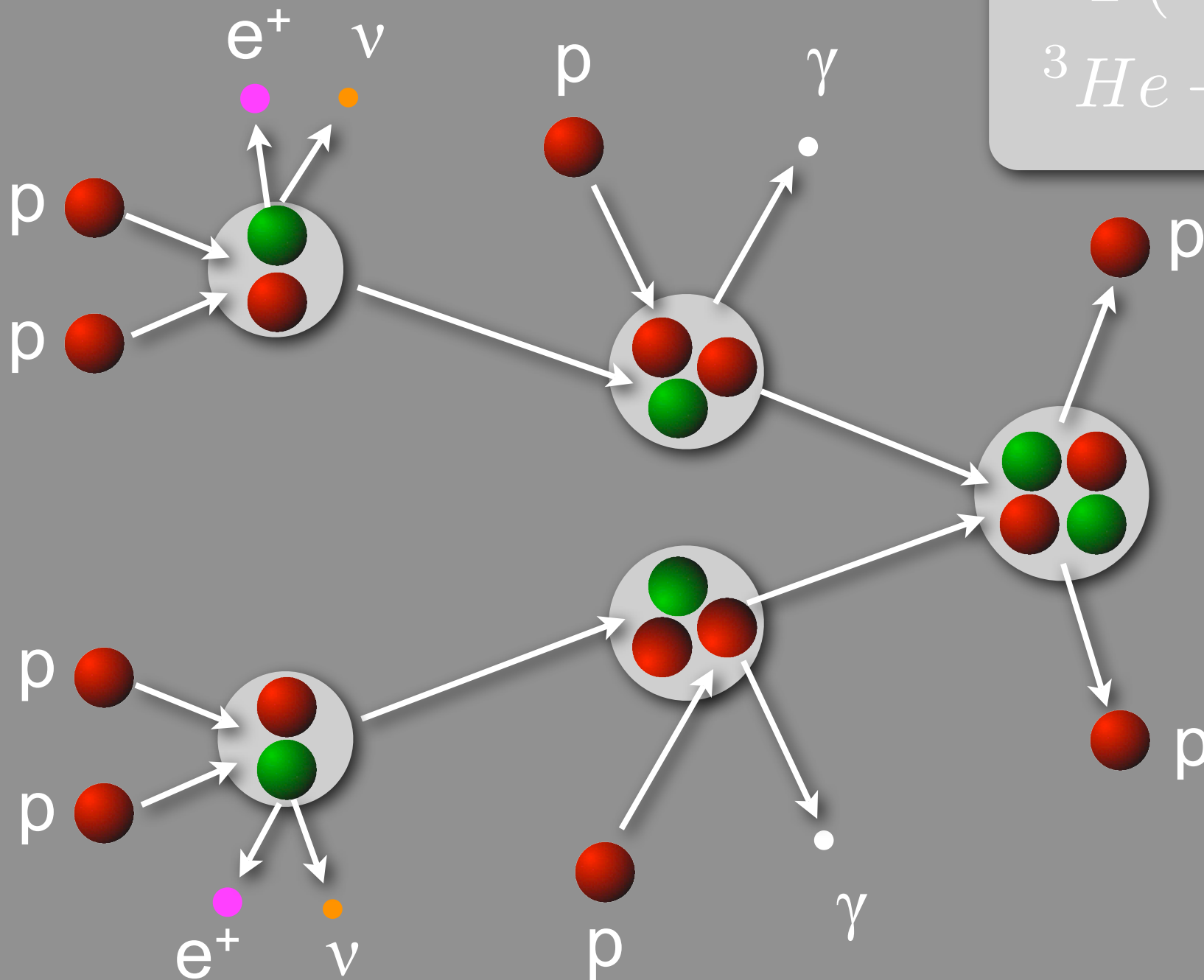
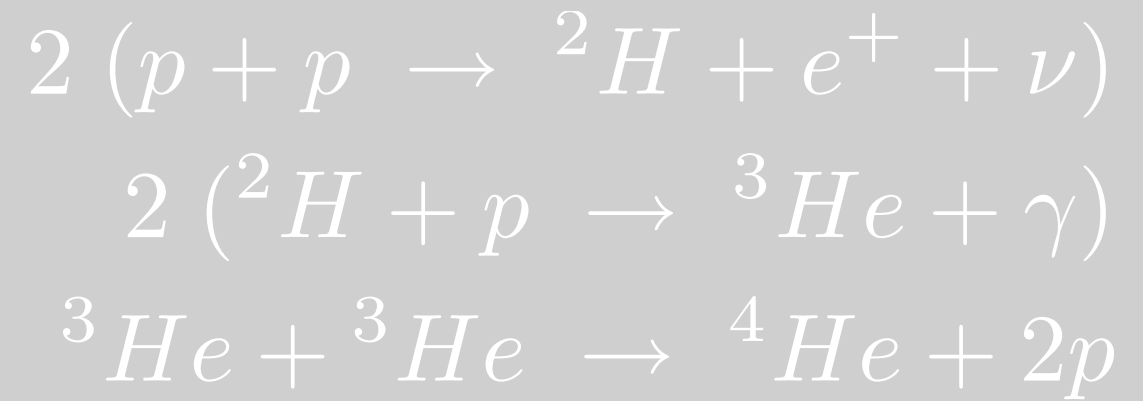


# Reacciones nucleares (2): fusión y captura de neutrón



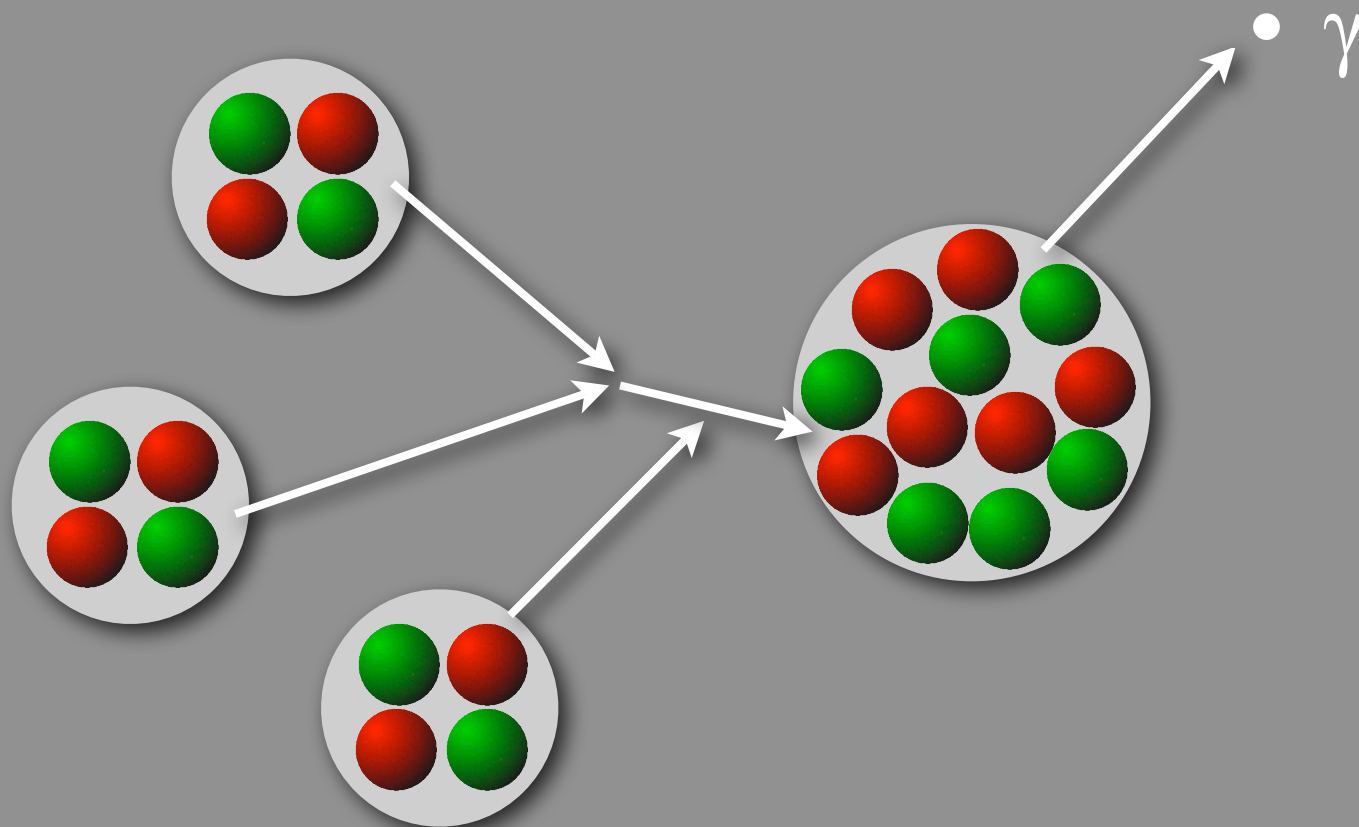


# 4 $^1\text{H} \rightarrow ^4\text{He}$ : la cadena pp



# $3\ ^4\text{He} \rightarrow\ ^{12}\text{C}$ : la triple alfa

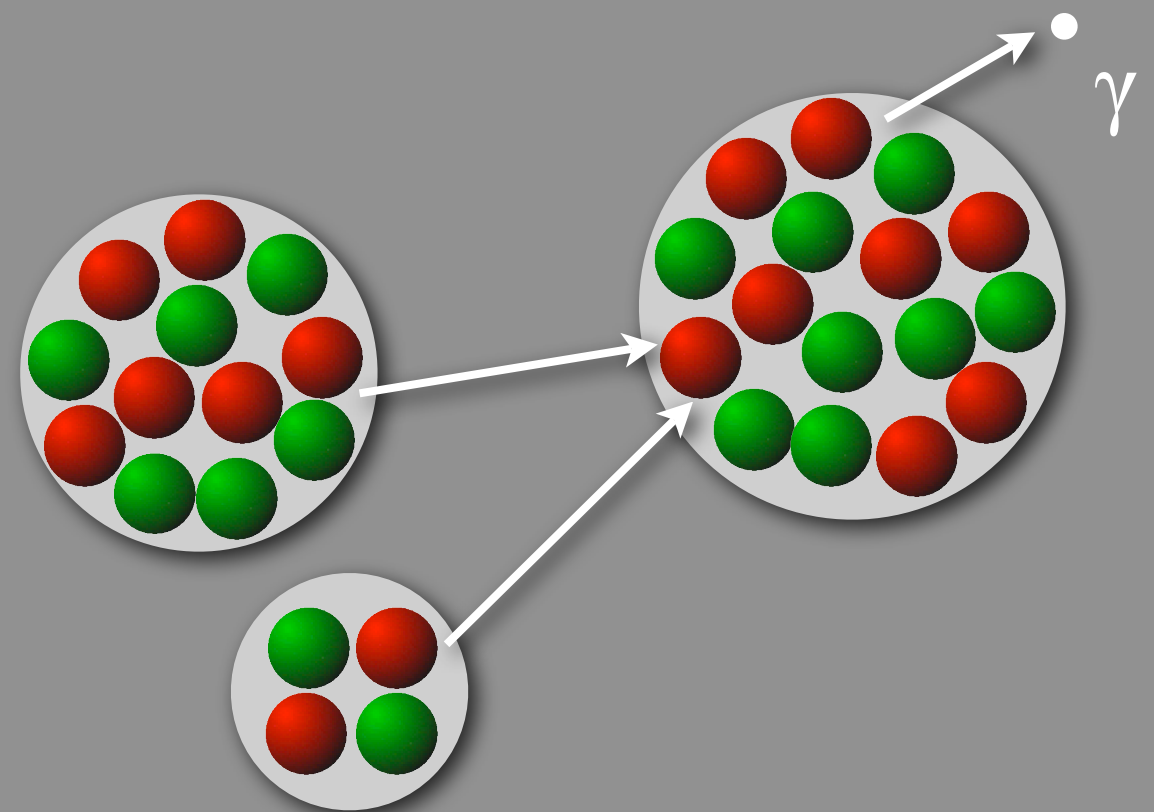
La reacción "triple alfa"



seguido de



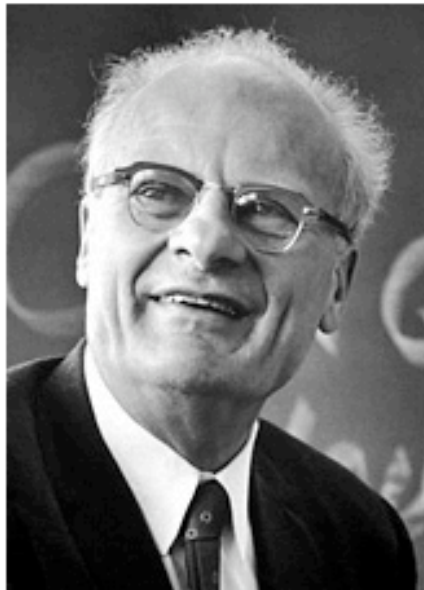
posiblemente seguido de la reacción "carbon-alfa"





## The Nobel Prize in Physics 1967

"for his contributions to the theory of nuclear reactions, especially his discoveries concerning the energy production in stars"



**Hans Albrecht Bethe**

USA

Cornell University  
Ithaca, NY, USA

b. 1906  
(in Strasbourg, then  
Germany)  
d. 2005



## The Nobel Prize in Physics 1983

"for his theoretical studies of the physical processes of importance to the structure and evolution of the stars"

"for his theoretical and experimental studies of the nuclear reactions of importance in the formation of the chemical elements in the universe"



**Subramanyan Chandrasekhar**

🕒 1/2 of the prize

USA

University of Chicago  
Chicago, IL, USA

b. 1910  
(in Lahore, India)  
d. 1995



**William Alfred Fowler**

🕒 1/2 of the prize

USA

California Institute of  
Technology (Caltech)  
Pasadena, CA, USA

b. 1911  
d. 1995

# Ecuación de estado

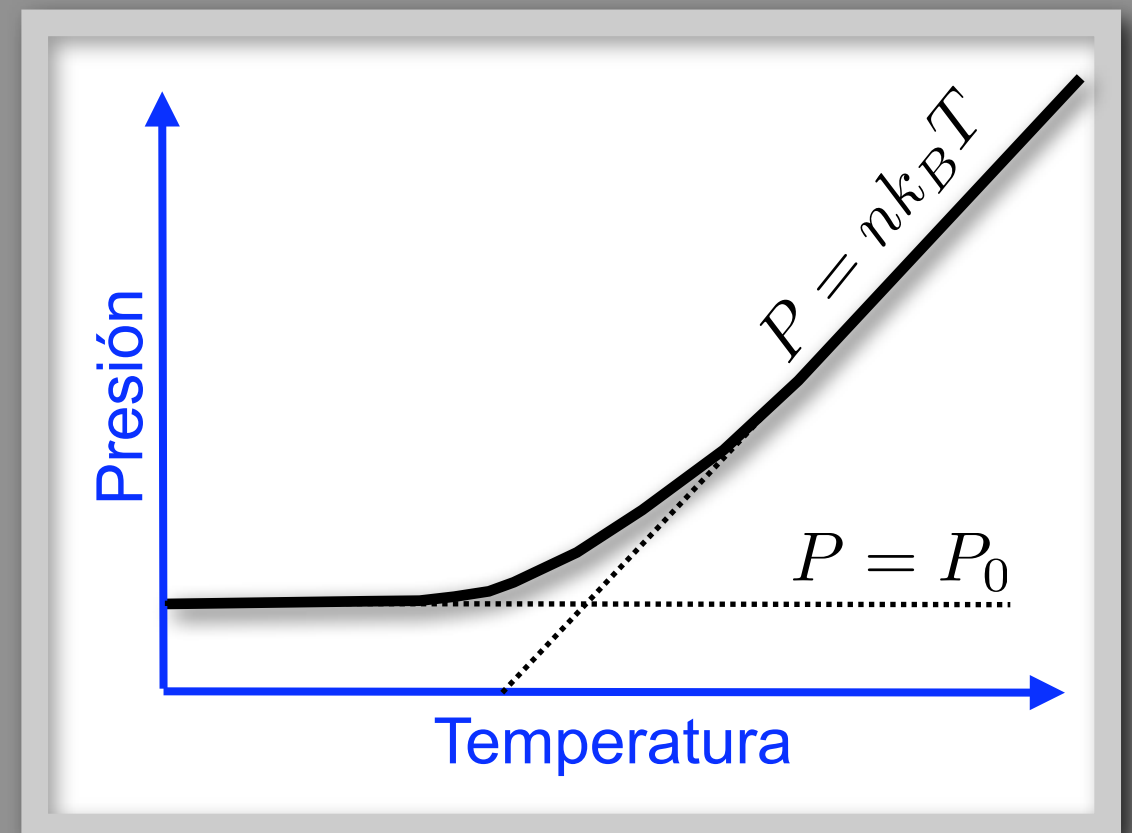
En muchos casos la materia estelar se comporta como un gas ideal

$$PV = NRT \quad \text{o, mejor} \quad P = nk_B T$$

donde  $\mathcal{R} \equiv \mathcal{N}_A k_B$

A altas densidades (y no “muy” altas temperaturas), cuando las partículas casi se enciman, la presión está determinada por el principio de exclusión de Pauli:

$P$  es constante  
(ya no depende de  $T$ )

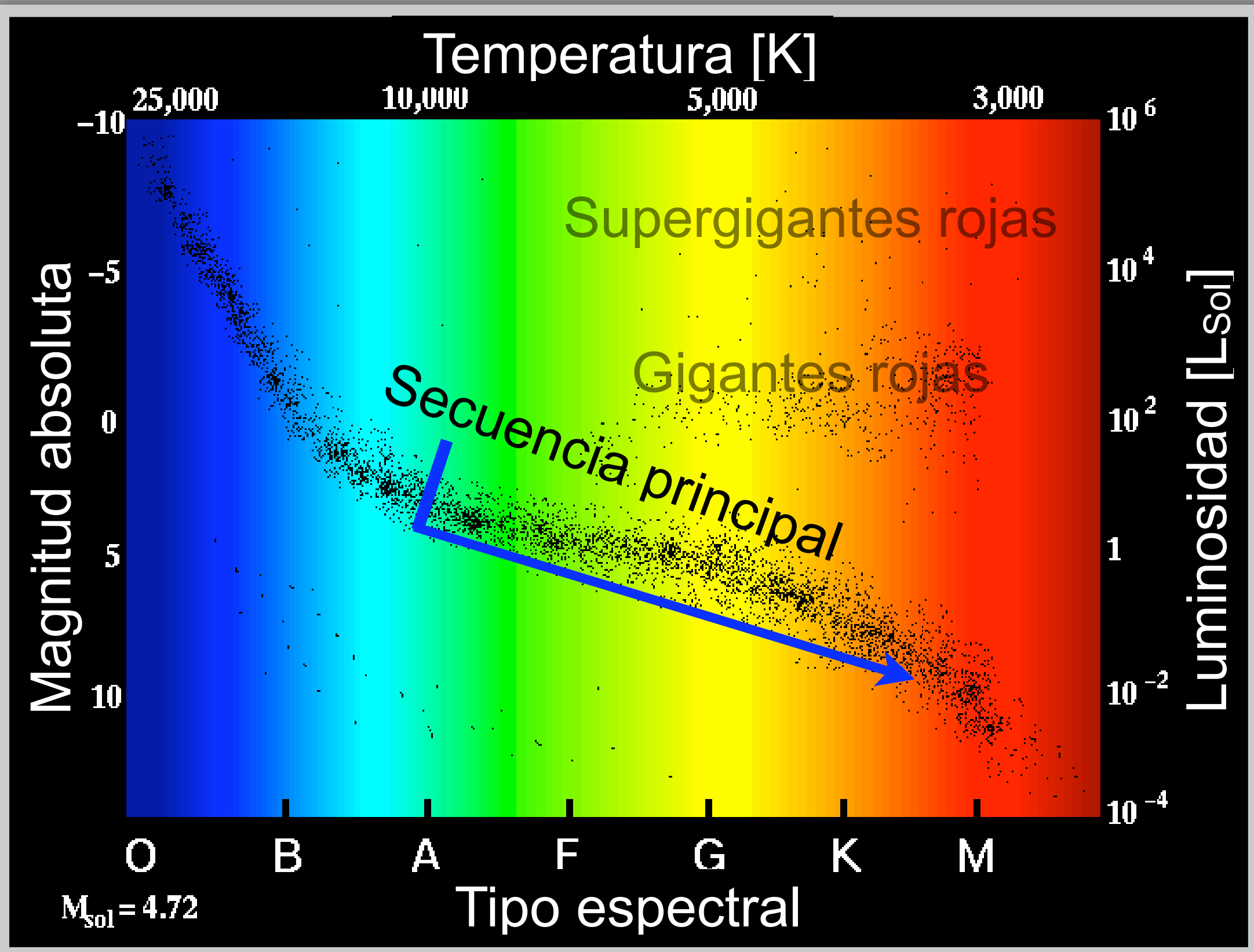




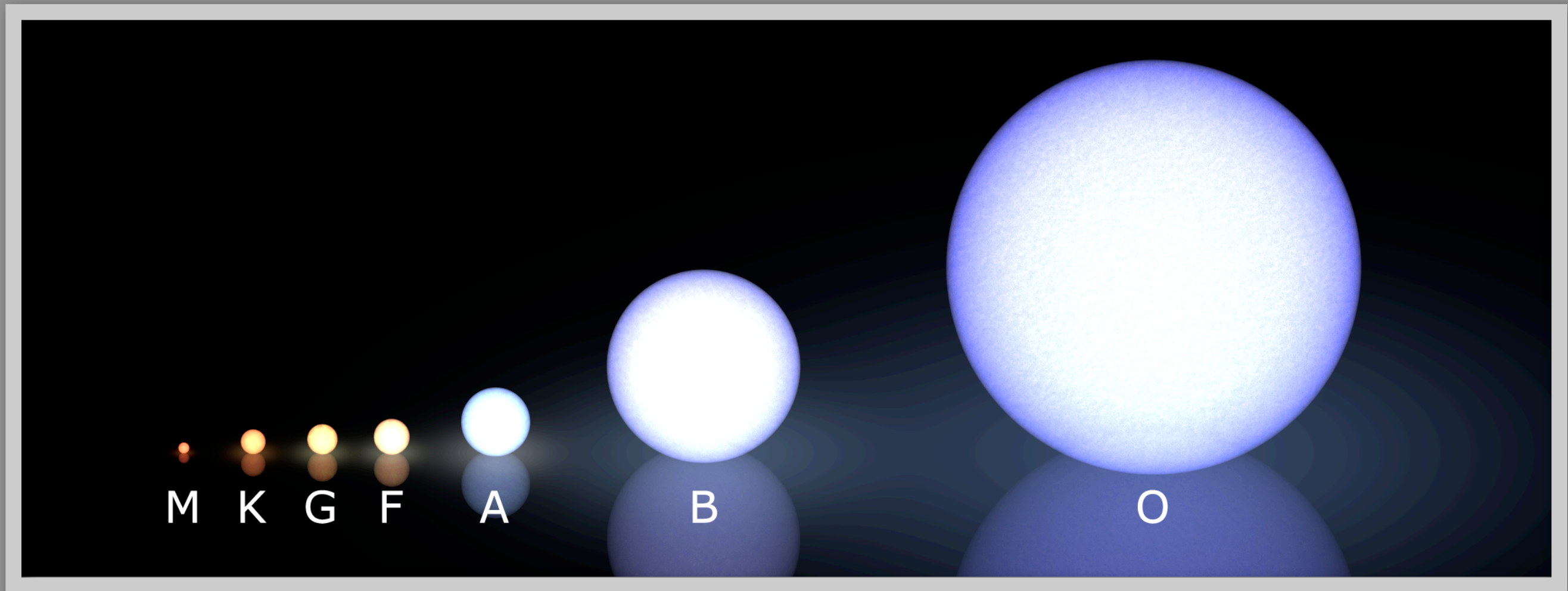
# Evolución de las Estrellas

- Introducción
- La Física de las Estrellas
- **Evolución de las Estrellas de Baja Masa**
- Evolución de las Estrellas Masivas
- El Fin de las Estrellas Masivas

