

II. Estrellas - hasta el final

1. Tipos de estrellas
2. Estructura estelar
3. Evolución estelar

4. Sistemas binarios interactuantes
5. Explosiones estelares

Alberto Carramiñana

Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y Electrónica
Luis Enrique Erro 1, Tonantzintla, Puebla, México



CONACYT
Consejo Nacional de Ciencia y Tecnología

División de Rayos Cósmicos SMF
18 de agosto de 2021

Rapa Nui, 2010
© Dr Francisco Diego, UCL

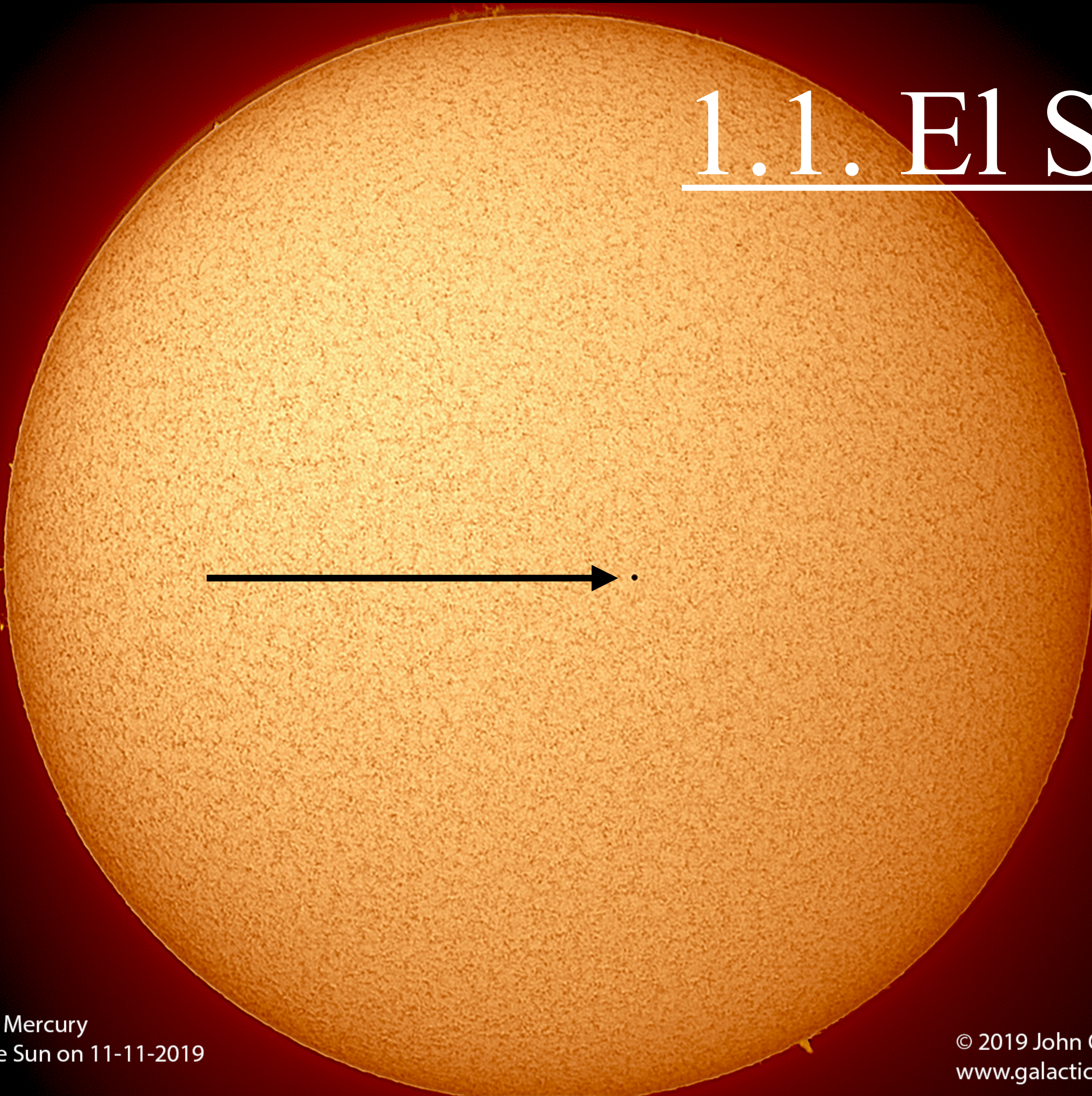
1. Tipos de estrellas

1.1. El Sol

1.2. Clasificación espectral, clases de luminosidad

1.3. Diagrama HR

