

La Física de los Interiores Estelares

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



La galaxia NGC 4565:
muy parecida a la Vía Láctea

Oscurecimiento debido
a nubes de polvo




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



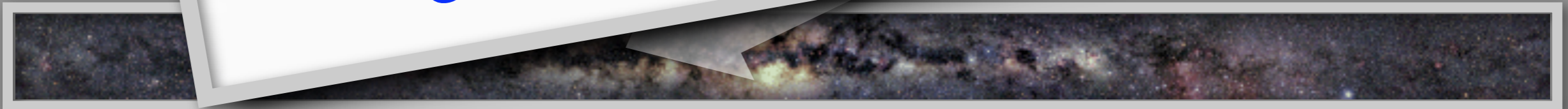
La Vía Láctea tal como la vemos (en el infrarrojo cercano)

La Vía Láctea



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

GC 4565:
Vía Láctea

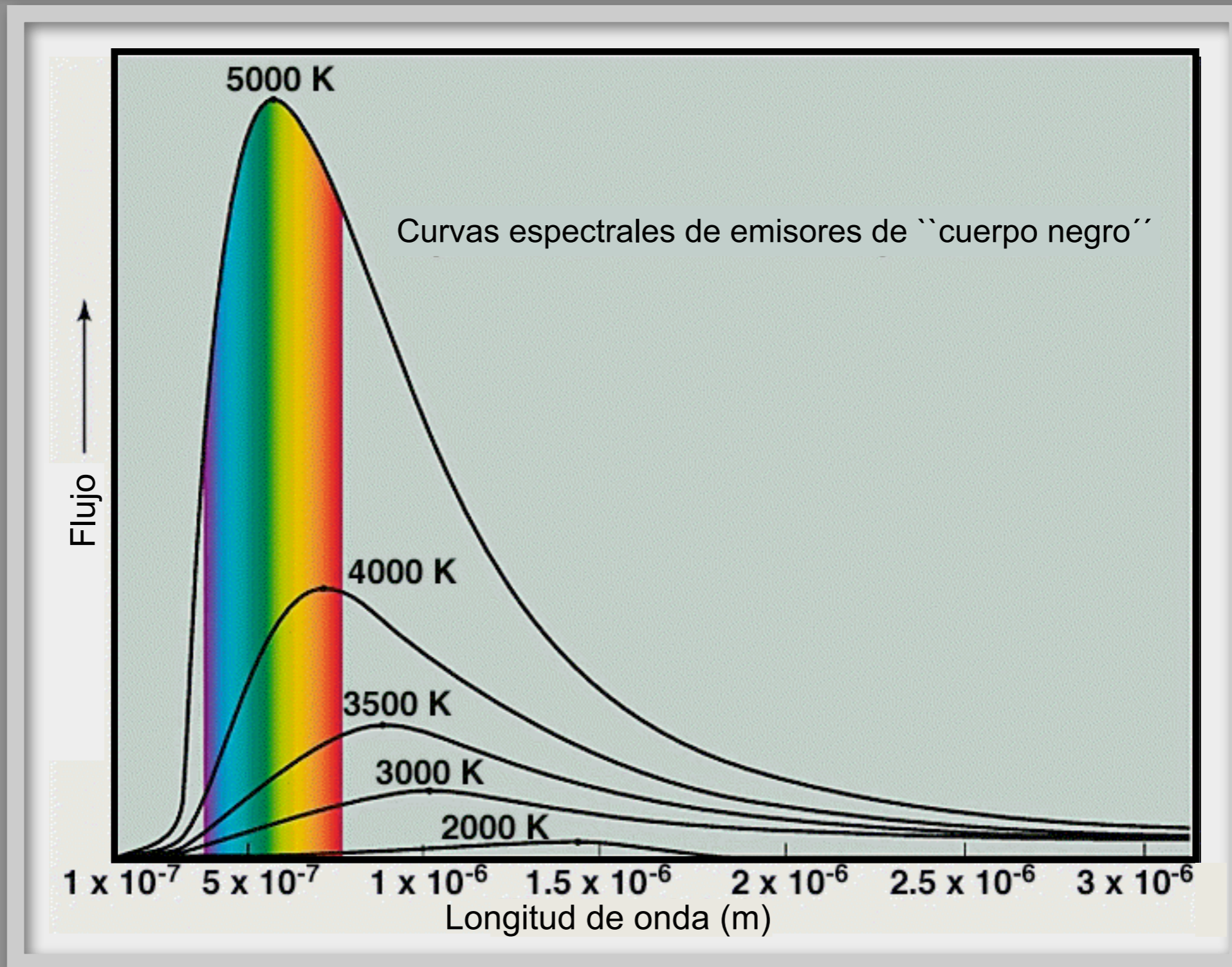


La Vía Láctea tal como la vemos (en el óptico)



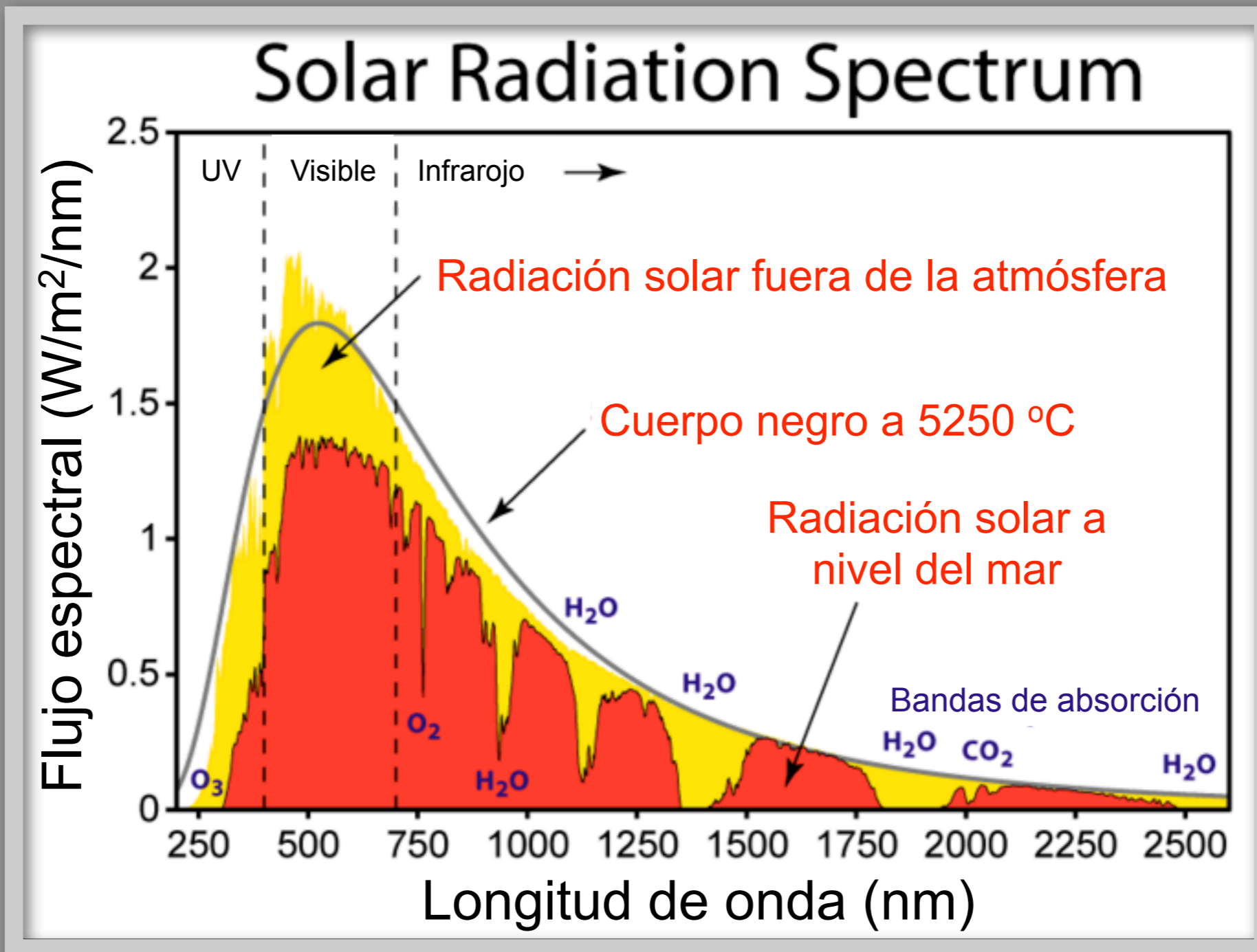
La Vía Láctea tal como la vemos (en el infrarrojo cercano)

El espectro de ``cuerpo negro``

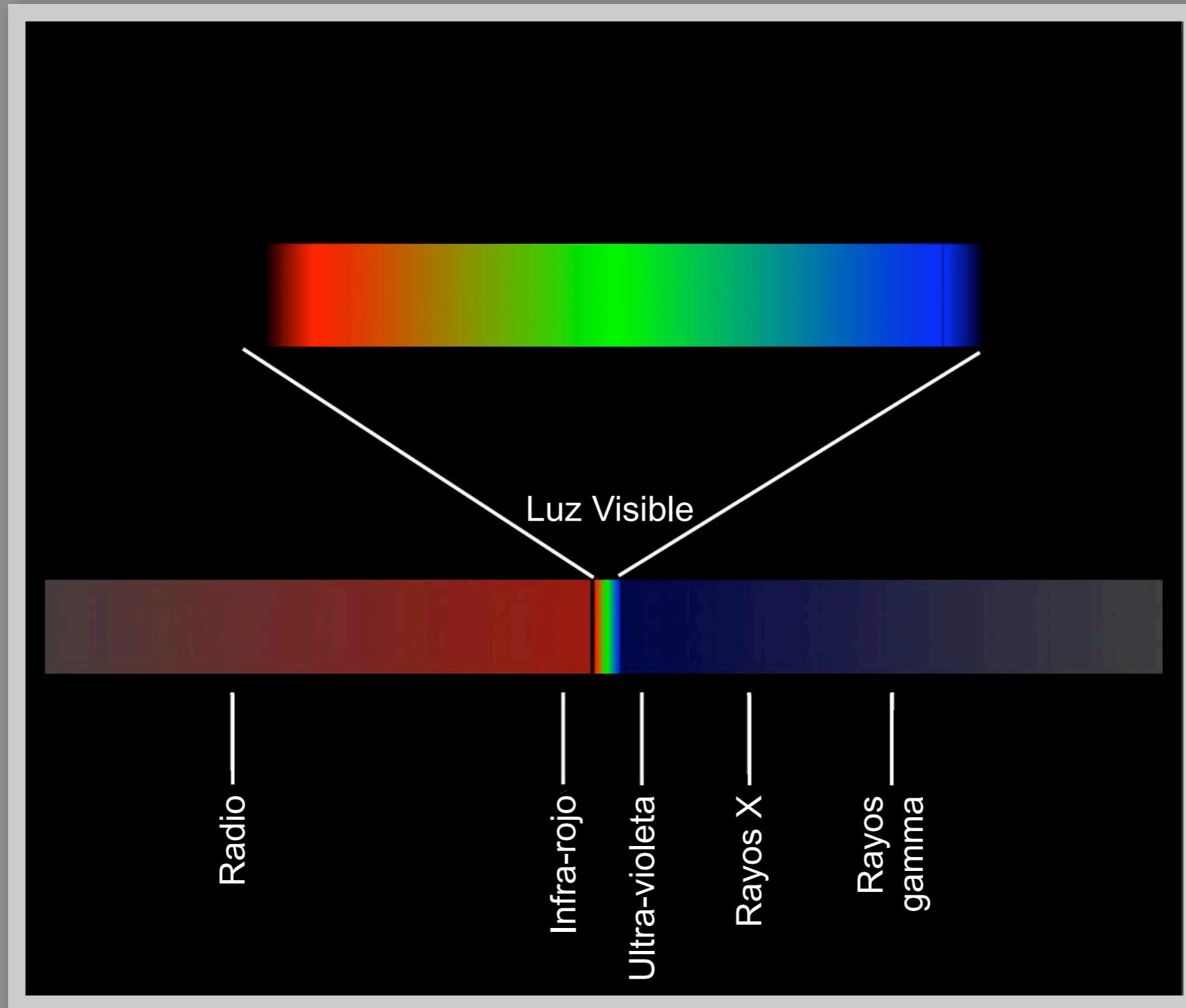


El ``color`` de una estrella nos indica su temperatura

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 [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``: $\text{lux} = 1.5 \text{ erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$)

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

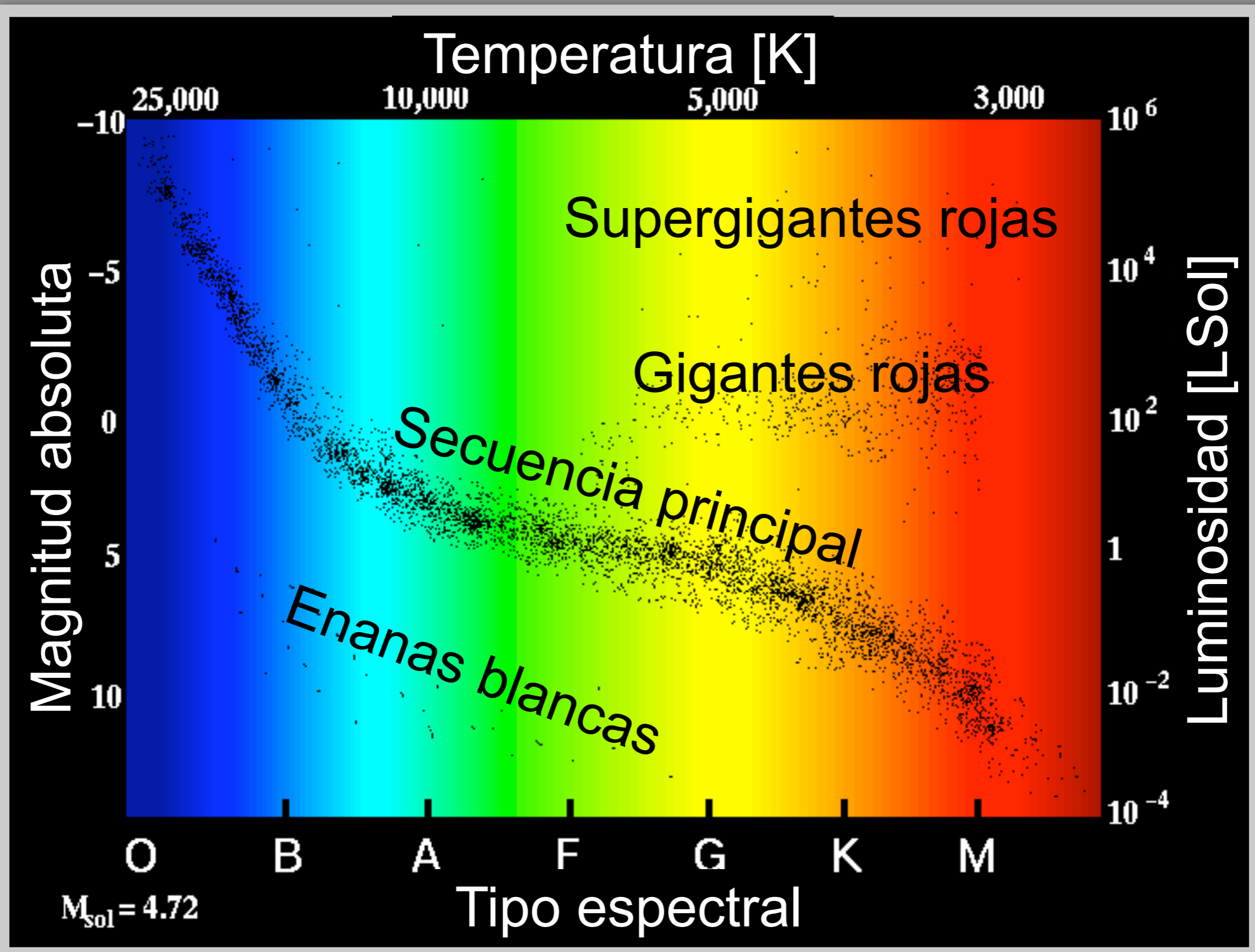
El **brillo** se refiere a la apariencia de la estrella: depende la **luminosidad** de la estrella y de su **distancia**. Se expresa con la magnitud (o, mejor, la magnitud aparente)

LUMINOSIDAD = energía emitida por segundo [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:

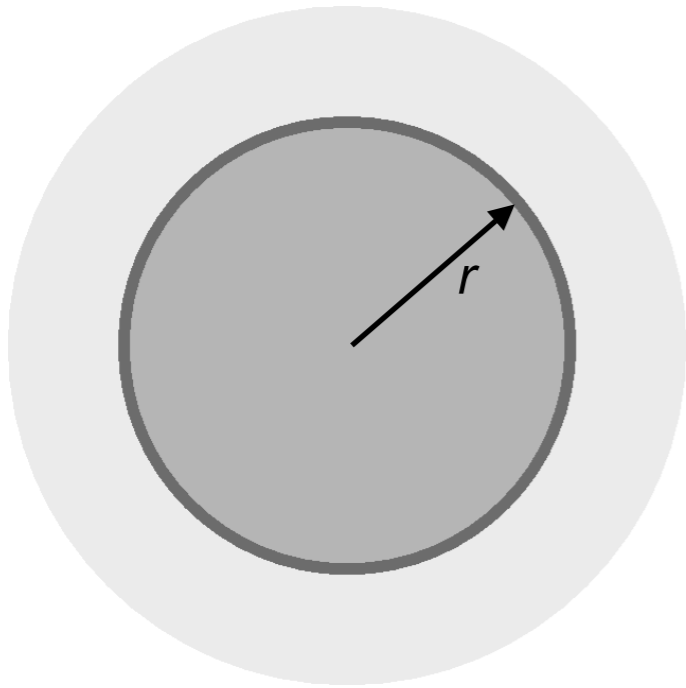
- Lucha entre la gravedad y la presión de la materia.

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:

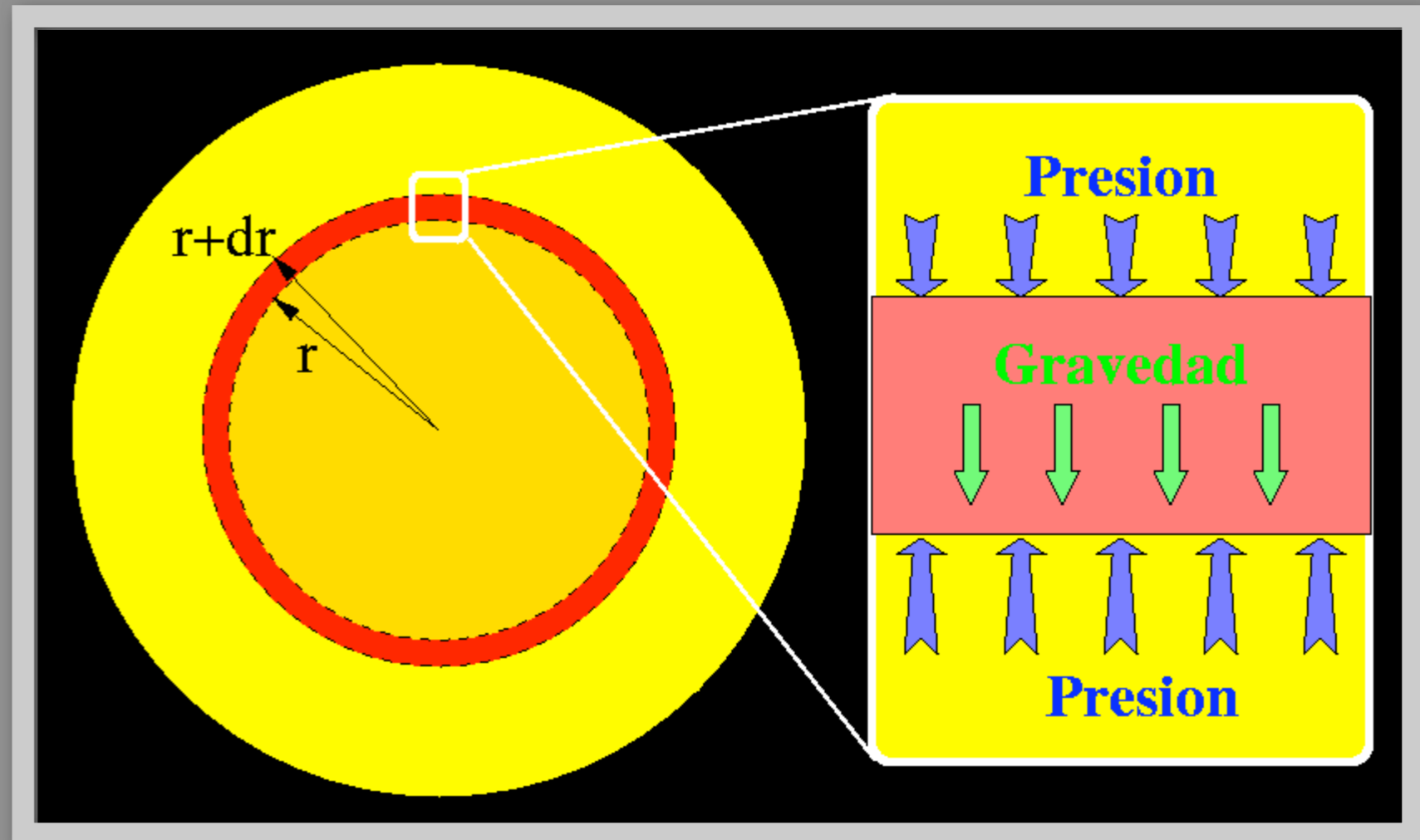
En un cuerpo esférico la fuerza de la gravedad sólo depende de la masa incluida dentro del radio r

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

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 τ_{hidro}

En particular: la estrellas pulsantes (Cefeidas, RR-Lyrae) tienen periodos de pulsación dados por τ_{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_{Total} es negativa: la estrella es un sistema ligado (por la gravedad).

La estrella pierde energía (por radiación): E_{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).

$$E = mc^2$$

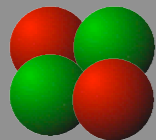
La masa del núcleo de He es inferior a las masas de cuatro protones (= núcleos de H): la masa “perdida” se convierte en energía.

El Sol consume 3.2×10^{14} gramos de H por segundo

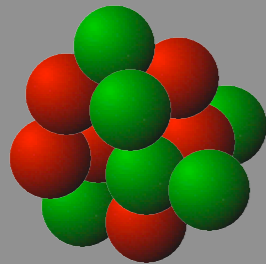
Algunos núcleos atómicos



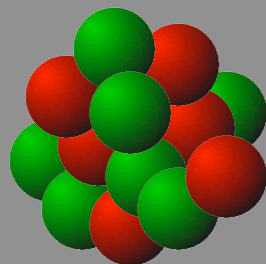
Hidrógeno 1H (1p:0n)



Helio 4He (2p:2n)



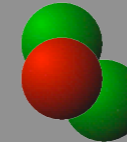
Carbono 12C (6p:6n)



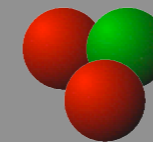
Oxígeno 16O (8p:8n)



Deuterio 2H (1p:1n)



Tritio 3H (1p:2n)



Helio 3He (2p:1n)

Nota:

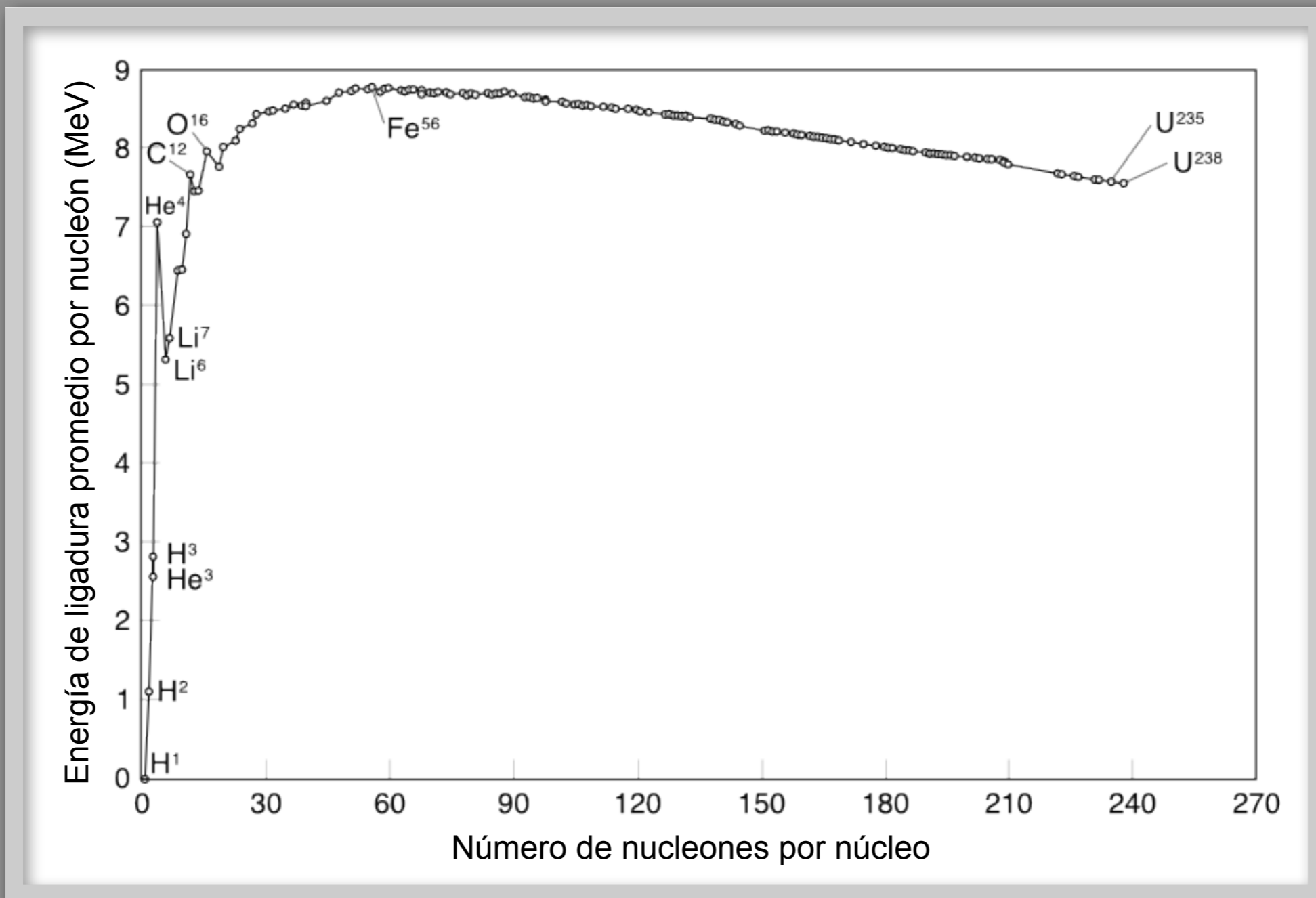


Protón (carga = +e)