# Secuencia principal: quemado de H a He

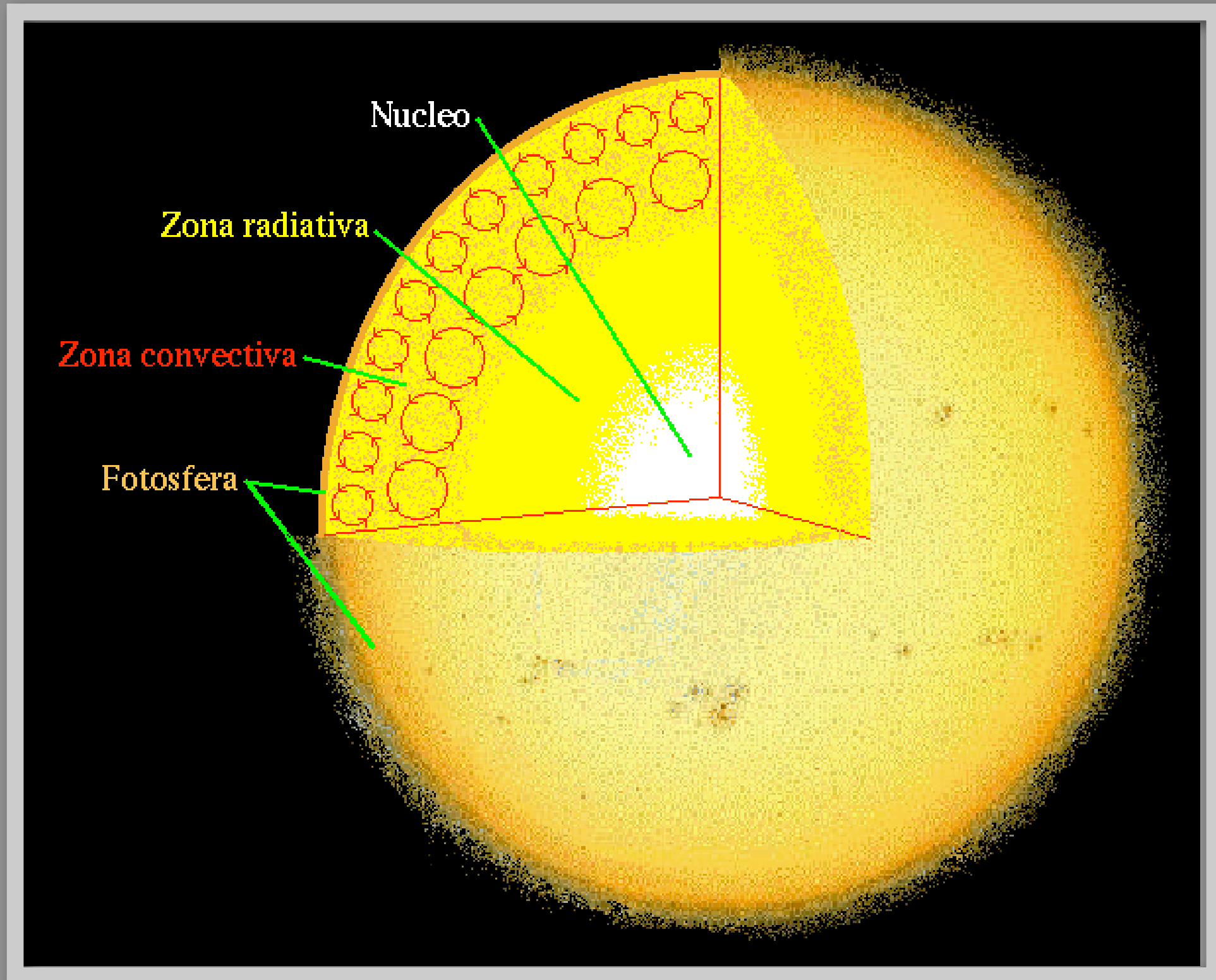


# La clasificación espectral de Morgan-Keenan



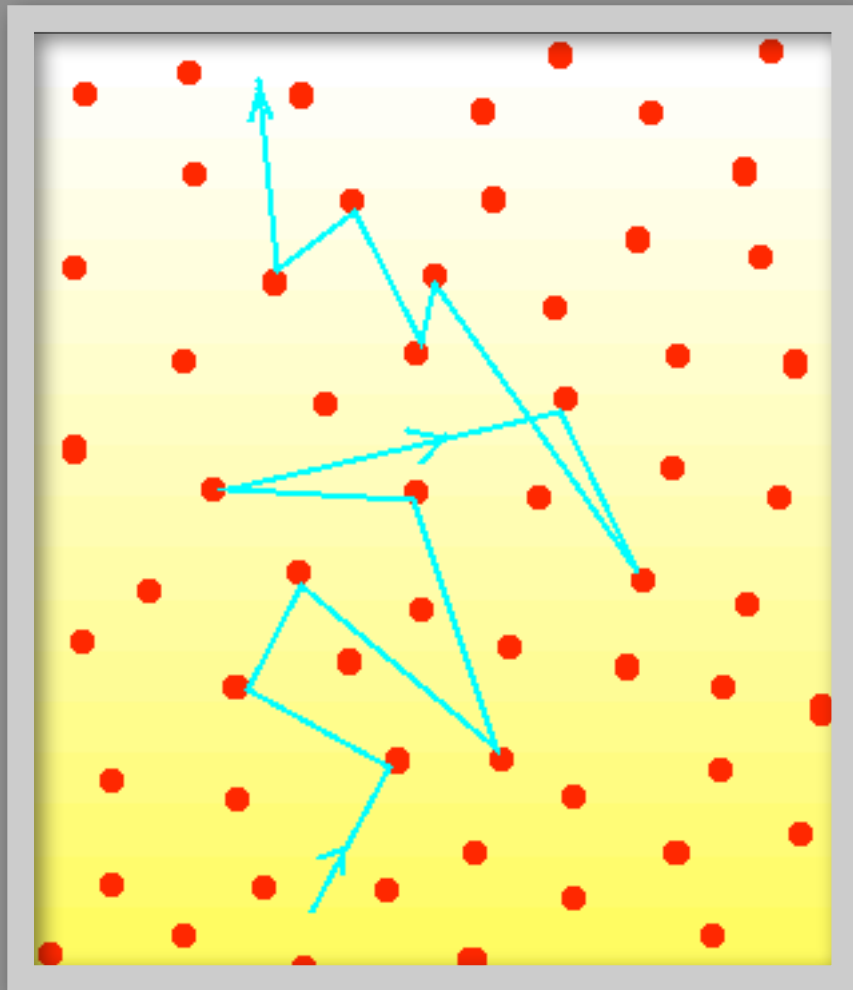
Los tipos espectrales, además de temperatura (o color) significan grandes diferencias de tamaños

# Estructura interna del Sol



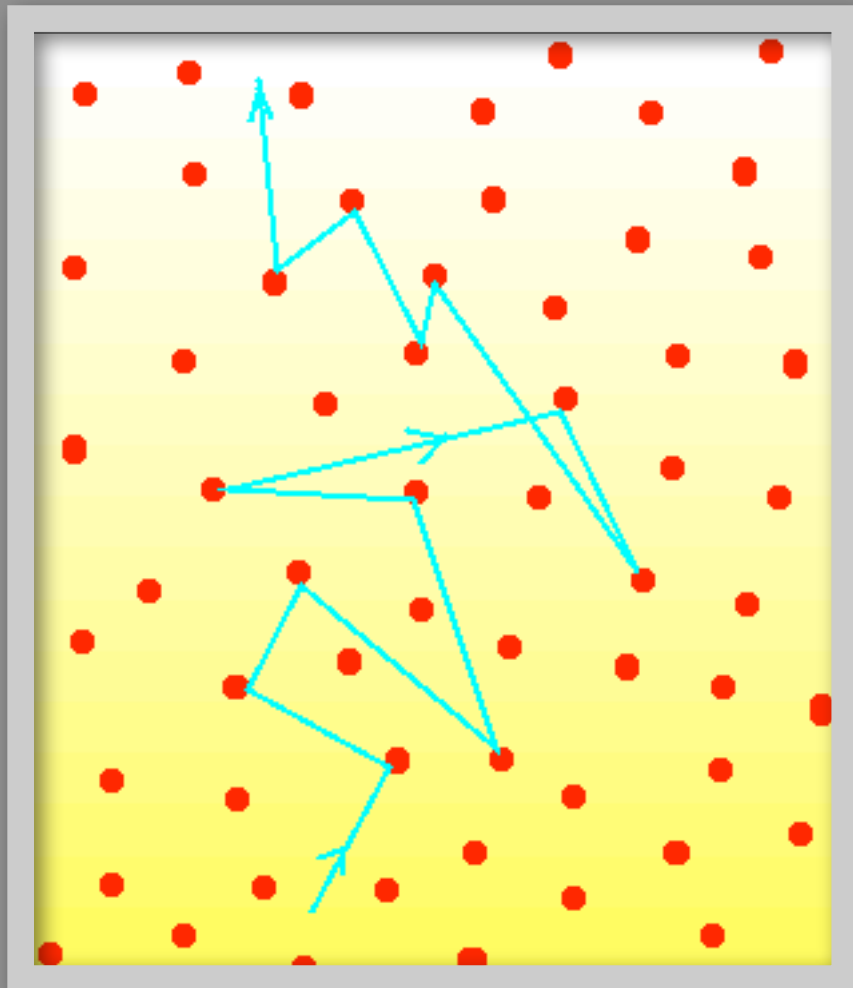


# Conducción vs Convección

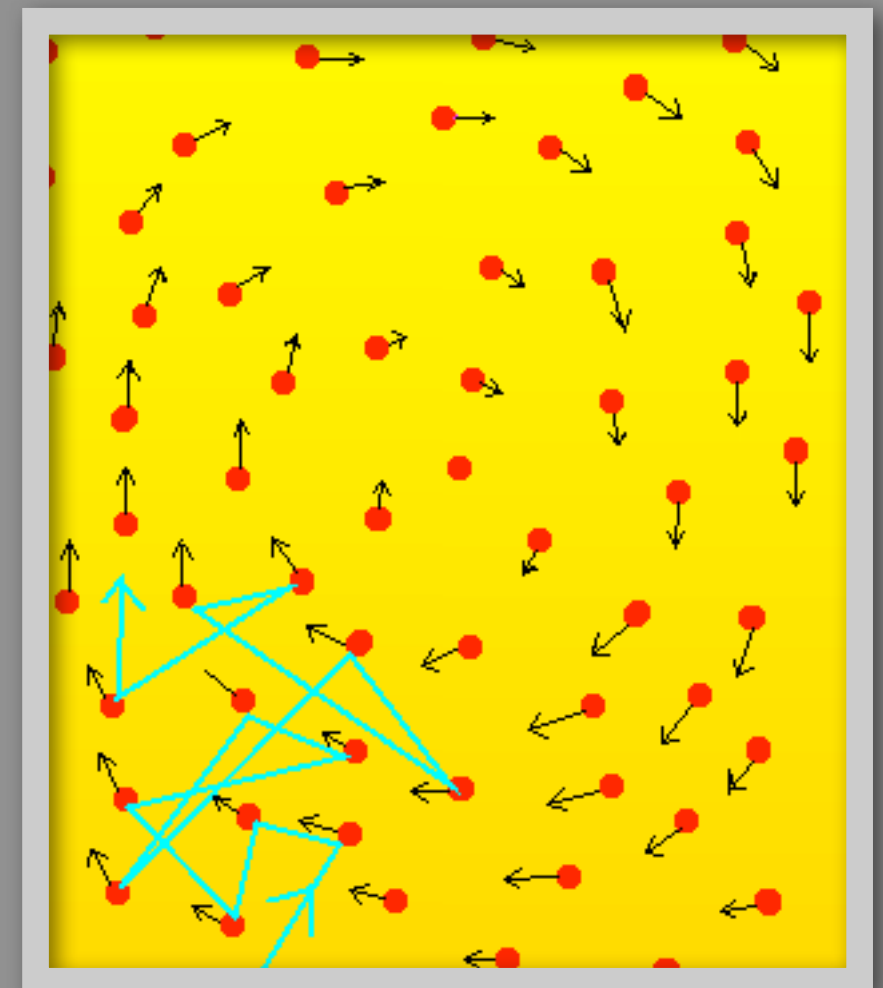


Transporte radiativo: **fotones** de la región caliente se mueven hacia la región fría. En su camino sufren colisiones con otras partículas: **OPACIDAD**

# Conducción vs Convección

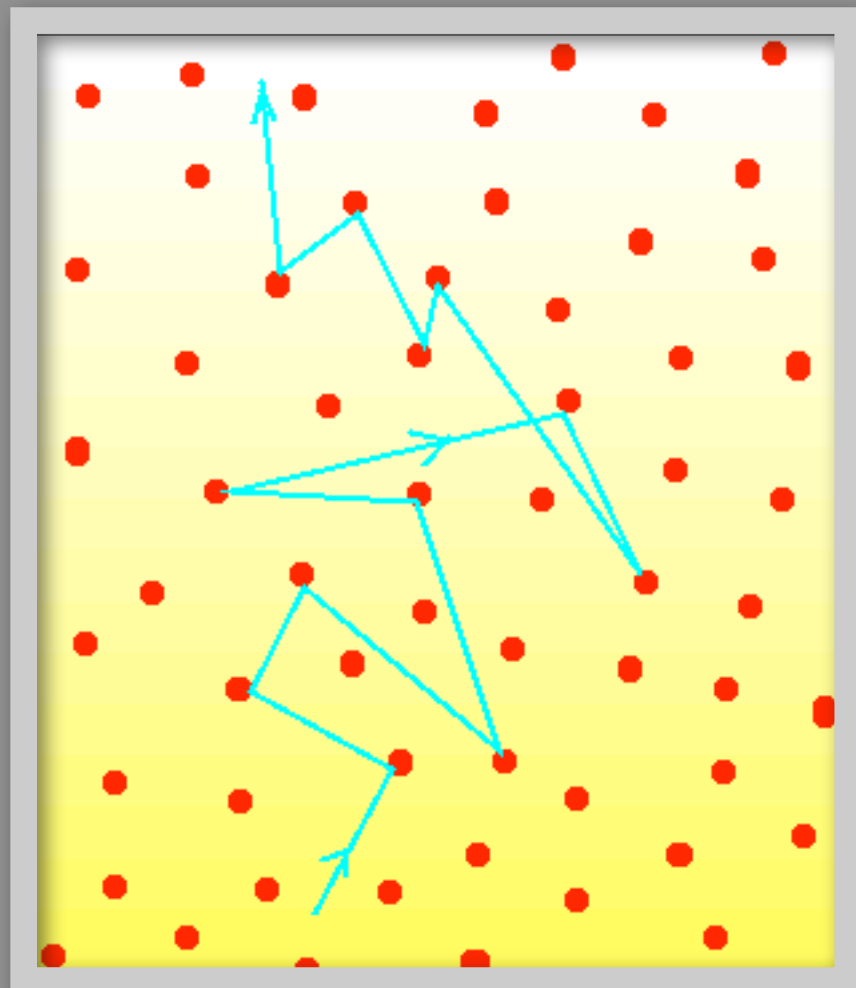


Transporte radiativo: **fotones** de la región caliente se mueven hacia la región fría. En su camino sufren colisiones con otras partículas: **OPACIDAD**



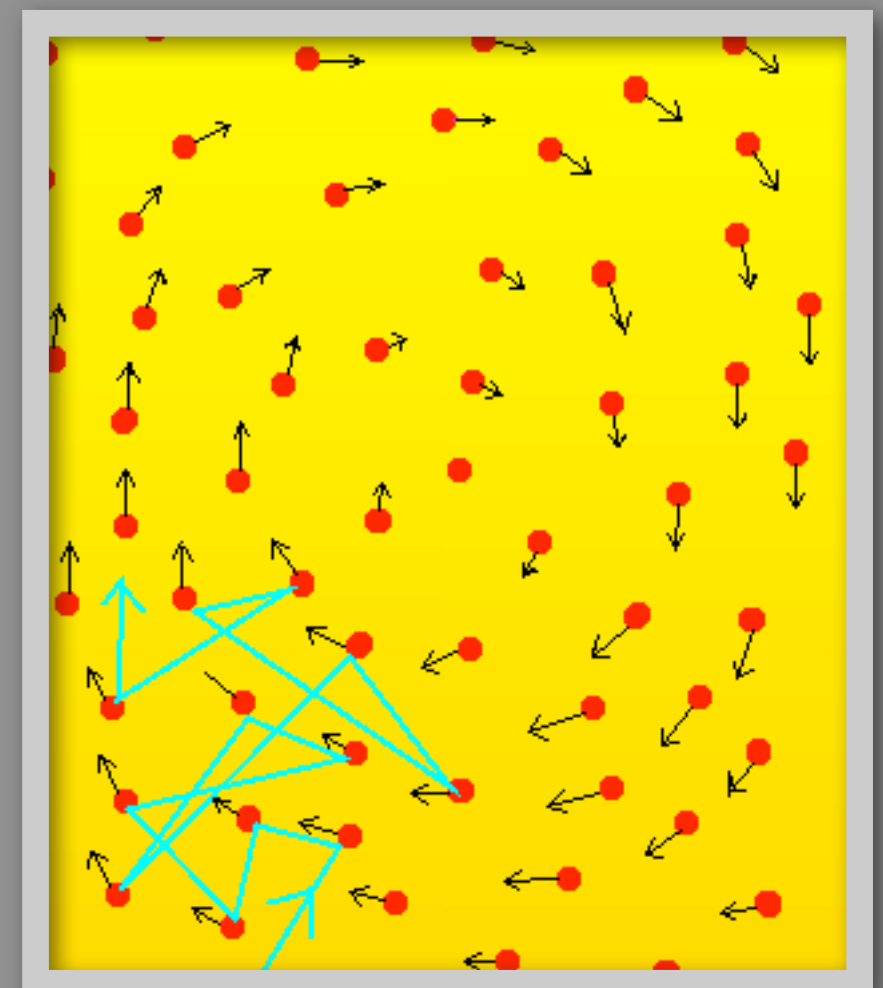
Transporte convectivo: la misma materia caliente se mueve hacia arriba, se enfría y vuelve a bajar.

# Conducción vs Convección



**Factores que inducen convección:**

- Alta opacidad (ocurre en capas frías)**
- Alto flujo de calor que los fotones no alcanzan a transportar**



Transporte radiativo: **fotones** de la región caliente se mueven hacia la región fría. En su camino sufren colisiones con otras partículas: **OPACIDAD**

Transporte convectivo: la misma materia caliente se mueve hacia arriba, se enfría y vuelve a bajar.