1.1. El Sol

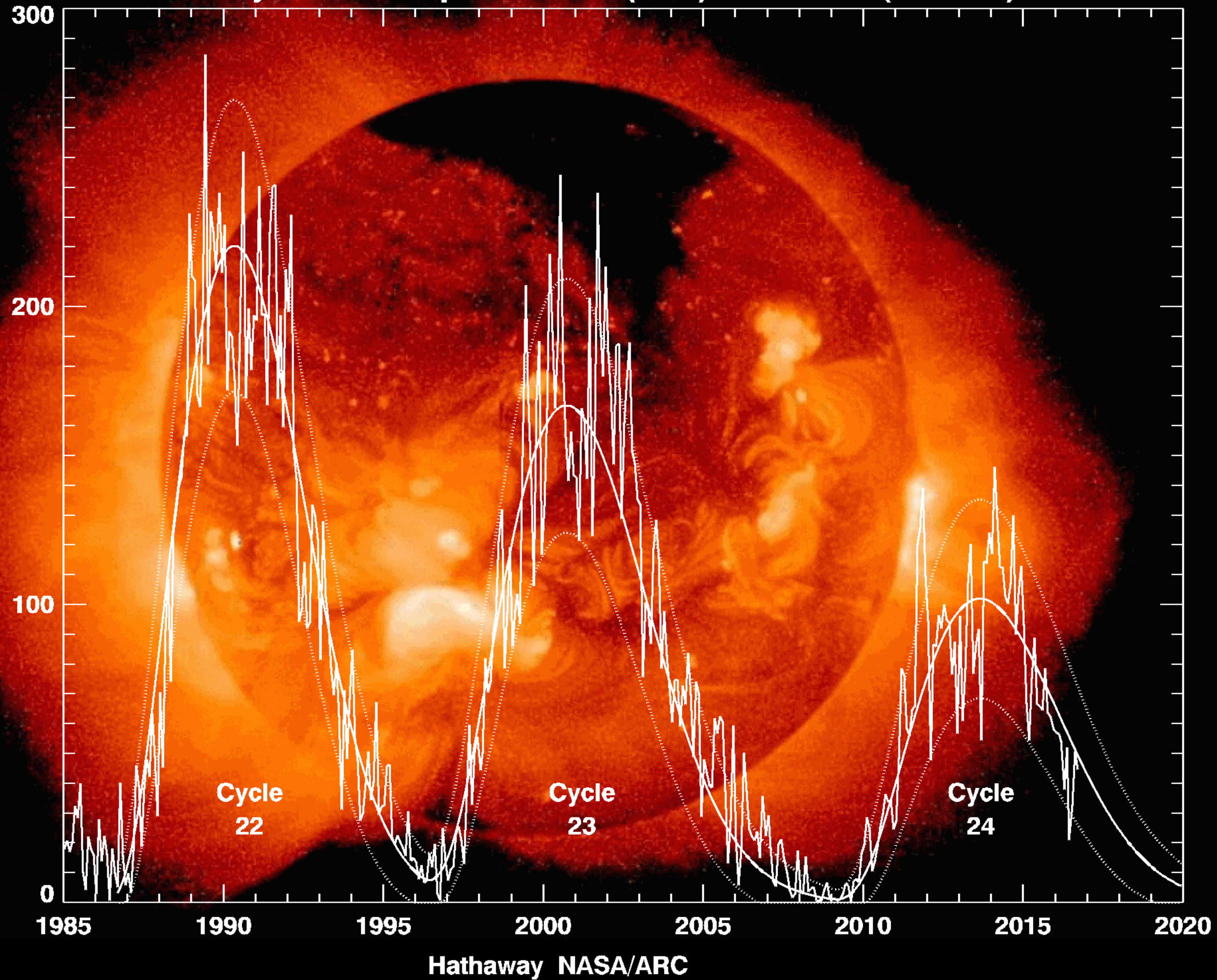


Masa	$1.989 \times 10^{33} \text{ g}$
Radio	$6.96 \times 10^{10} \text{ cm}$
Luminosidad	$3.844 \times 10^{33} \text{ erg/s}$
Temperatura efectiva	5770 K
Magnitud absoluta	4.82
Composición química	X=0.73, Y= 0.25, Z=0.02
Densidad media	1.4 g cm^{-3}
Densidad central	160 g cm^{-3}
Temperatura central	$1.5 \times 10^7 \text{ K}$

The Planet Mercury
Transits the Sun on 11-11-2019
14:59 U.T.

© 2019 John Chumack
www.galacticimages.com

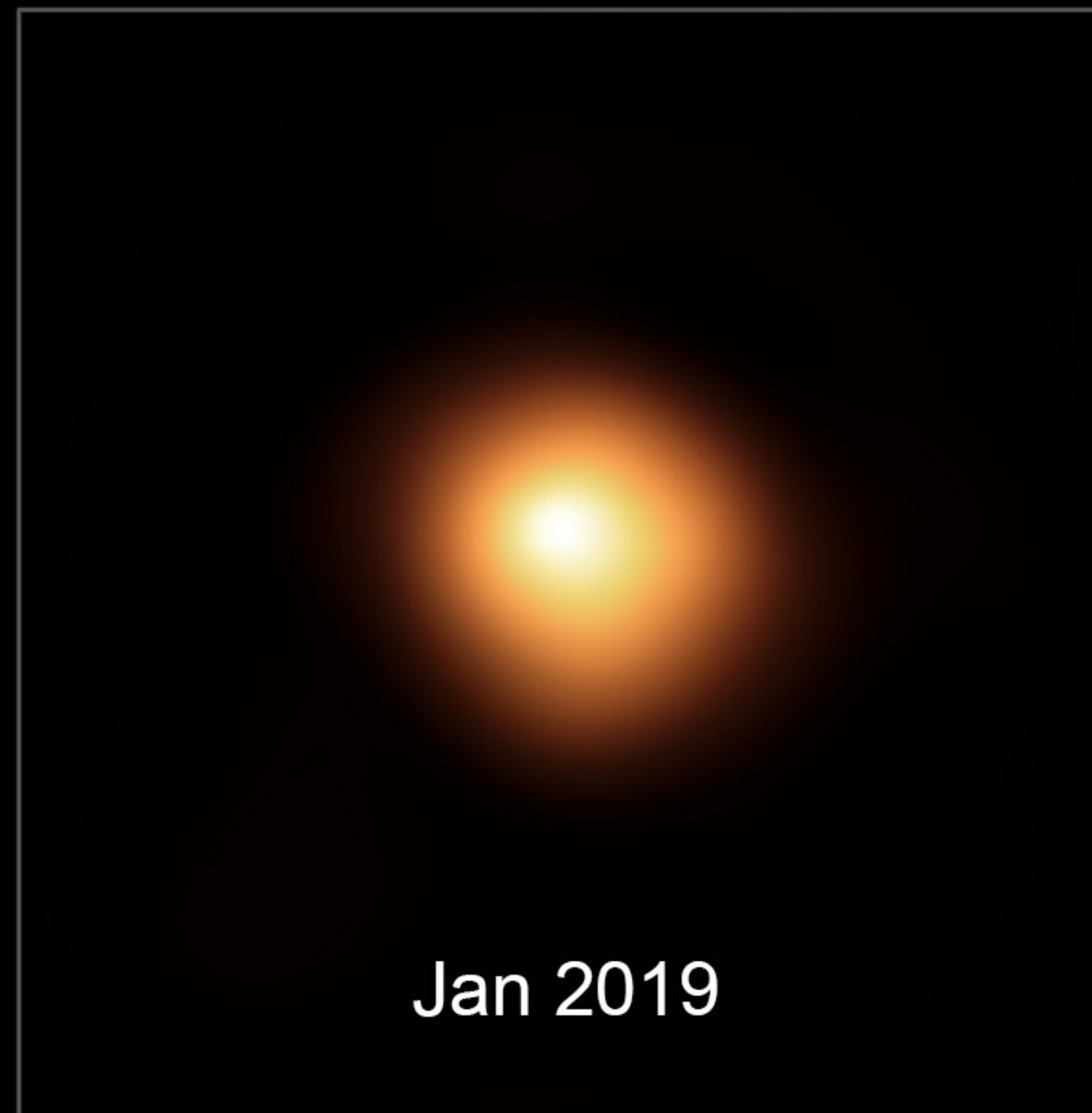
Cycle 24 Sunspot Number (V2.0) Prediction (2016/10)