Neutrón (carga= 0)



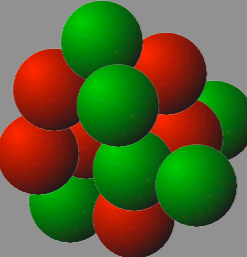





Energías de ligaduras de los núcleos



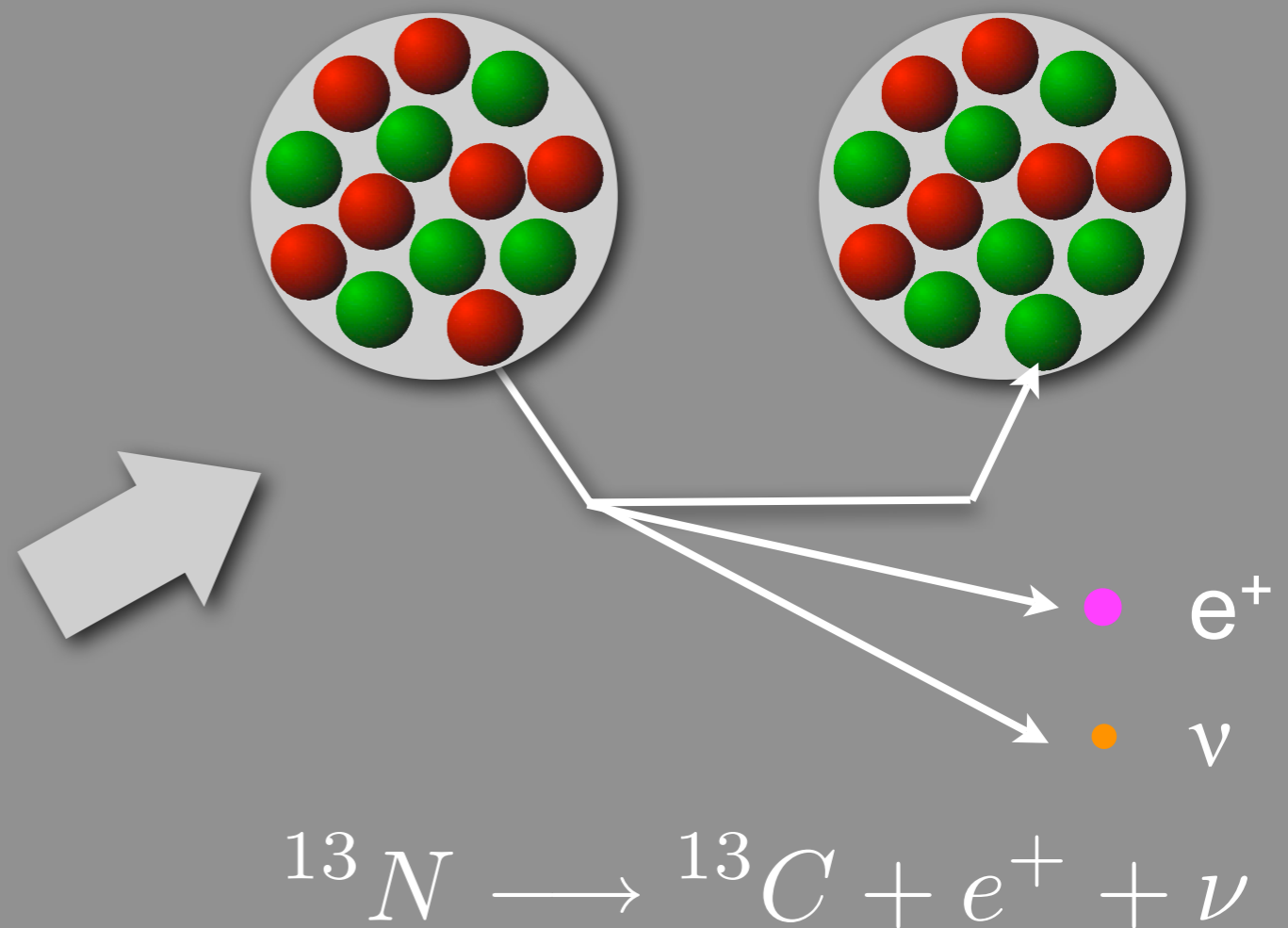
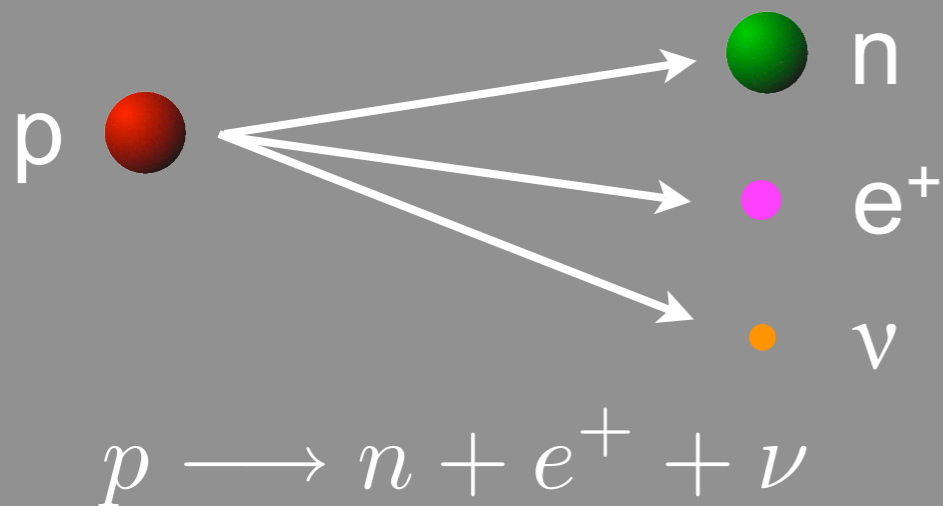
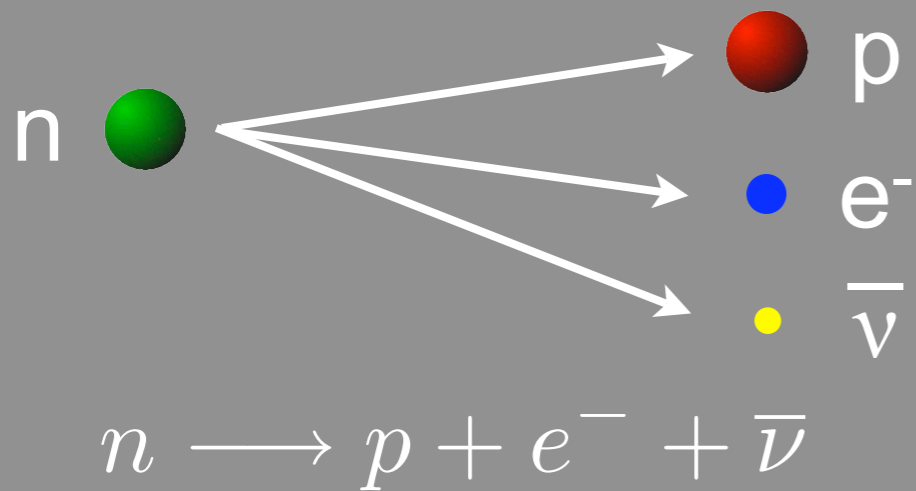
Fusión de núcleos ligeros hacia núcleos pesados libera energía hasta alcanzar el ^{56}Fe : el hierro marca el fin de la nucleosíntesis estelar exotérmica

Partículas

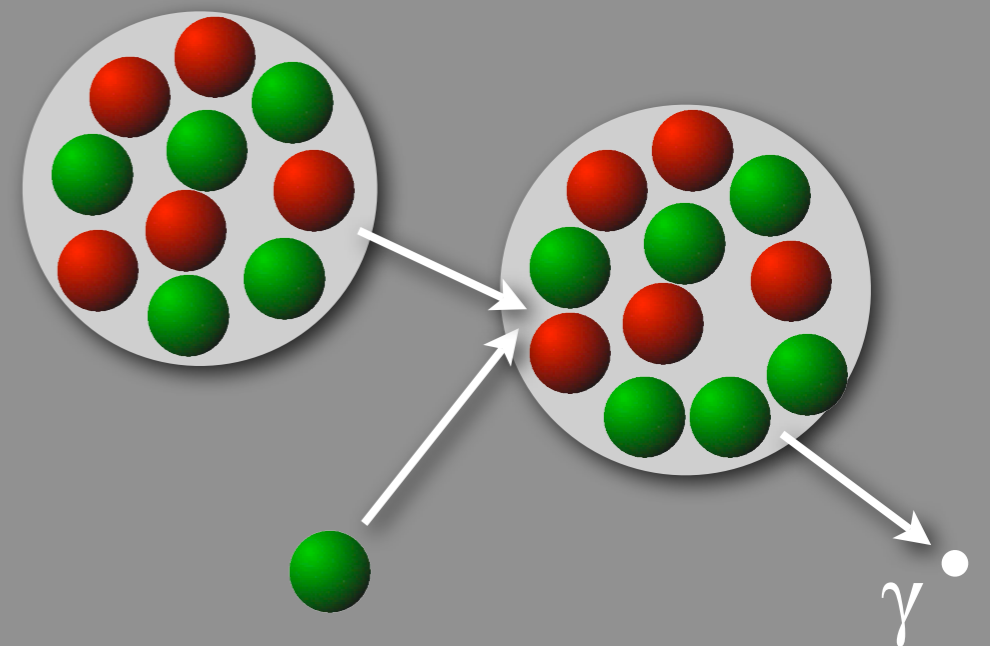
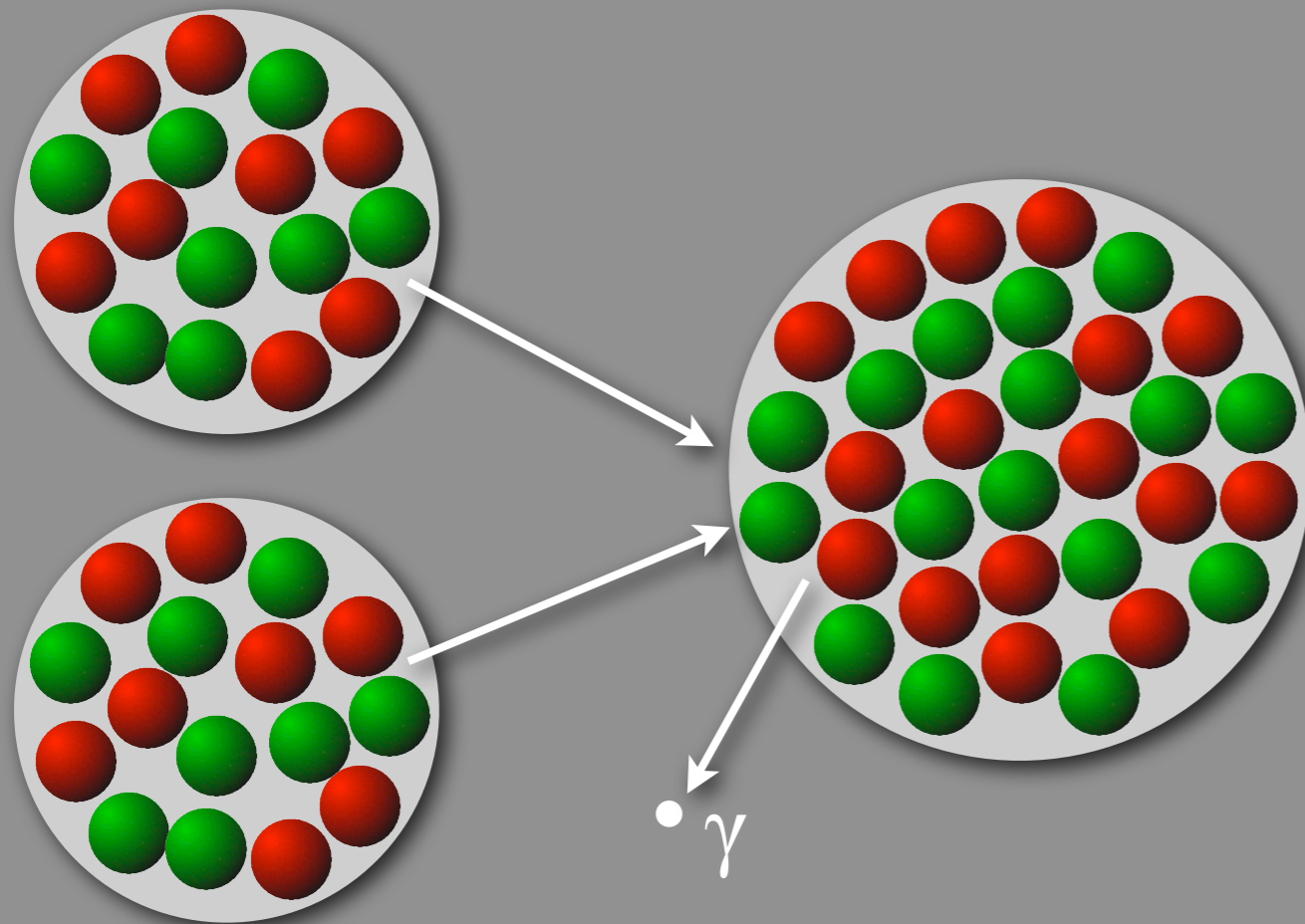
Carga eléctrica Q [en unidad de |e|]

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

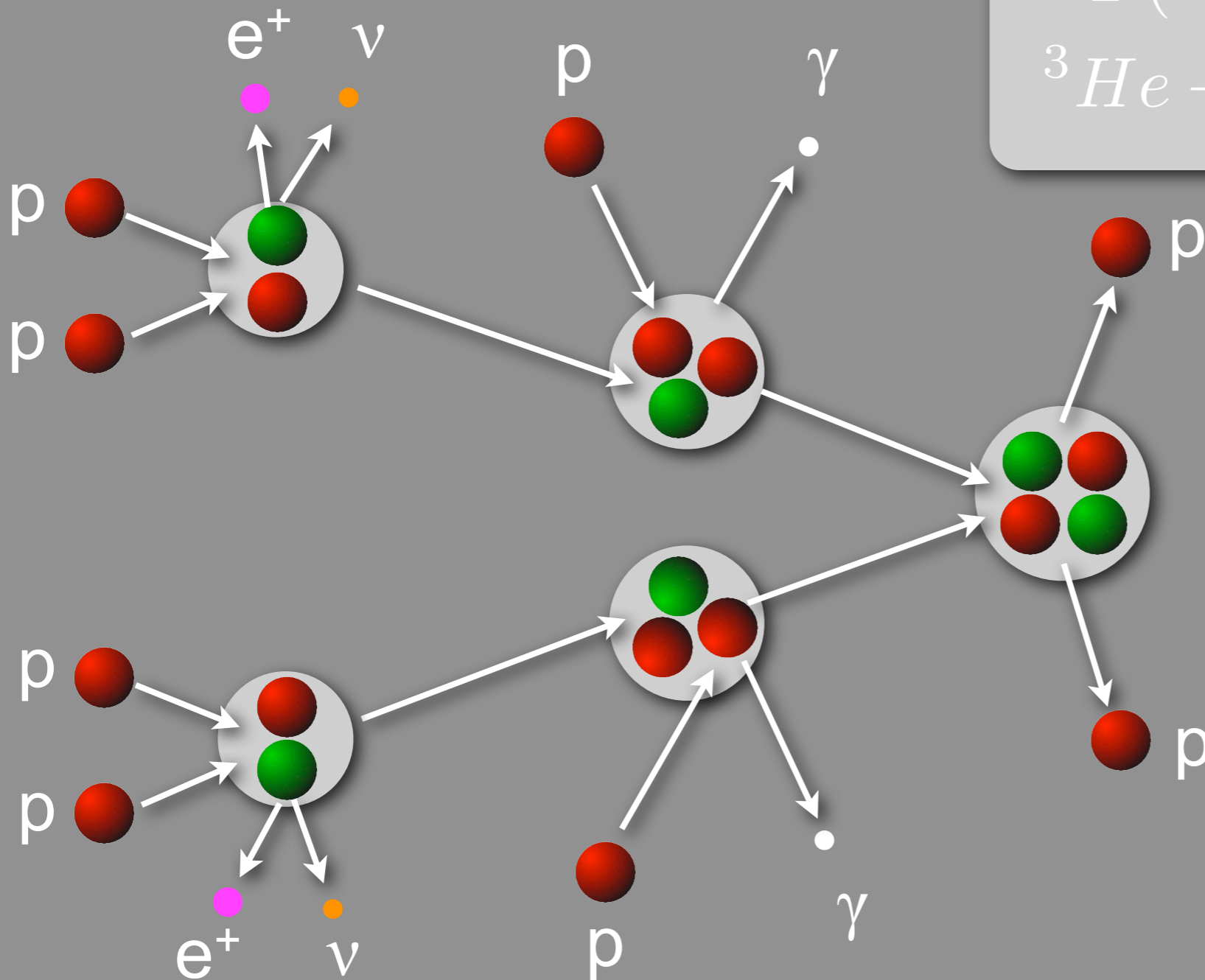
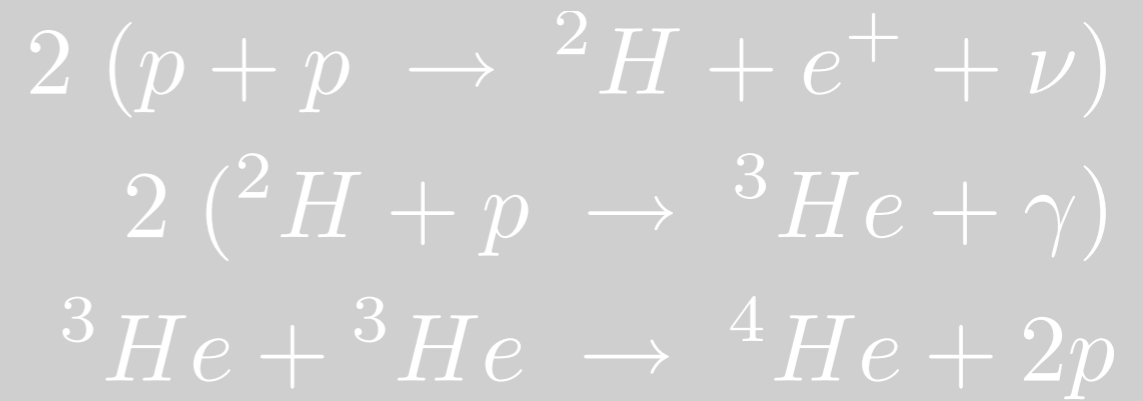
Reacciones nucleares (1): decaimiento beta y su inverso



Reacciones nucleares (2): fusión y captura de neutrón

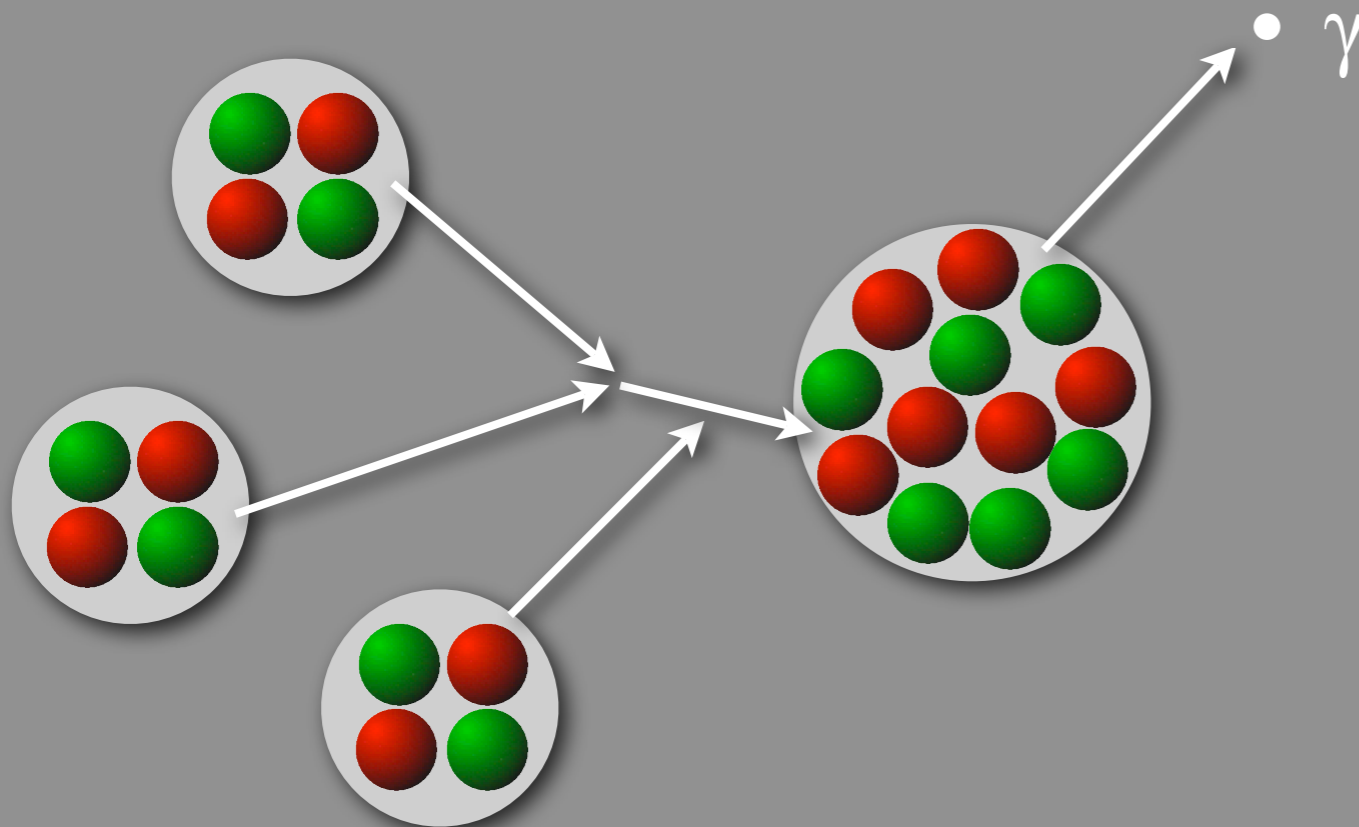


$4\ ^1\text{H} \rightarrow\ ^4\text{He}$: la cadena pp



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

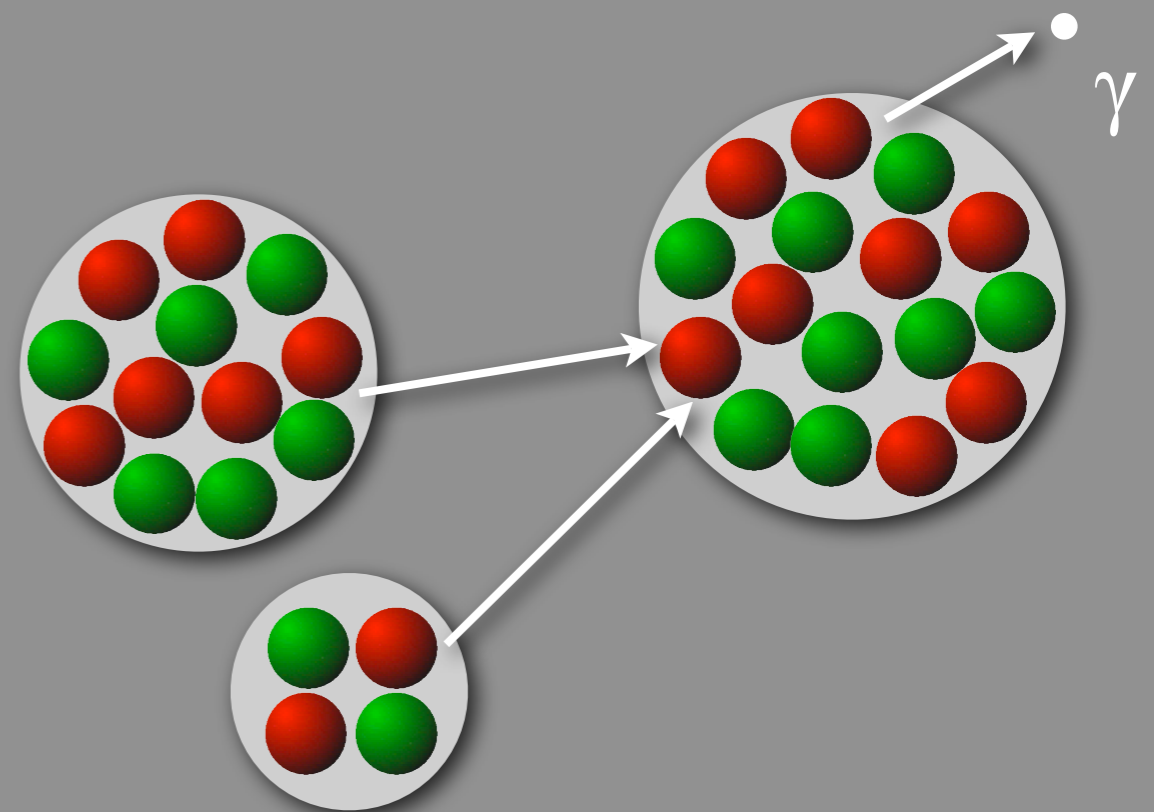
La reacción “triple alfa”



seguido de



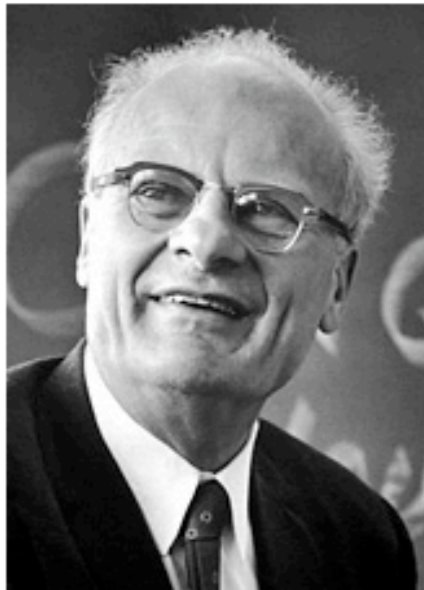
posiblemente seguido de
la reacción “carbon-alfa”