# Campo magnético del Sol: resultado de la convección

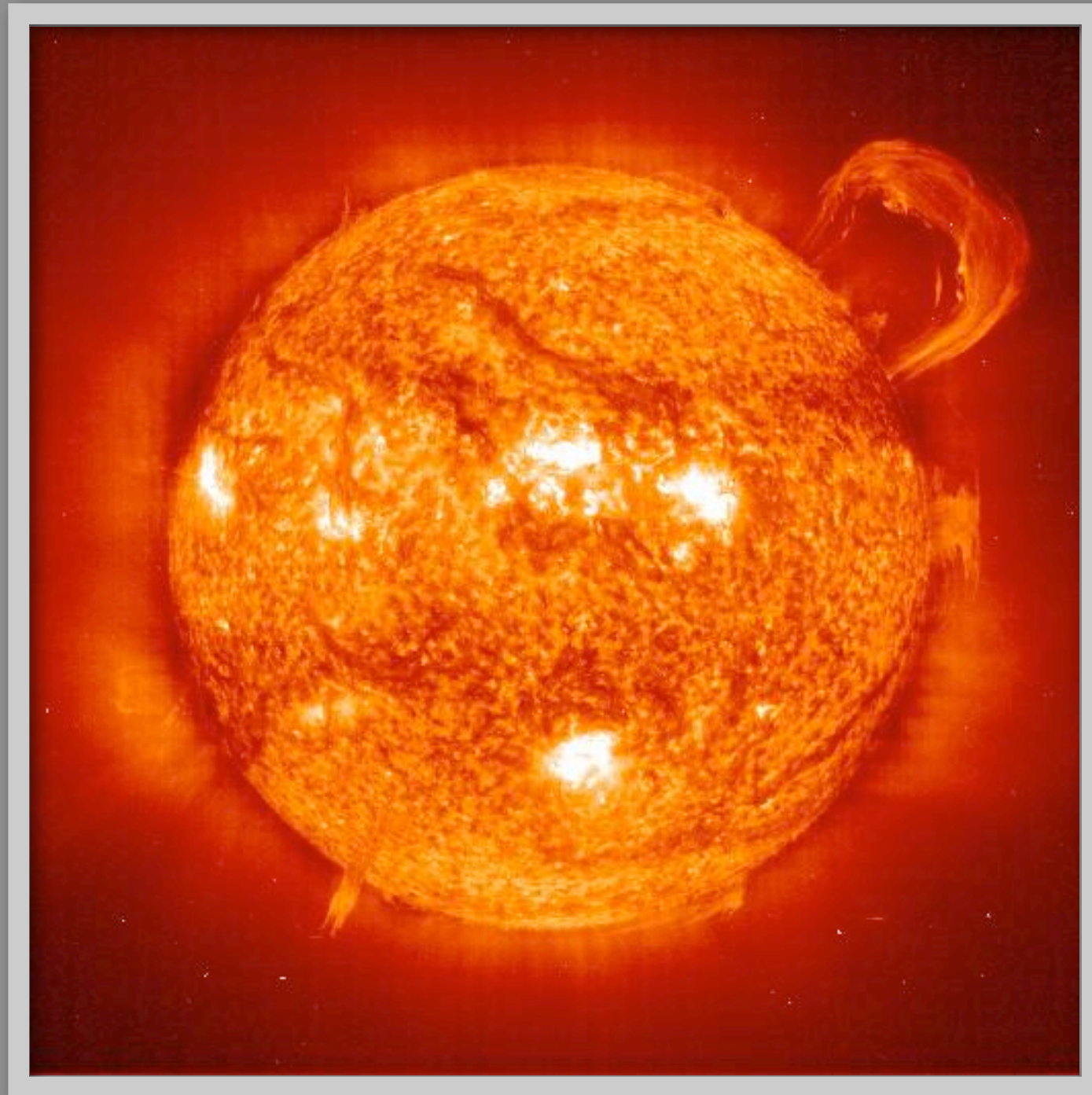
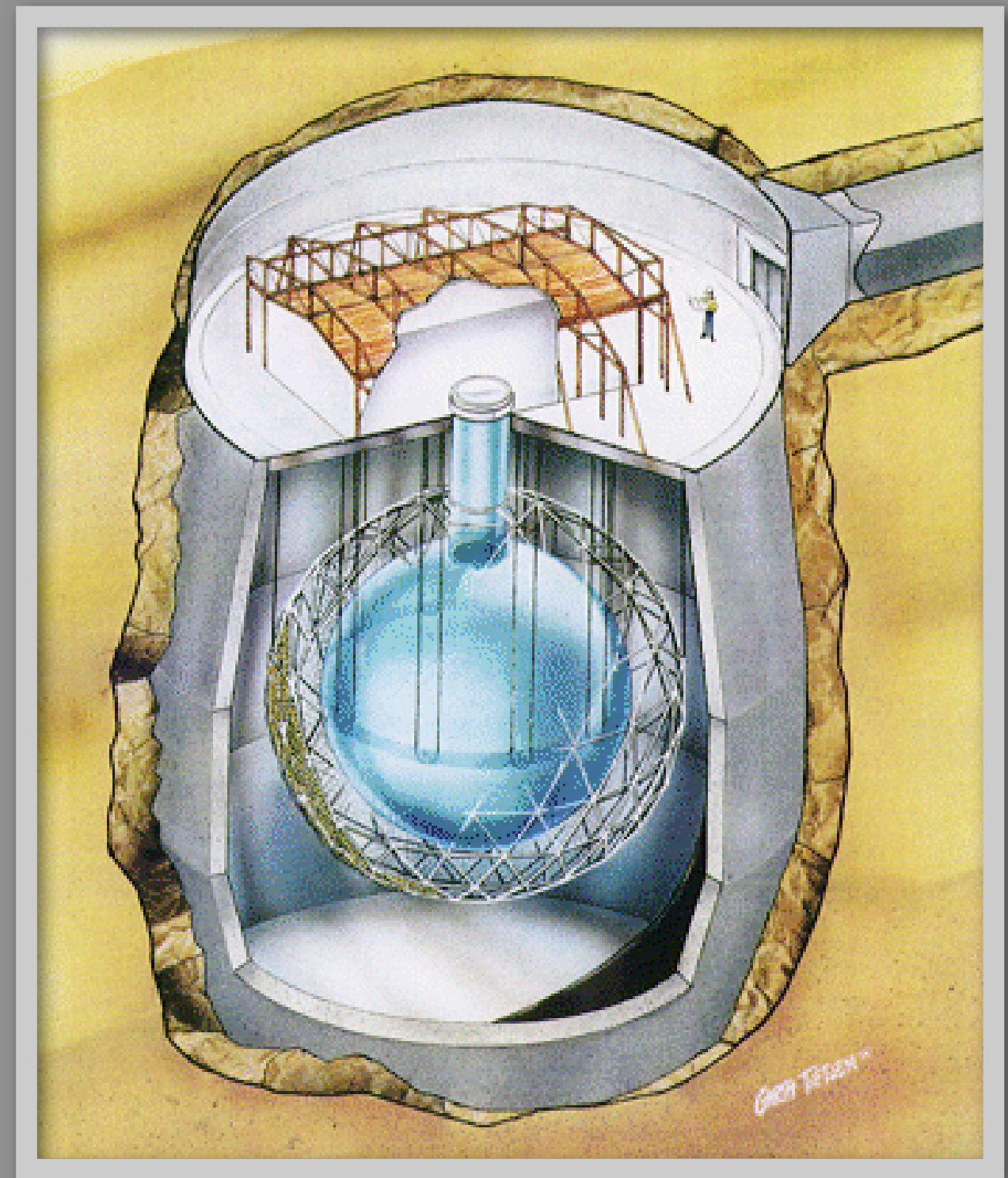
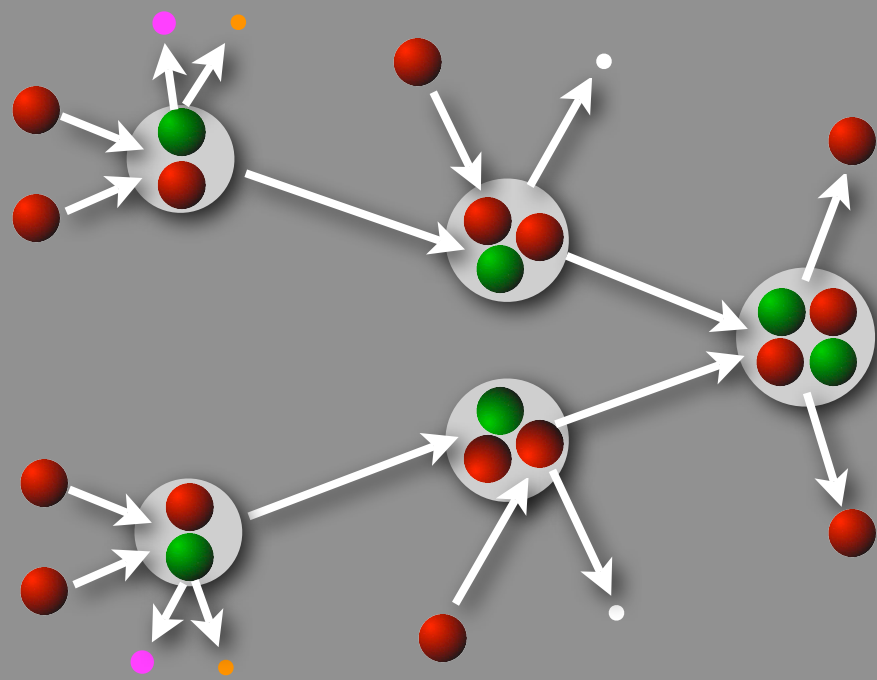


Imagen ultravioleta del  
satélite SOHO

(Solar & Heliosphere Observatory)

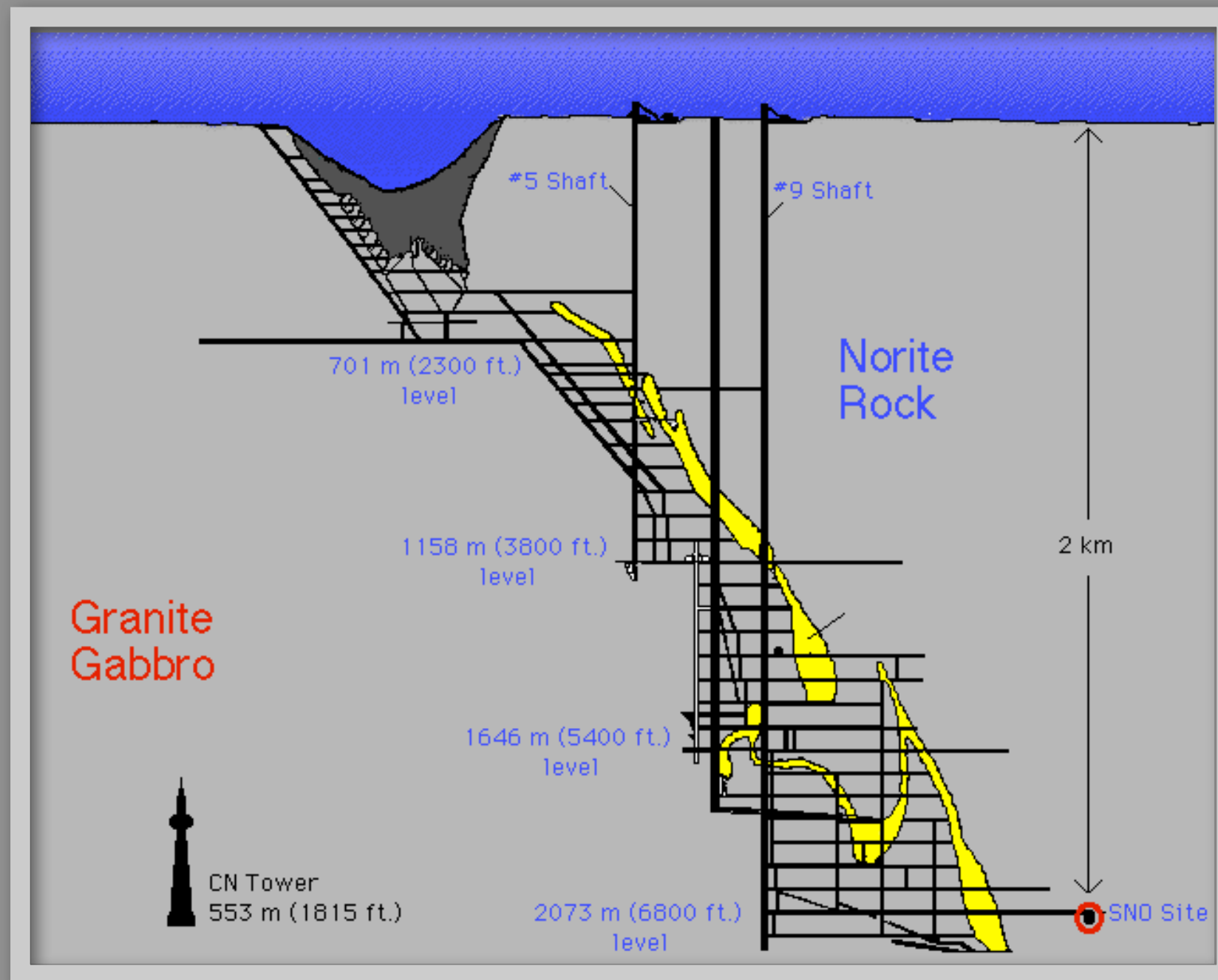


# Los neutrinos solares



El detector de neutrinos de Sudbury  
(Canada)

# La mina de Sudbury y SNO



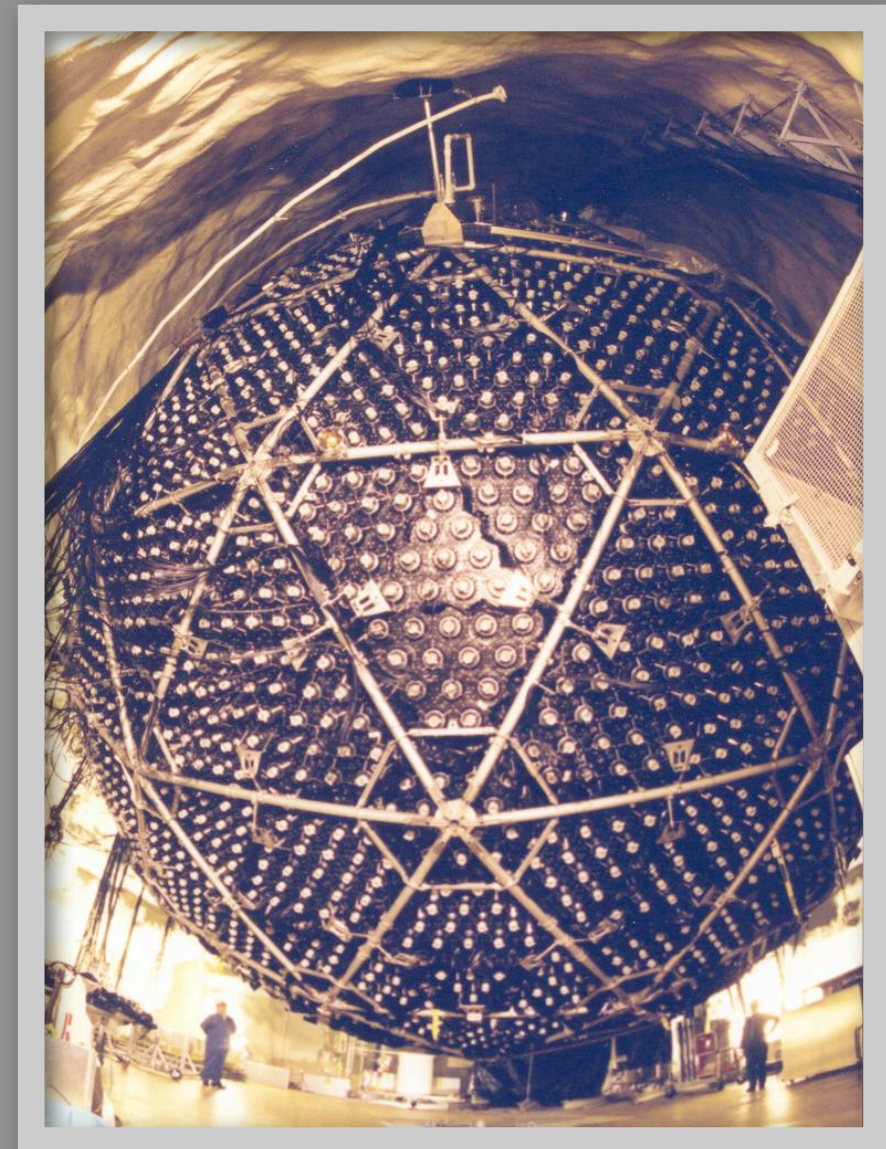
Dada la dificultad de detectar neutrinos, los detectores siempre están ubicados a gran profundidad para evitar la contaminación por los rayos cósmicos.



# El detector de SNO



Panel de tubos  
foto-multiplicadores  
(PMT)



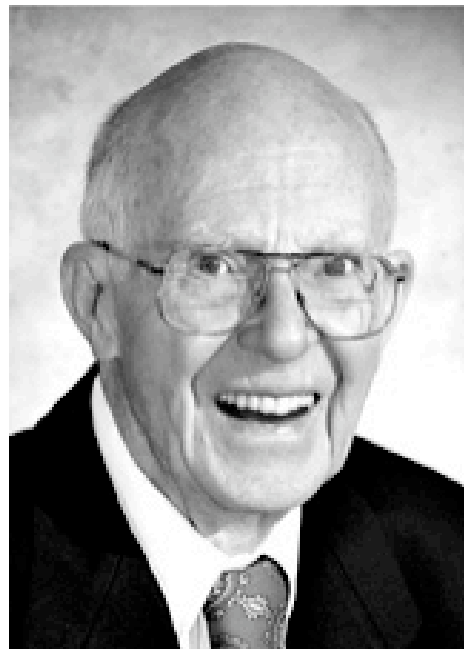
PSUP: PMT SUPort



## The Nobel Prize in Physics 2002

"for pioneering contributions to astrophysics, in particular for the detection of cosmic neutrinos"

"for pioneering contributions to astrophysics, which have led to the discovery of cosmic X-ray sources"



**Raymond Davis Jr.**

🕒 1/4 of the prize

USA

University of Pennsylvania  
Philadelphia, PA, USA

b. 1914  
d. 2006



**Masatoshi Koshiba**

🕒 1/4 of the prize

Japan

University of Tokyo  
Tokyo, Japan

b. 1926



**Riccardo Giacconi**

🕒 1/2 of the prize

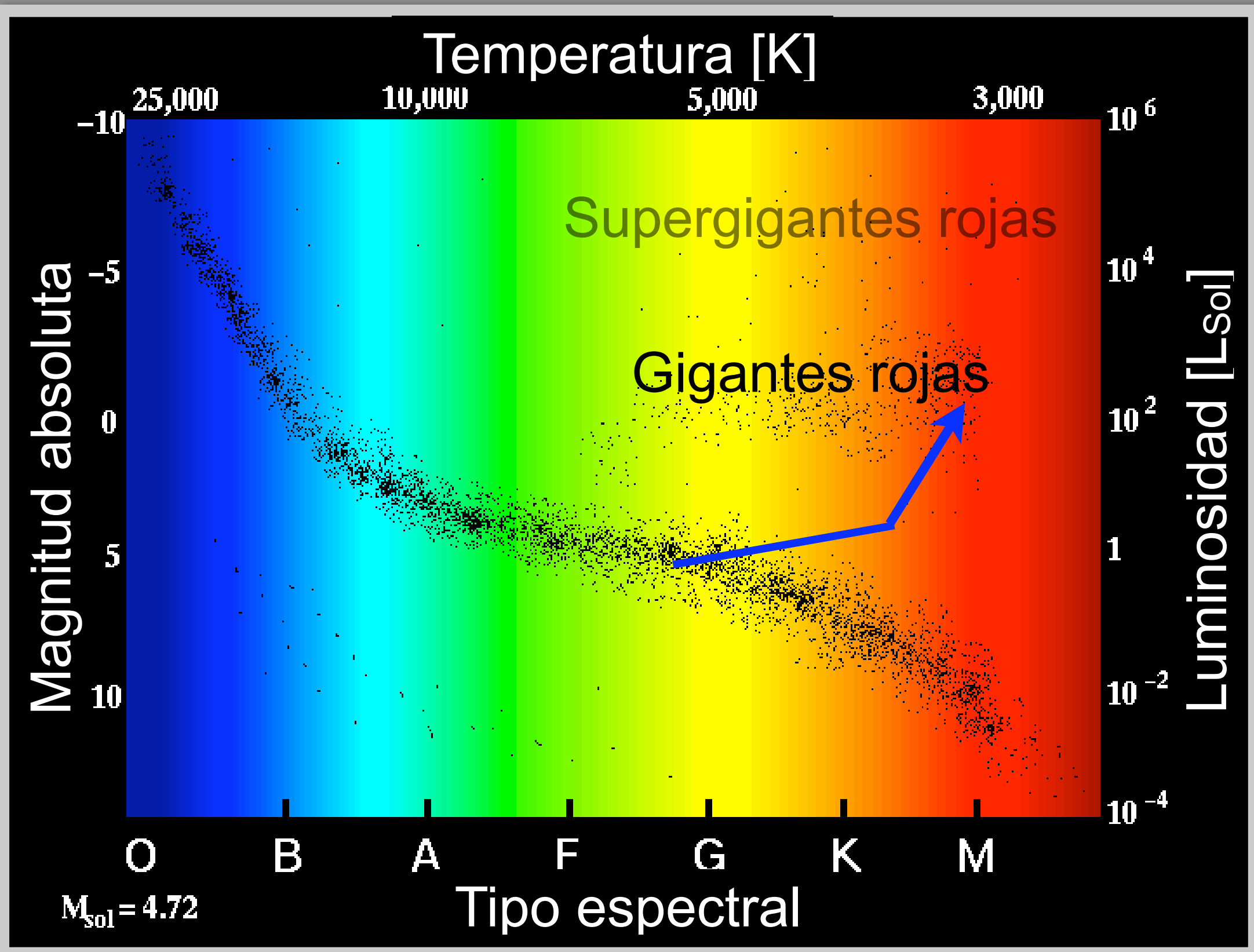
USA

Associated Universities  
Inc.  
Washington, DC, USA

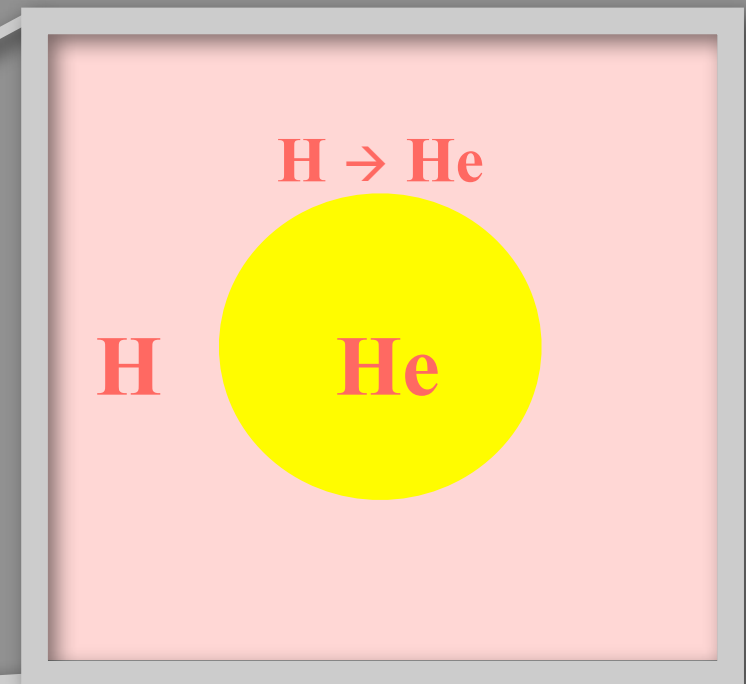
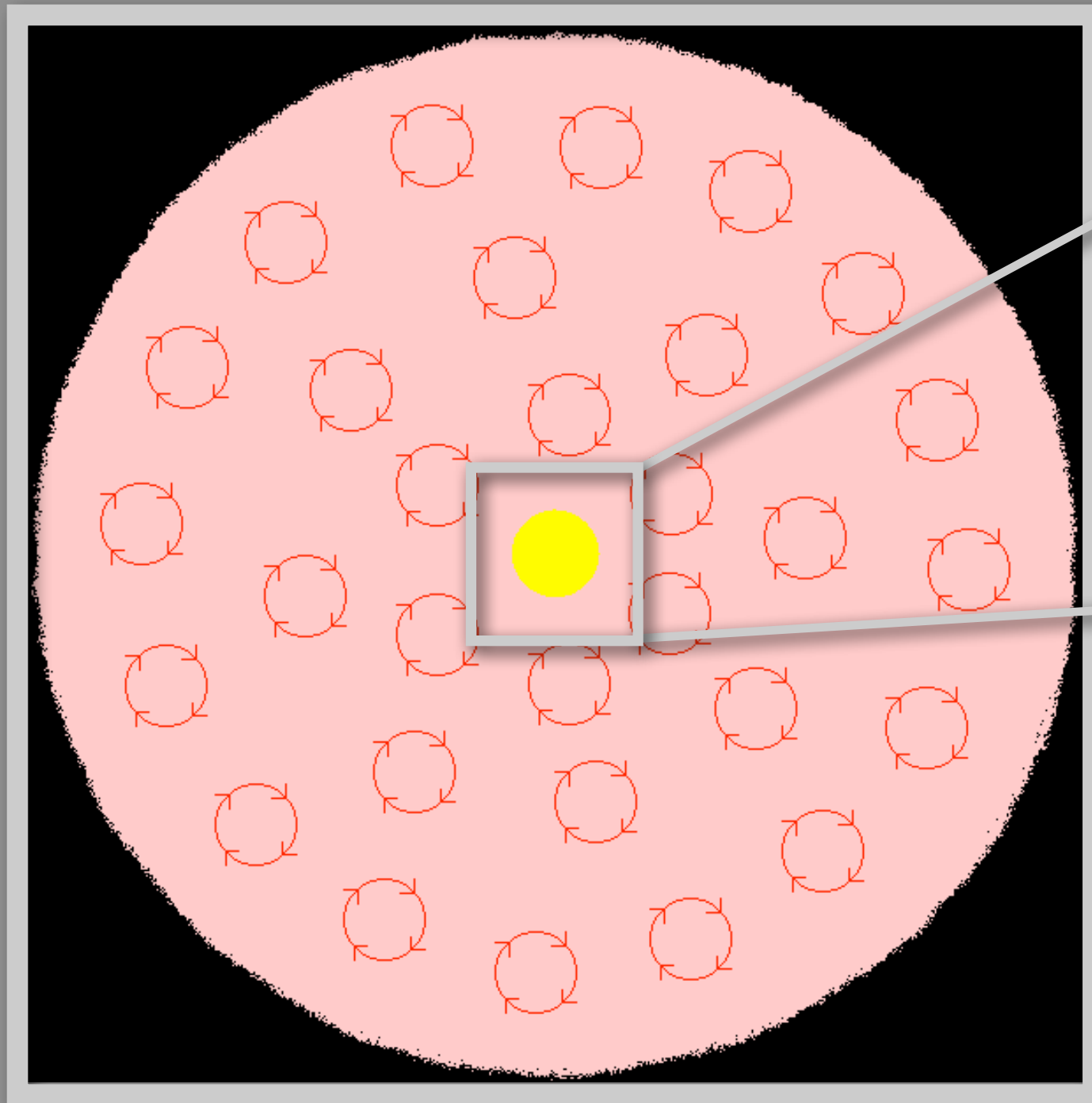
b. 1931  
(in Genoa, Italy)