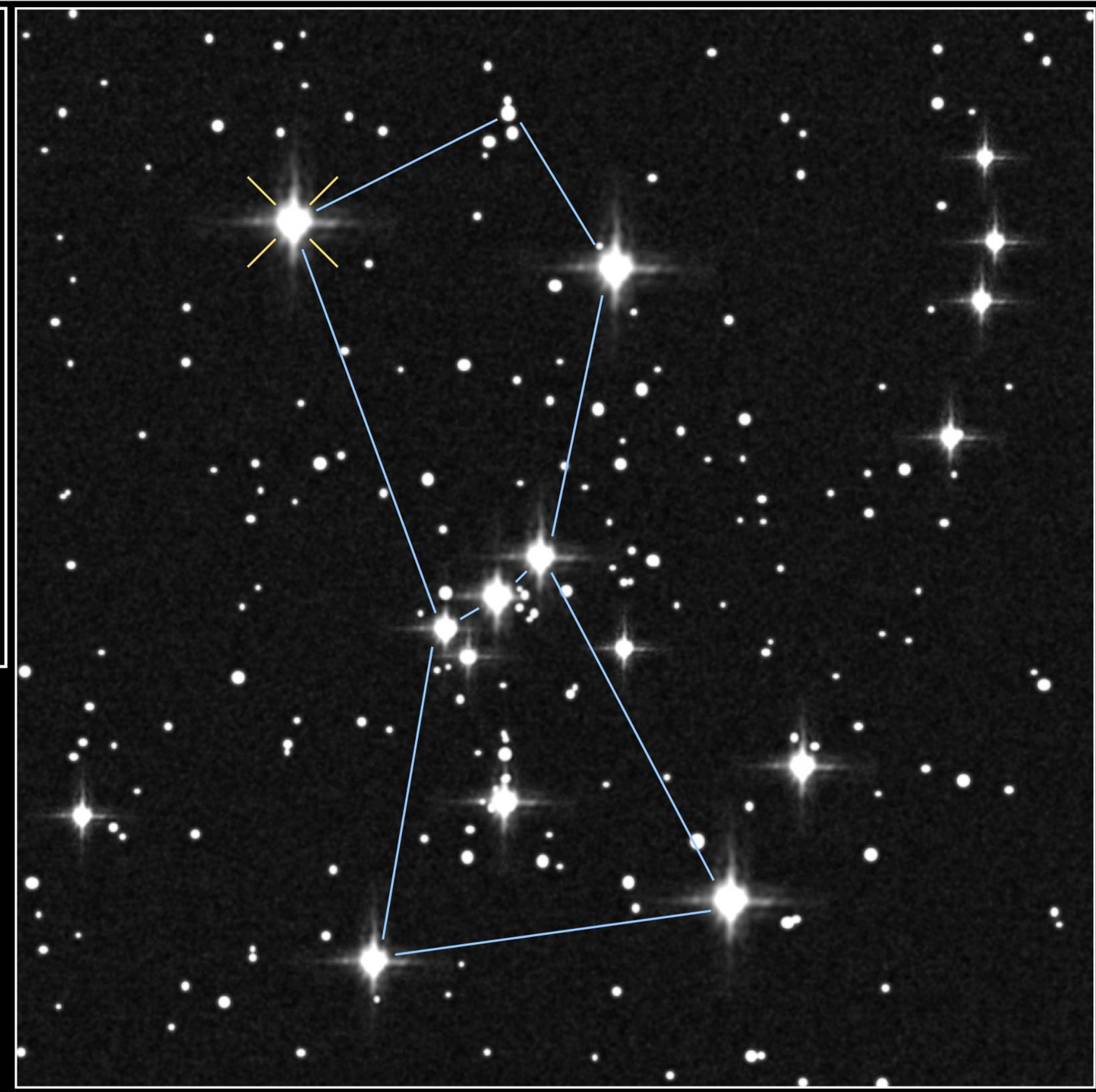
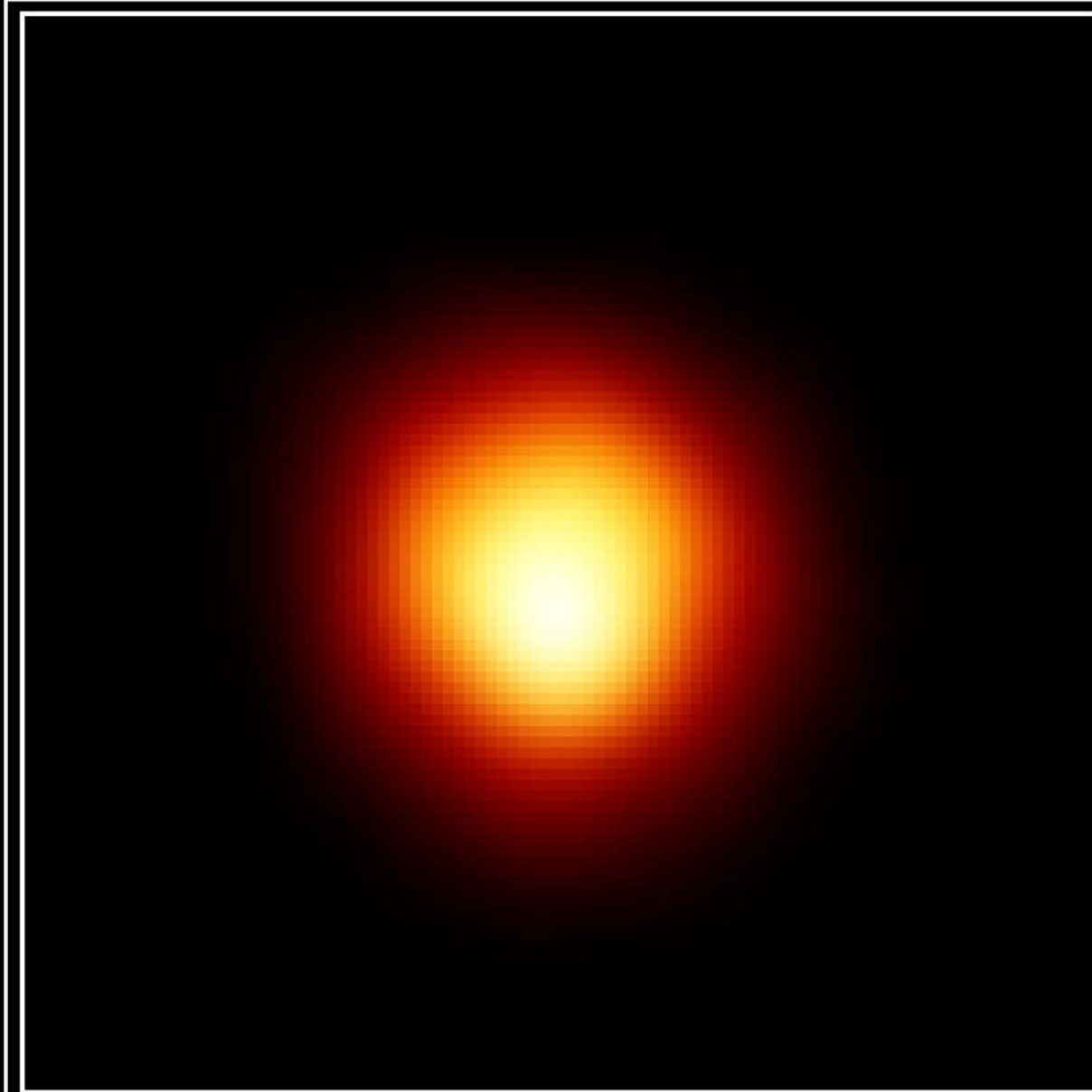
Hathaway NASA/ARC



Dimensiones estelares

Estrella	2α (")	π (")	R/R_{\odot}
α Boo	0.022	0.090	26
α Tau	0.020	0.048	45
α Sco	0.040	0.0058	740
α Ori	0.047 / 0.034	0.005	1100 / 730
β Peg	0.021	0.015	150
α Her	0.30	0.0047	680
α Cet	0.047	0.013	390
α CMa	0.0068	0.377	2.05
α Lyr	0.0037	0.123	3.9