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

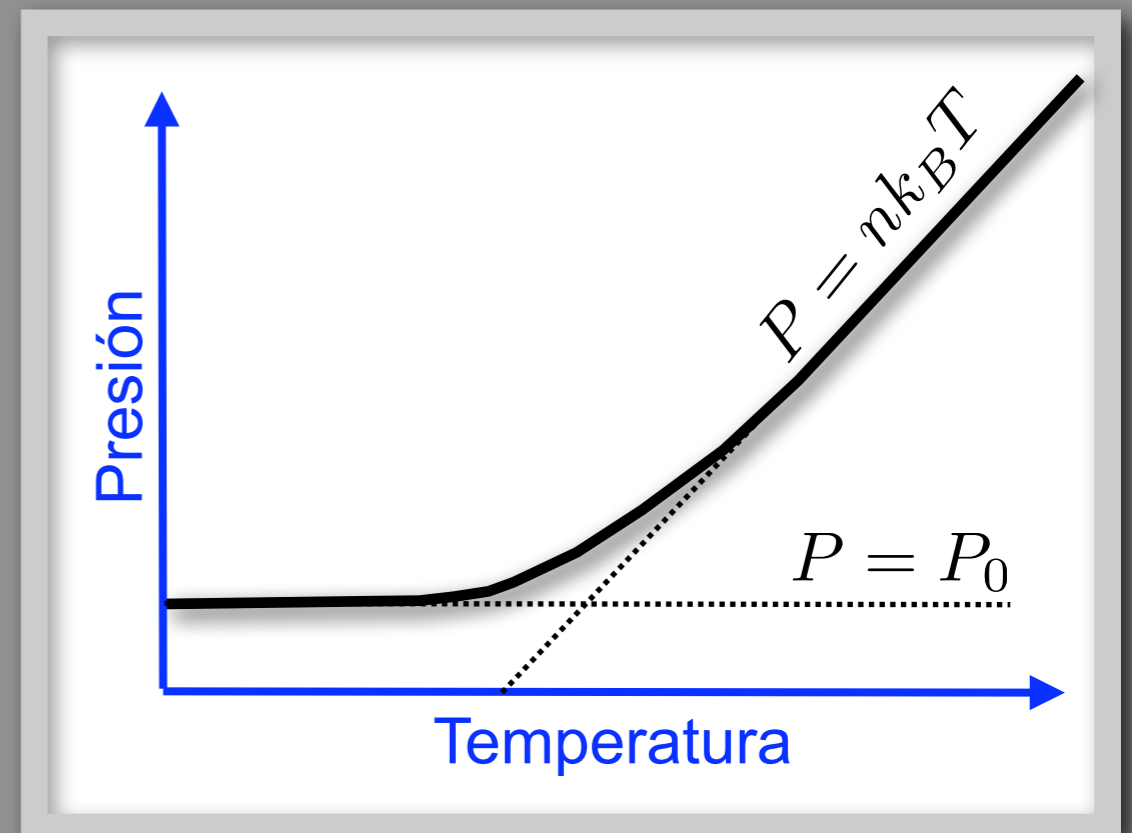
En muchos casos la materia estelar se comporta como un gas ideal

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

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:

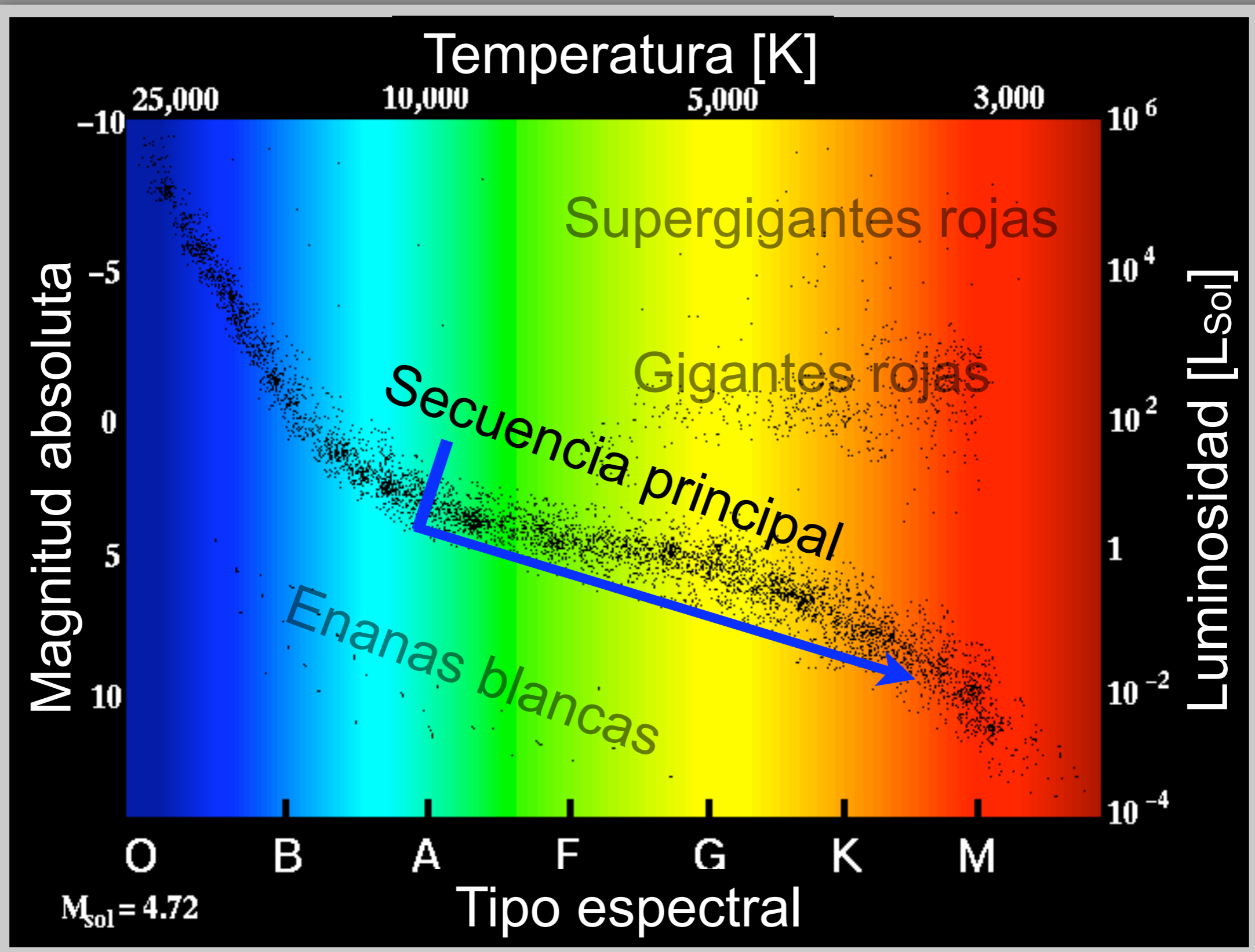
P es constante
(ya no depende de T)



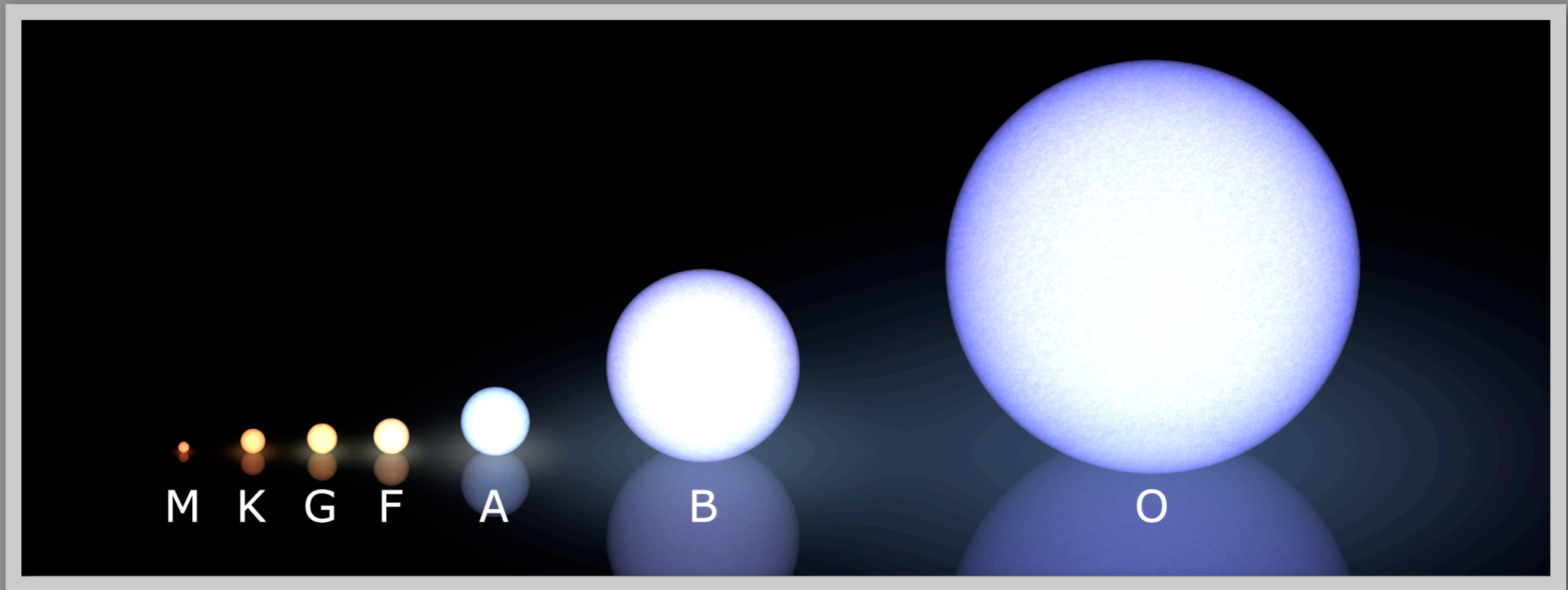
Evolución de las Estrellas

- 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

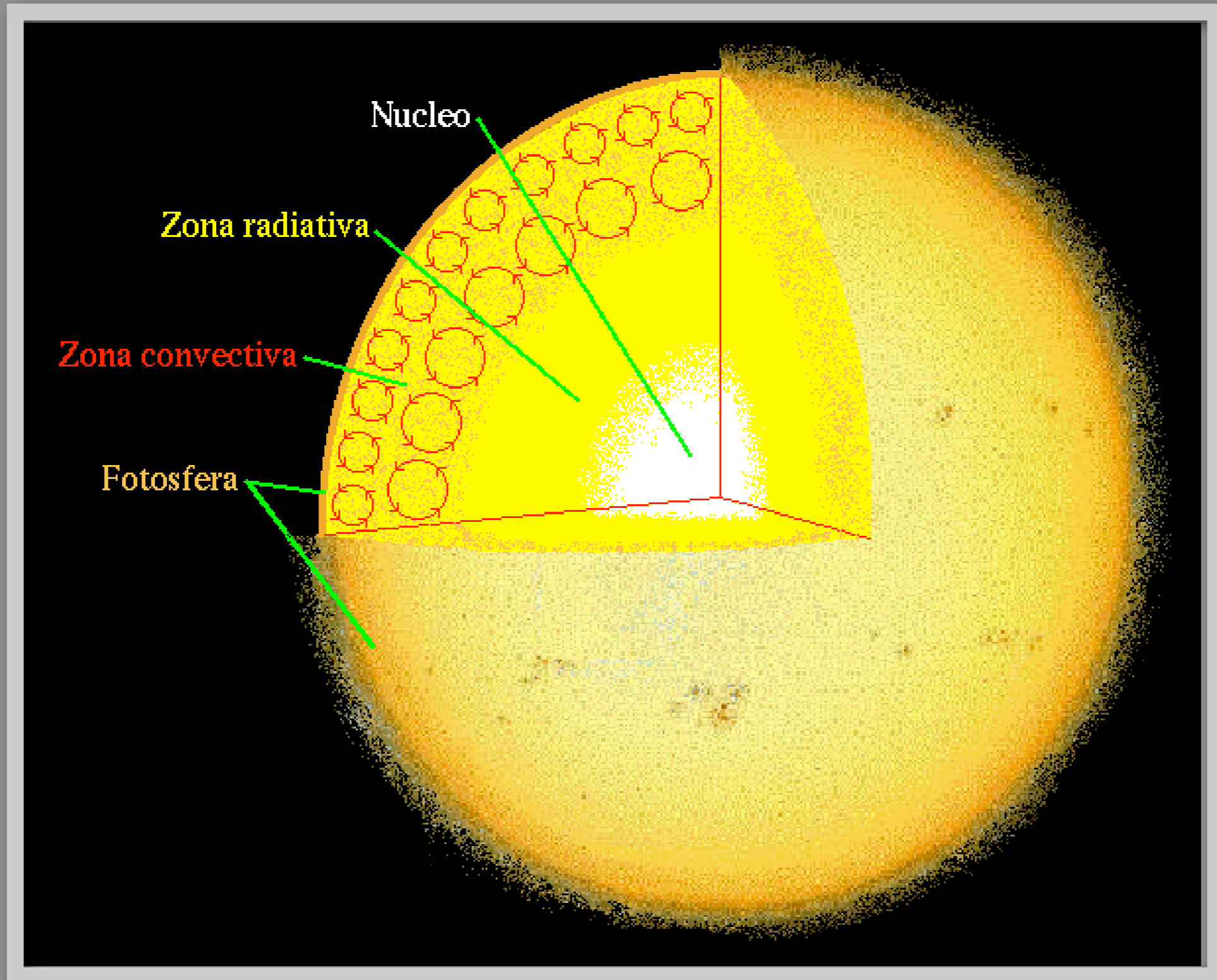


La clasificación espectral de Morgan-Keenan

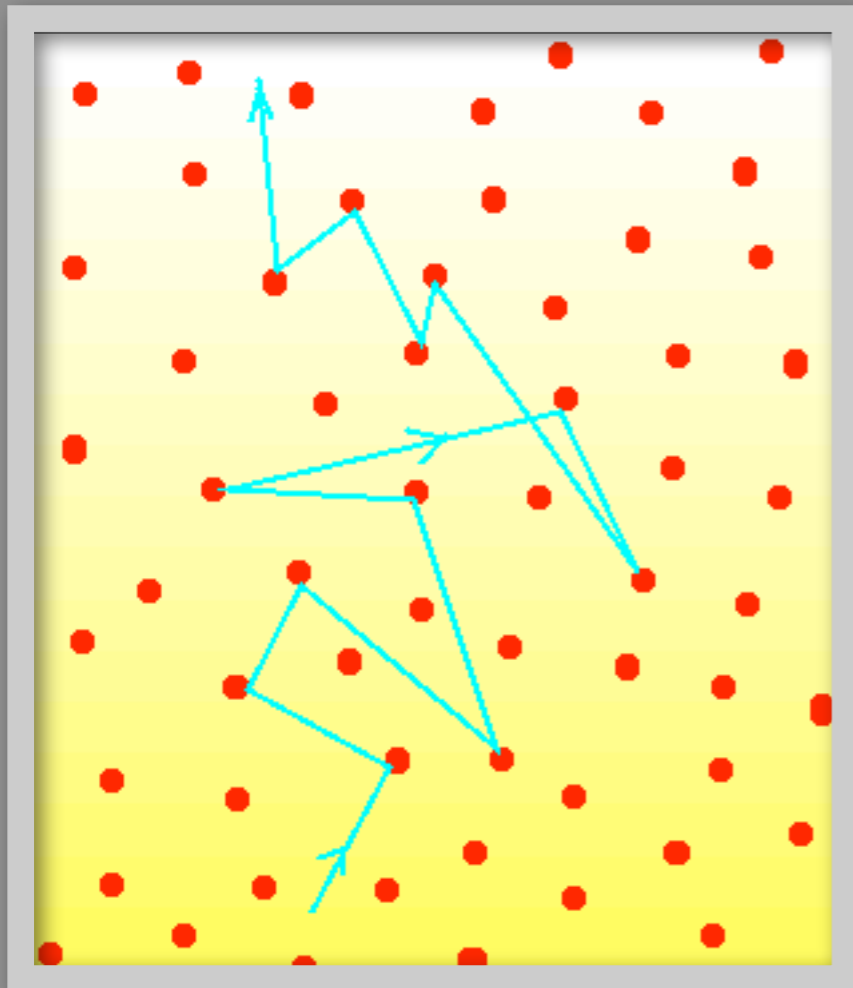


Los tipos espectrales, además de temperatura (o color) significan grandes diferencias de tamaños

Estructura interna del Sol

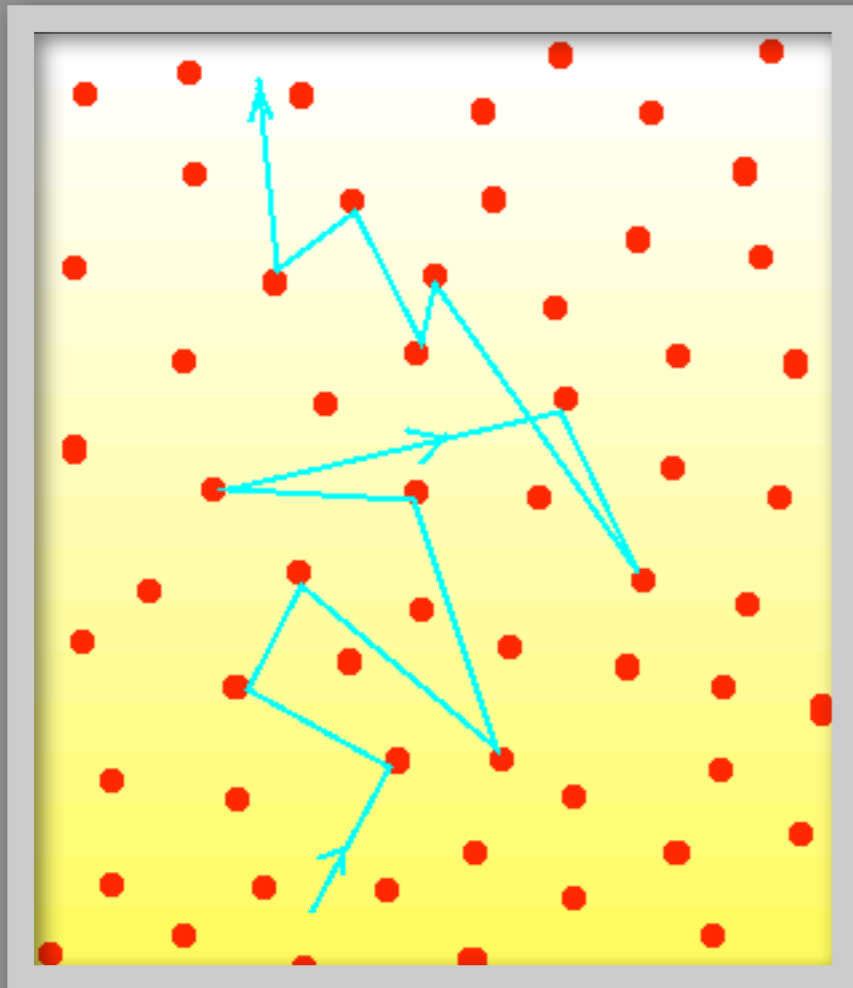


Conducción vs Convección

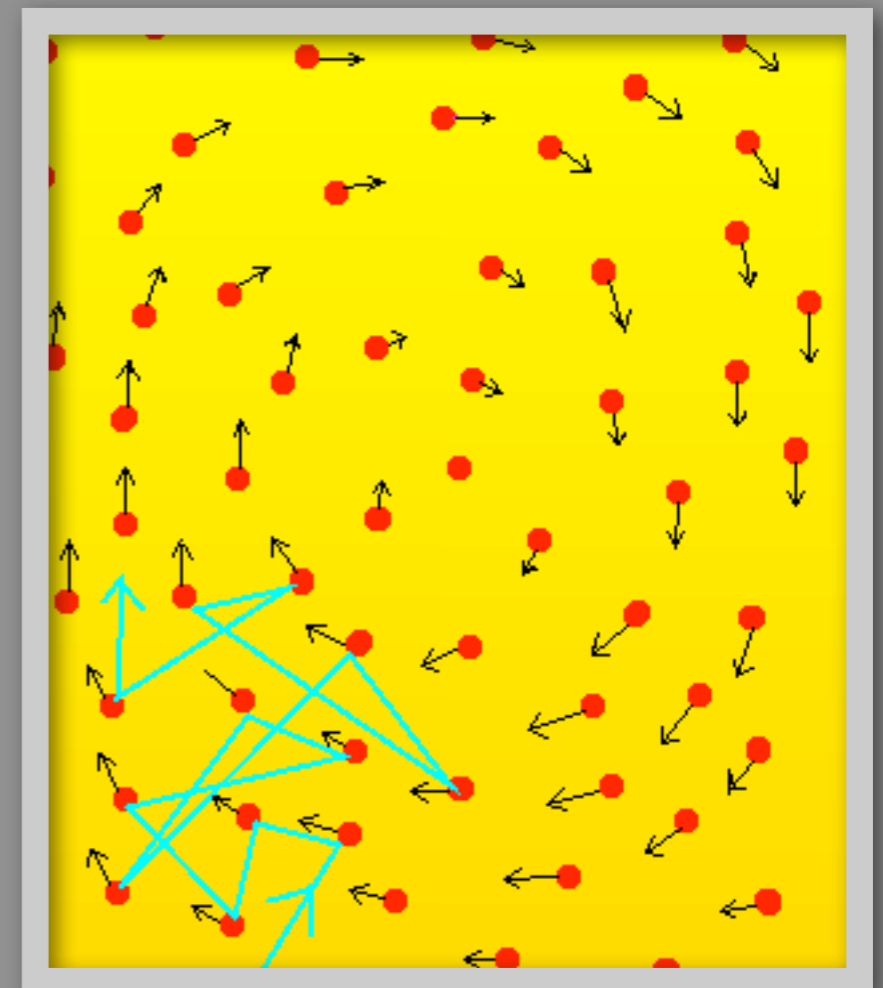


Transporte radiativo: **fotones** de la región caliente se mueven hacia la región fría. En su camino sufren colisiones con otras partículas: **OPACIDAD**

Conducción vs Convección

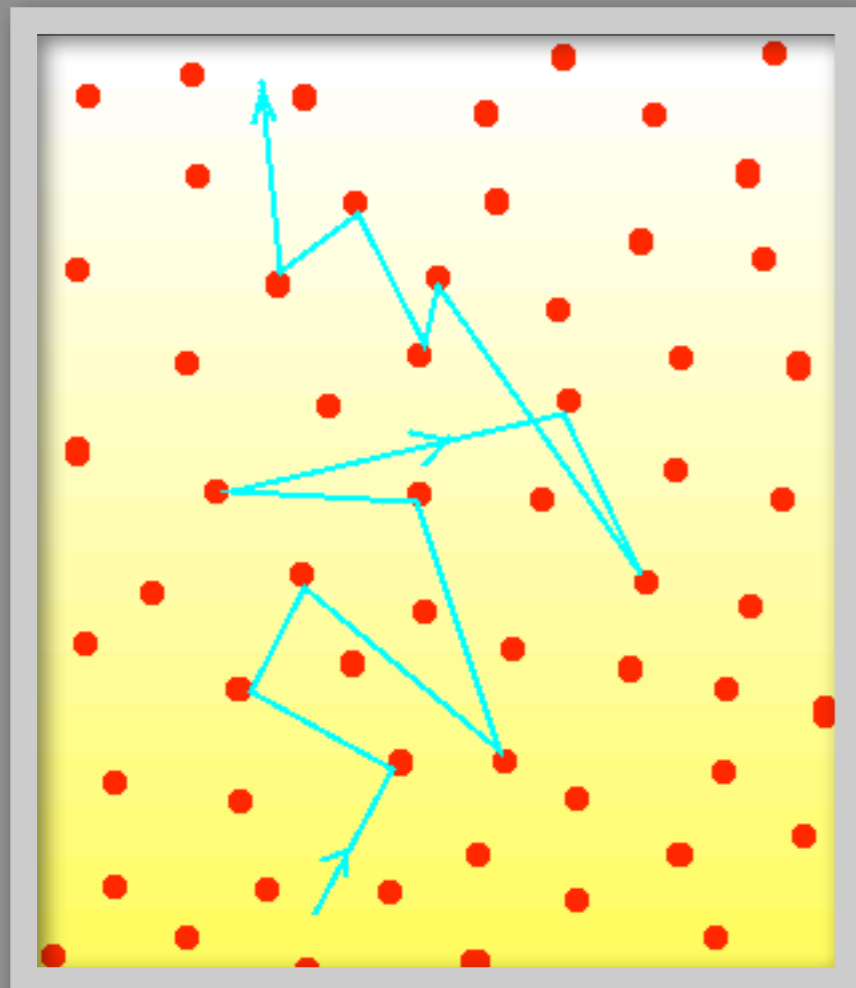


Transporte radiativo: **fotones** de la región caliente se mueven hacia la región fría. En su camino sufren colisiones con otras partículas: **OPACIDAD**

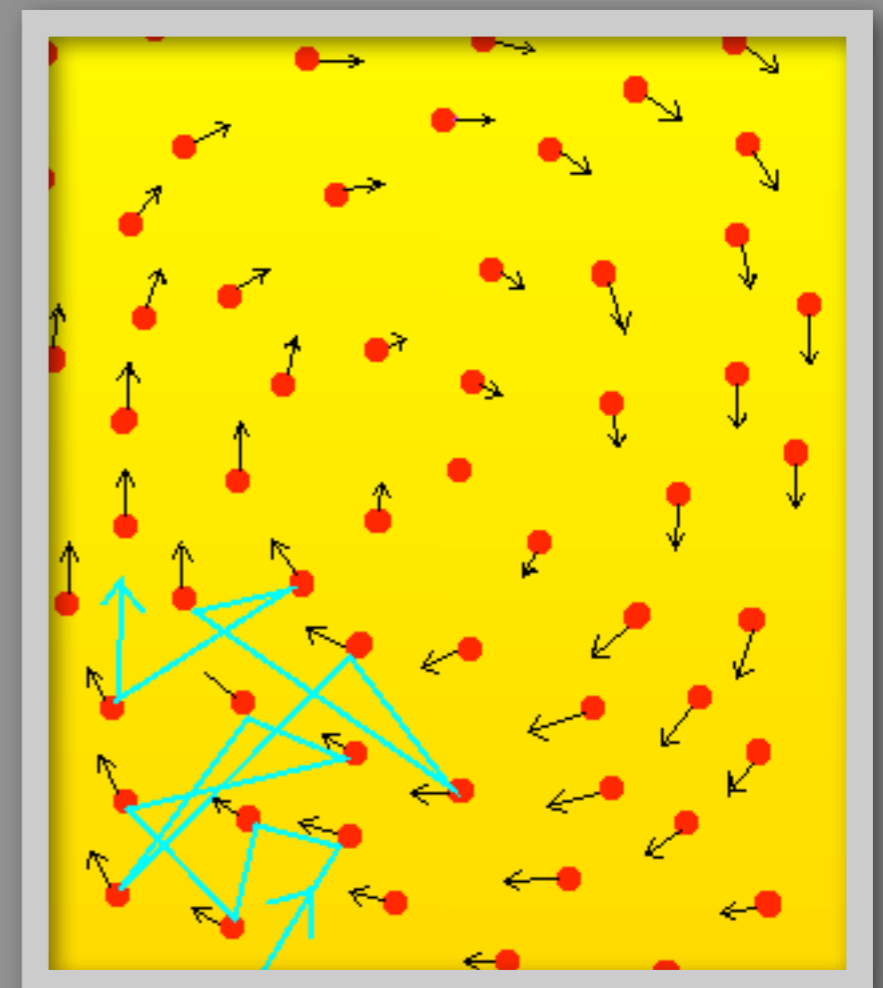


Transporte convectivo: la misma materia caliente se mueve hacia arriba, se enfría y vuelve a bajar.