# Cuando se acabó el H en el núcleo estelar

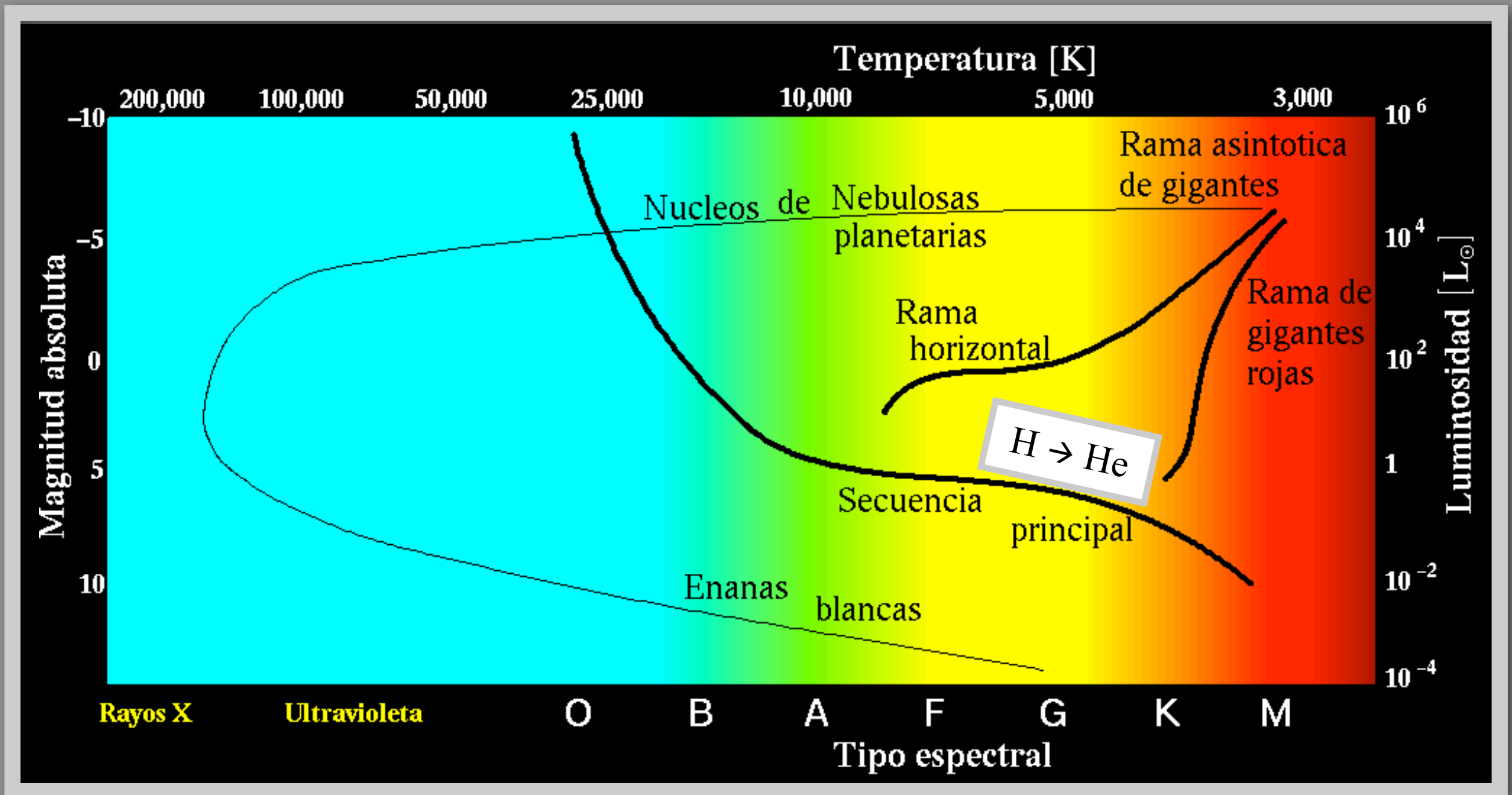


# Estructura de una gigante roja



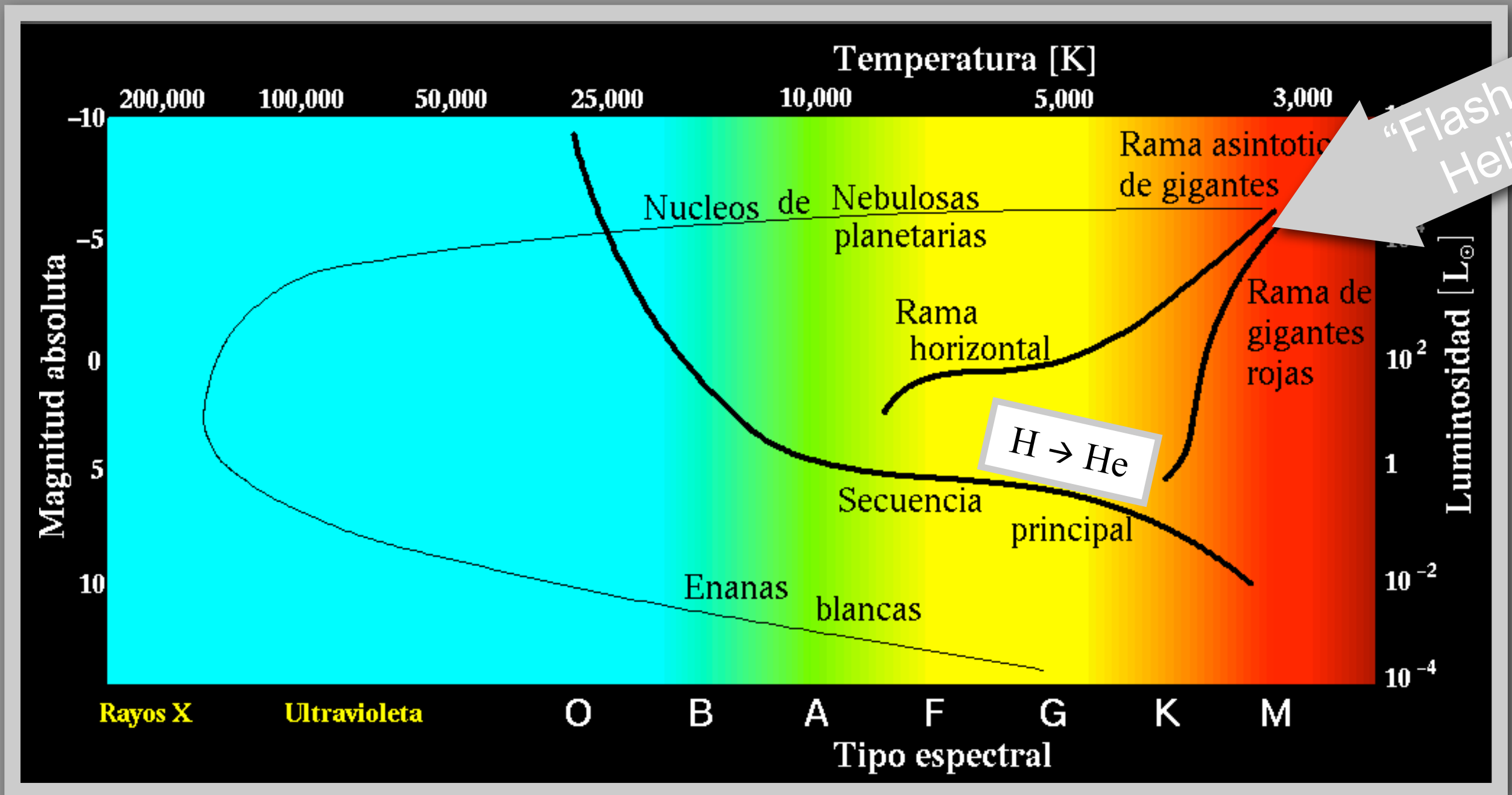
El núcleo está compuesto de He únicamente.  
La envoltente es convectiva y el quemado  $4\text{H} \rightarrow \text{He}$  continúa en una capa

# El fin de las estrellas de masa $M < 8 M_{\text{Sol}}$



La fase de gigante roja termina cuando el núcleo de He alcanza la temperatura de ignición del He  $\sim 10^8$  K

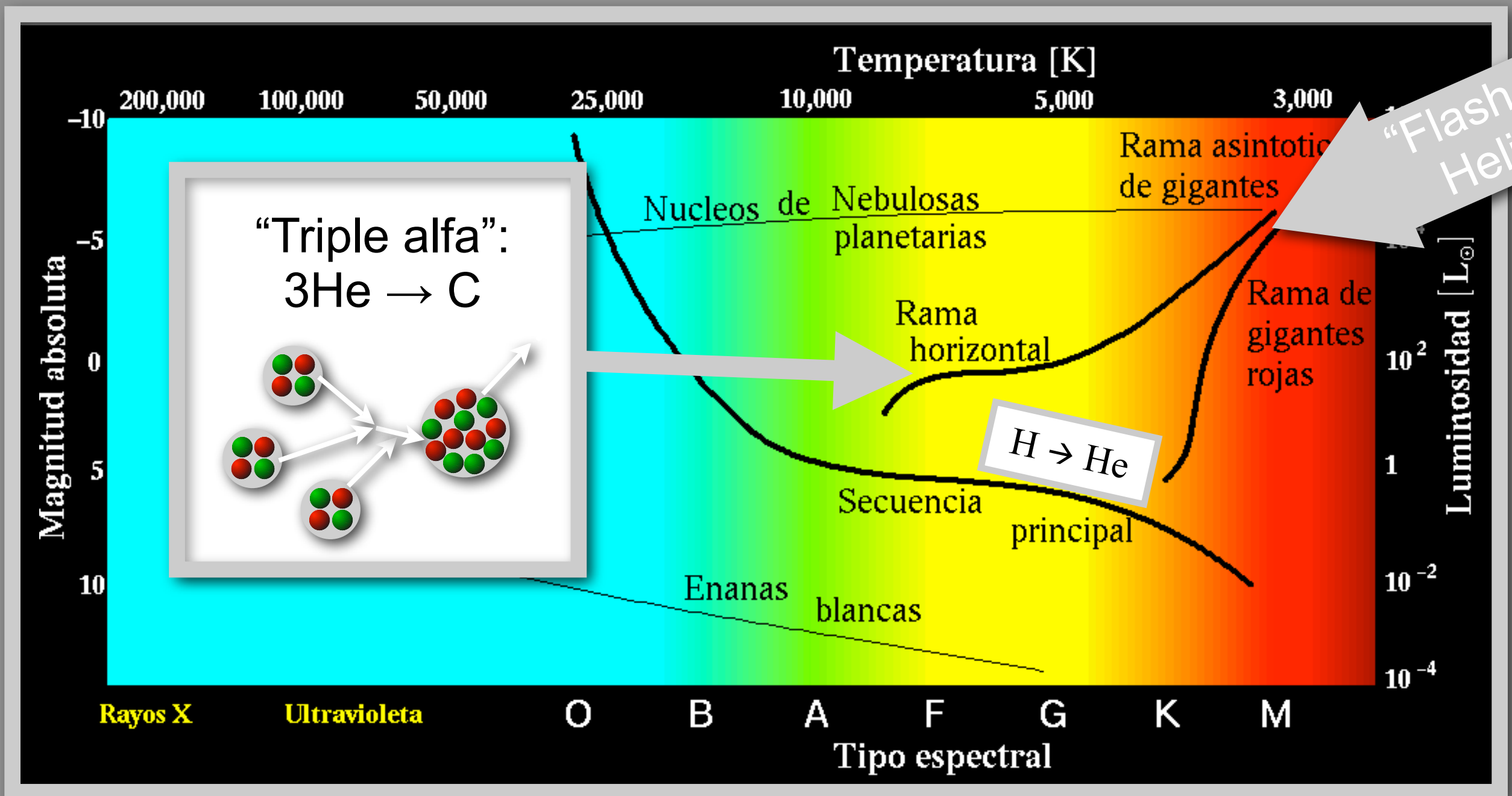
# El fin de las estrellas de masa $M < 8 M_{\text{Sol}}$



La fase de gigante roja termina cuando el núcleo de He alcanza la temperatura de ignición del He  $\sim 10^8$  K

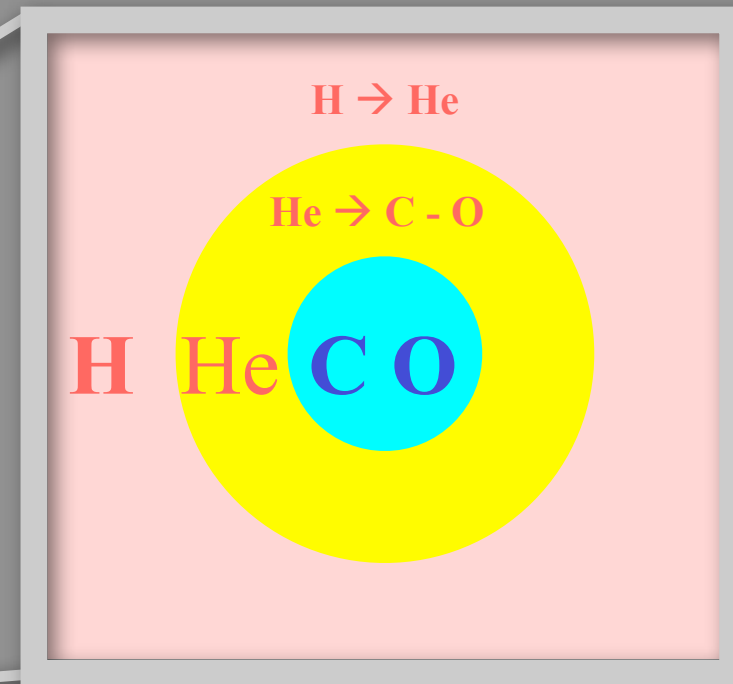
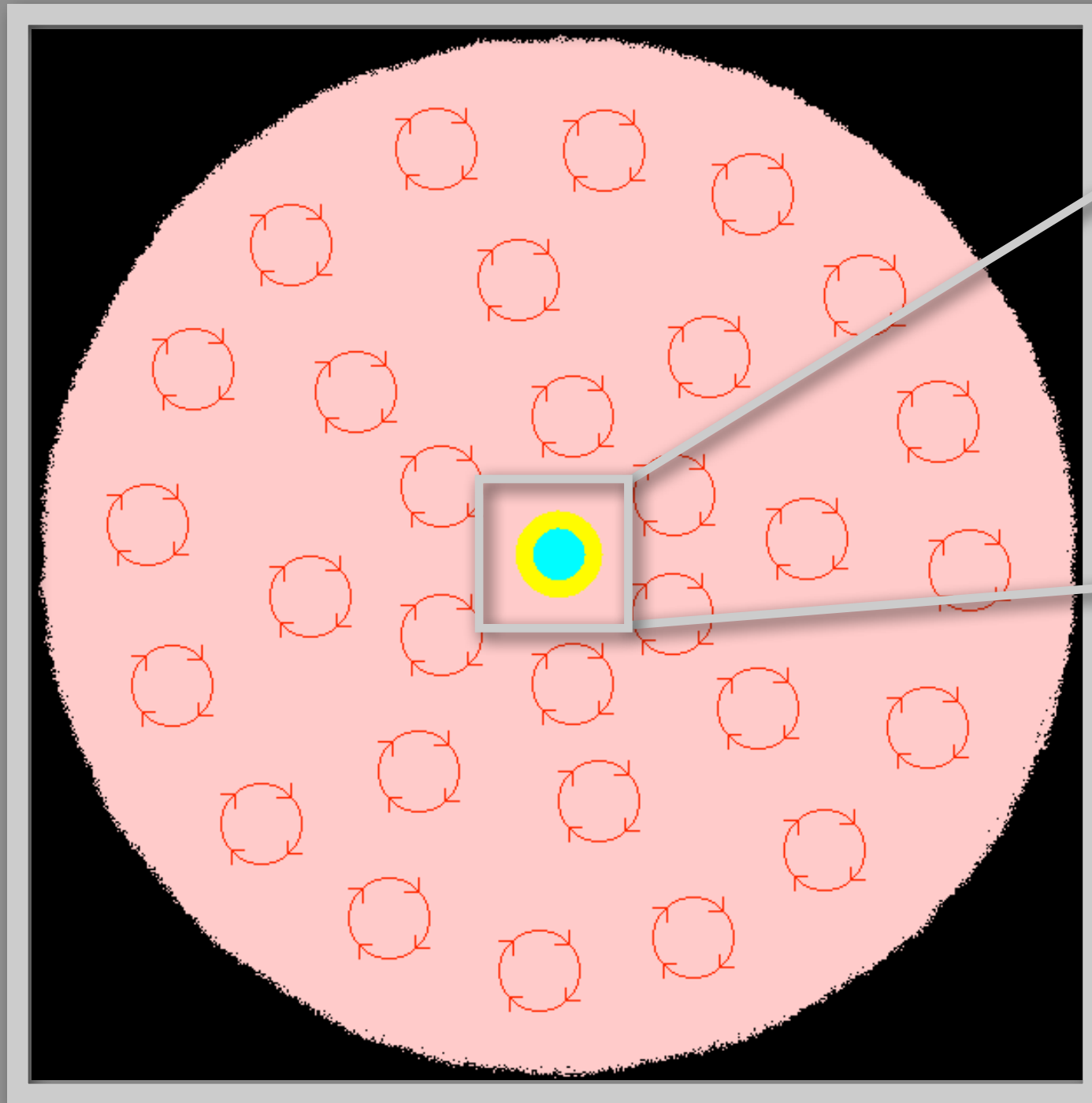


# El fin de las estrellas de masa $M < 8 M_{\text{Sol}}$



La fase de gigante roja termina cuando el núcleo de He alcanza la temperatura de ignición del He  $\sim 10^8$  K

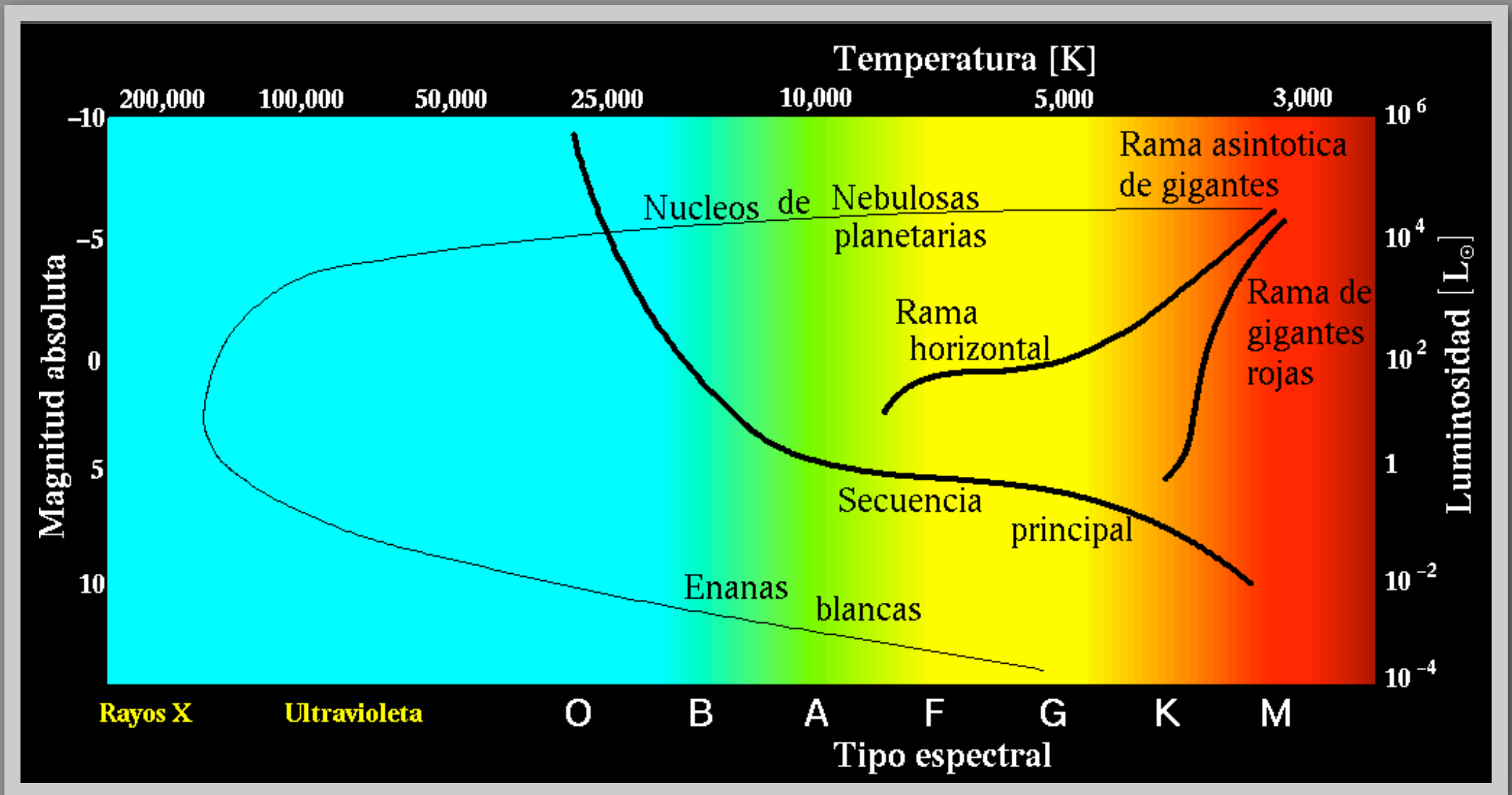
# Estructura de una gigante de la rama asintótica



El núcleo está compuesto de C y O, rodeado de una capa de He.