Betelgeuse @ VLT

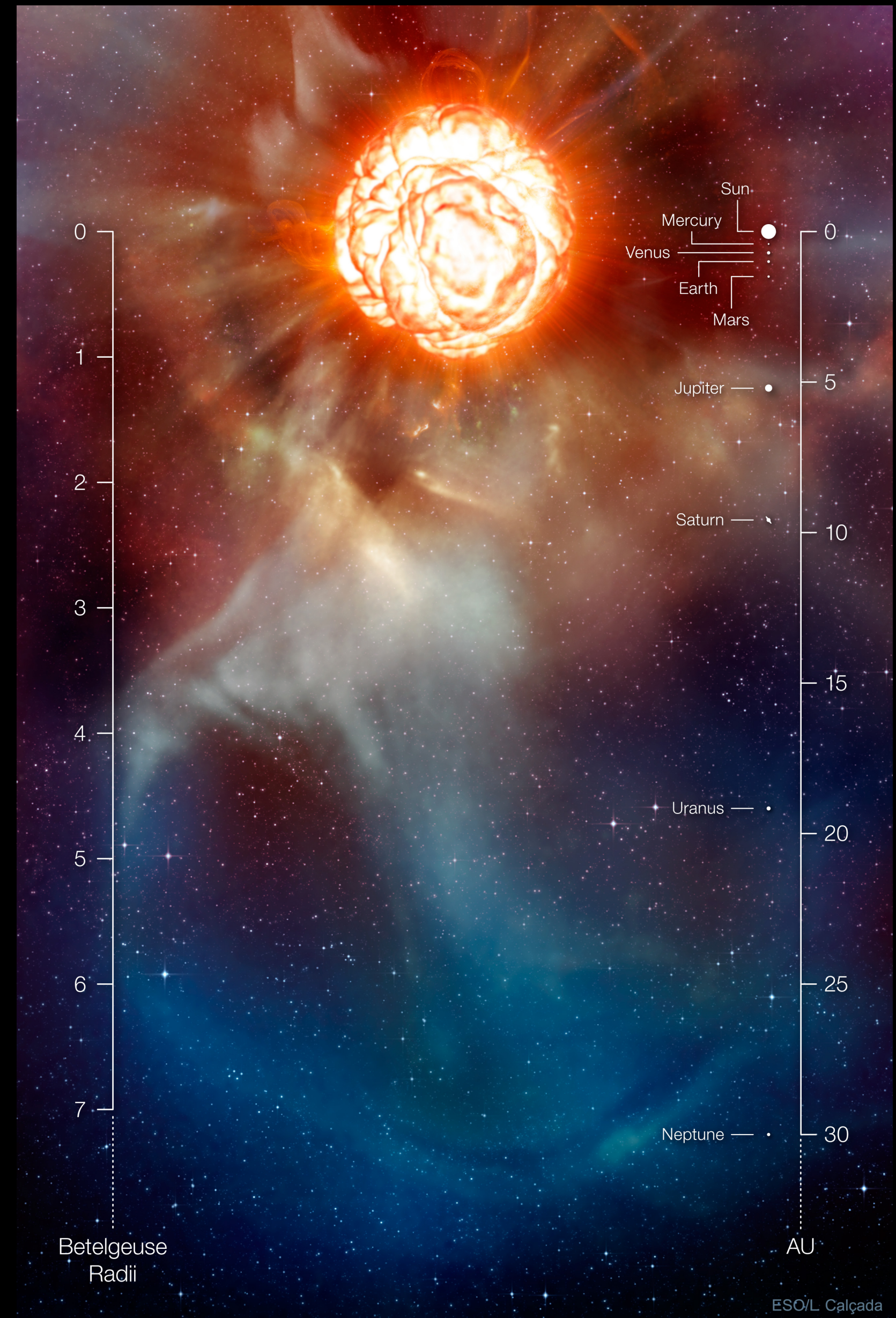


 Size of Star
 Size of Earth's Orbit
 Size of Jupiter's Orbit

Atmosphere of Betelgeuse · Alpha Orionis

Hubble Space Telescope · Faint Object Camera

PRC96-04 · ST ScI OPO · January 15, 1996 · A. Dupree (CfA), NASA, ESA



APOD - 1 enero 2020

1.2. Clasificación espectral

Tipo	Temperatura	Color	Líneas espectrales
O	25,000 a 60,000	Muy azul - violeta	Helio ionizado
B	20,000 a 30,000	Azul	Helio neutro
A	7,500 a 10,000	Blanco	Hidrógeno (Balmer)
F	6,000 a 7,500	Blanco - amarillo	Metales. Calcio ionizado
G	5,000 a 6,000	Amarillo	Calcio ionizado
K	3,500 a 5,000	Anaranjado	Calcio y metales neutros
M	3,500	Rojo	Molécula TiO

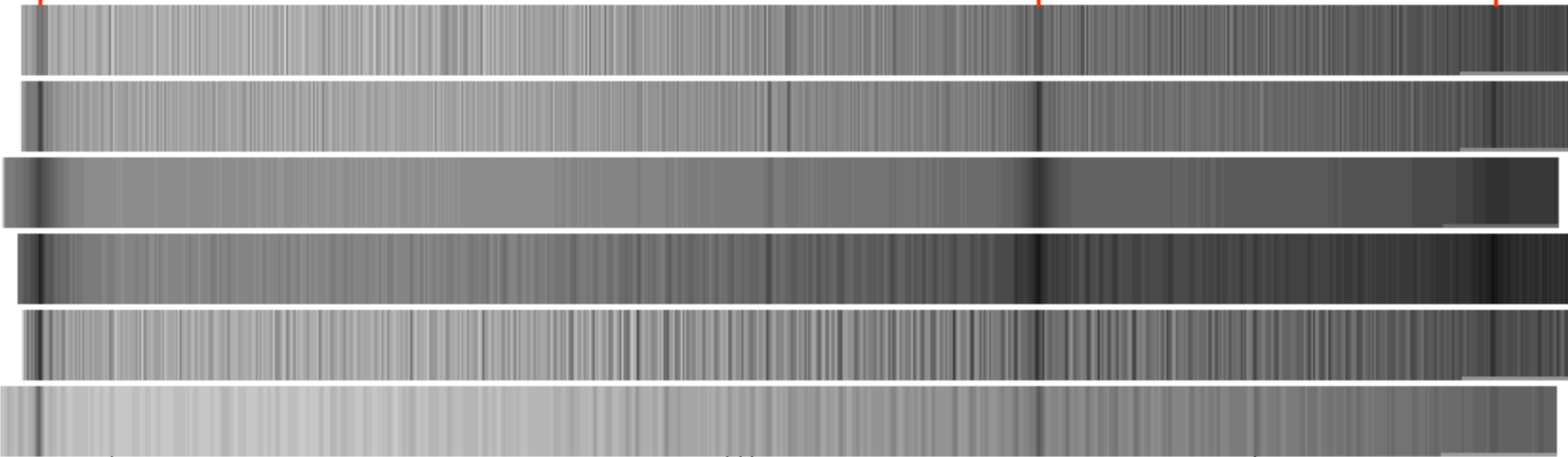
- Las clases espectrales OBAFGKMRNS se definen de acuerdo a los espectros.
- Se subdividen con números: G2, F8...

Clases espectrales (tabla 4.2, "Estrellas y galaxias", Ángeles Díaz)

H β

H γ

H δ



- B0.5III
- B5III
- B9.5III
- A5III
- A7IIIp
- F3III-IV

azul

“blanca”