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

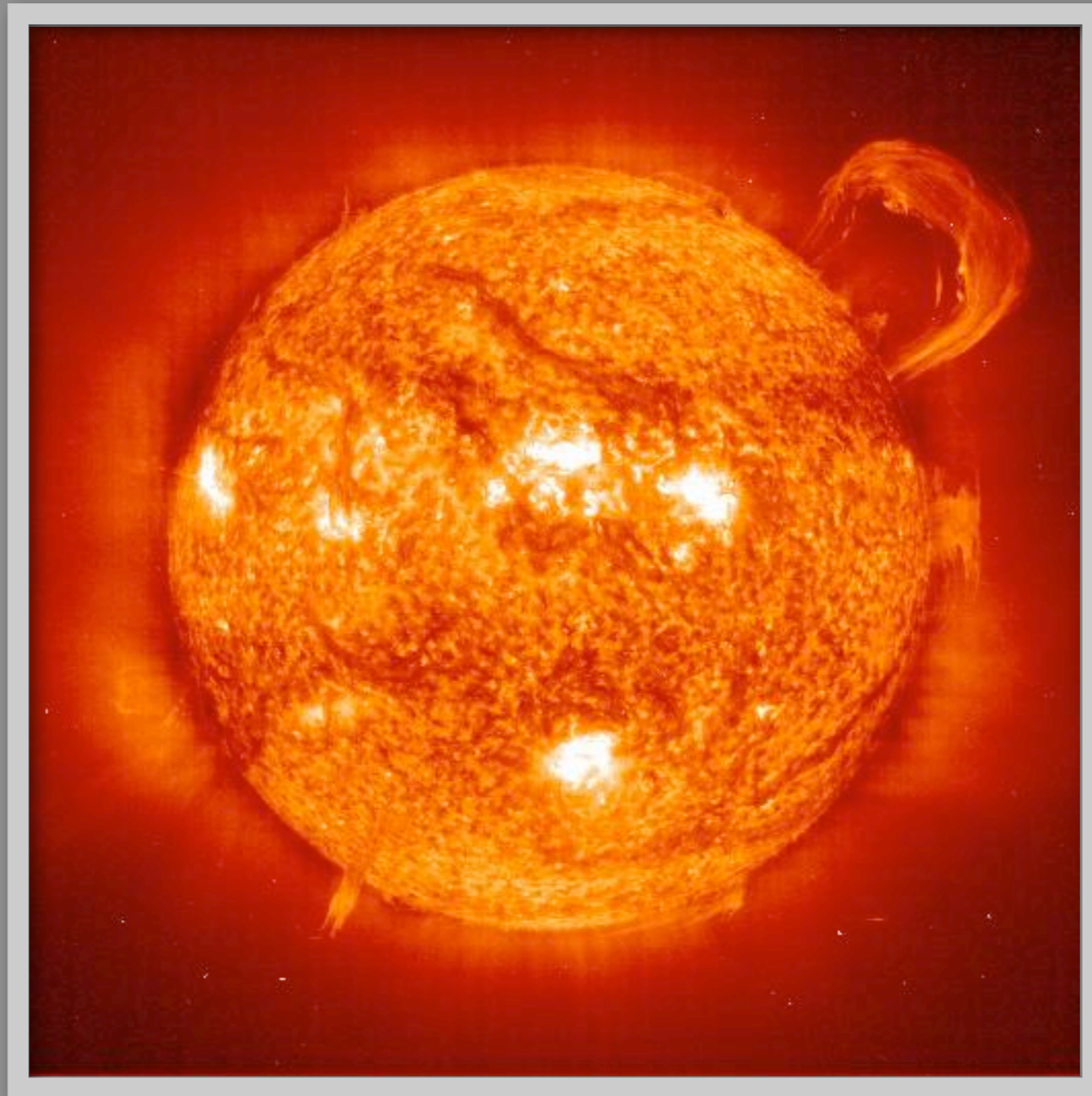
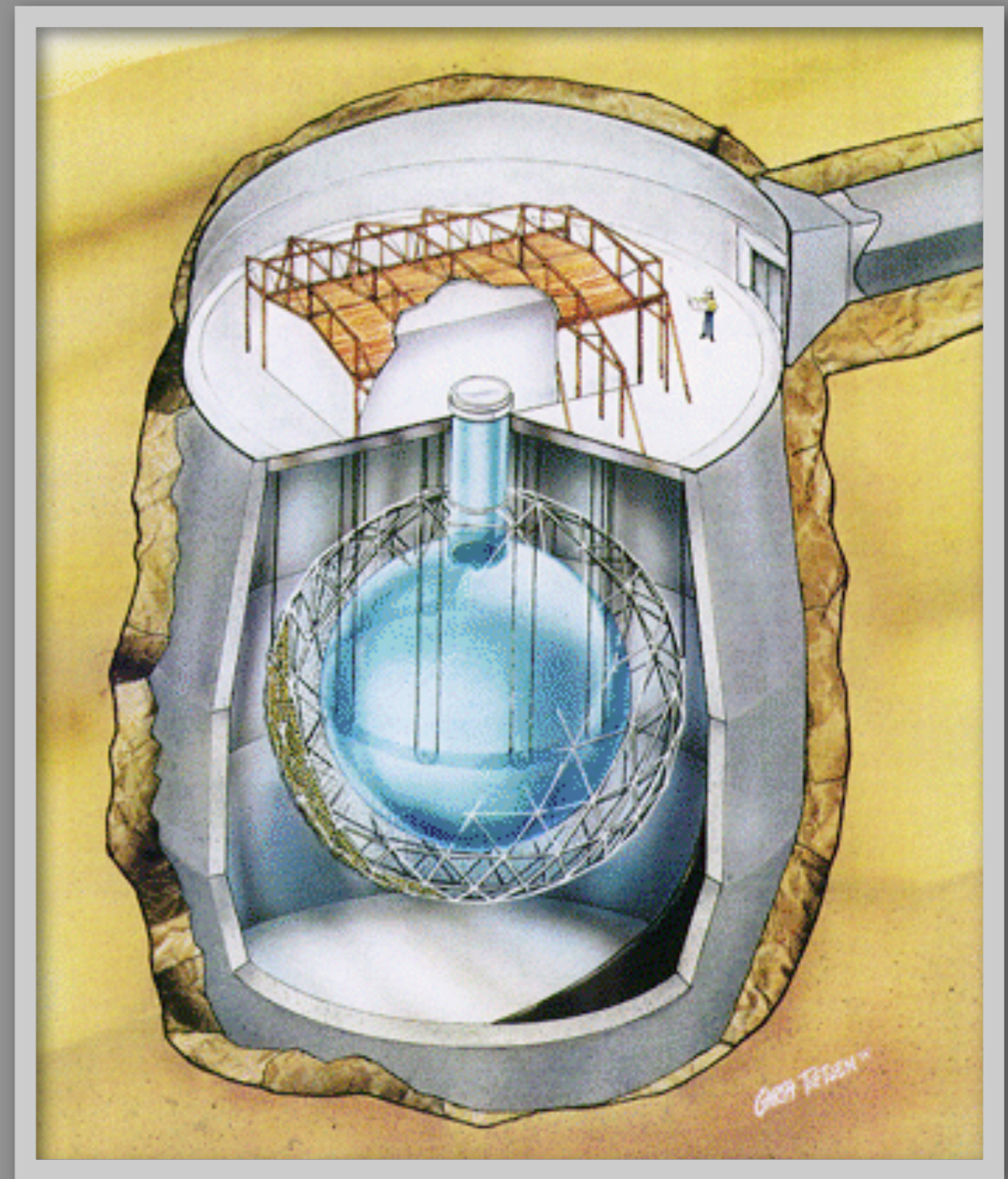
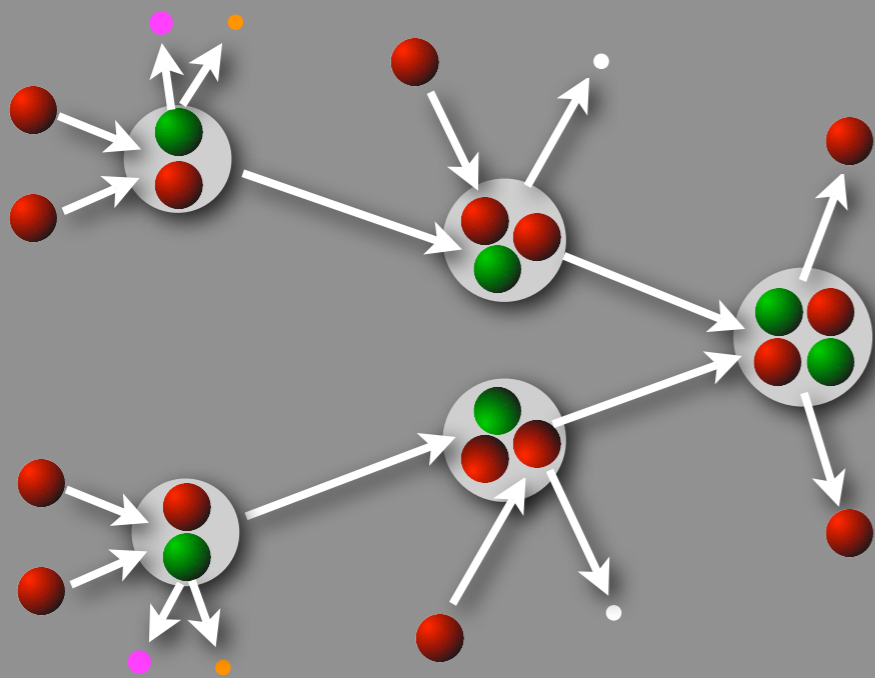


Imagen ultravioleta del
satélite SOHO

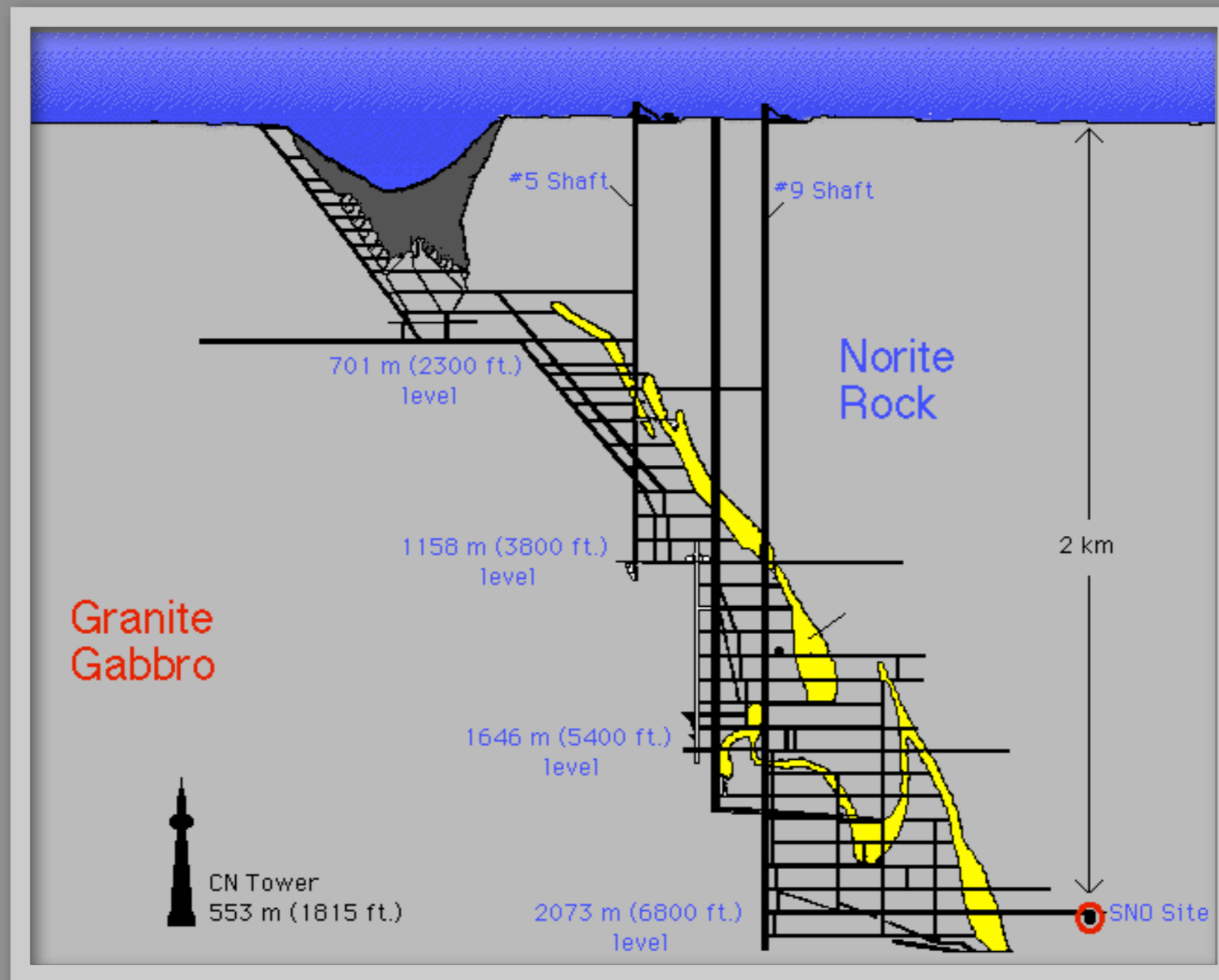
(Solar & Heliosphere Observatory)

Los neutrinos solares



El detector de neutrinos de Sudbury
(Canada)

La mina de Sudbury y SNO

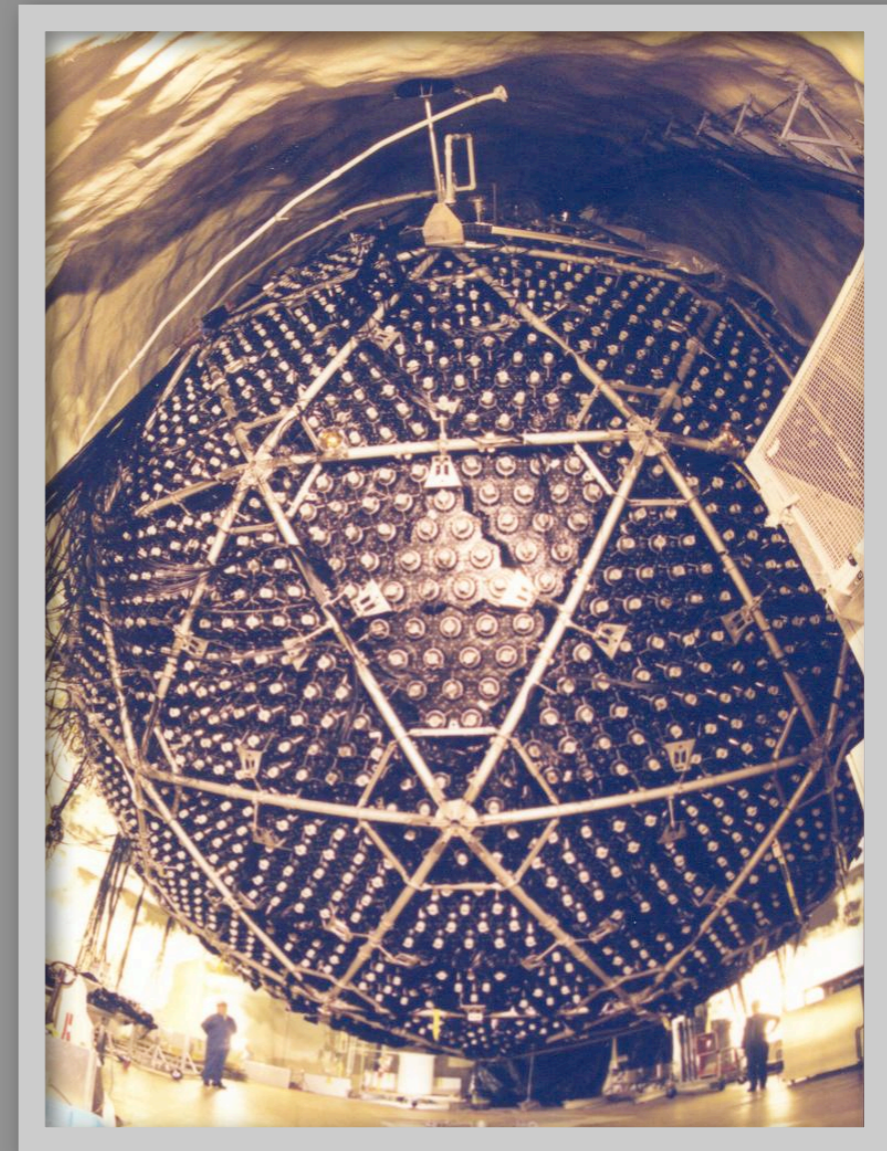


Dada la dificultad de detectar neutrinos, los detectores siempre están ubicados a gran profundidad para evitar la contaminación por los rayos cósmicos.

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

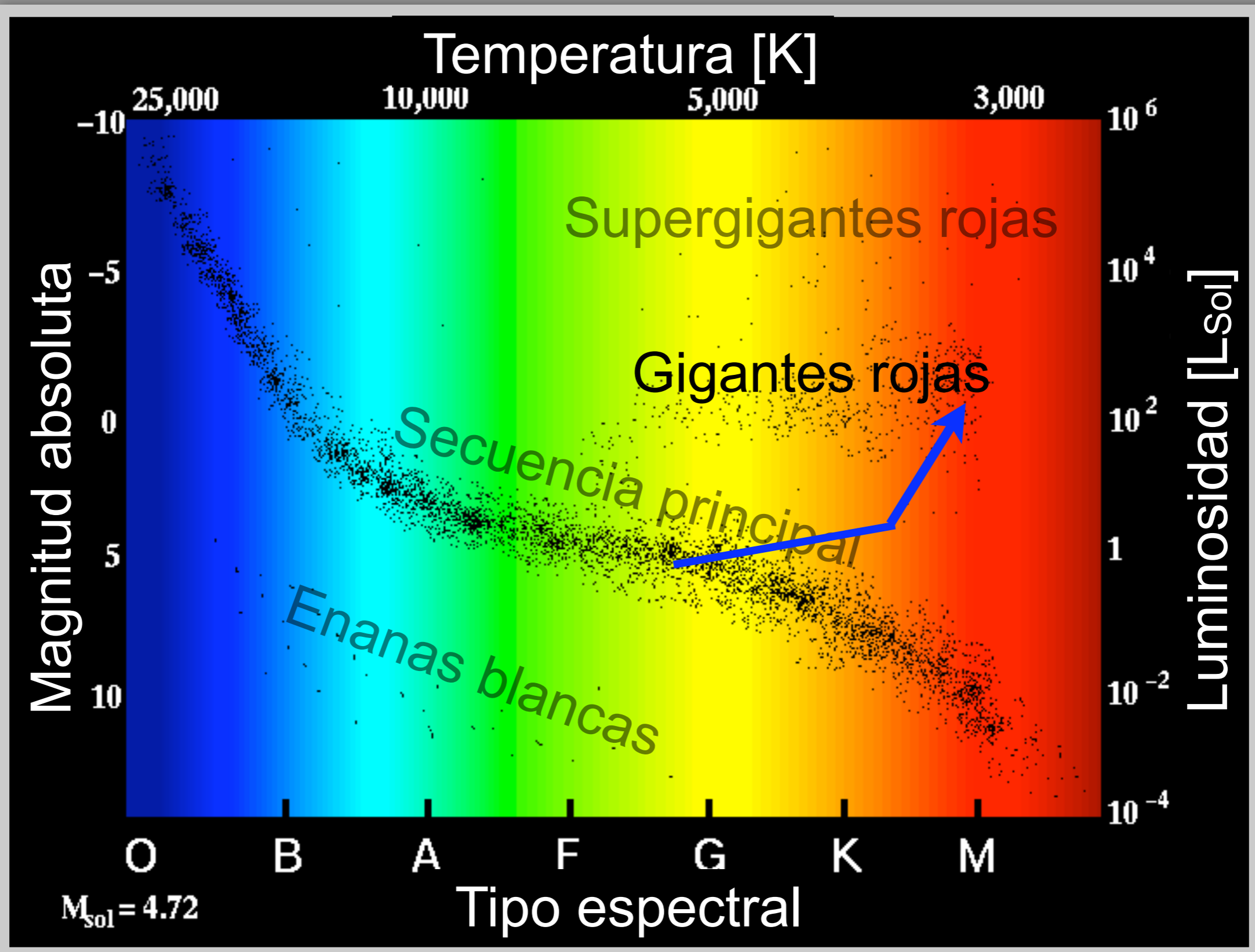
🕒 1/2 of the prize

USA

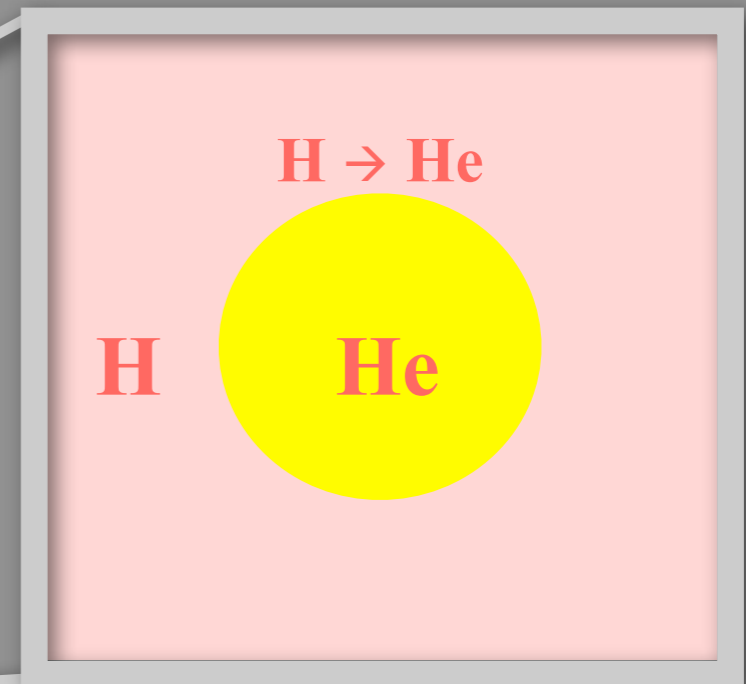
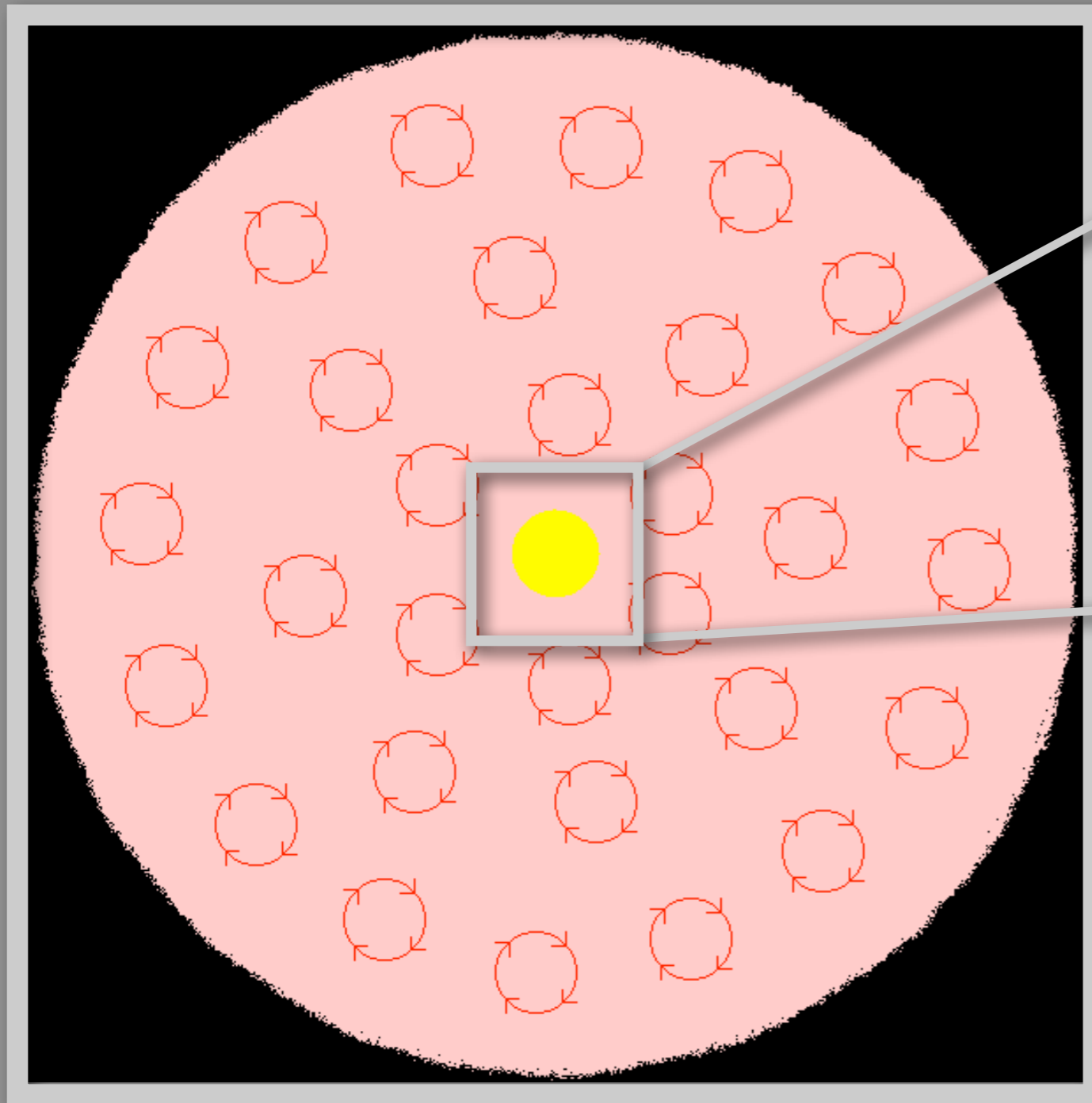
Associated Universities
Inc.
Washington, DC, USA

b. 1931
(in Genoa, Italy)