La envoltente es convectiva y los quemados  $4\text{H} \rightarrow \text{He}$  y  $3\text{H} \rightarrow \text{C}$  continúan en capas (estructura de “cebolla”)

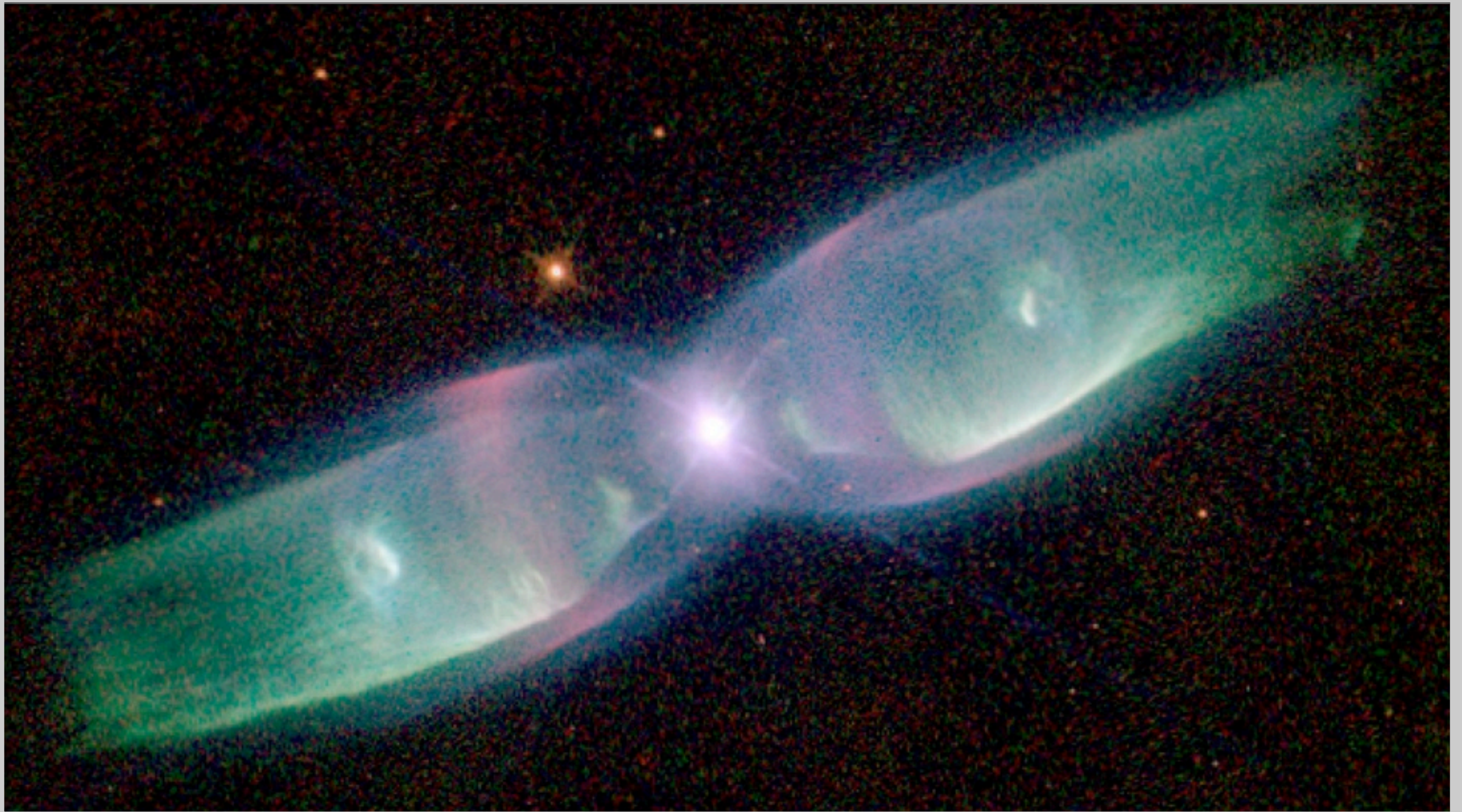
# El fin de las estrellas de masa $M < 8 M_{\text{Sol}}$



$M < 8 M_{\text{Sol}}$ : Nebulosa Planetaria  $\rightarrow$  Enana Blanca

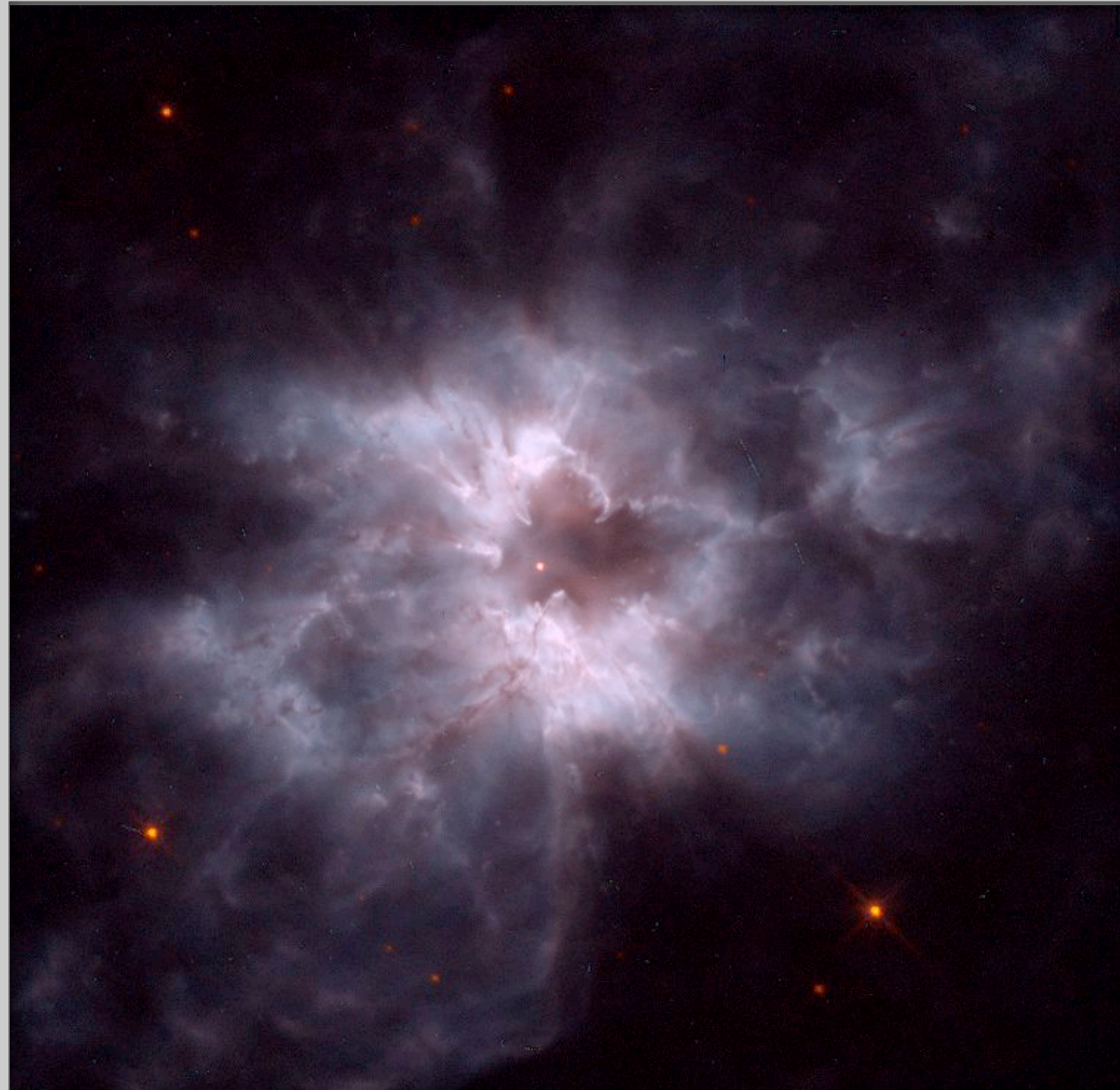


# La nebulosa planetaria de la mariposa





# La nebulosa planetaria NGC 2440

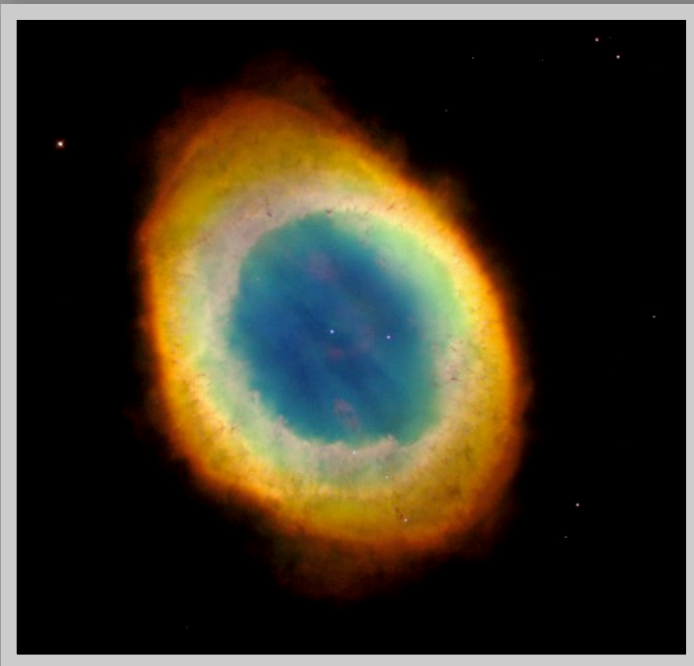


Estrella central:  
 $T \sim 200,000 \text{ } ^\circ\text{K}$

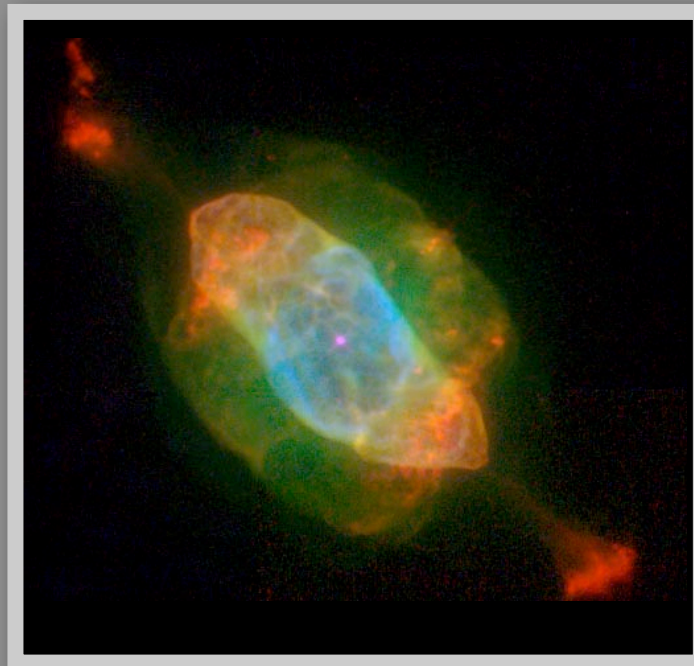
Se está  
convirtiendo en  
una Enana Blanca



# Mas nebulosas planetarias



M57



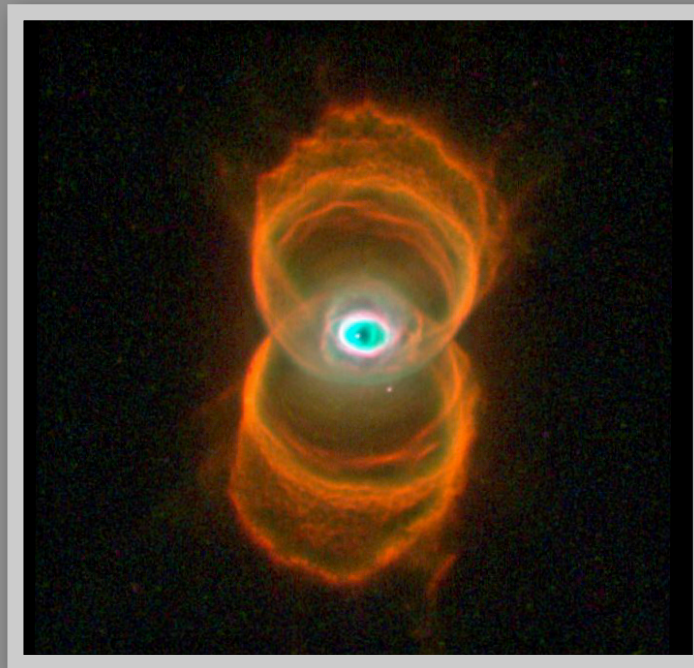
“Saturno”



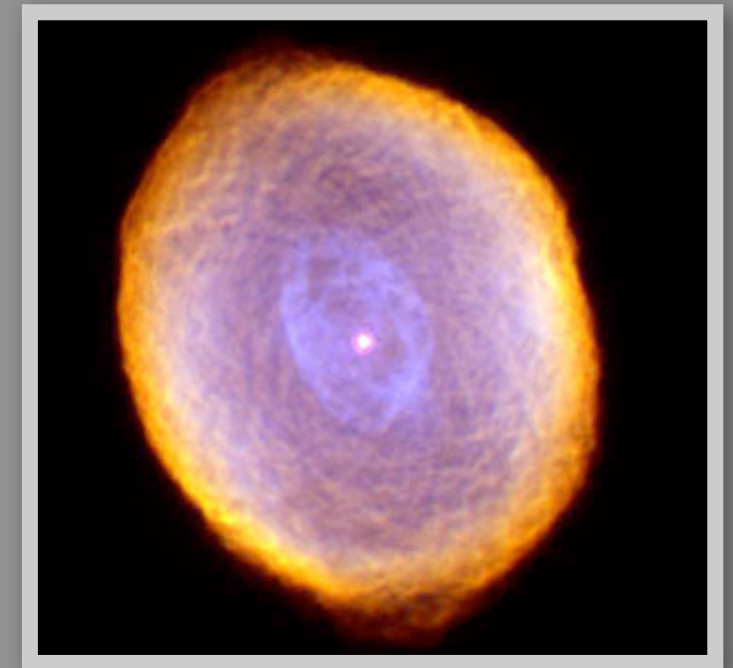
“El Esquimal”



“Ojo de Gato”



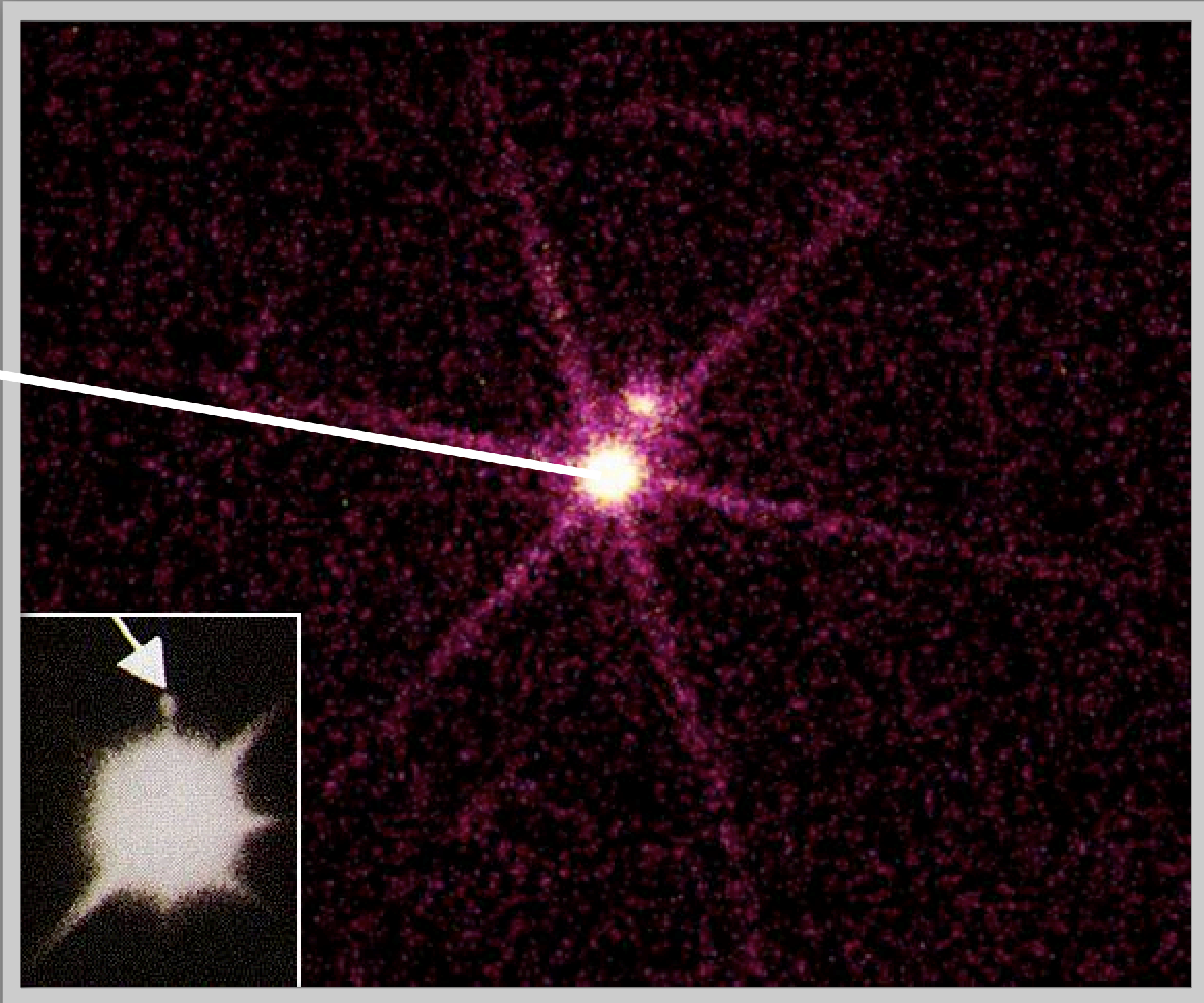
“El Reloj de Arena”



“El Espirografo”

# Enanas blancas

Sirio B  
en  
rayos-X  
(Chandra)

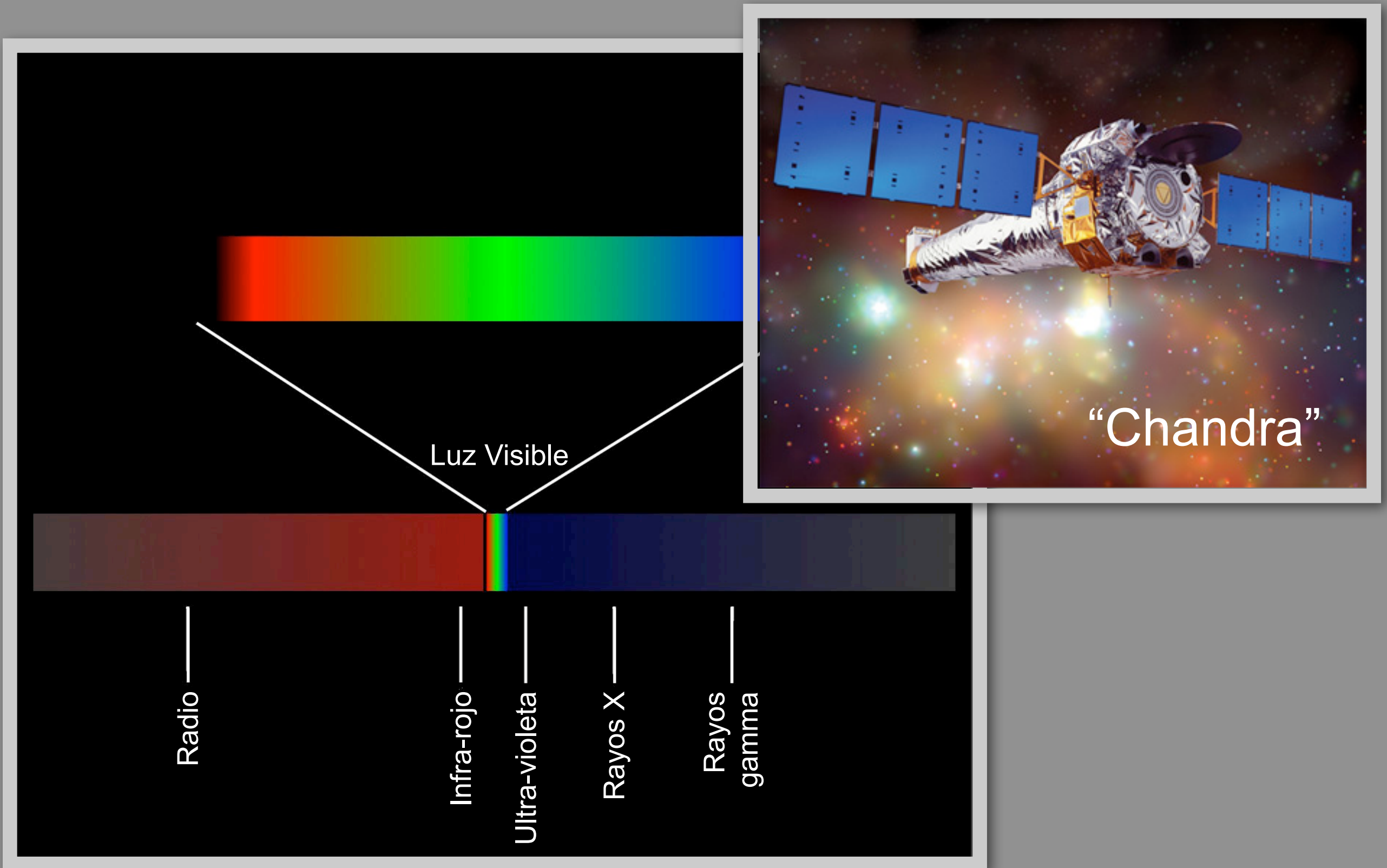


Sirio B  
en el  
óptico  
(HST)