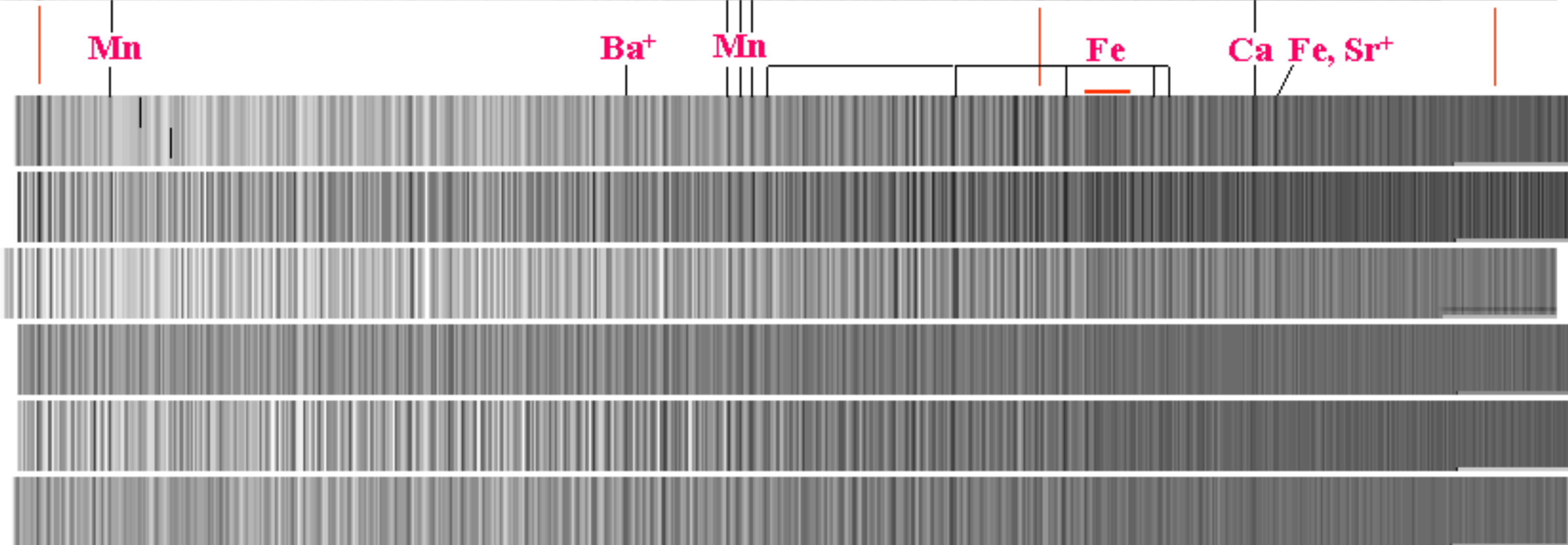
Mn

Ba⁺

Mn

Fe

Ca Fe, Sr⁺

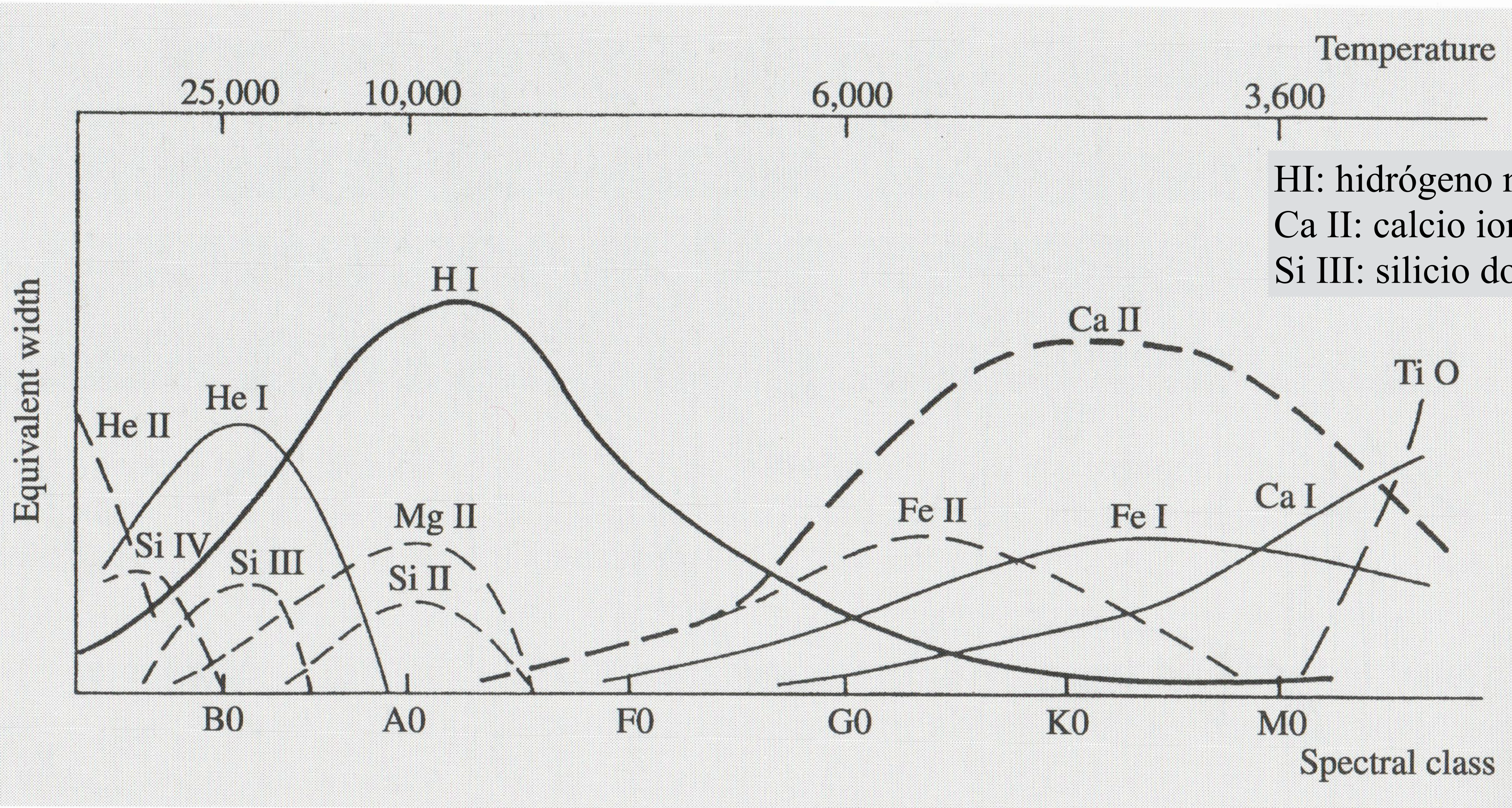


- G2II-III
- G8III
- K1III
- K4III
- M0III
- M3III

amarilla

roja

G-band, CH



HI: hidrógeno neutro
 Ca II: calcio ionizado
 Si III: silicio doblemente ionizado

Clases espectrales y temperatura.

1.2. Clases de luminosidad

Definidas por la luminosidad de la estrella:

Ia - Supergigantes más luminosas

Ib - Supergigantes menos luminosas

II - Gigantes luminosas

III - Gigantes normales

IV - Subgigantes

V - Secuencia principal; enanas

VI - Subenanas

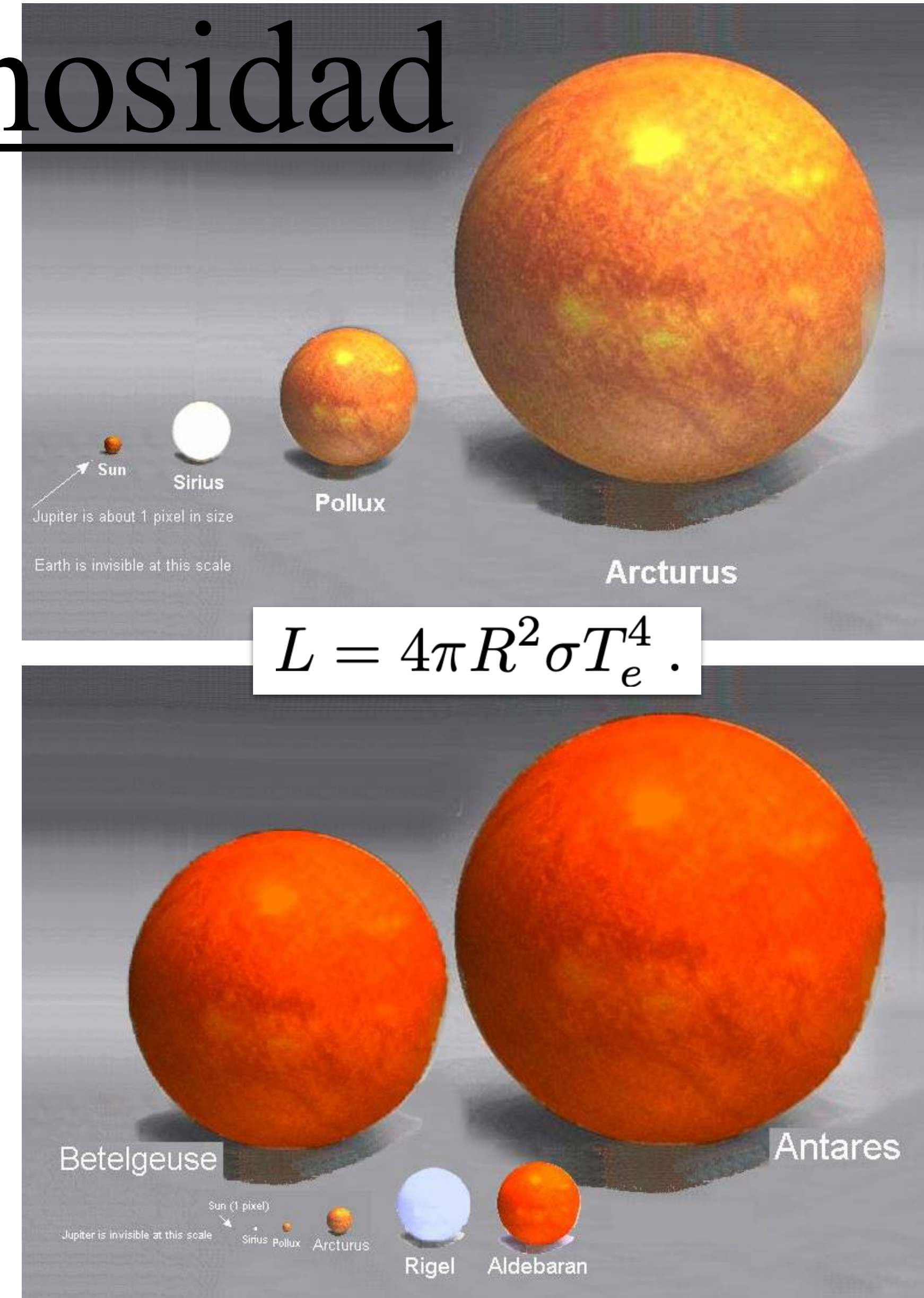
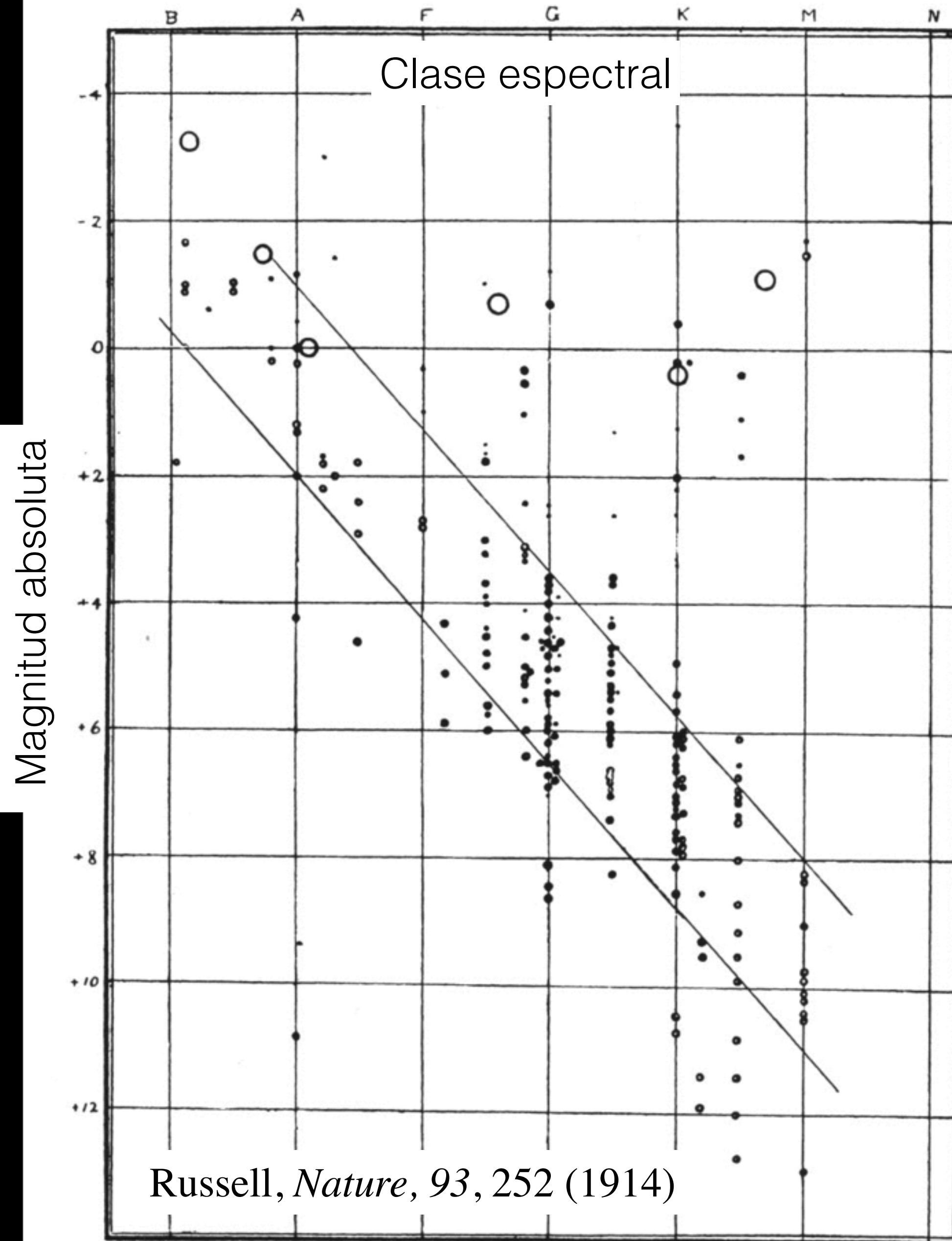