Cuando se acabó el H en el núcleo estelar

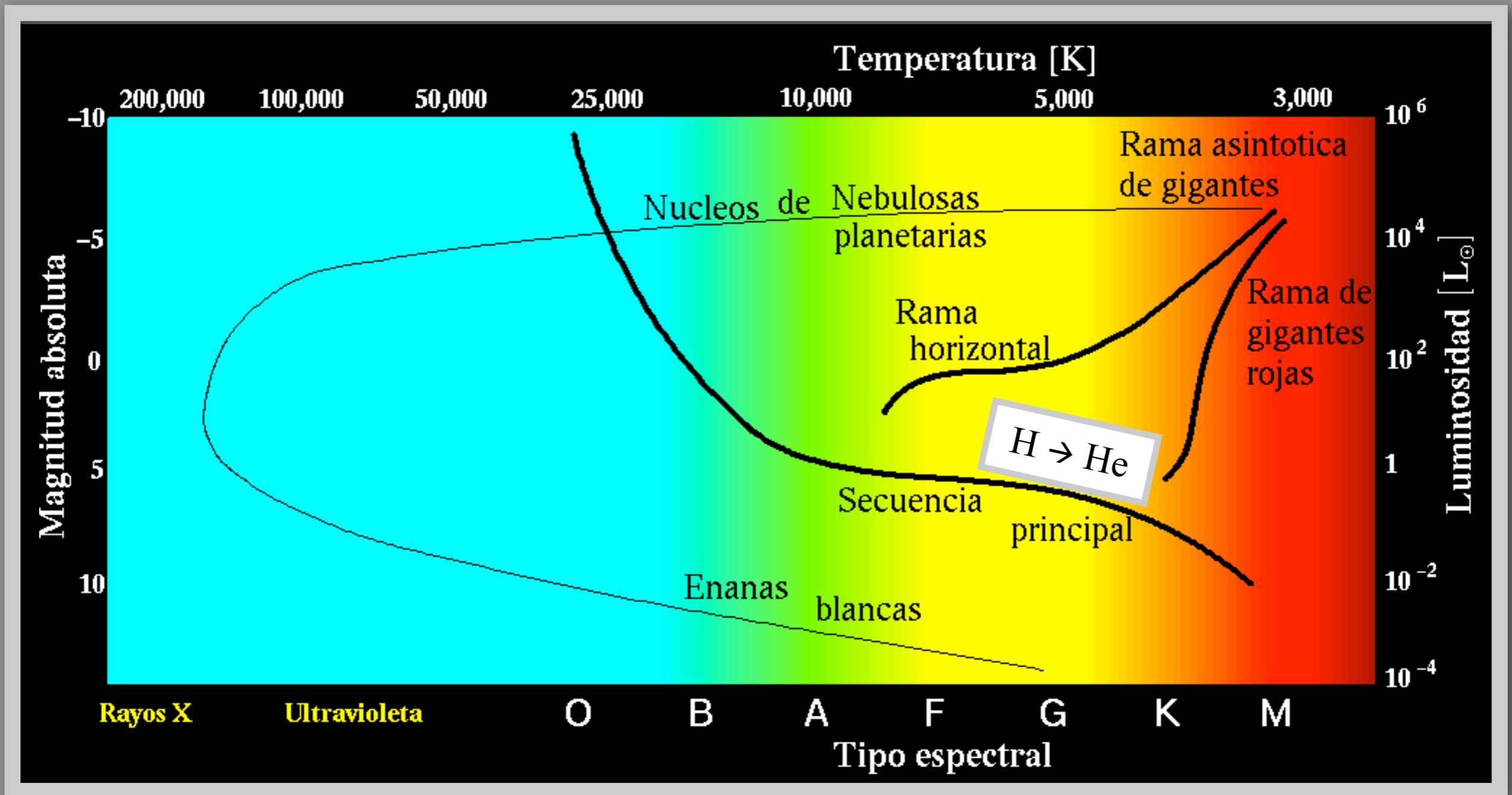


Estructura de una gigante roja



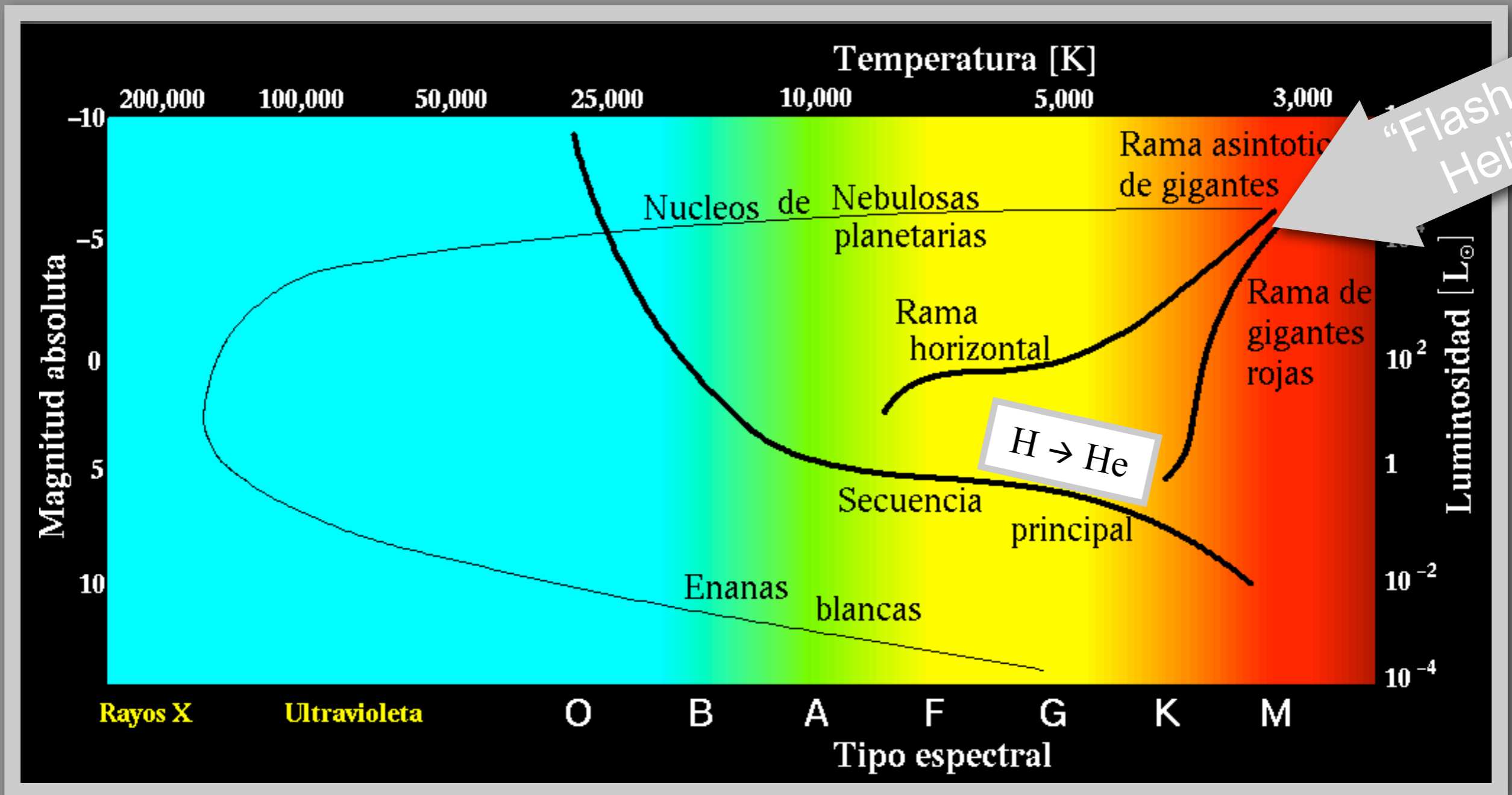
El núcleo está compuesto de He únicamente.
La envoltente es convectiva y el quemado $4\text{H} \rightarrow \text{He}$ continúa en una capa

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



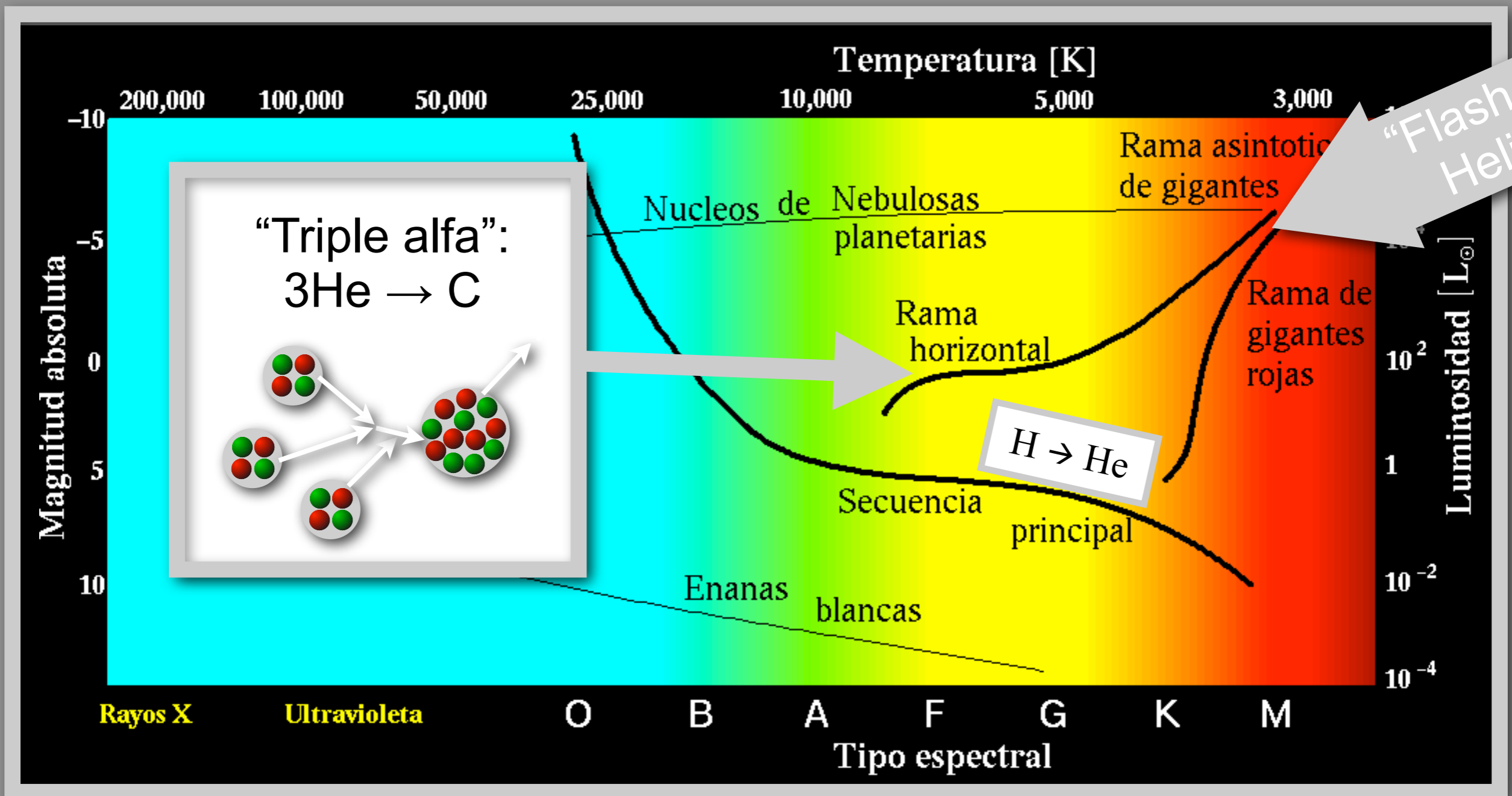
La fase de gigante roja termina cuando el núcleo de He alcanza la temperatura de ignición del He $\sim 10^8$ K

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



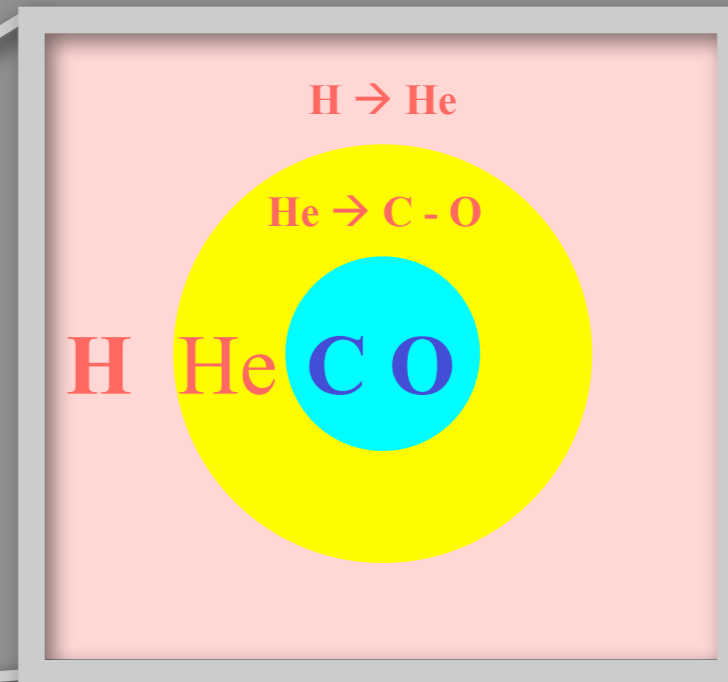
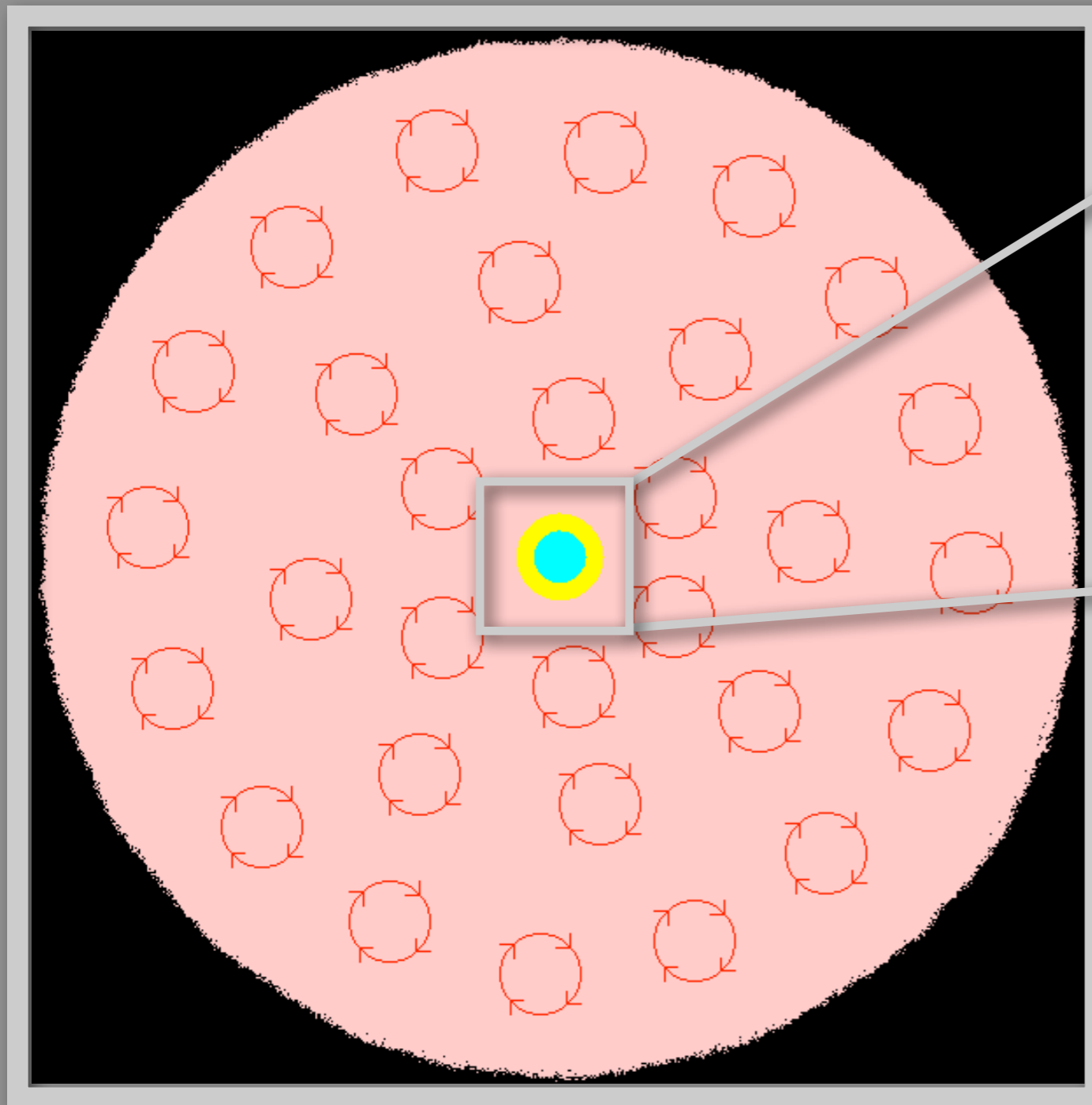
La fase de gigante roja termina cuando el núcleo de He alcanza la temperatura de ignición del He $\sim 10^8$ K

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

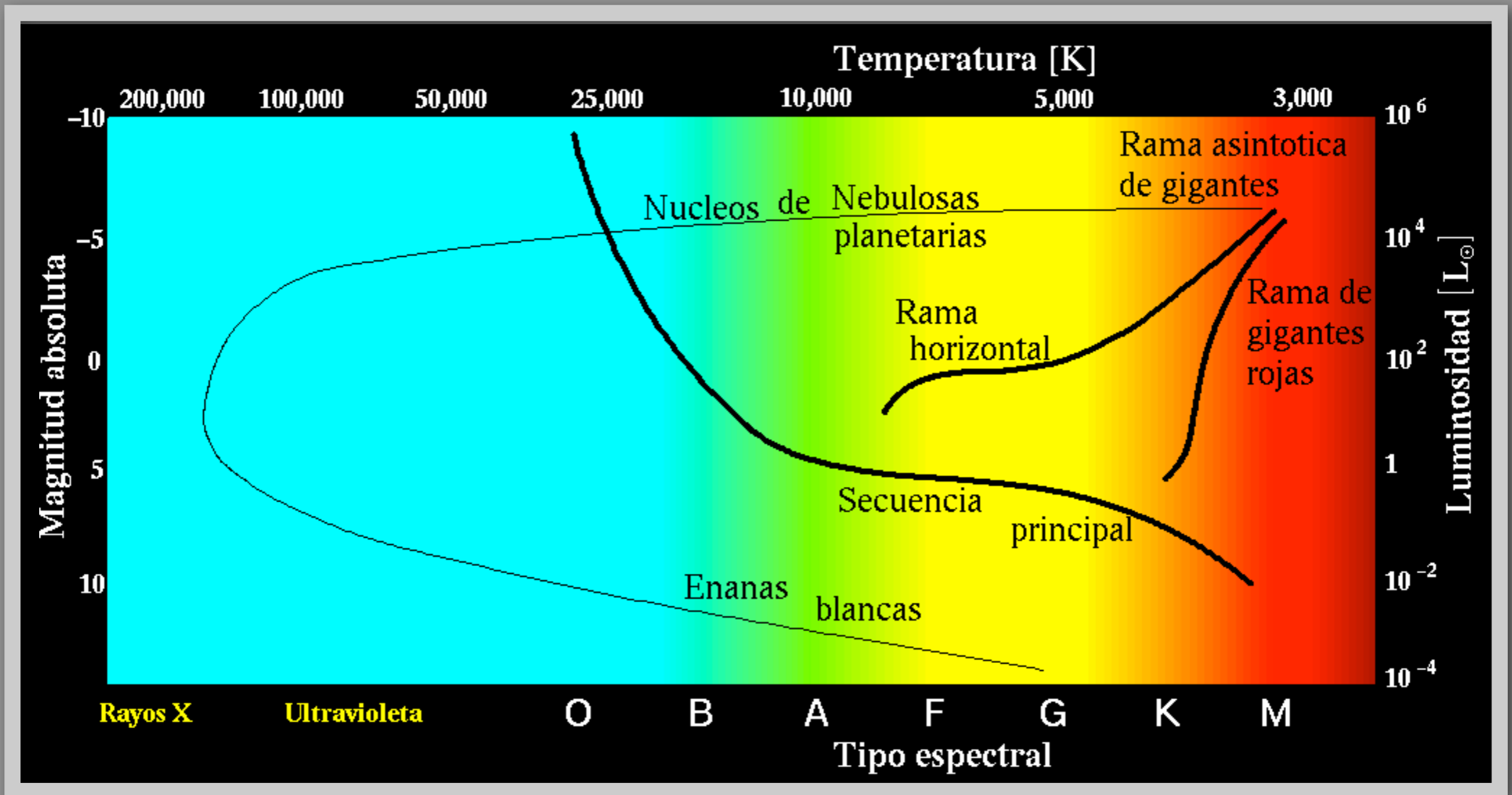
Estructura de una gigante de la rama asintótica



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 $M < 8 M_{\text{Sol}}$

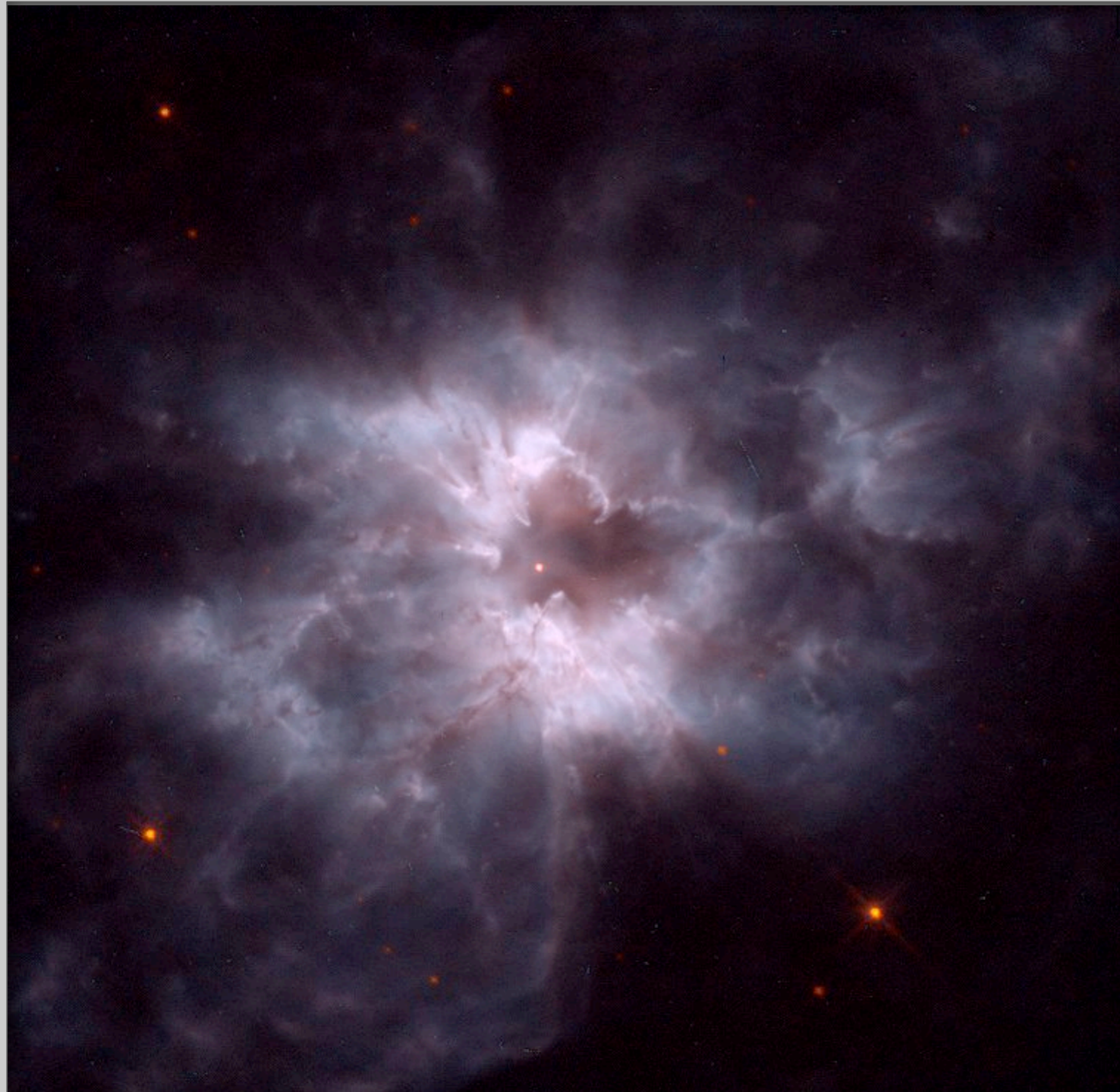


$M < 8 M_{\text{Sol}}$: Nebulosa Planetaria \rightarrow Enana Blanca

La nebulosa planetaria de la mariposa

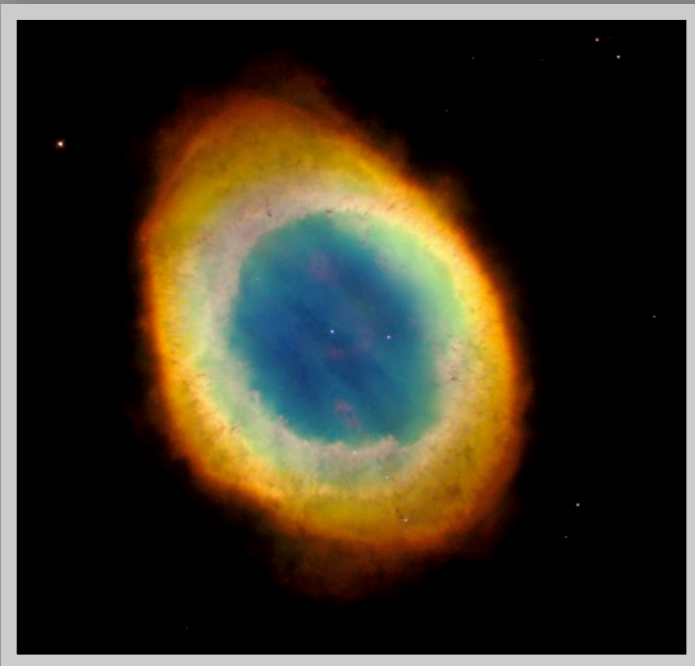


La nebulosa planetaria NGC 2440

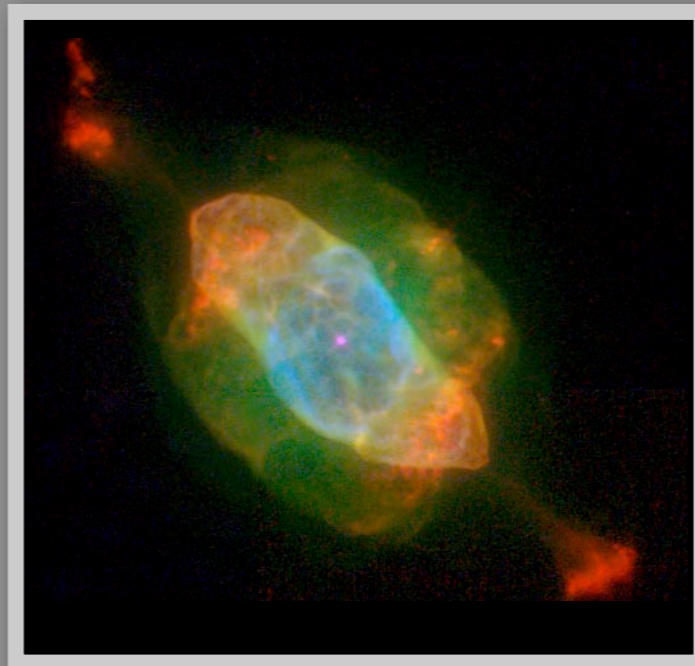


Estrella central:
 $T \sim 200,000 \text{ } ^\circ\text{K}$
Se está
convirtiendo en
una Enana Blanca