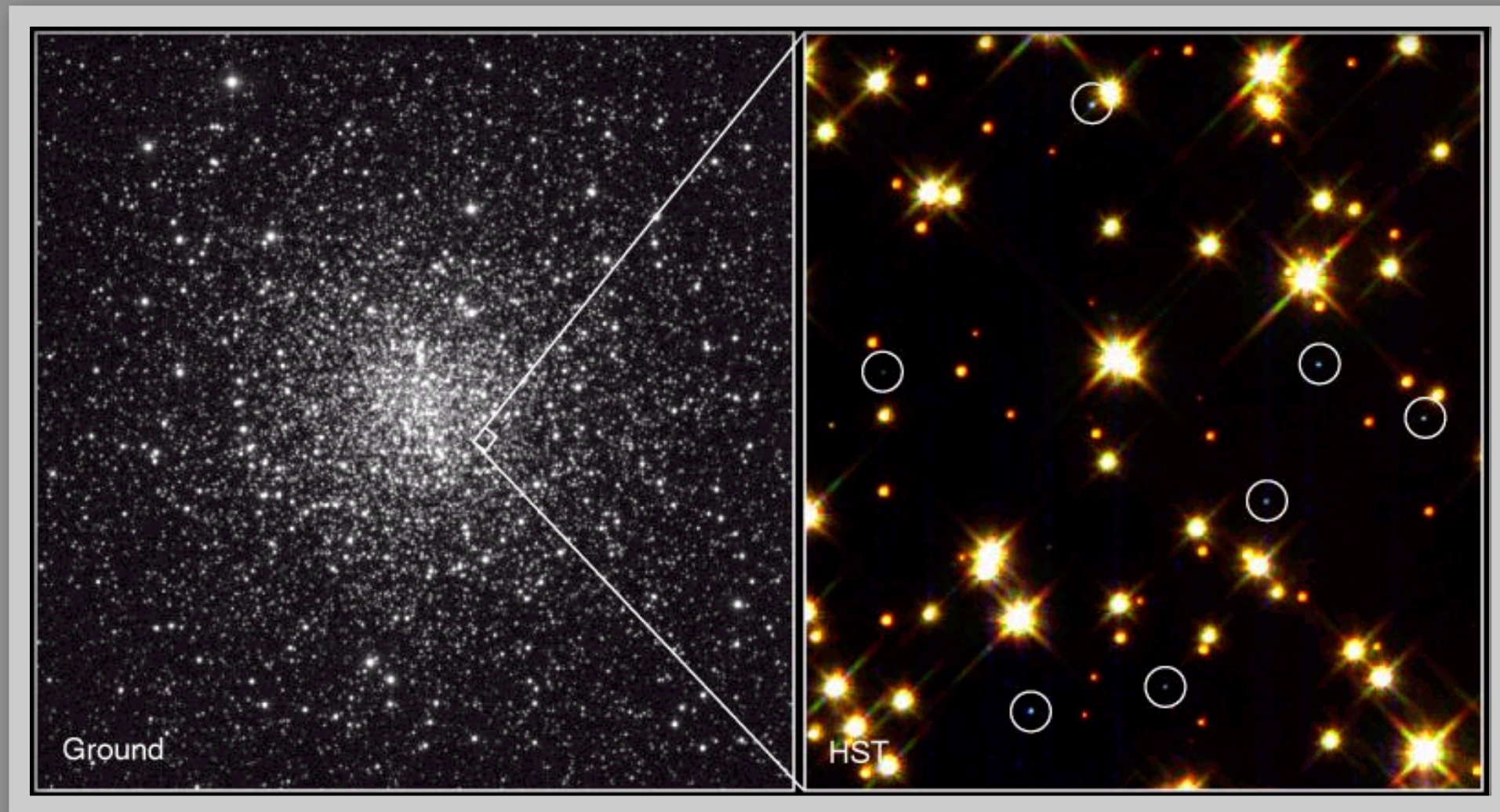


# “Chandra”: satélite de rayos-X





# Enanas blancas en el cúmulo globular M4

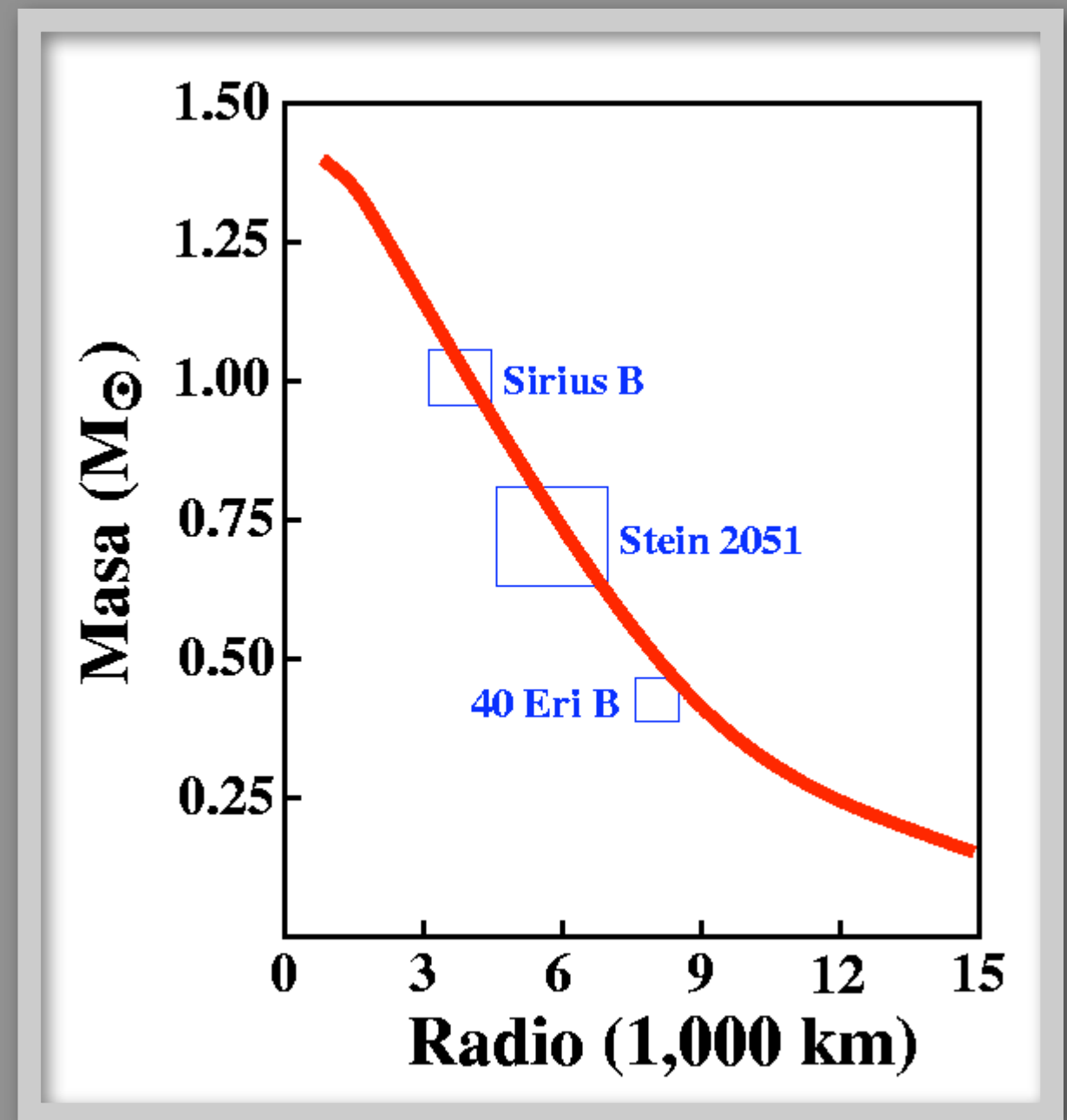
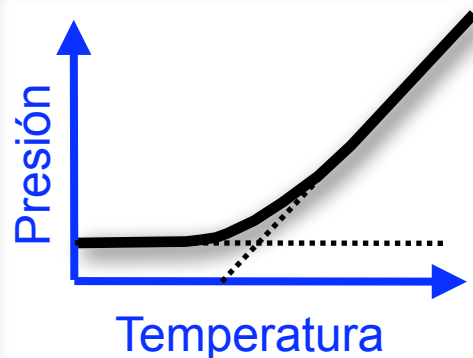


# Relación Masa-Radio de Enanas Blancas

La densidad central de una enana blanca puede alcanzar  $10^9 \text{ g/cm}^3$  (mil toneladas/cm<sup>3</sup>)

La presión soportando esta densidad es debida a la degeneración de los electrons

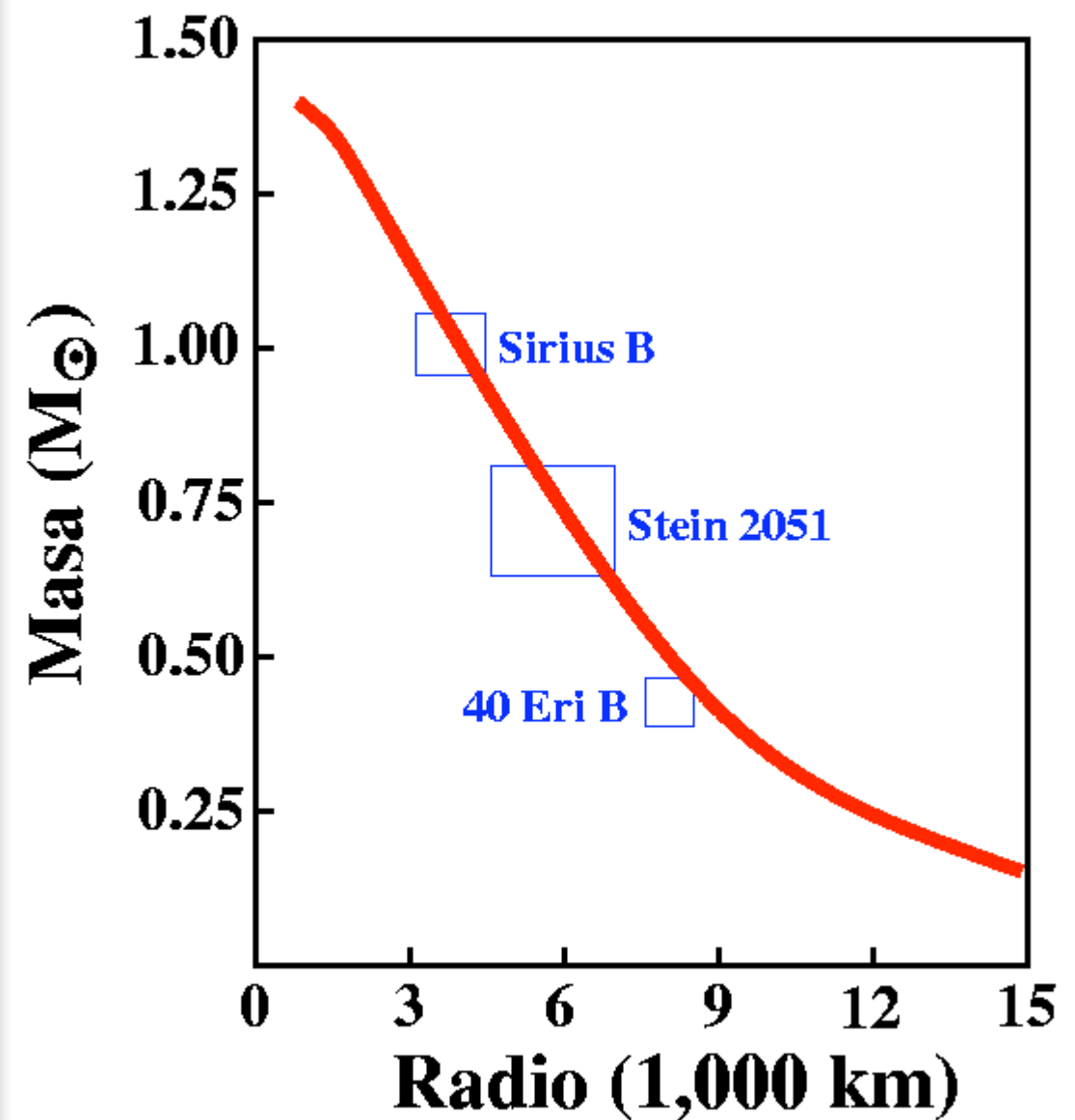
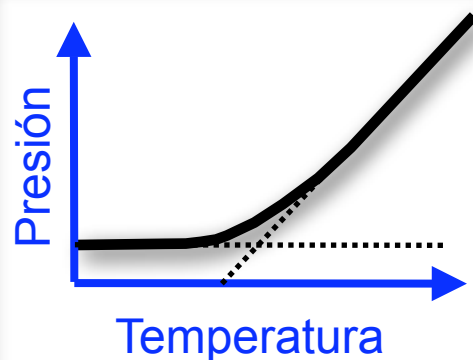
Ecuación de estado para materia degenerada



# Relación Masa-Radio de Enanas Blancas

Chandrasekhar demostró que la masa máxima que puede soportar la presión de degeneración de electrones es de  $\sim 1.4 M_{\text{sol}} \equiv M_{\text{Ch}}$  (Masa de Chandrasekhar)

Ecuación de estado para materia degenerada







## The Nobel Prize in Physics 1983

"for his theoretical studies of the physical processes of importance to the structure and evolution of the stars"

"for his theoretical and experimental studies of the nuclear reactions of importance in the formation of the chemical elements in the universe"



**Subramanyan Chandrasekhar**

① 1/2 of the prize

USA

University of Chicago  
Chicago, IL, USA

b. 1910  
(in Lahore, India)  
d. 1995



**William Alfred Fowler**

① 1/2 of the prize

USA

California Institute of  
Technology (Caltech)  
Pasadena, CA, USA

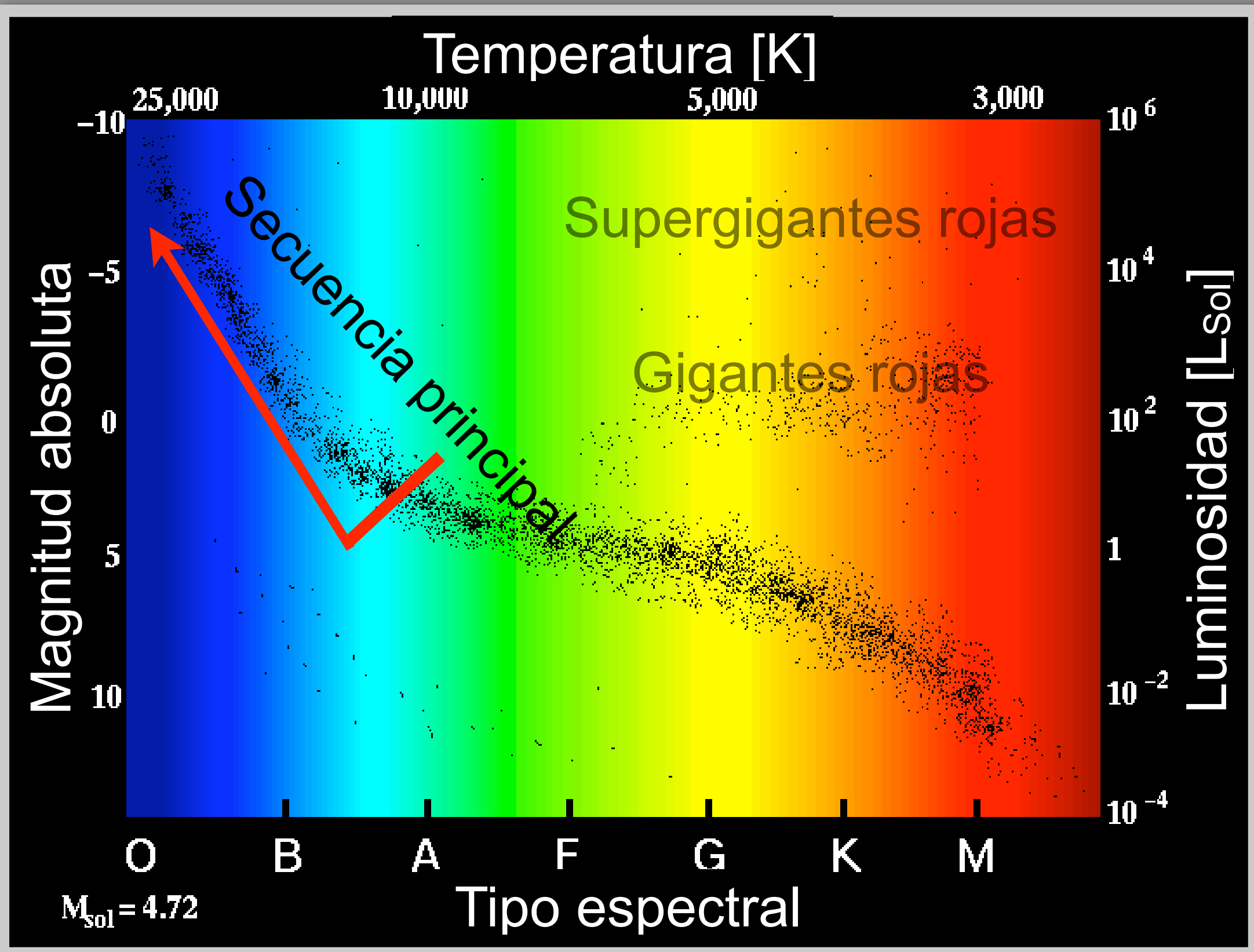
b. 1911  
d. 1995



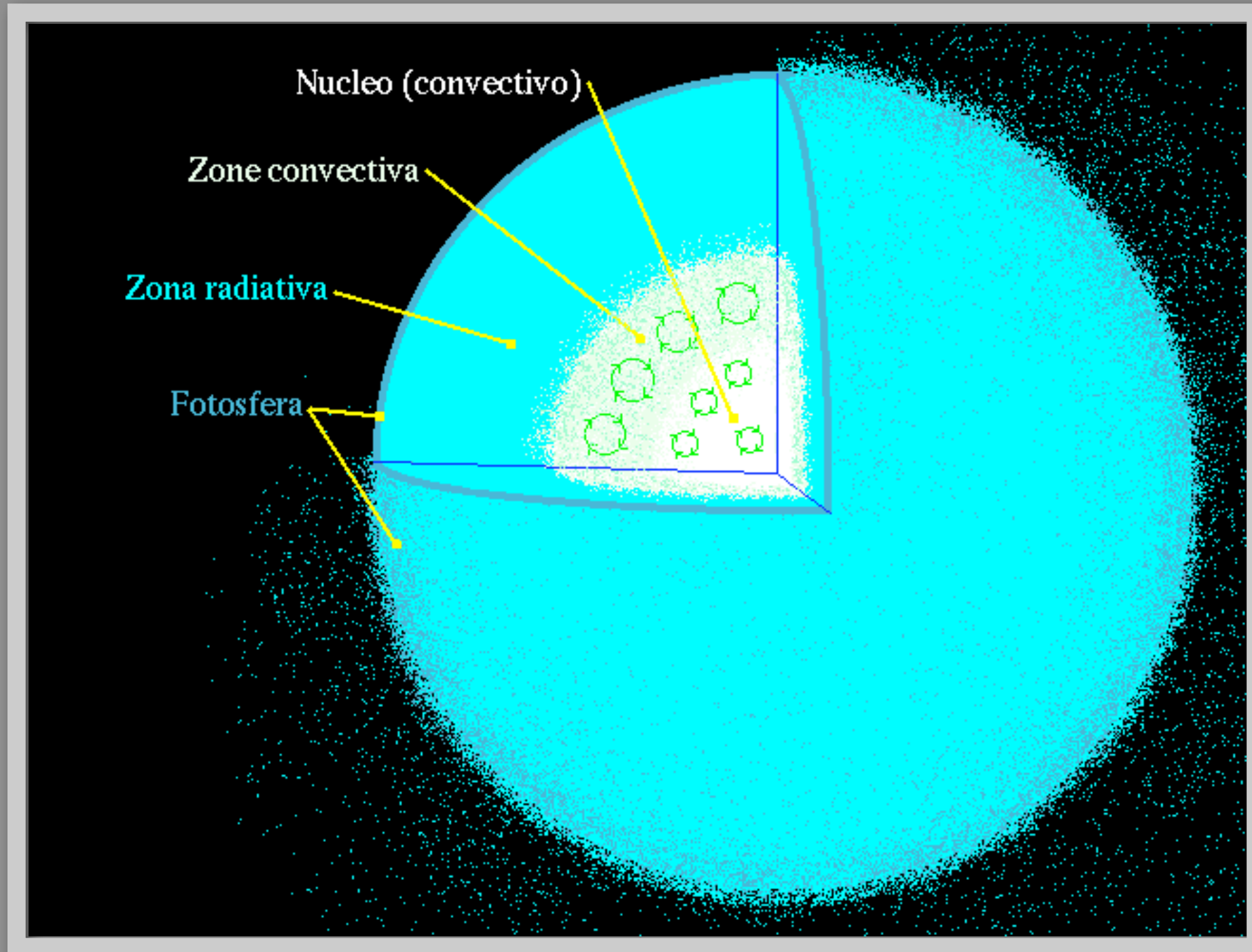
# Evolución de las Estrellas

- Introducción
- La Física de las Estrellas
- Evolución de las Estrellas de Baja Masa
- **Evolución de las Estrellas Masivas**
- El Fin de las Estrellas Masivas

# Diagrama de Herzprung-Russell

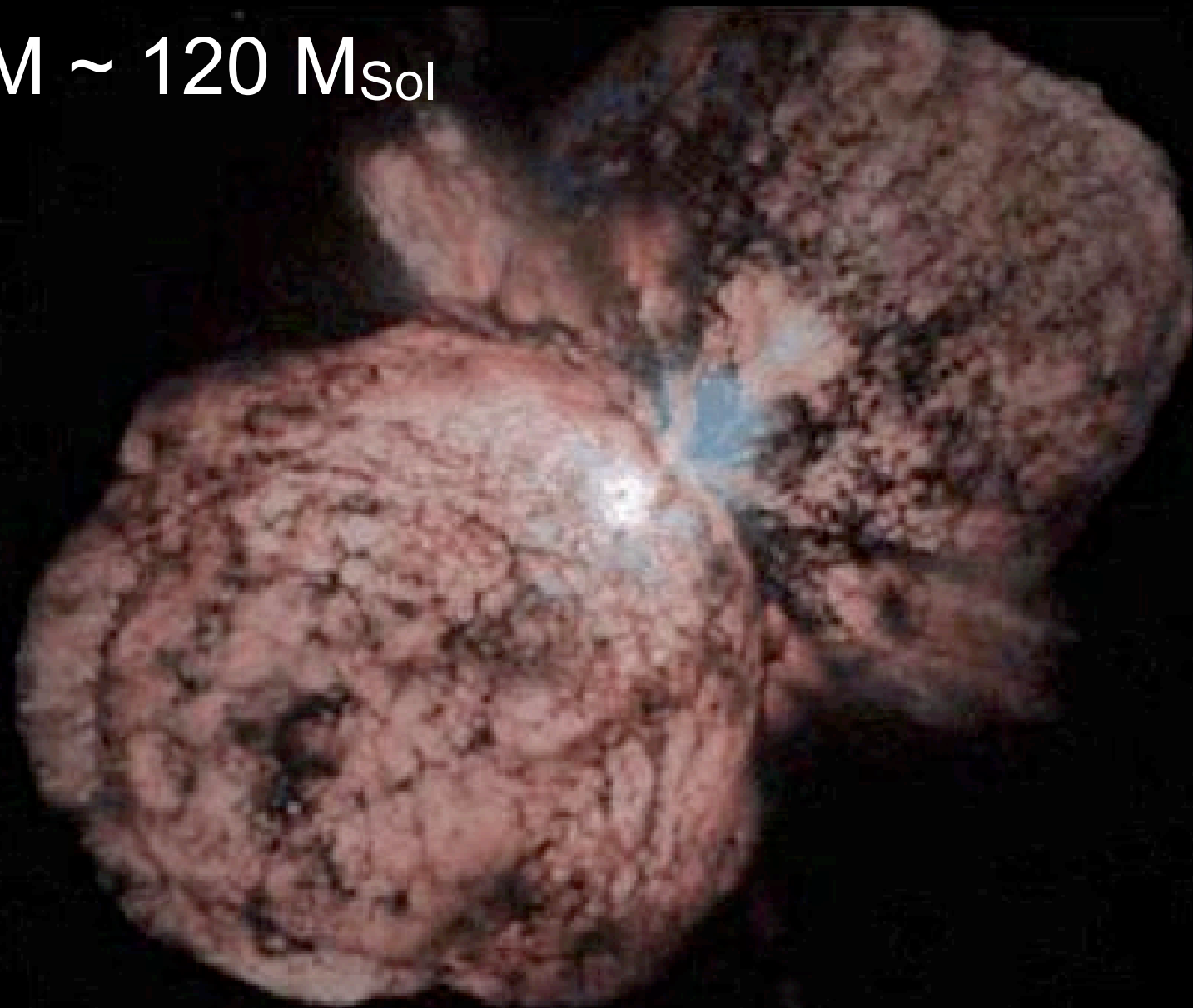


# Estrella de $10 M_{\text{sol}}$ : estructura interna



# ¿La estrella mas masiva de la Vía Láctea: Eta Carinae ?

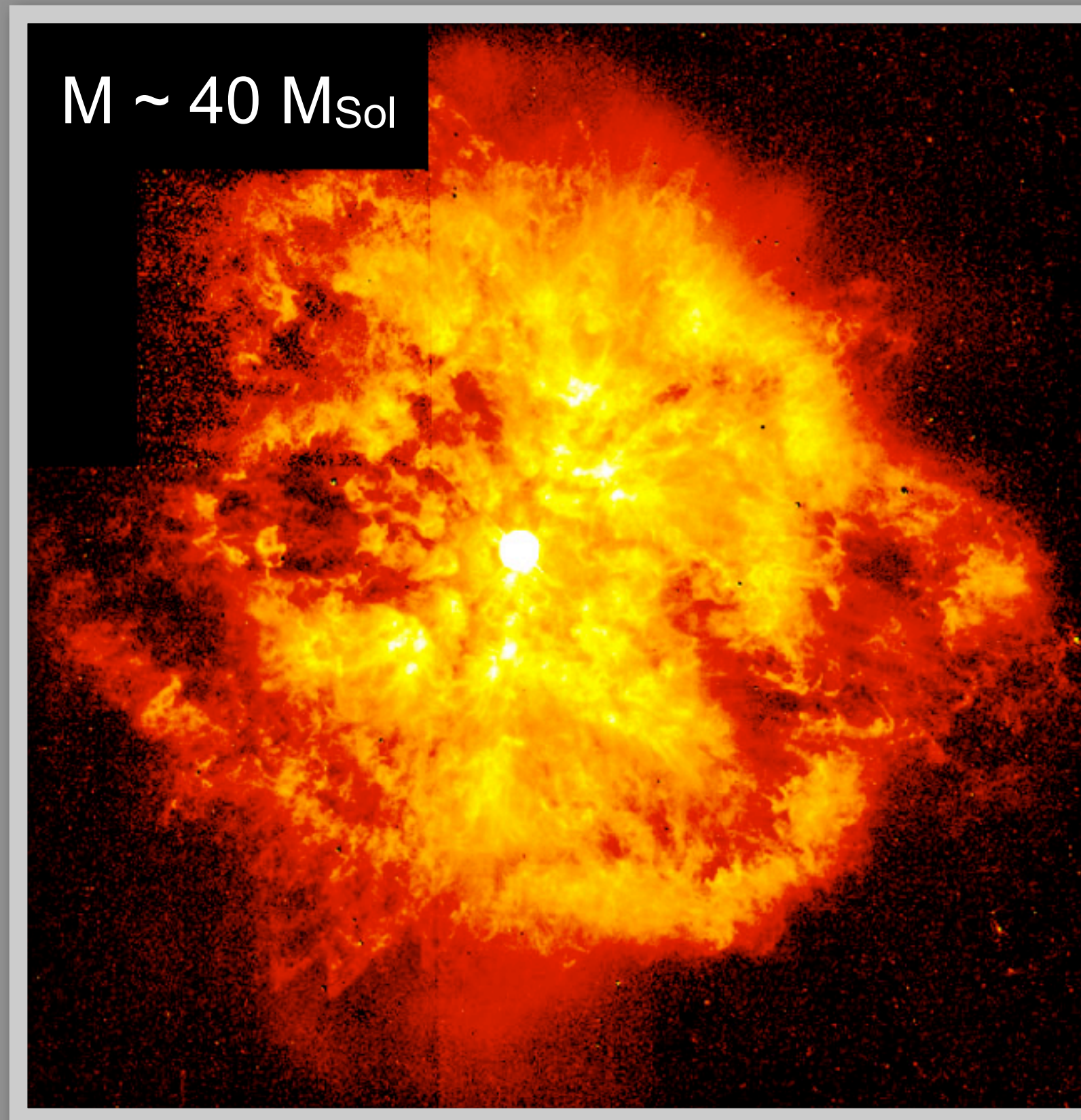
$M \sim 120 M_{\text{Sol}}$



... pero es probablemente un sistema doble.