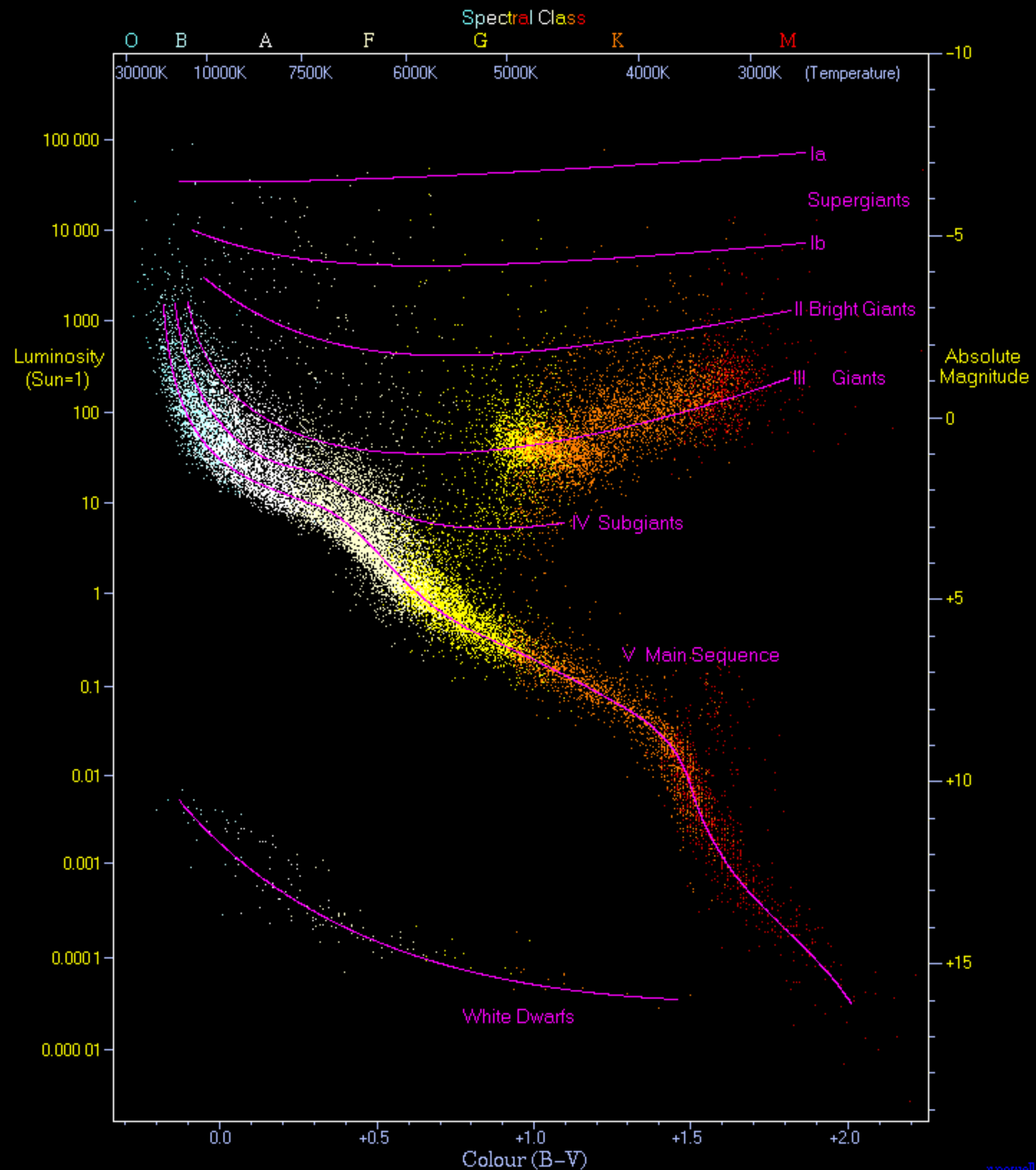
Diagrama HR



- Por Hertzsprung (1911) y Russell (1912).
- La magnitud absoluta mide luminosidad.
- La clase espectral mide el color o la temperatura.
- La mayor parte de las estrellas se encuentra en la secuencia principal.
- Hay un grupo adicional de estrellas frías y luminosas: las gigantes y supergigantes.

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_e^4 .$$

Diagrama HR



- Las distintas clases espectrales y de luminosidad se agrupan en el diagrama HR.
- La secuencia principal consiste de las estrellas que generan energía convirtiendo hidrógeno en helio.
- Las gigantes y supergigantes se encuentran en etapas evolutivas posteriores.
- También está el grupo de las enanas blancas, de baja luminosidad y alta temperatura.
- Relación masa-luminosidad: $L \propto M^{3.8}$.

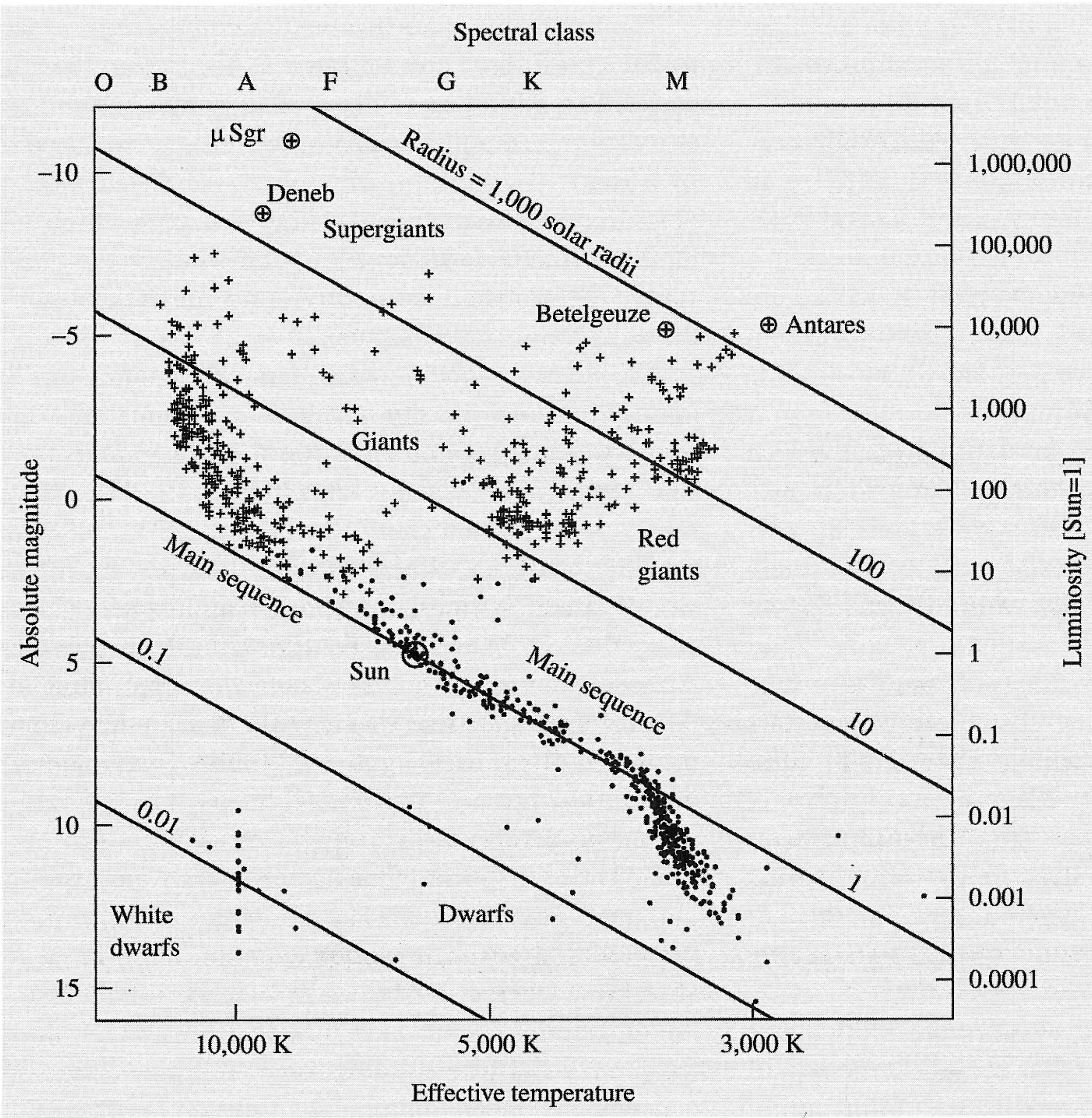


Fig. 8.8. The Hertzsprung–Russell diagram. The horizontal coordinate can be either the colour index $B - V$, obtained directly from observations, or the spectral class. In theoretical studies the effective temperature T_e is commonly used. These correspond to each other but the dependence varies somewhat with luminosity. The vertical axis gives the absolute magnitude. In a $(\lg(L/L_{\odot}), \lg T_e)$ plot the curves of constant radius are straight lines. The densest areas are the main sequence and the horizontal, red giant and asymptotic branches consisting of giant stars. The supergiants are scattered above the giants. To the lower left are some white dwarfs about 10 magnitudes below the main sequence. The apparently brightest stars ($m < 4$) are marked with crosses and the nearest stars ($r < 50$ ly) with dots. The data are from the Hipparcos catalogue