Mas nebulosas planetarias



M57



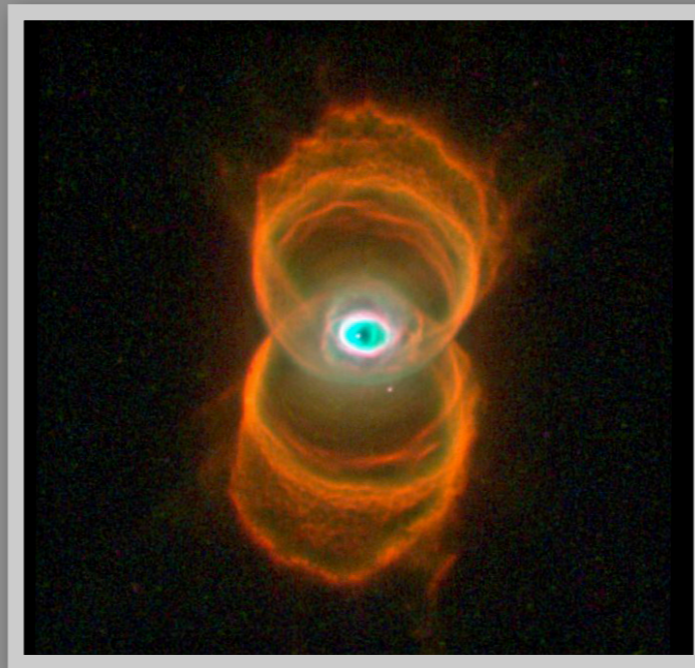
“Saturno”



“El Esquimal”



“Ojo de Gato”



“El Reloj de Arena”

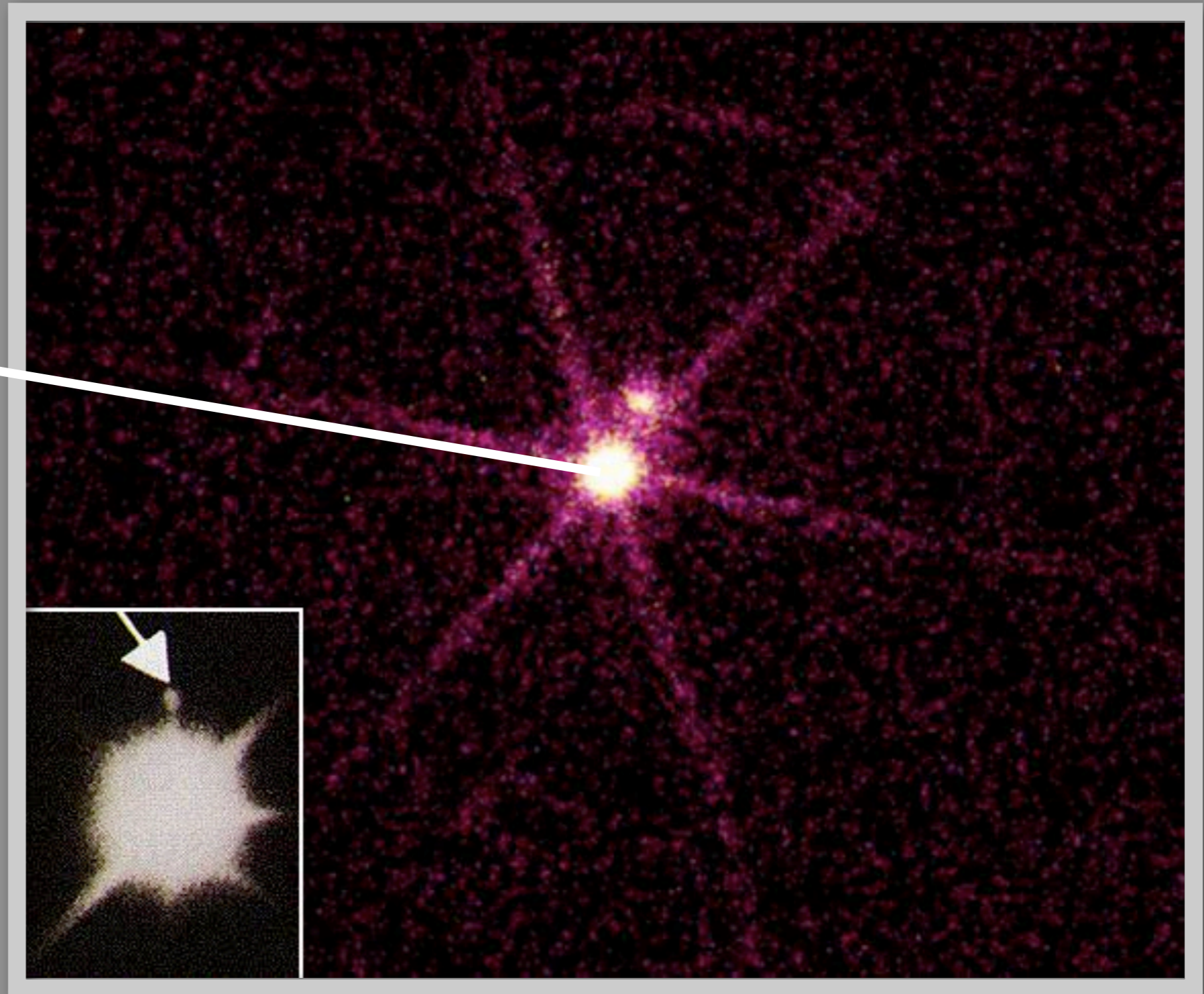


“El Espirografo”

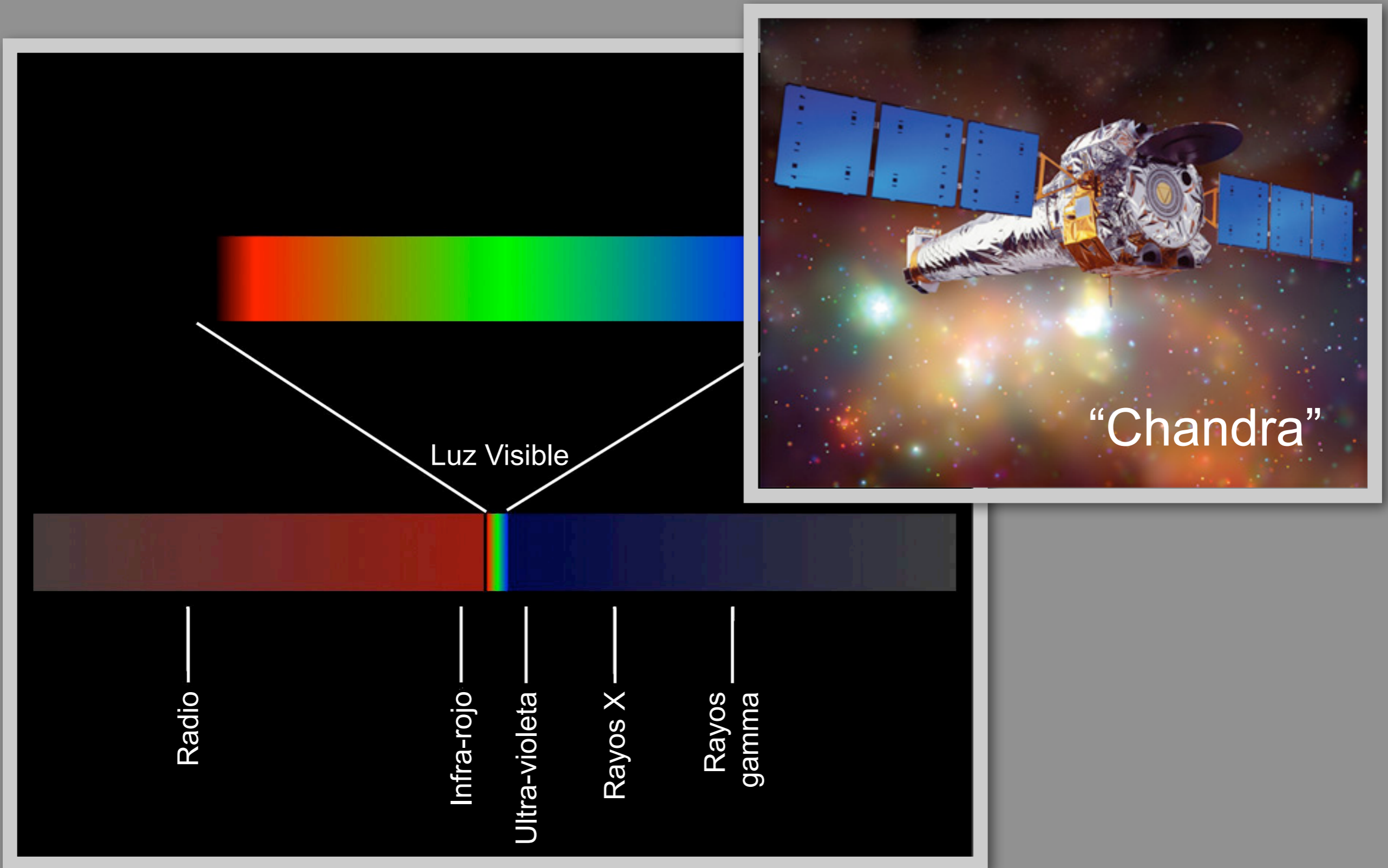
Enanas blancas

Sirio B
en
rayos-X
(Chandra)

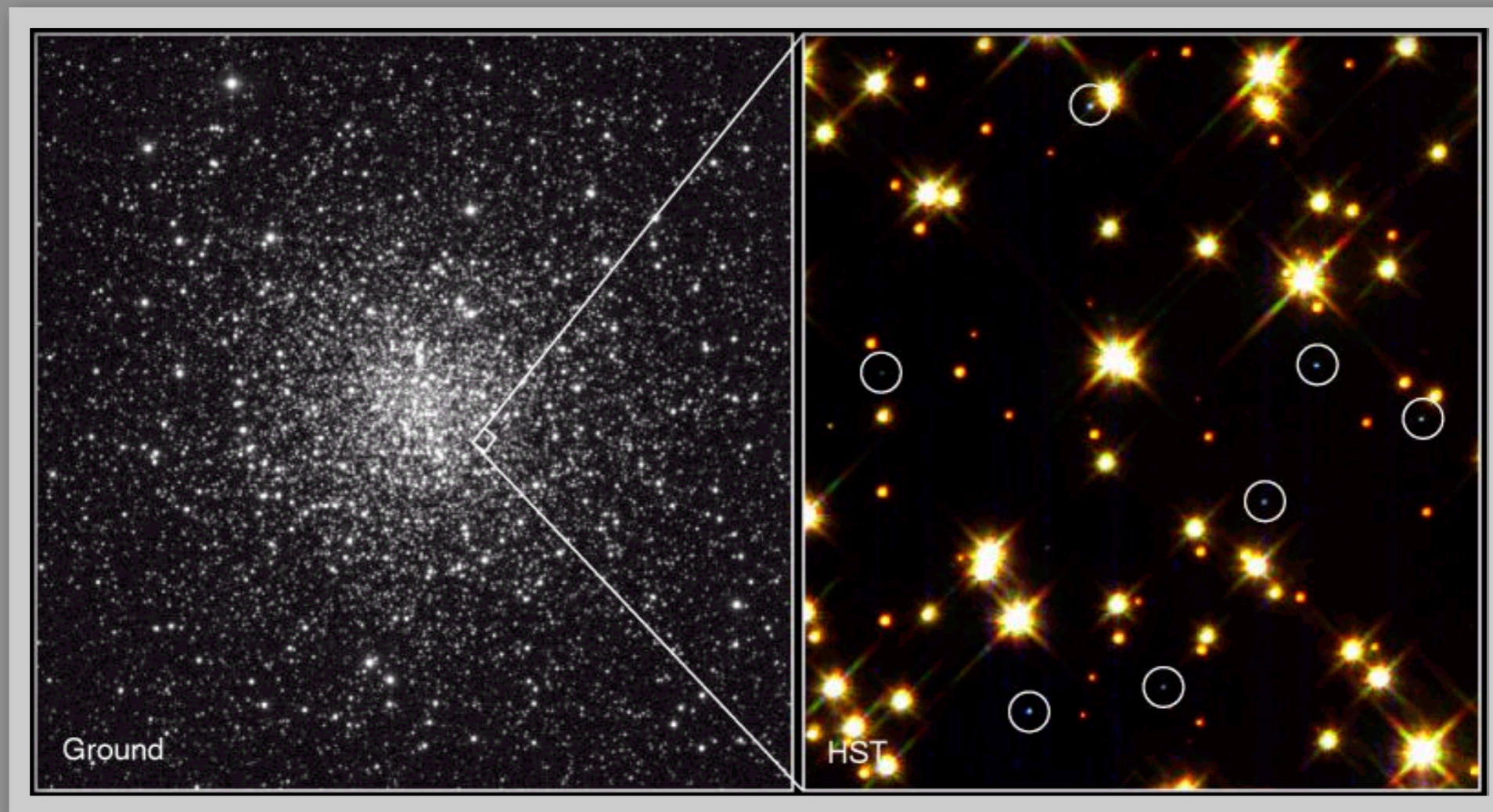
Sirio B
en el
óptico
(HST)



“Chandra”: satélite de rayos-X



Enanas blancas en el cúmulo globular M4

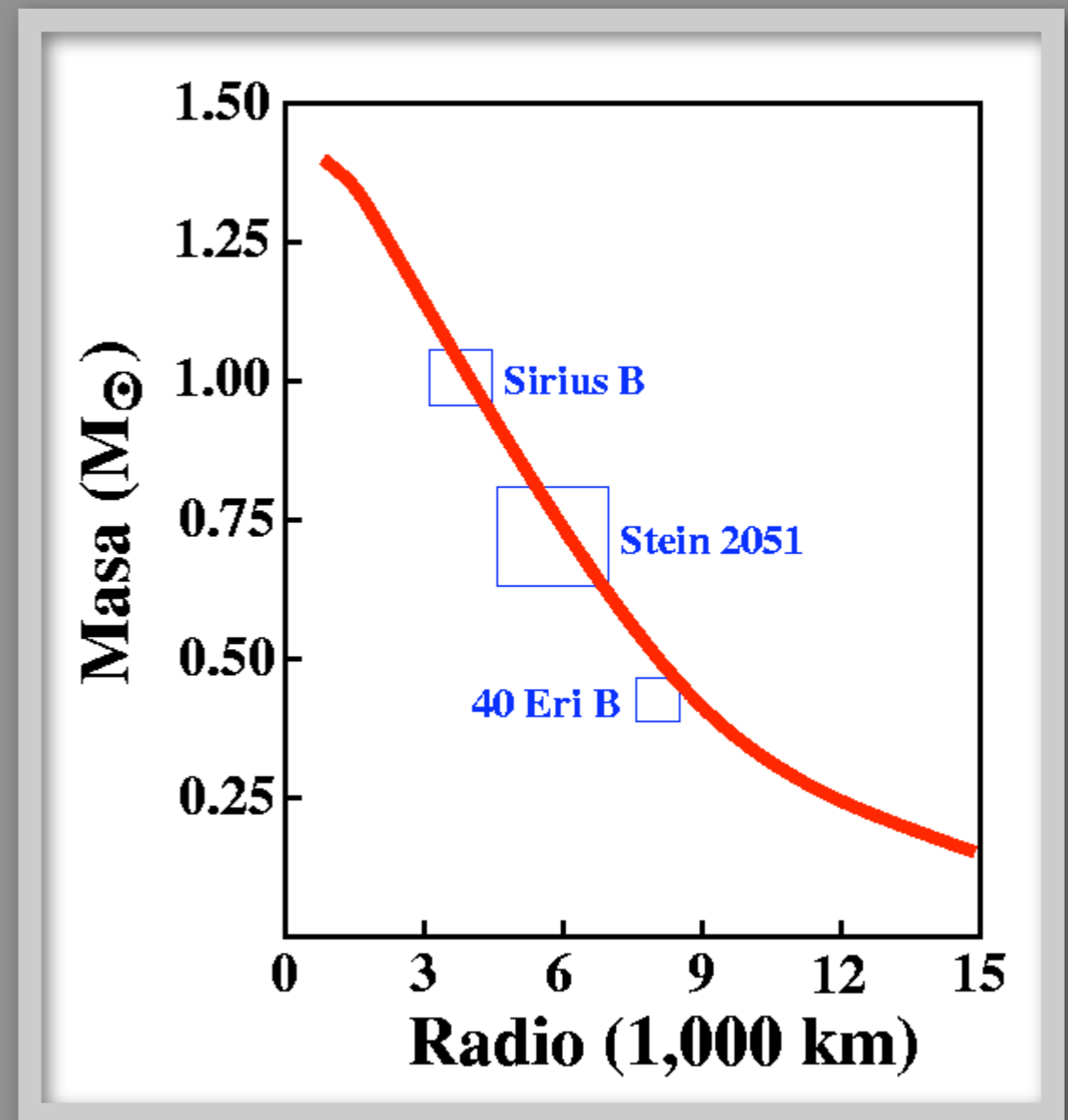
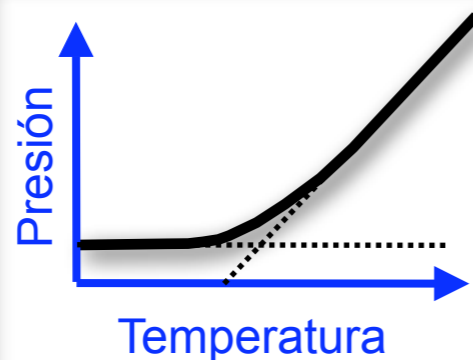


Relación Masa-Radio de Enanas Blancas

La densidad central de una enana blanca puede alcanzar 10^9 g/cm^3 (mil toneladas/cm³)

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

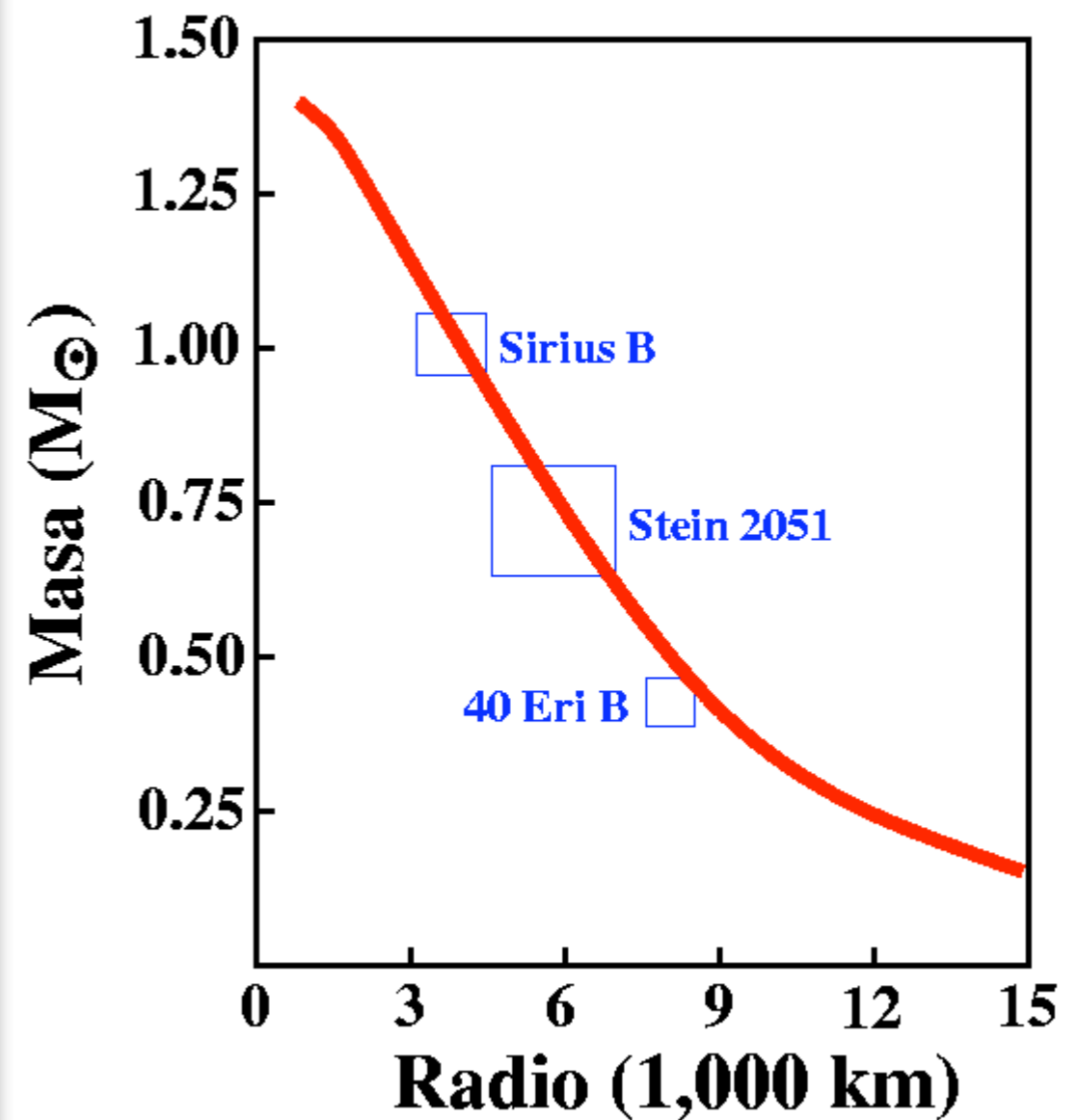
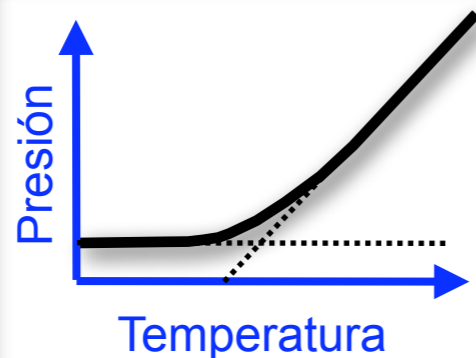
Ecuación de estado para materia degenerada