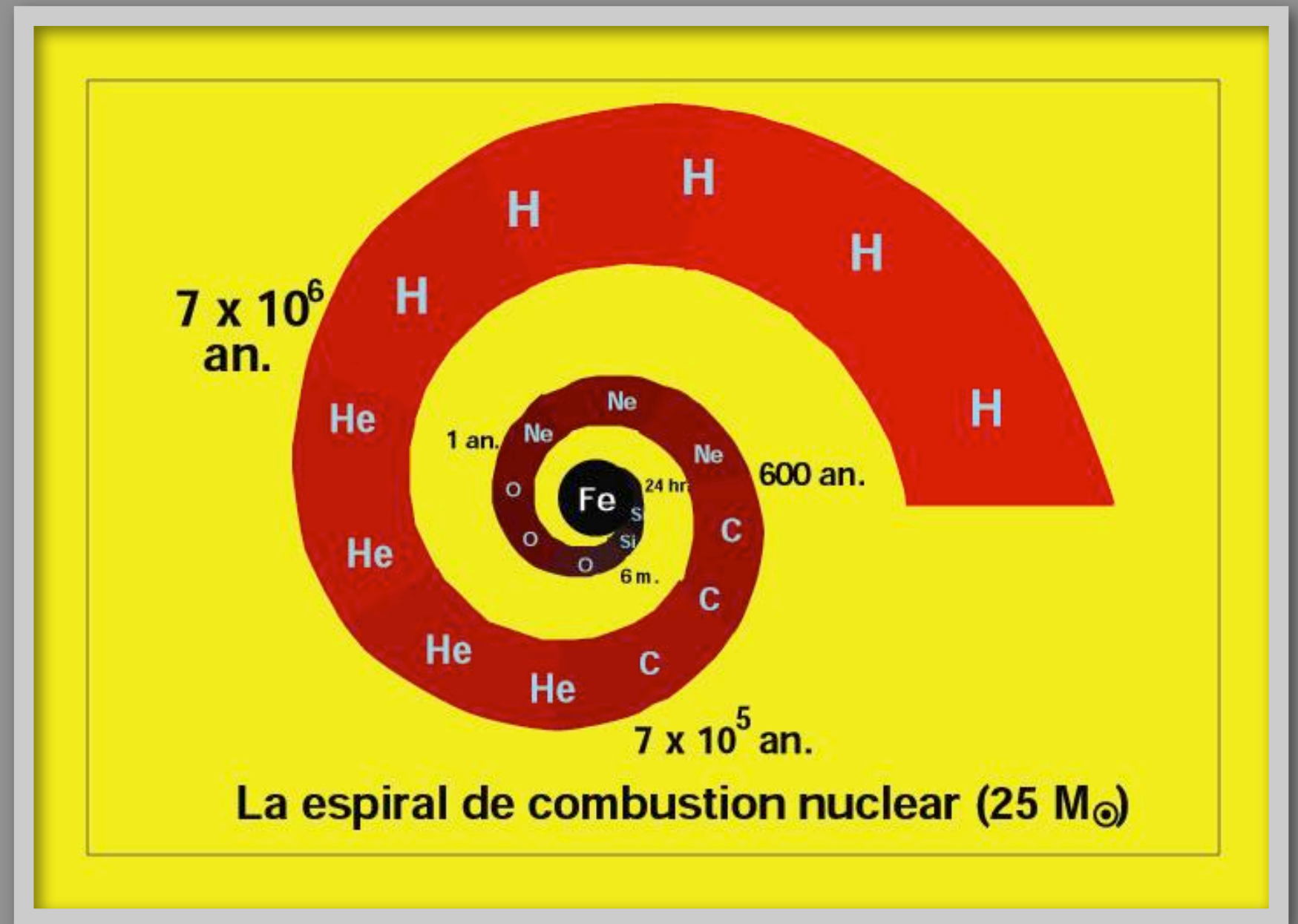
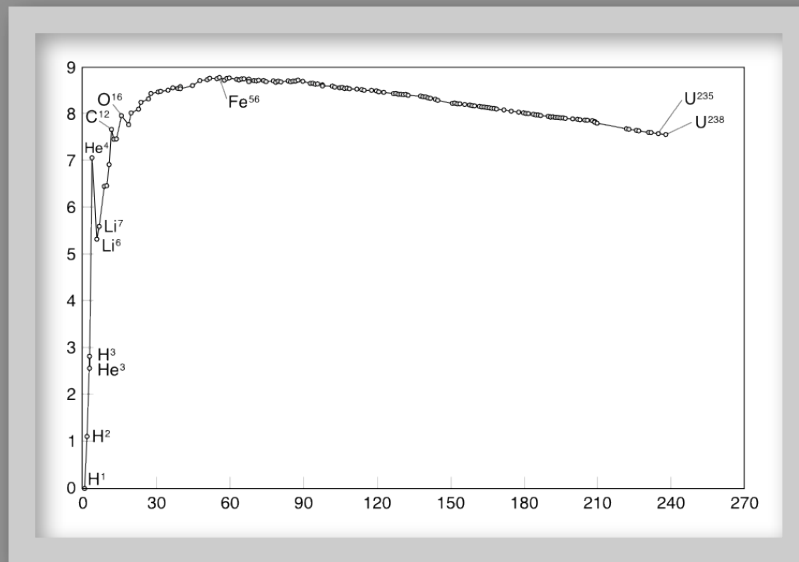
# Una estrella Wolf-Rayet: WR124



# Evolución de las Estrellas

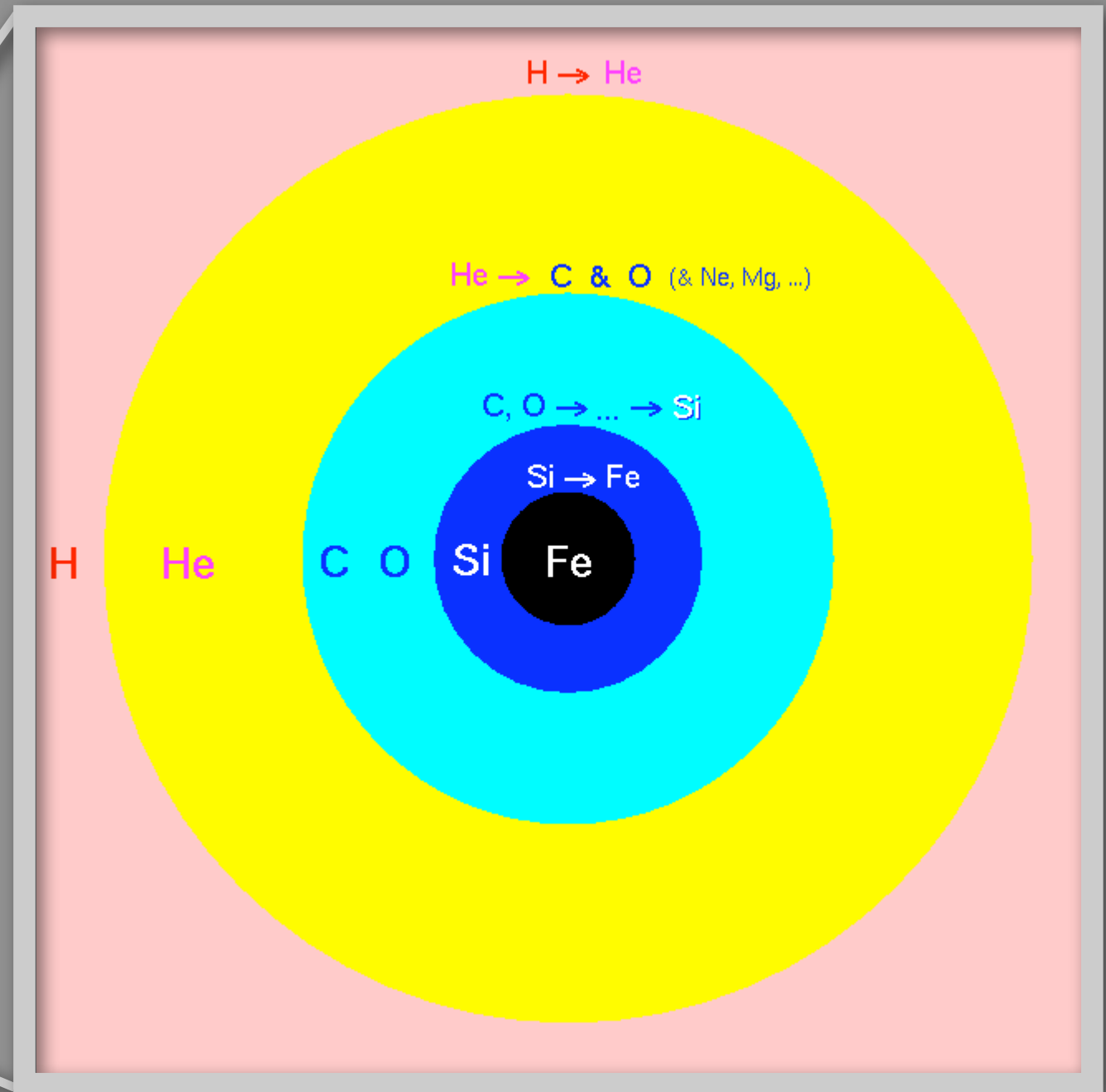
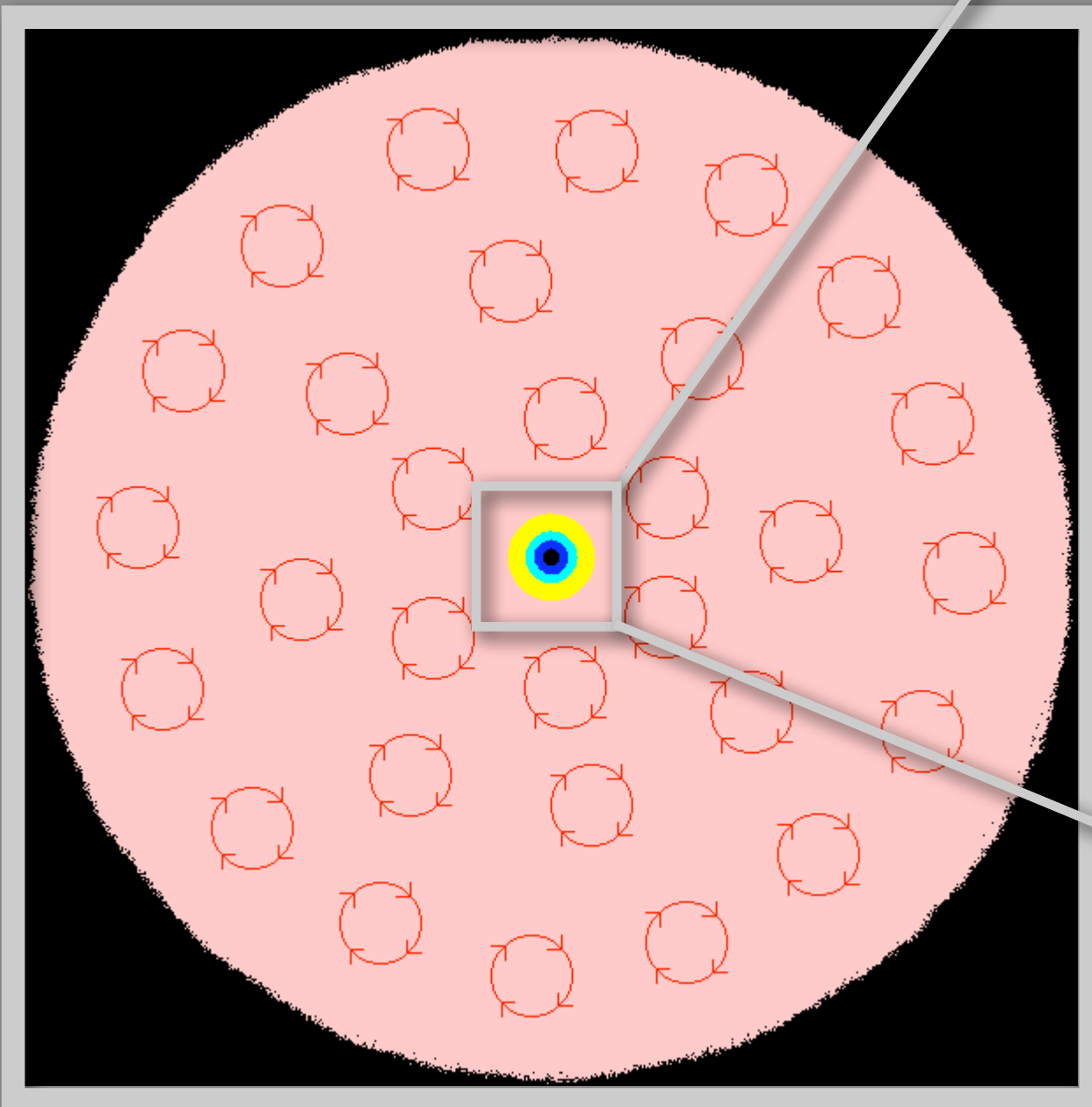
- Introducción
- La Física de las Estrellas
- Evolución de las Estrellas de Baja Masa
- Evolución de las Estrellas Masivas
- **El Fin de las Estrellas Masivas**

# La vida nuclear de una estrella masiva





# Estructura final de una estrella masiva





# Betelgeuse: una super-gigante roja

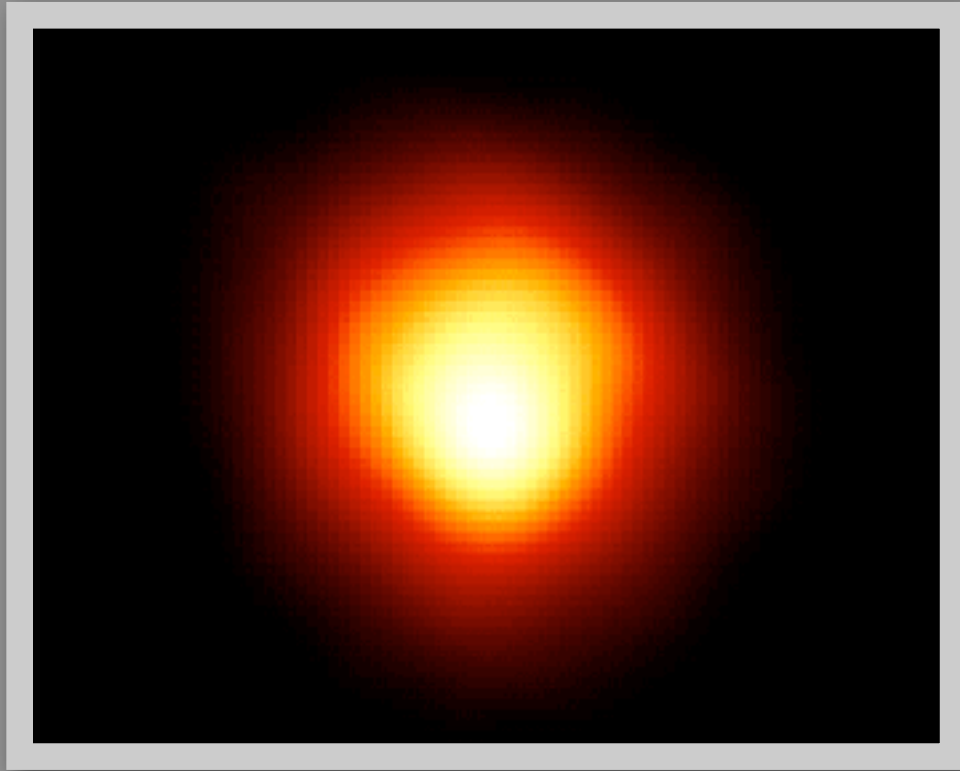


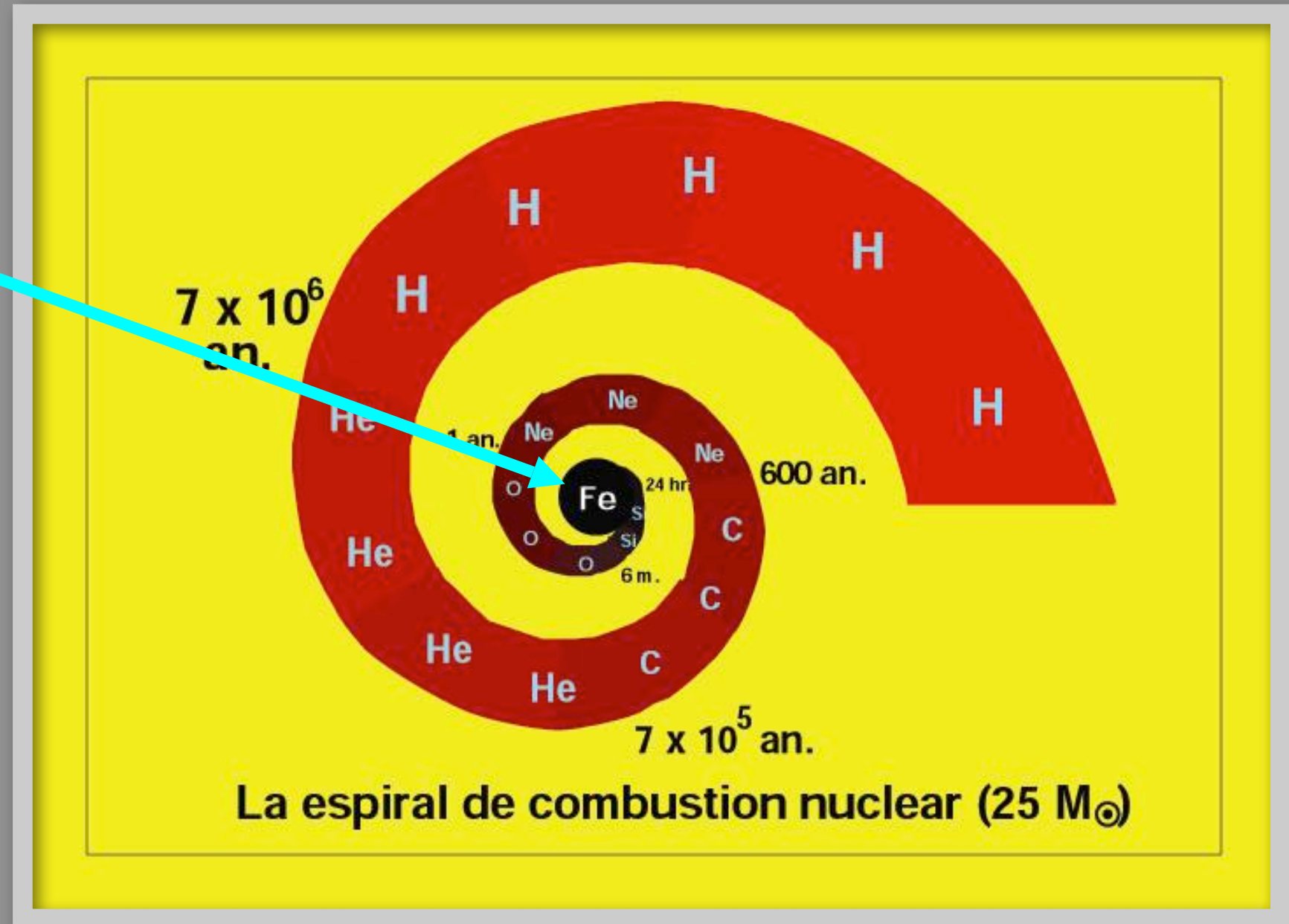
Imagen del Telescopio Espacial (HST)