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

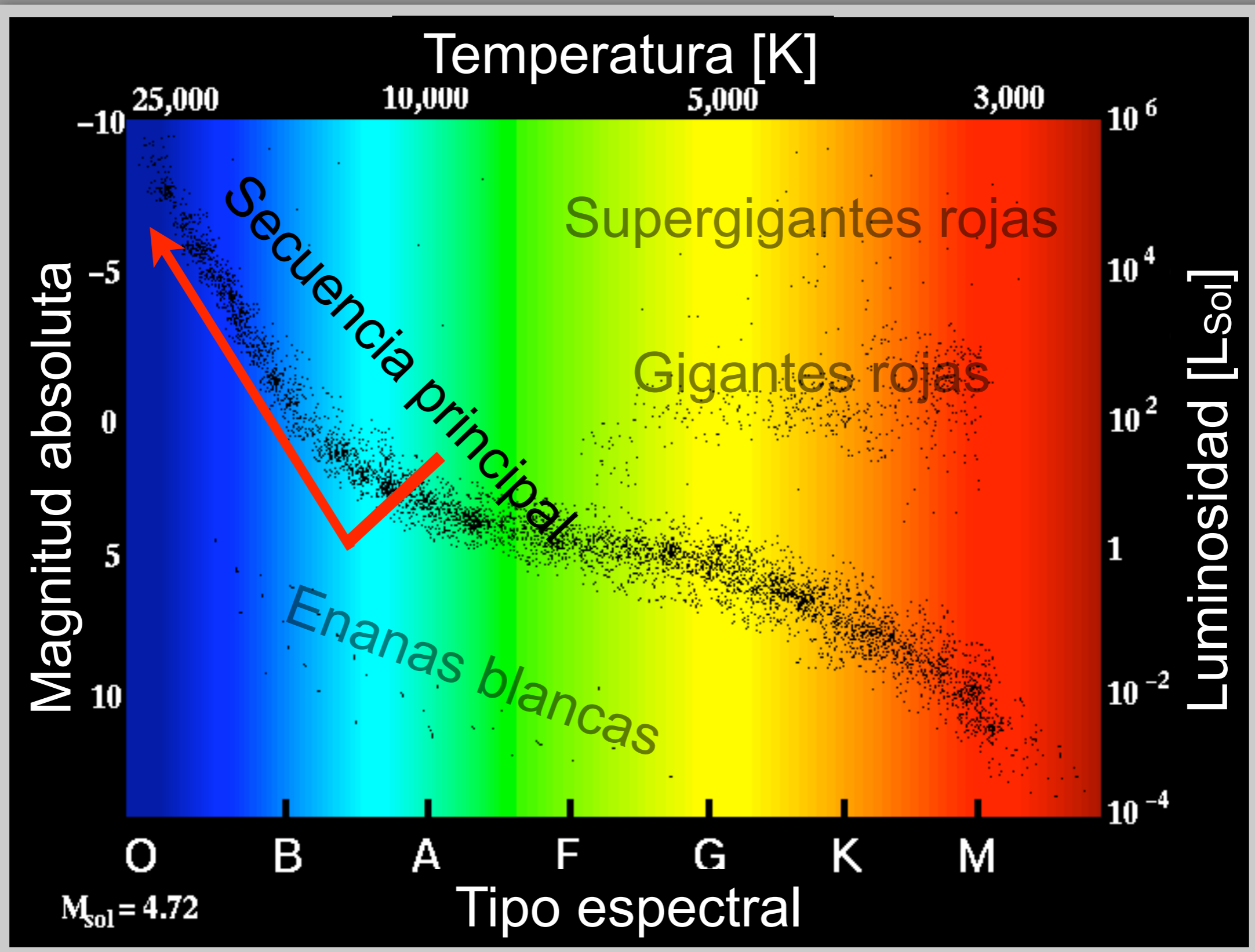
California Institute of
Technology (Caltech)
Pasadena, CA, USA

b. 1911
d. 1995

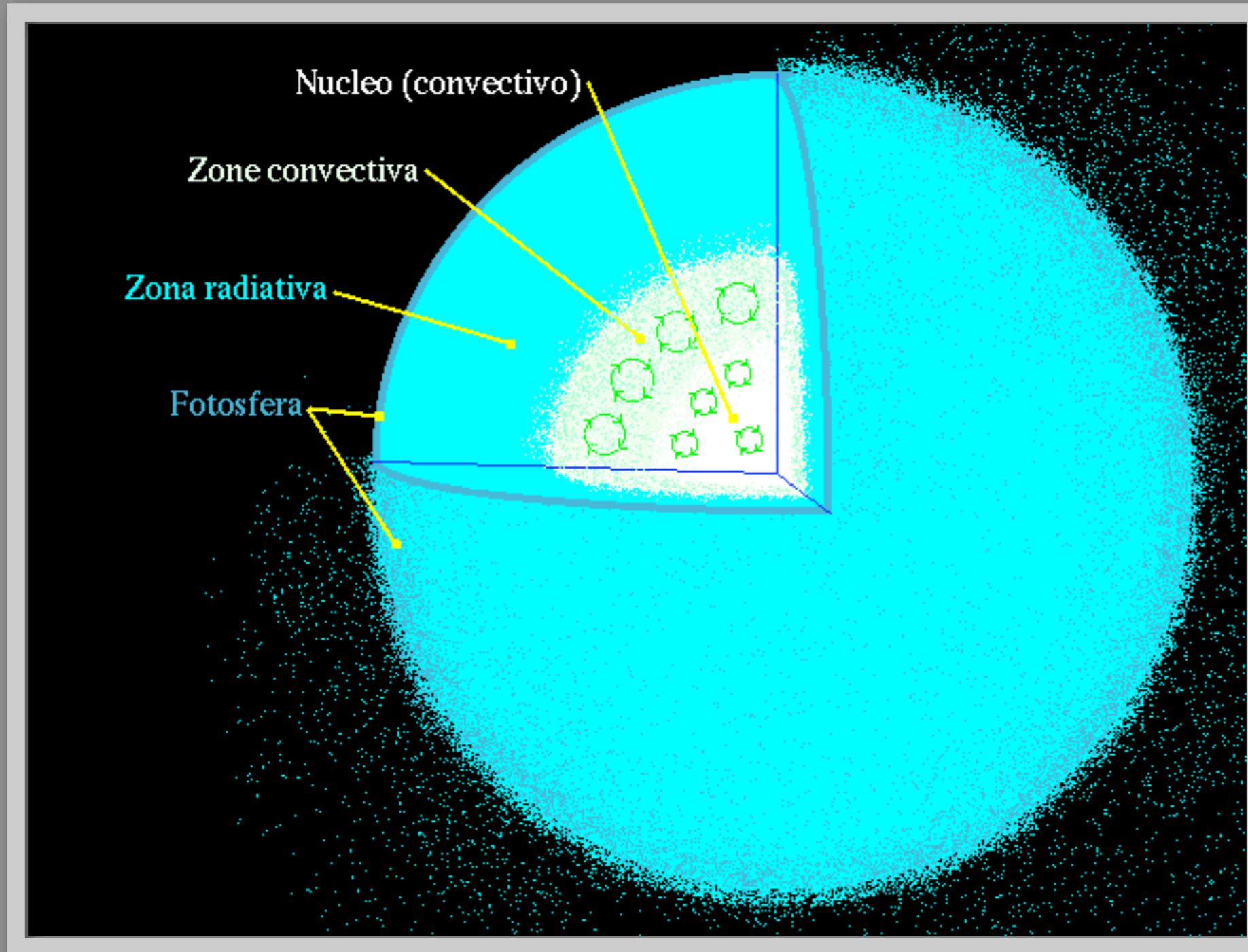
Evolución de las Estrellas

- 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

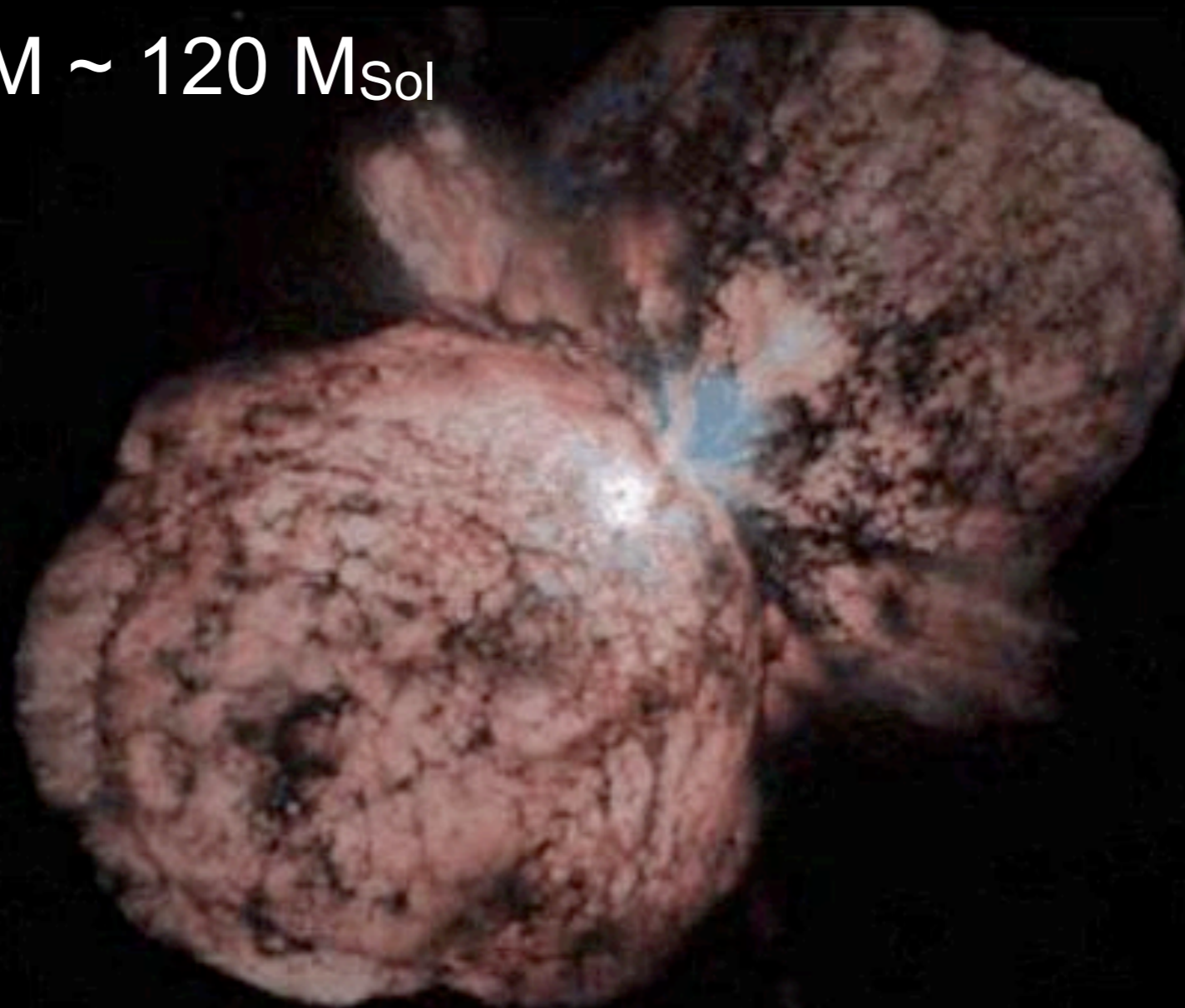


Estrella de $10 M_{\text{sol}}$: estructura interna



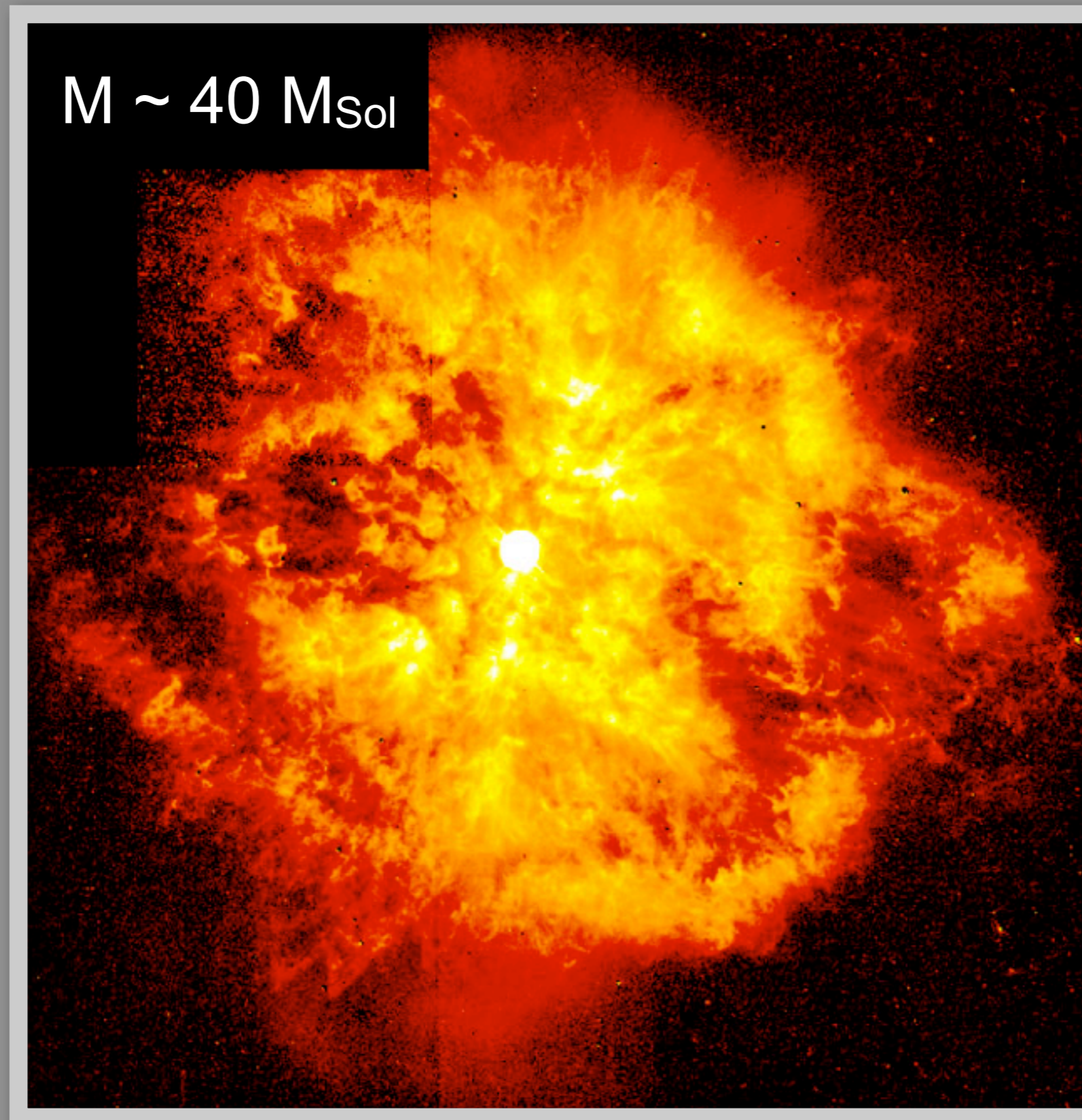
¿La estrella mas masiva de la Vía Láctea: Eta Carinae ?

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



... pero es probablemente un sistema doble.

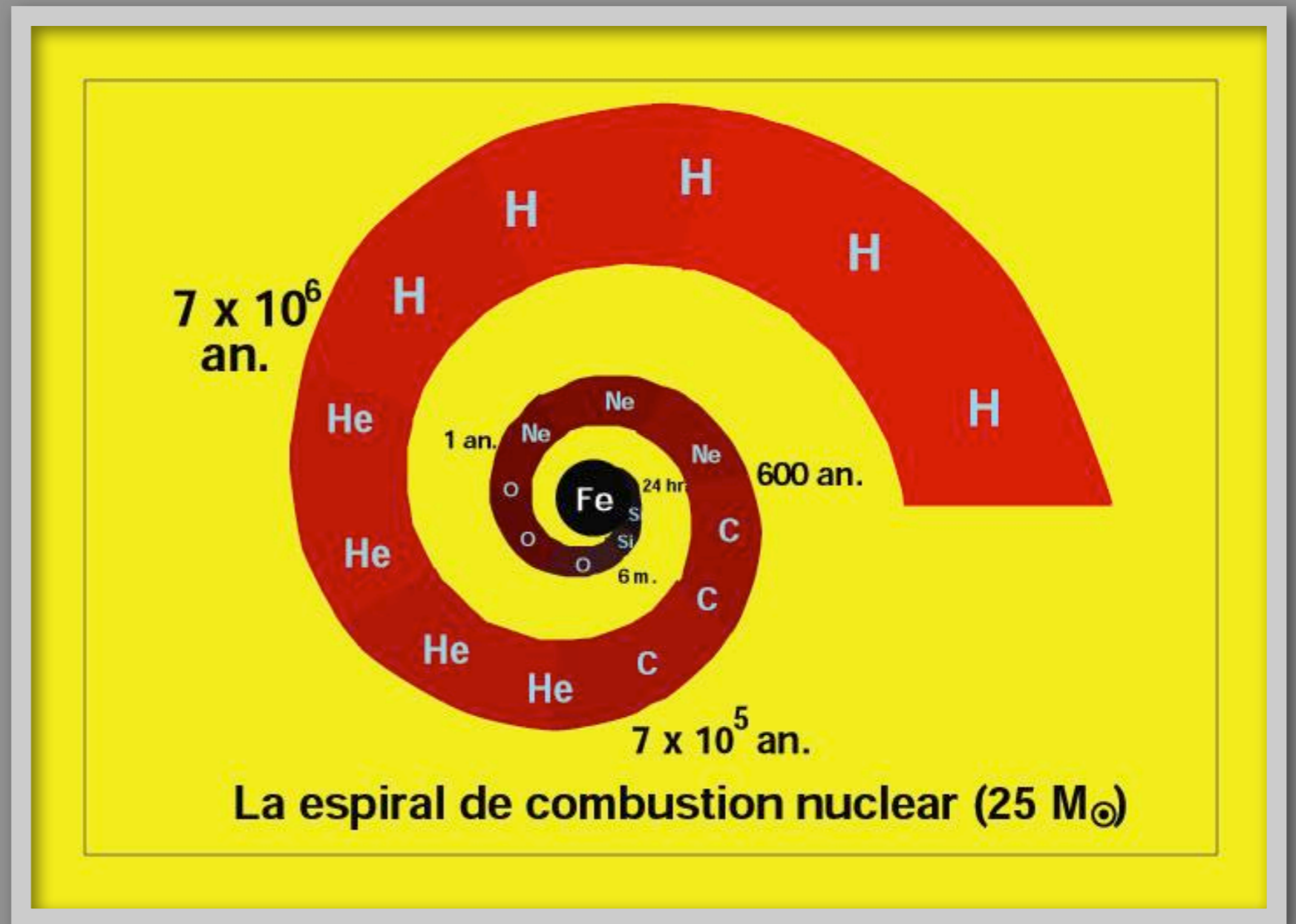
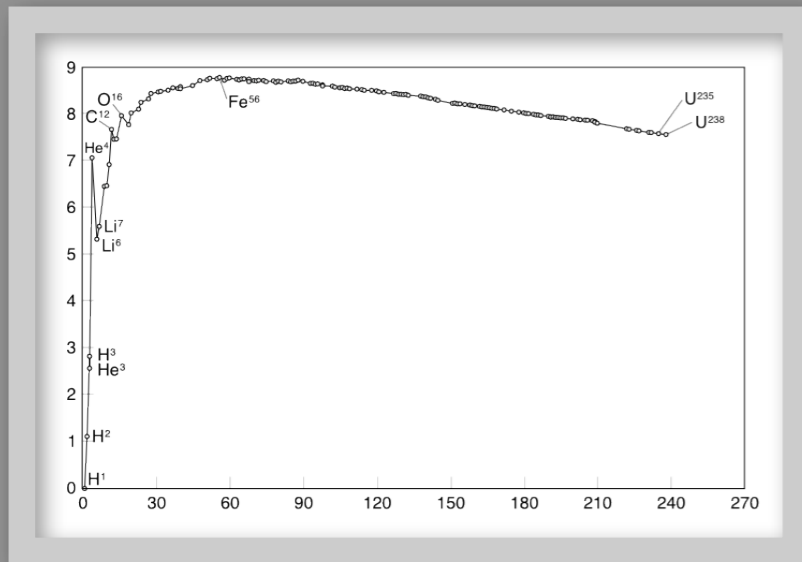
Una estrella Wolf-Rayet: WR124



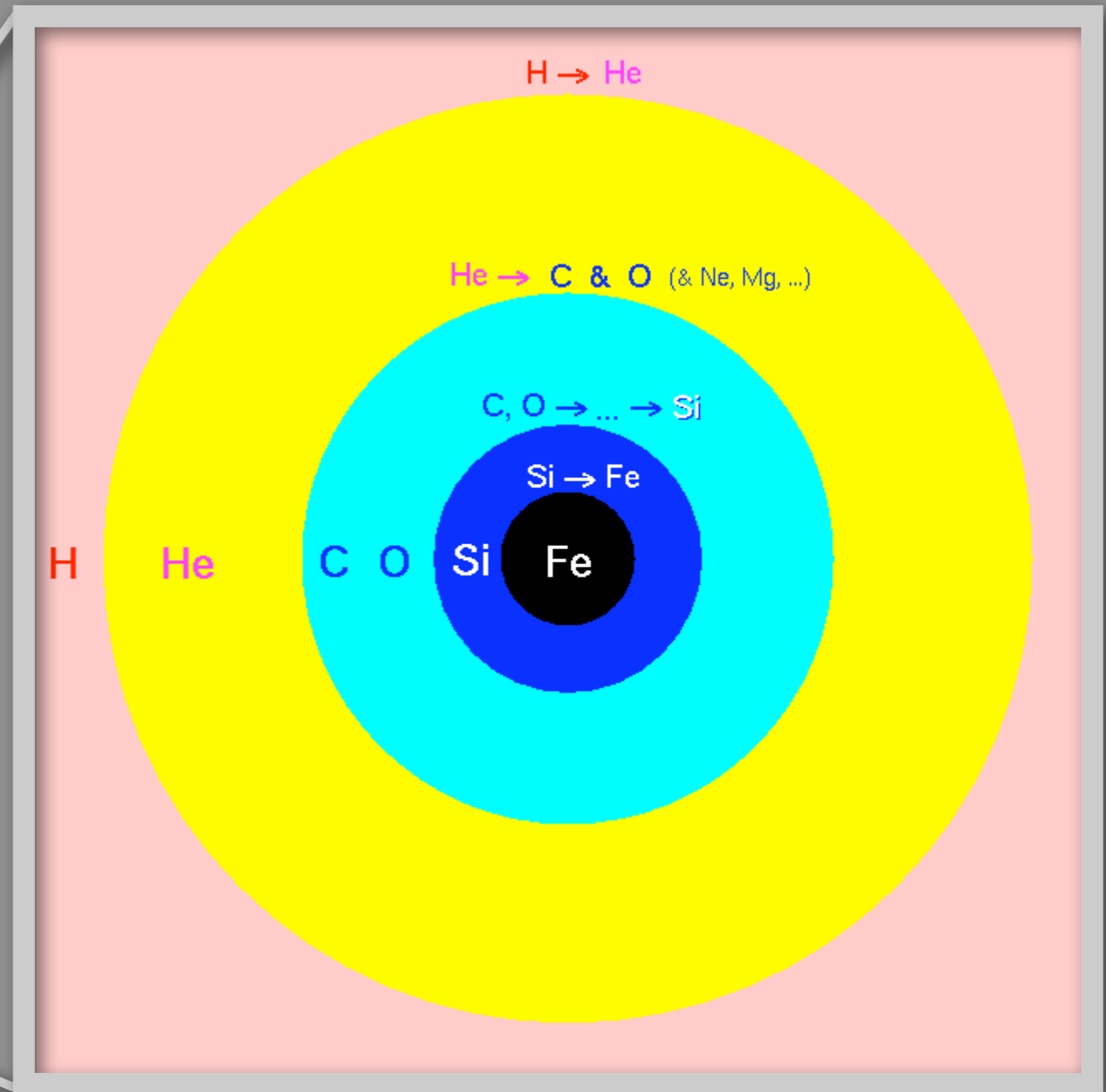
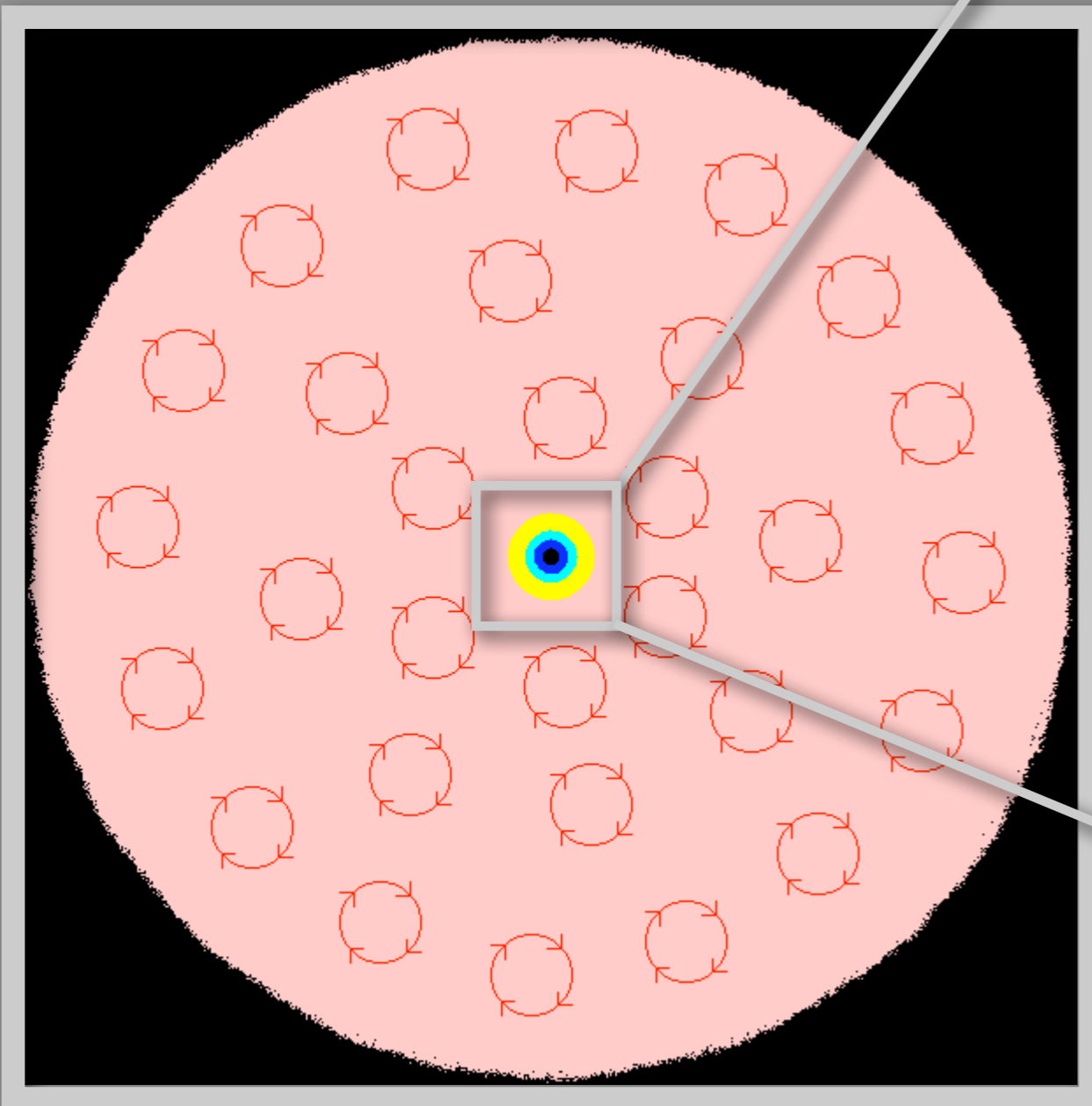
Evolución de las Estrellas