Betelgeuse



# La vida nuclear de una estrella masiva

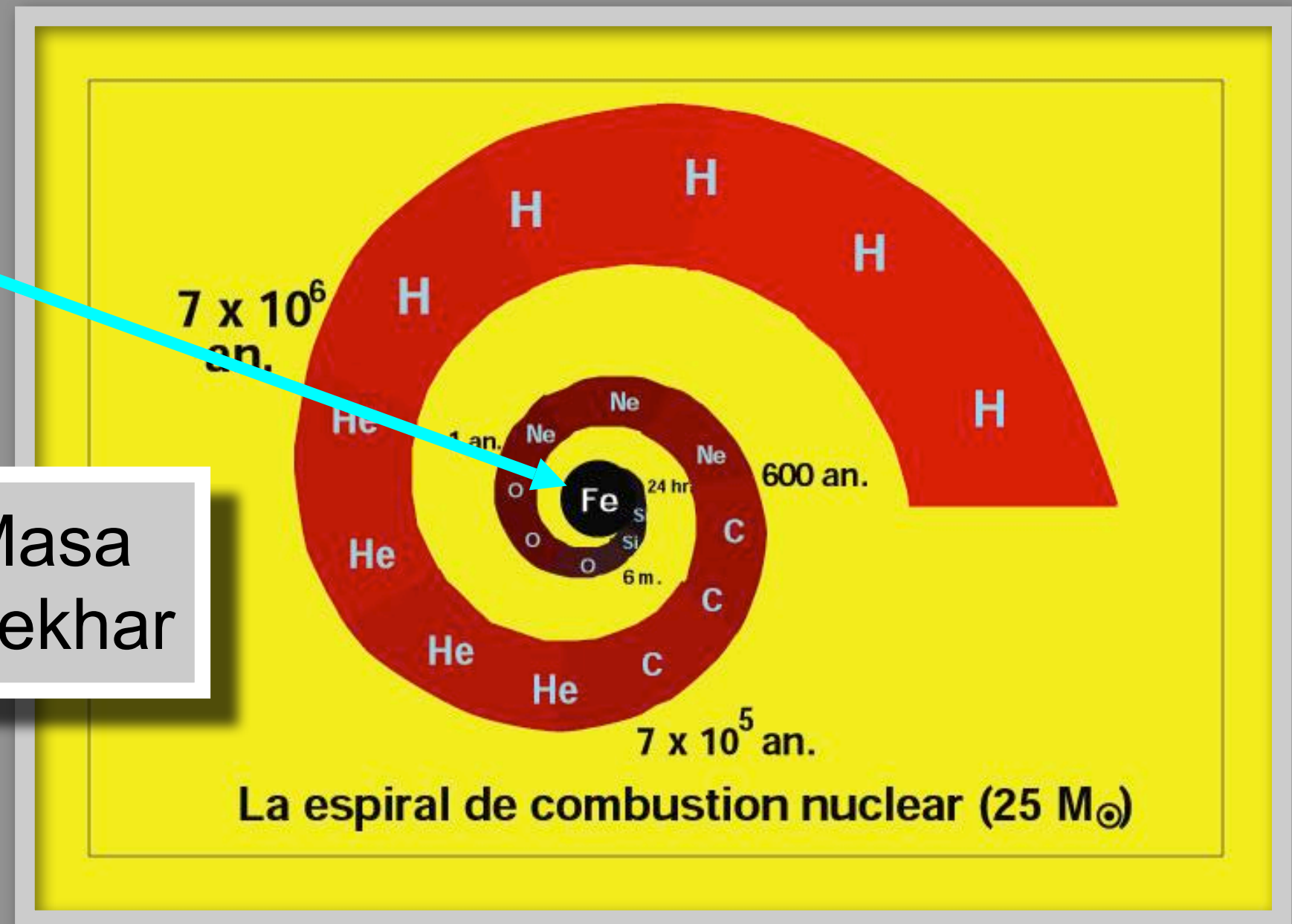
**Problema**



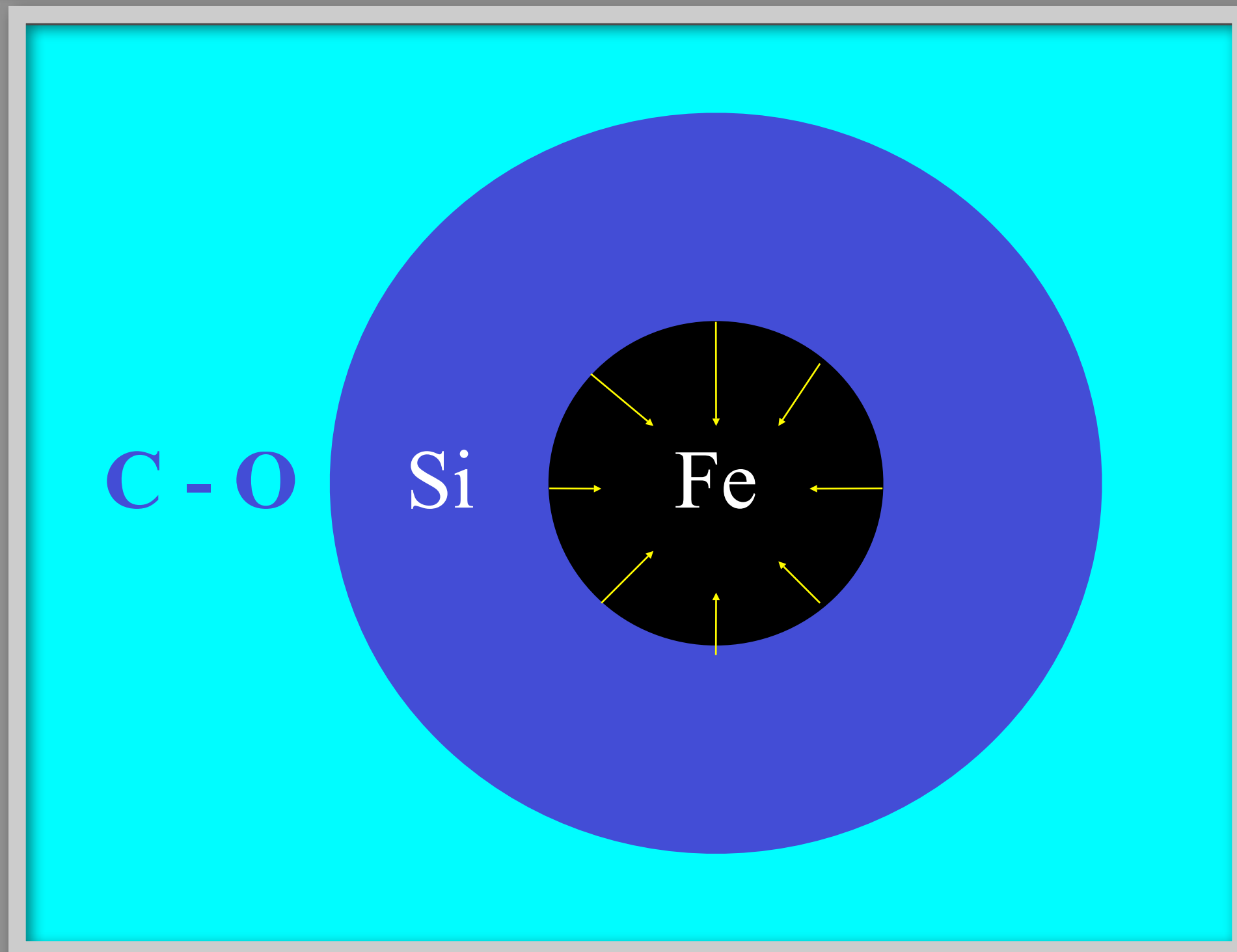
# La vida nuclear de una estrella masiva

## Problema

1.4  $M_{\text{Sol}}$  = Masa de Chandrasekhar



# El núcleo de hierro alcanza la masa de Chandrasekhar





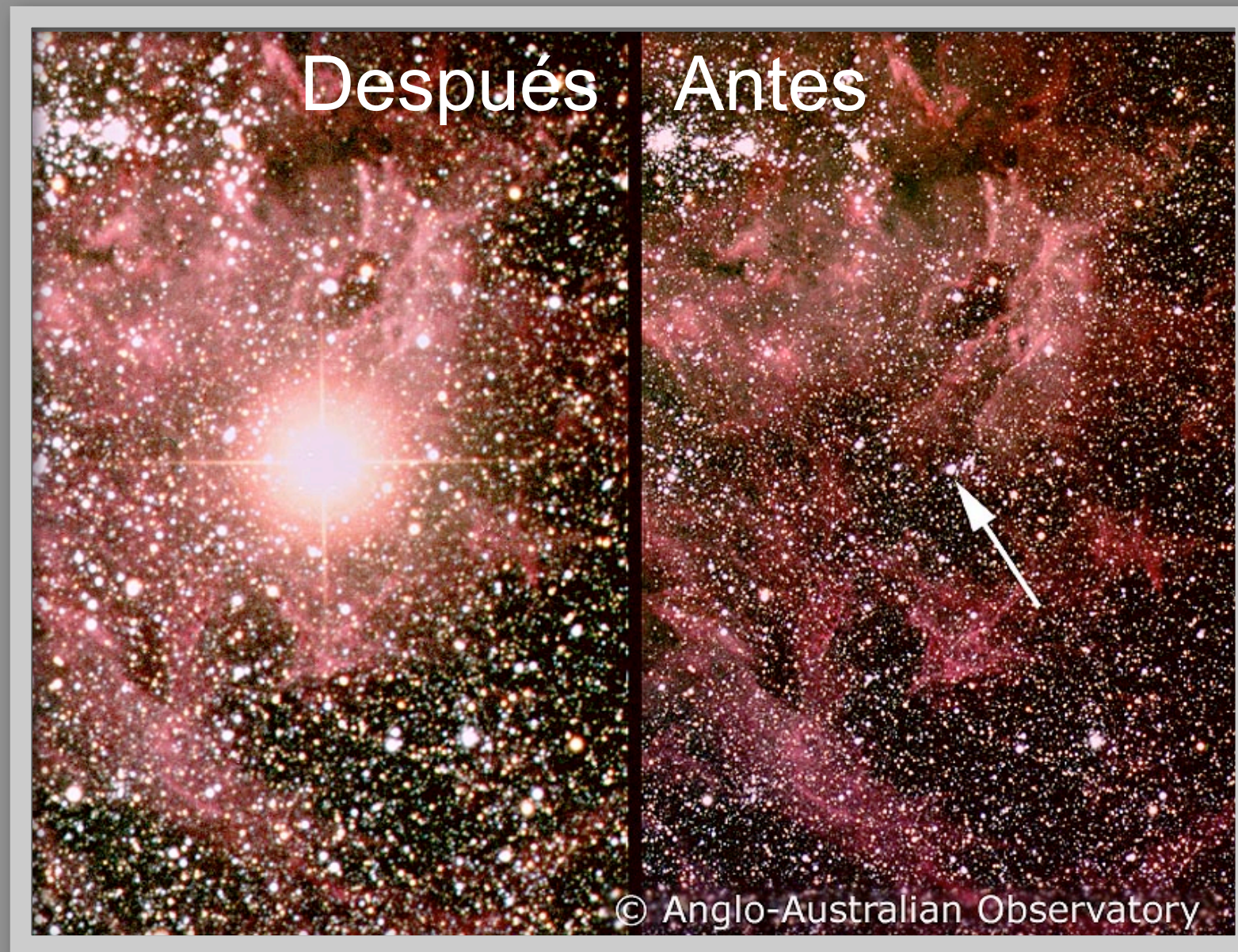
# El núcleo de hierro alcanza la masa de Chandrasekhar

El núcleo de hierro colapsa en un tiempo  $\sim$   
 $\tau_{\text{col}} \sim 0.2$  segundo





# La supernova SN 1987A



Una supernova emite mas luz (durante unos días) que toda un galaxia.



# Simulación numérica del arranque de una supernova



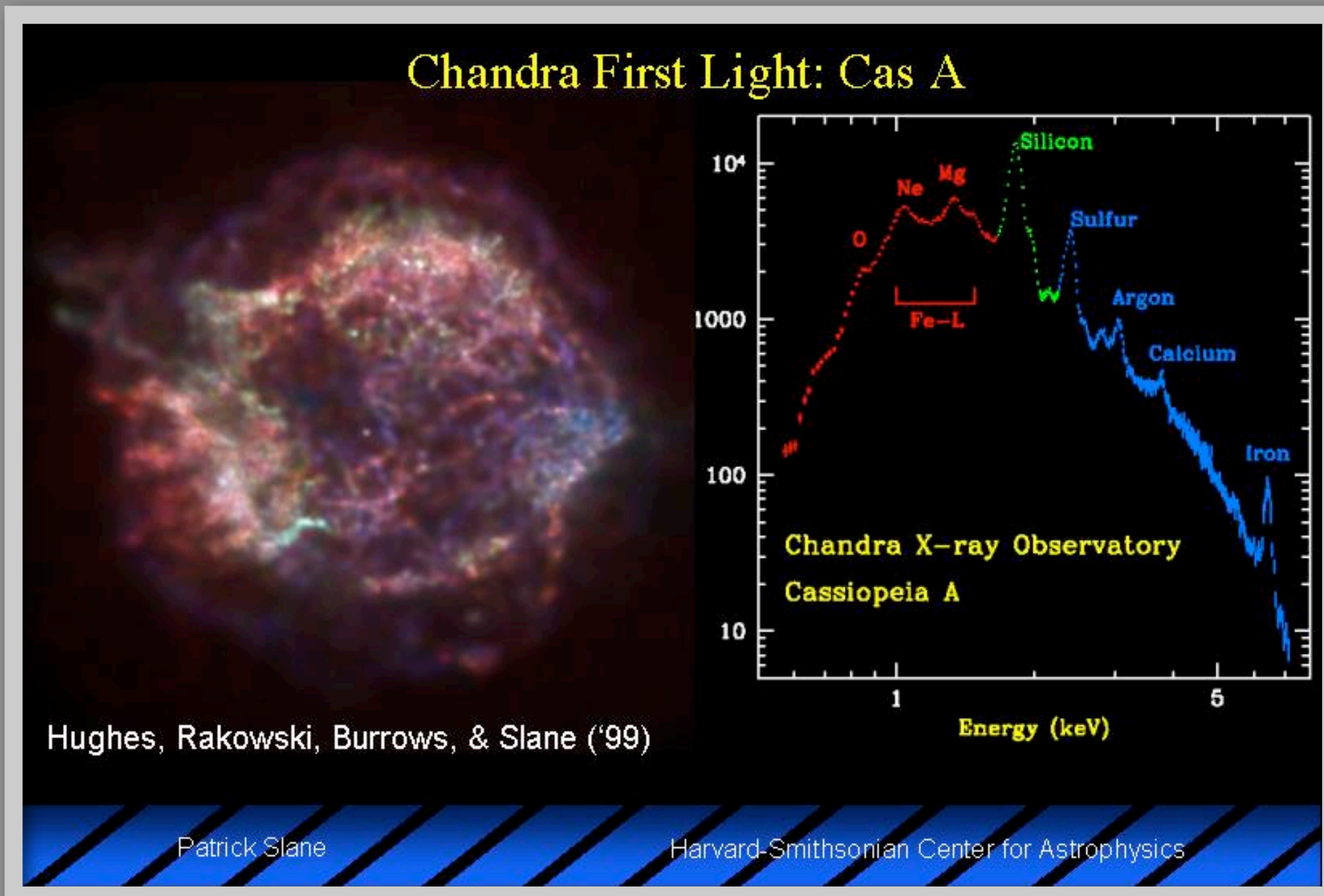
# Simulación numérica del arranque de una supernova



El mecanismo por el cual el colapso del núcleo de hierro resulta en la expulsión de todas las capas externas de la estrella todavía nos se ha determinado con precisión



# El remanente de supernova Cas A





## The Nobel Prize in Physics 2002

"for pioneering contributions to astrophysics, in particular for the detection of cosmic neutrinos"

"for pioneering contributions to astrophysics, which have led to the discovery of cosmic X-ray sources"



**Raymond Davis Jr.**

🕒 1/4 of the prize

USA

University of Pennsylvania  
Philadelphia, PA, USA

b. 1914  
d. 2006



**Masatoshi Koshihara**

🕒 1/4 of the prize

Japan

University of Tokyo  
Tokyo, Japan

b. 1926



**Riccardo Giacconi**

🕒 1/2 of the prize

USA

Associated Universities  
Inc.  
Washington, DC, USA

b. 1931  
(in Genoa, Italy)

# Una estrella de neutrones

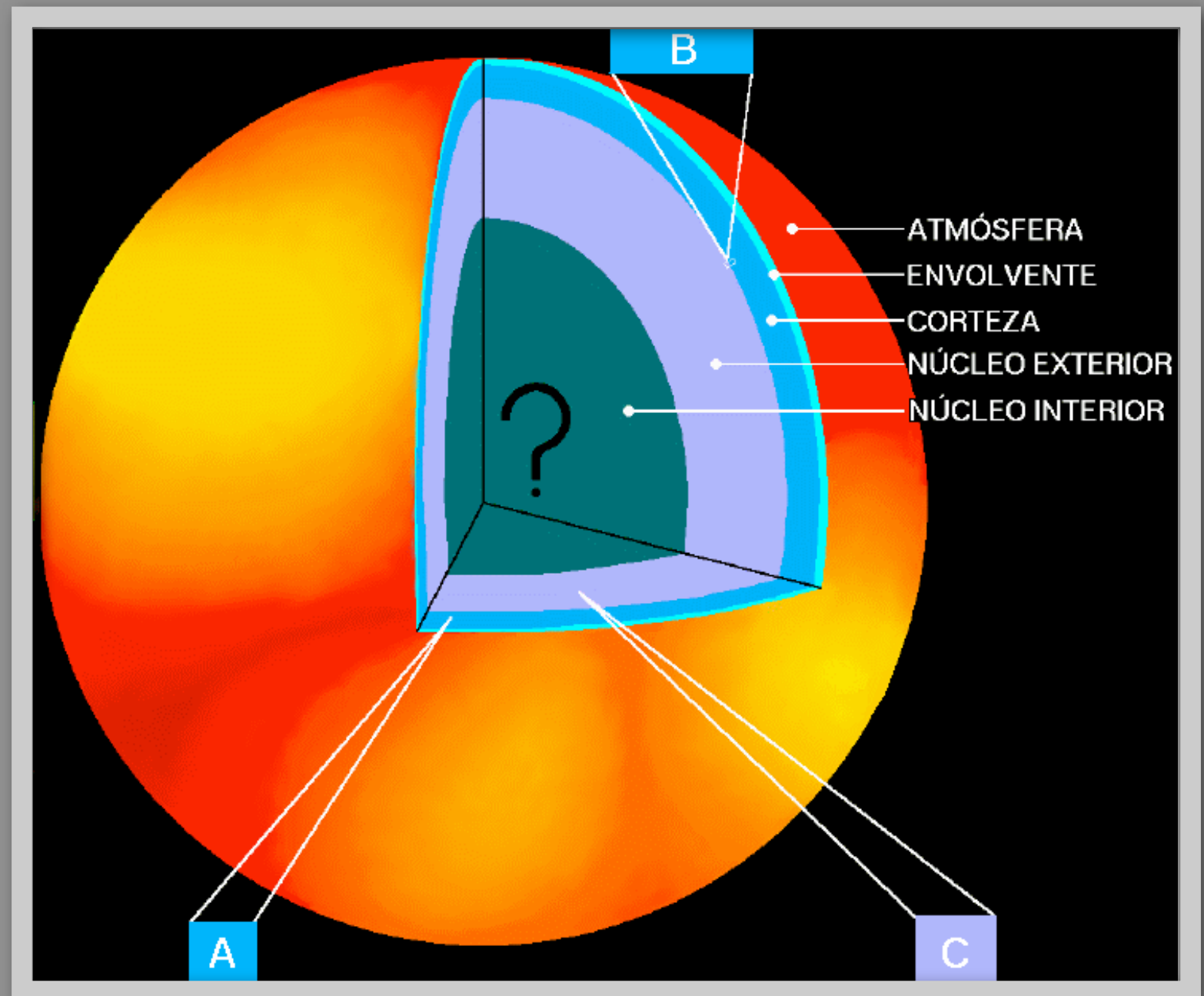
Una estrella de neutrones es lo que queda del núcleo de hierro colapsado: su densidad es superior a la densidad nuclear.

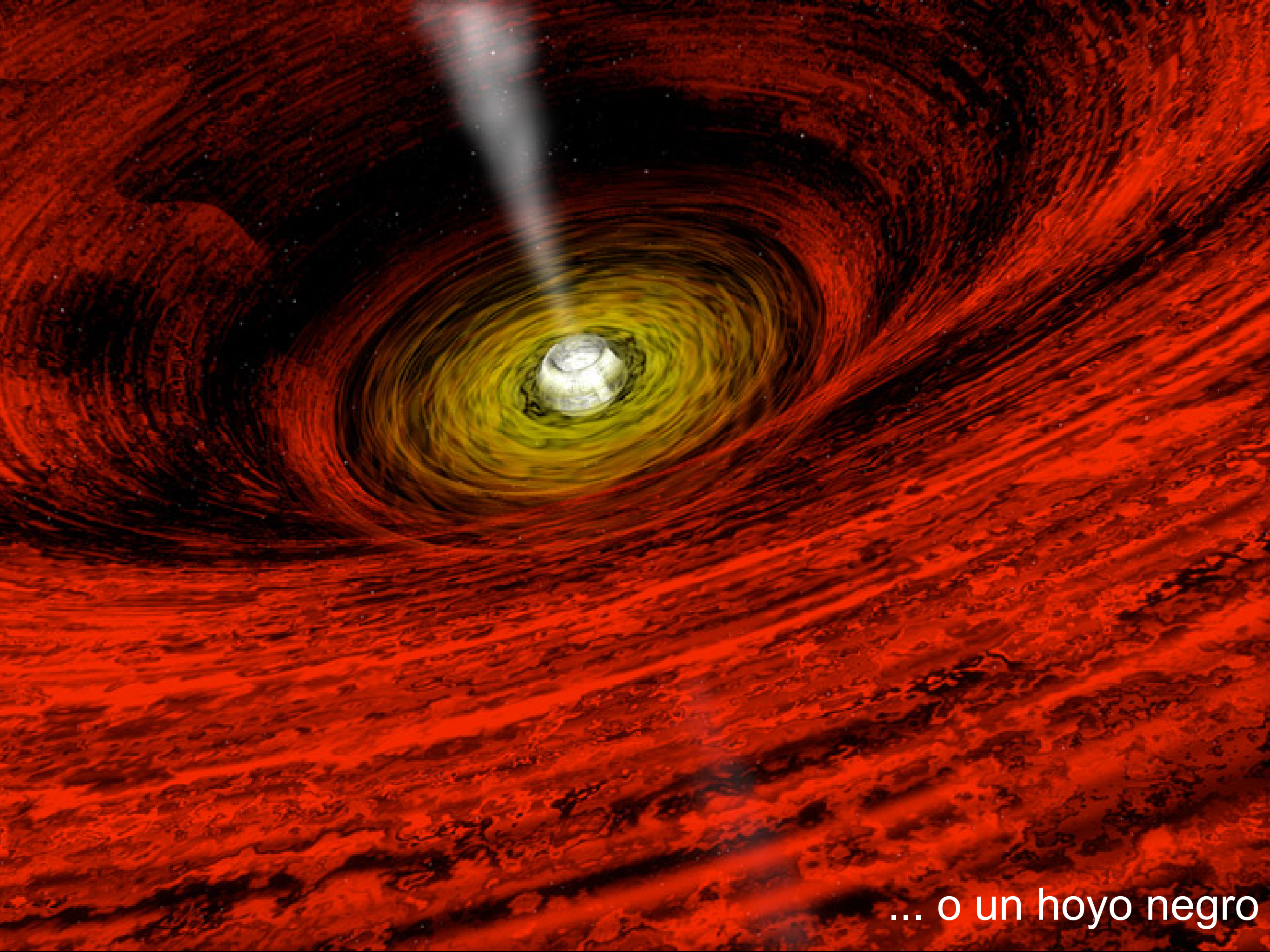
Masa  $\sim 1-2 M_{\text{Sol}}$

Radio  $\sim 10 \text{ km}$

Densidad  $\sim 10^{15} \text{ g/cm}^3$

(¡ Son mil millones de toneladas por  $\text{cm}^3$  !)





... o un hoyo negro