- 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

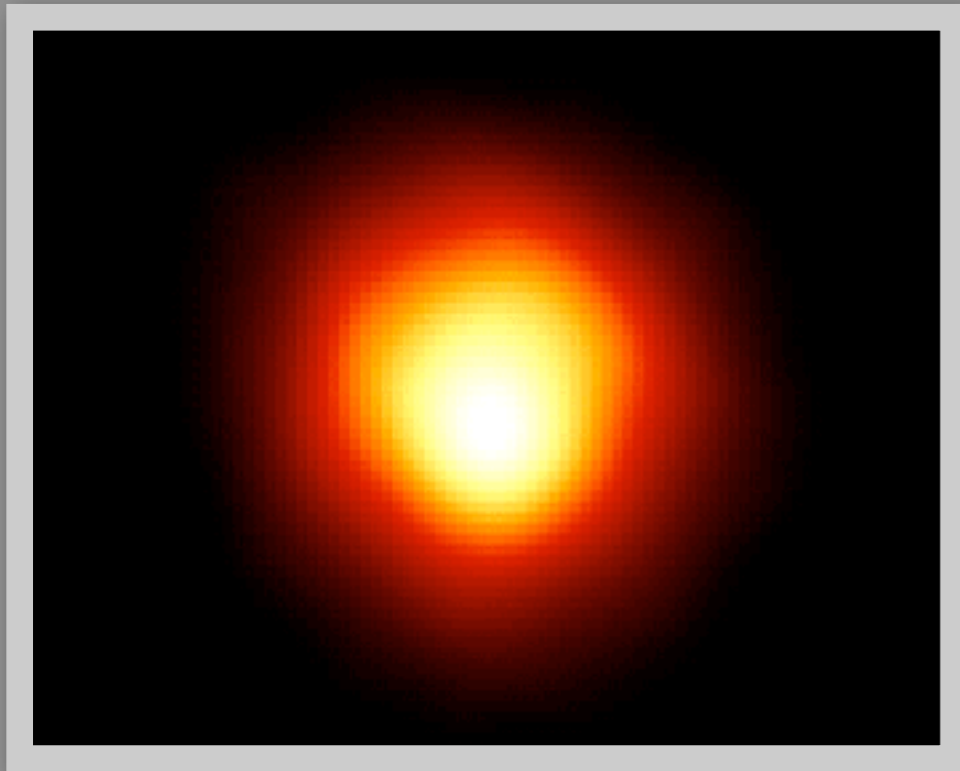


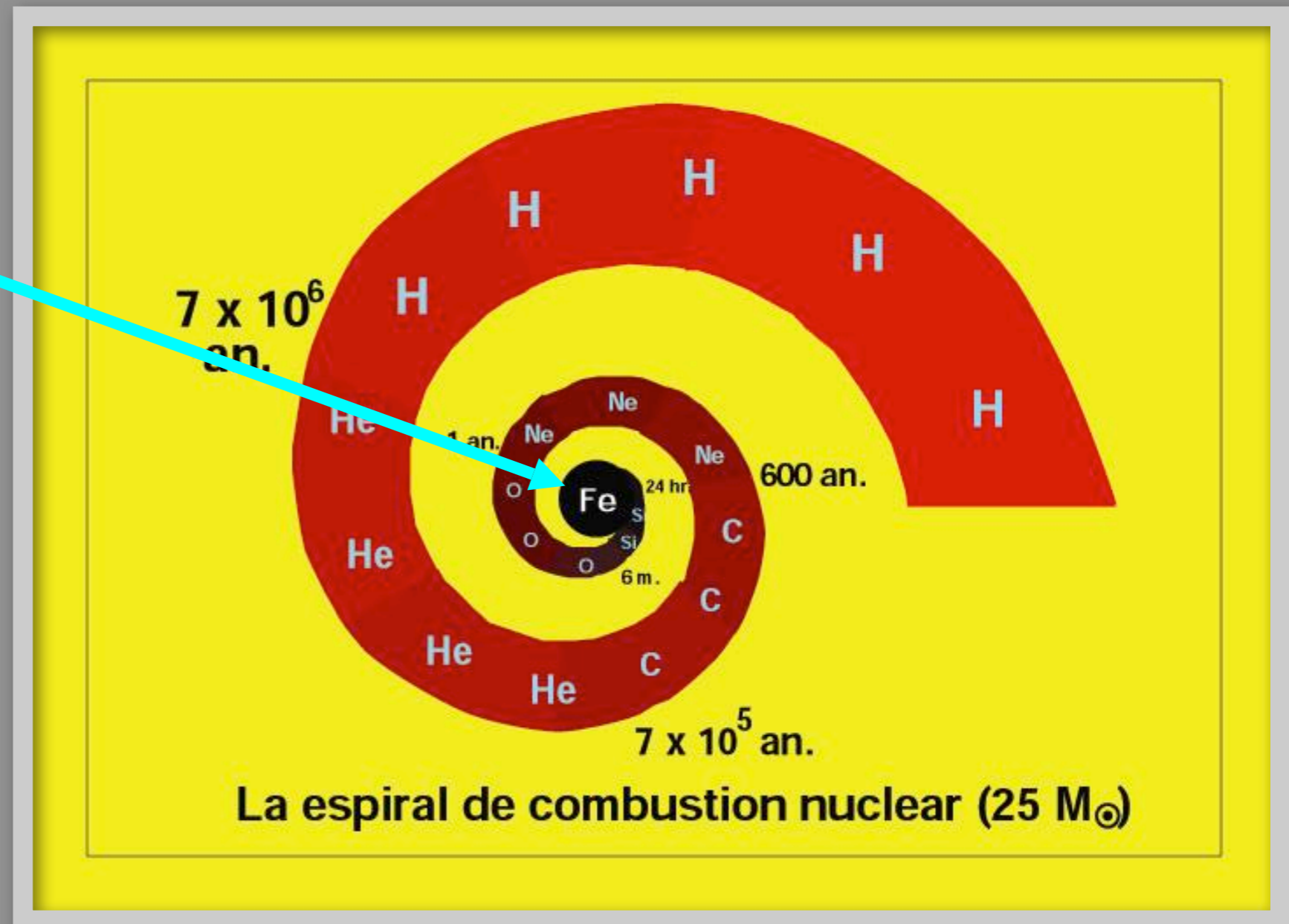
Imagen del Telescopio Espacial (HST)

Betelgeuse



La vida nuclear de una estrella masiva

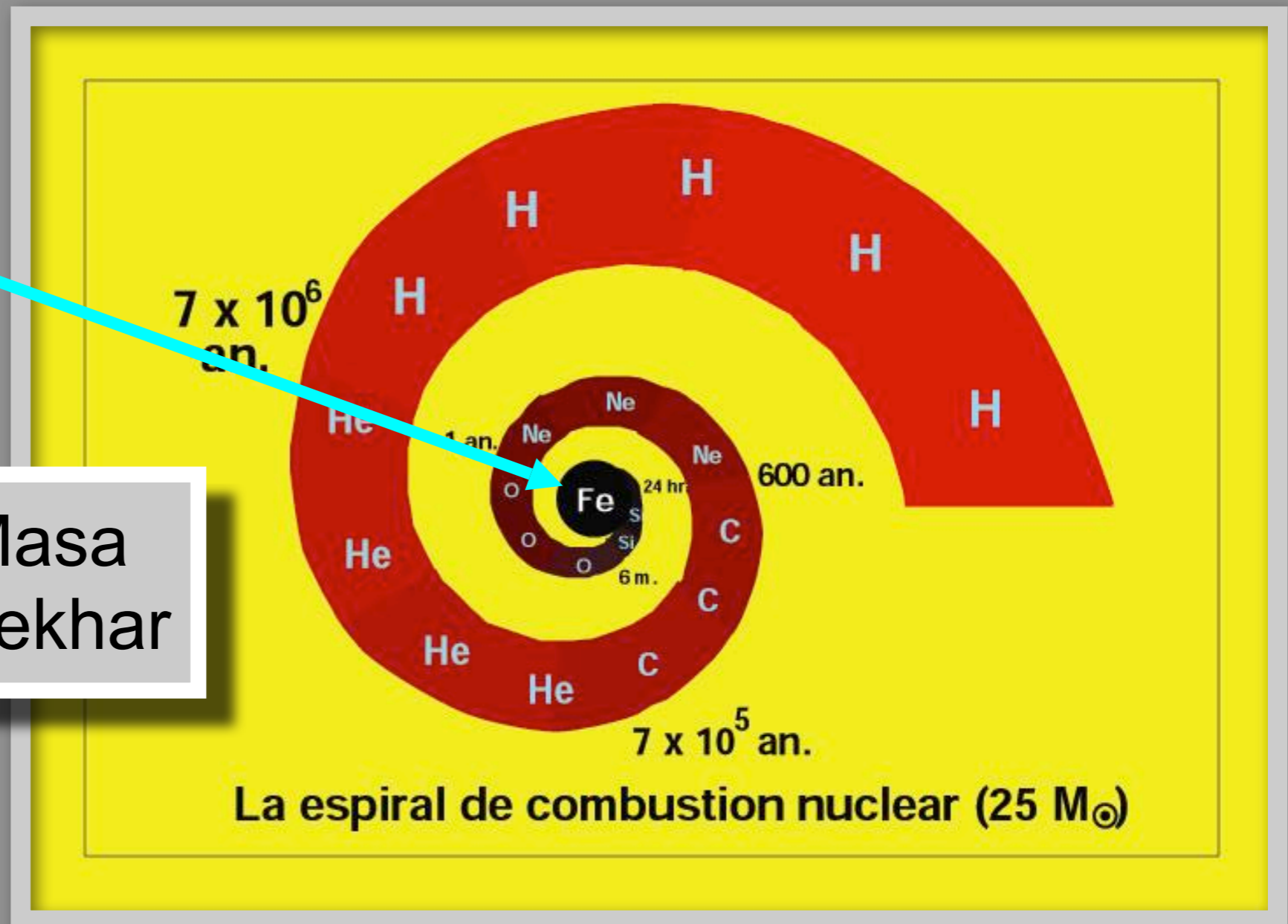
Problema



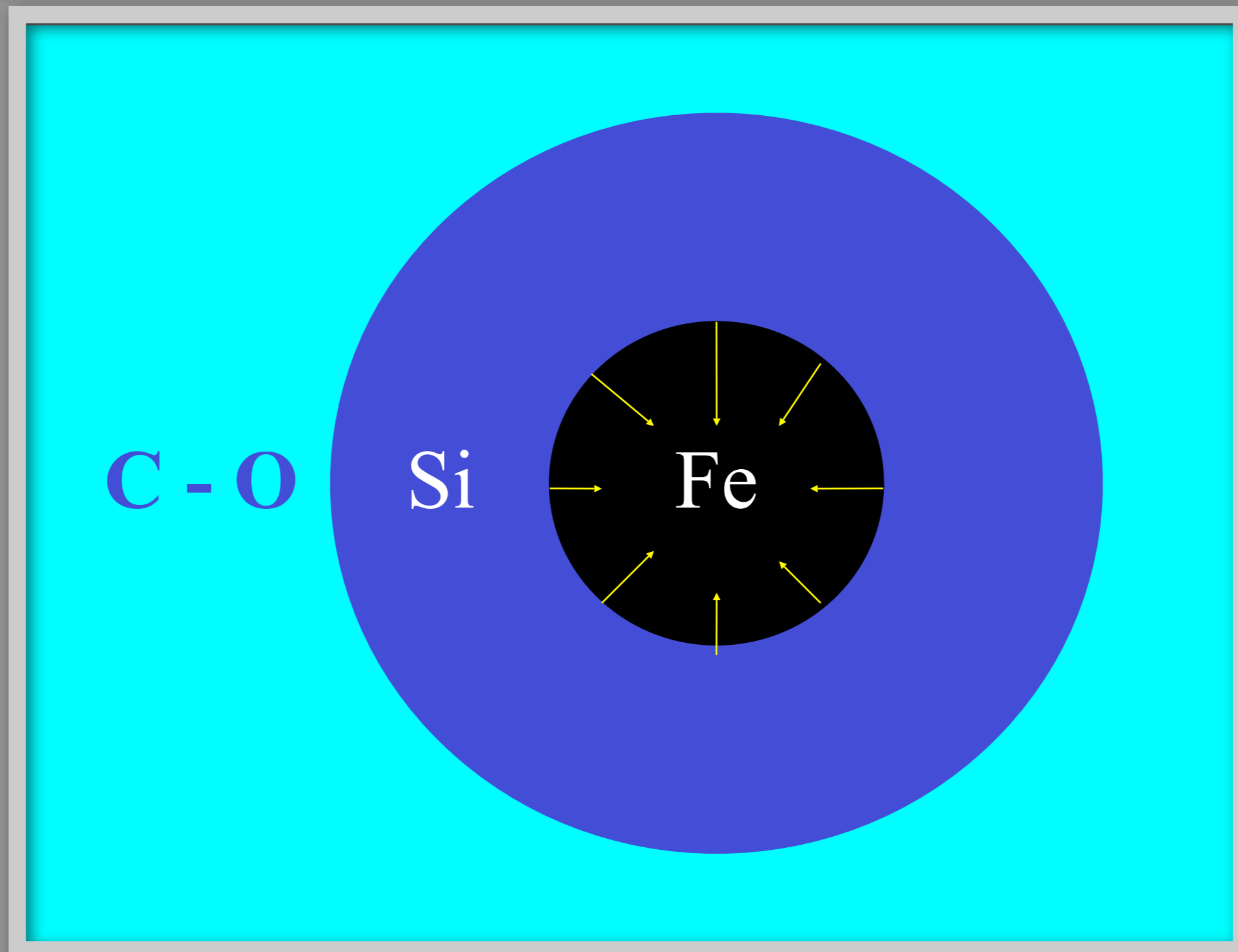
La vida nuclear de una estrella masiva

Problema

1.4 M_{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

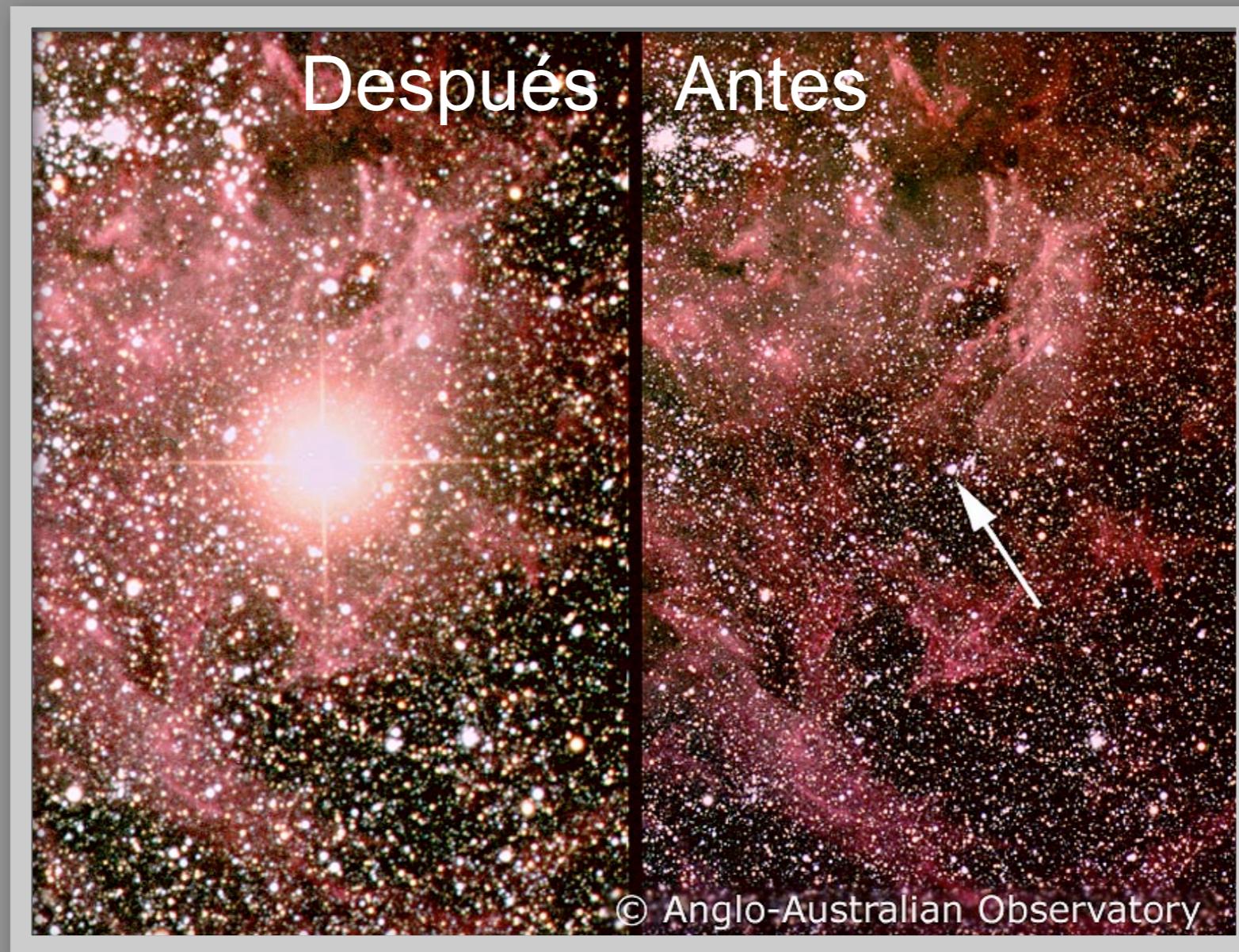
C - O

Si

Fe



La supernova SN 1987A



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

Simulación numérica del arranque de una supernova

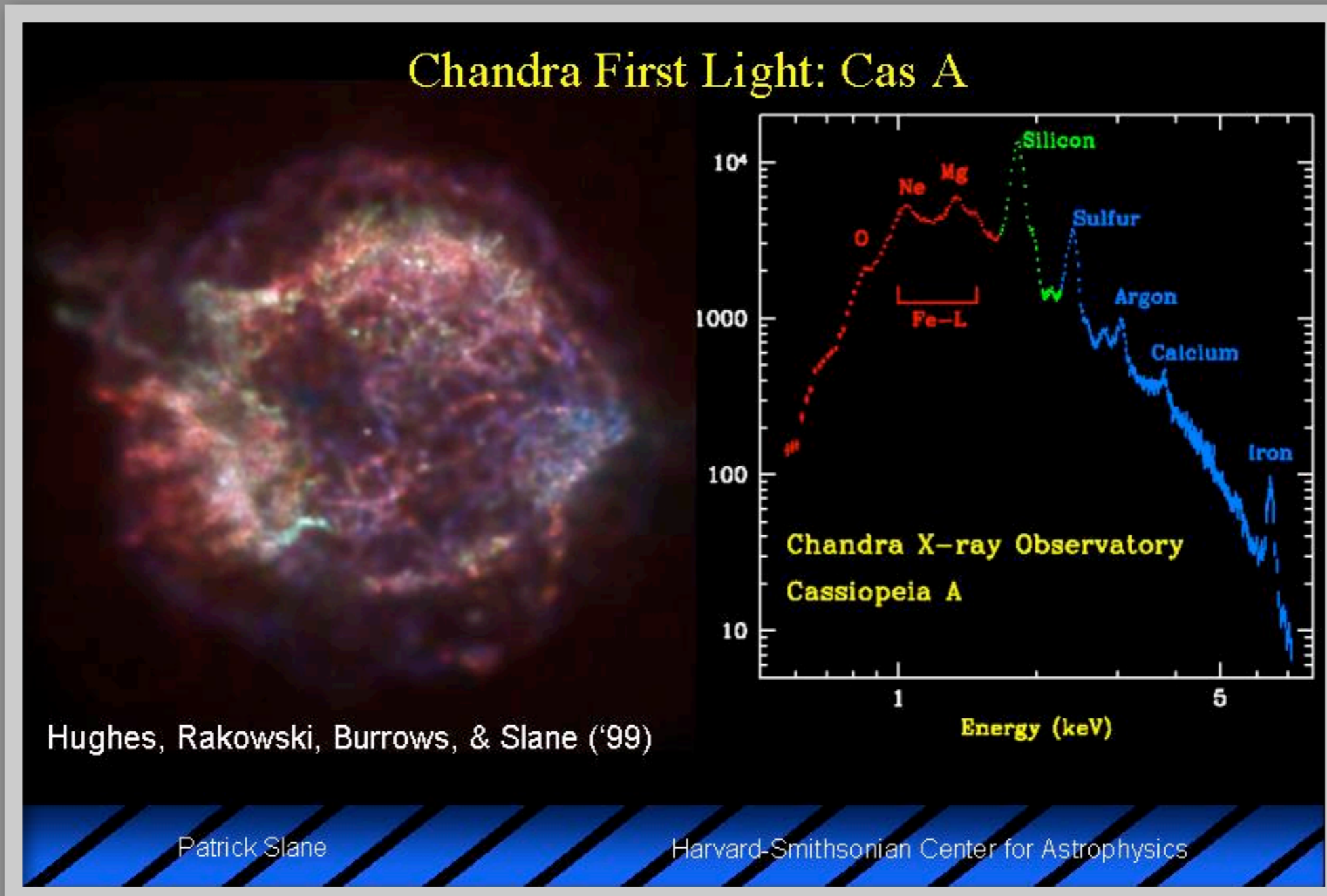


Simulación numérica del arranque de una supernova



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

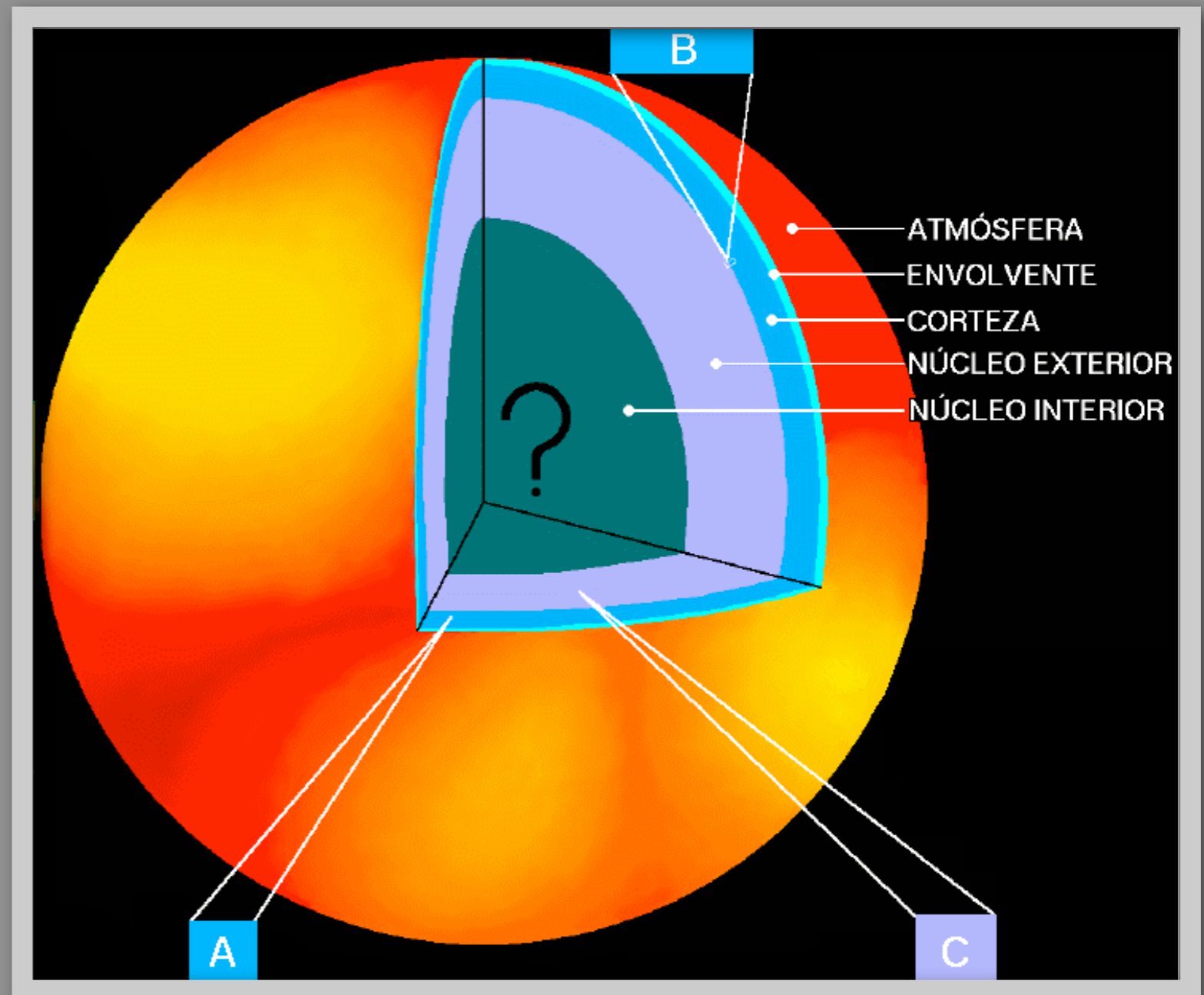
Una estrella de neutrones es lo que queda del núcleo de hierro colapsado: su densidad es superior a la densidad nuclear.

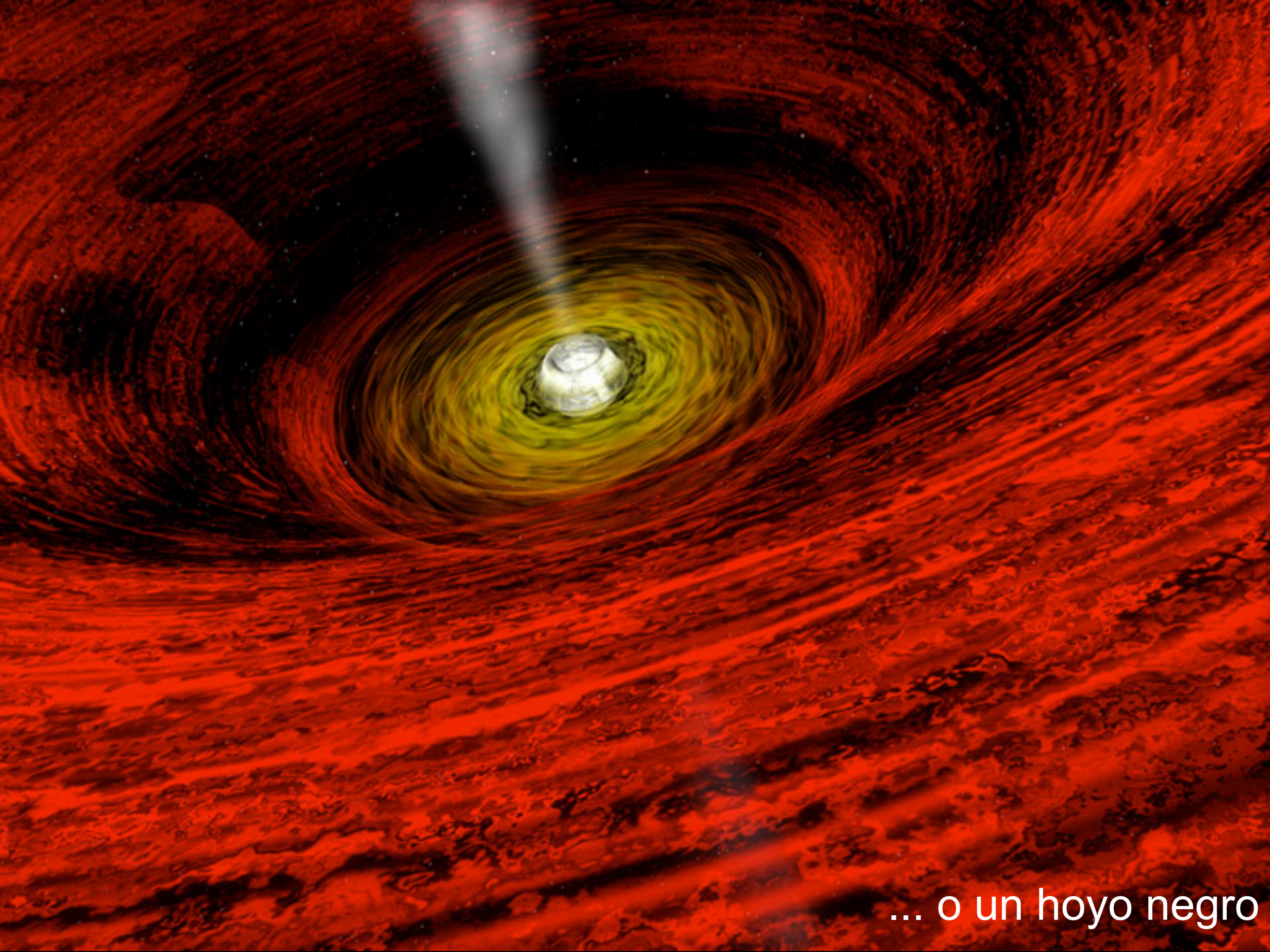
Masa $\sim 1-2 M_{\text{Sol}}$

Radio $\sim 10 \text{ km}$

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

(¡ Son mil millones de toneladas por cm^3 !)





... o un hoyo negro