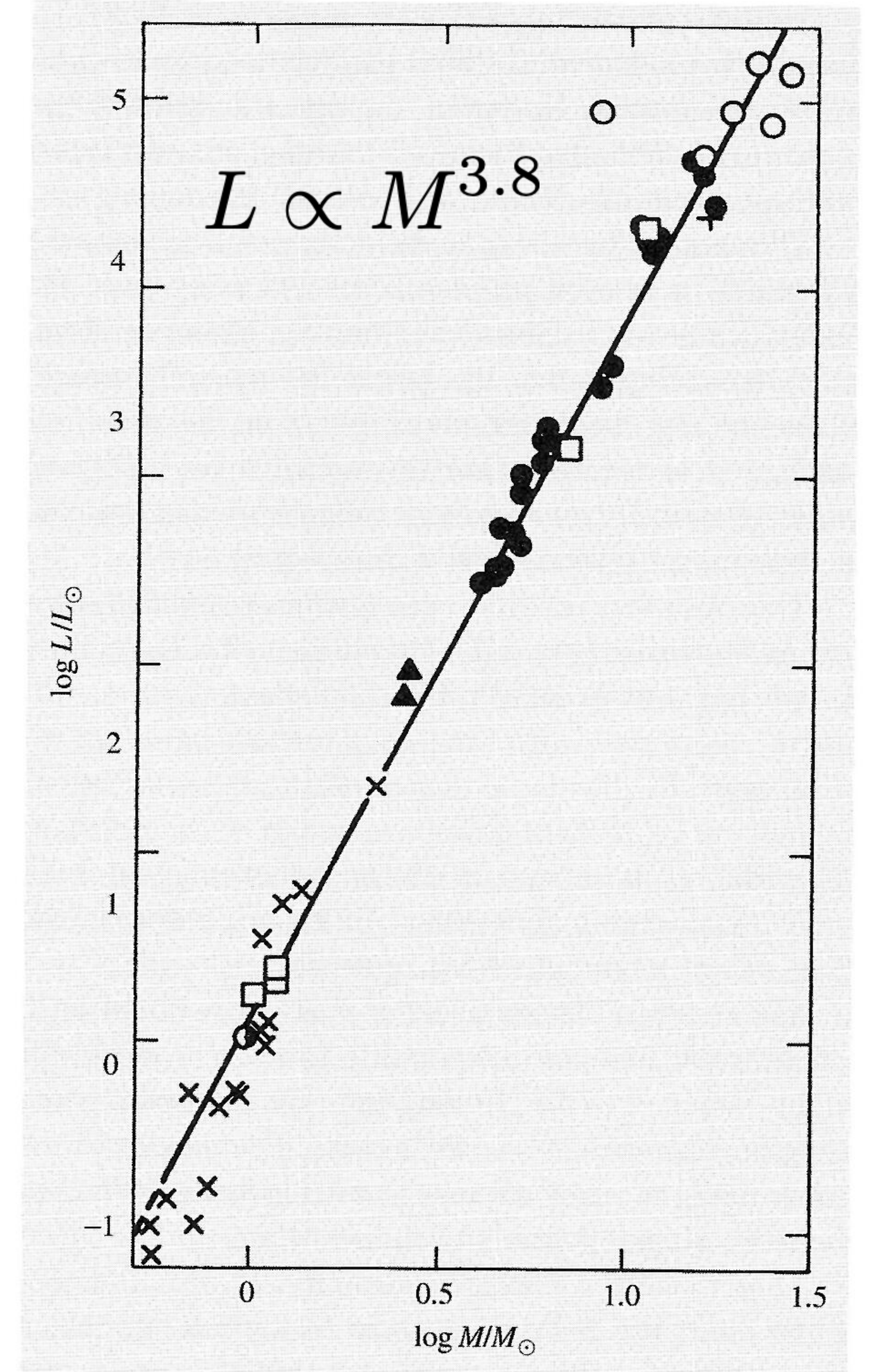


Fig. 8.9. Mass–luminosity relation. The picture is based on binaries with known masses. Different symbols refer to different kinds of binaries. (From Böhm-Vitense: *Introduction to Stellar Astrophysics*, Cambridge University Press (1989–1992))

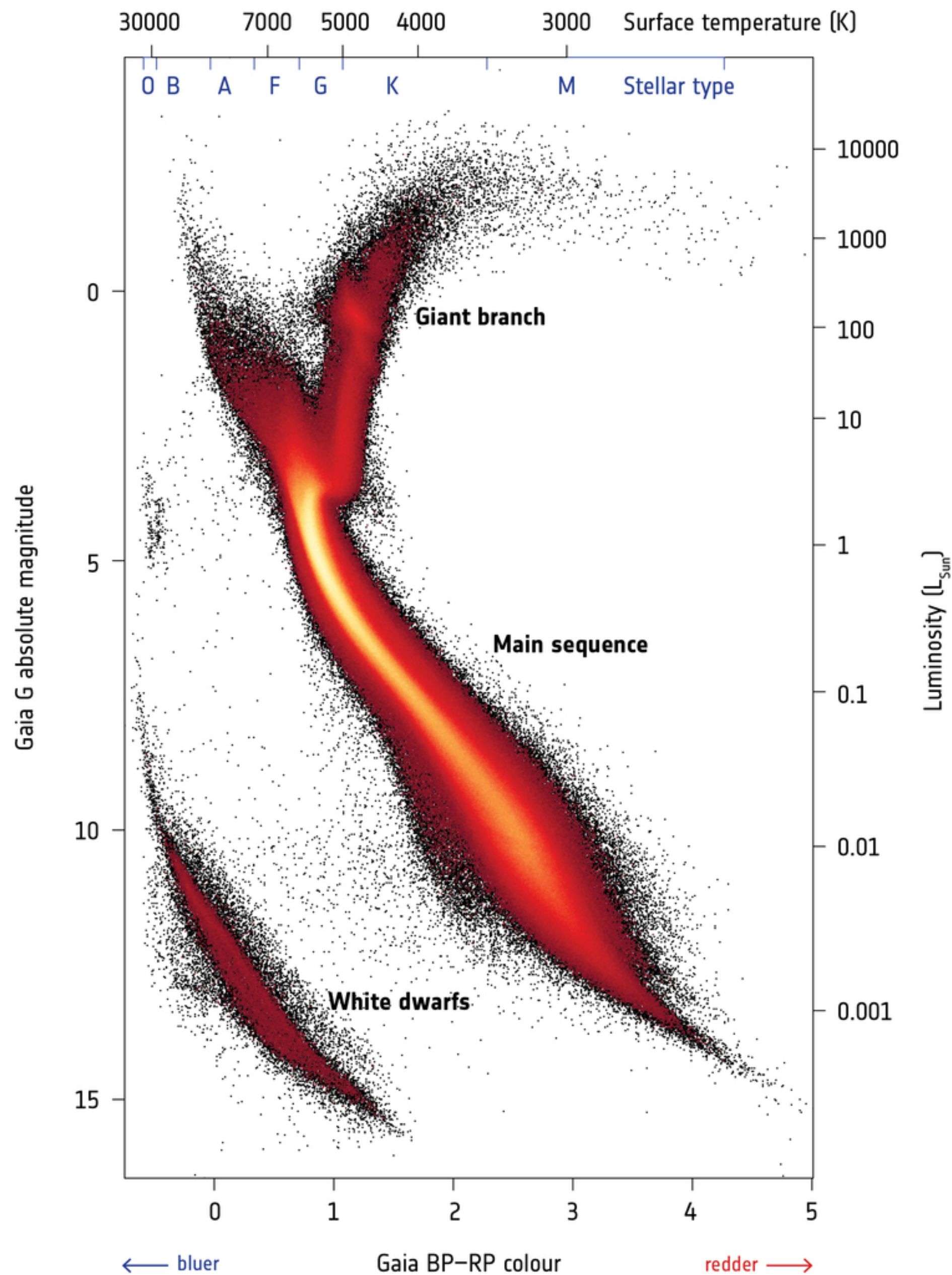
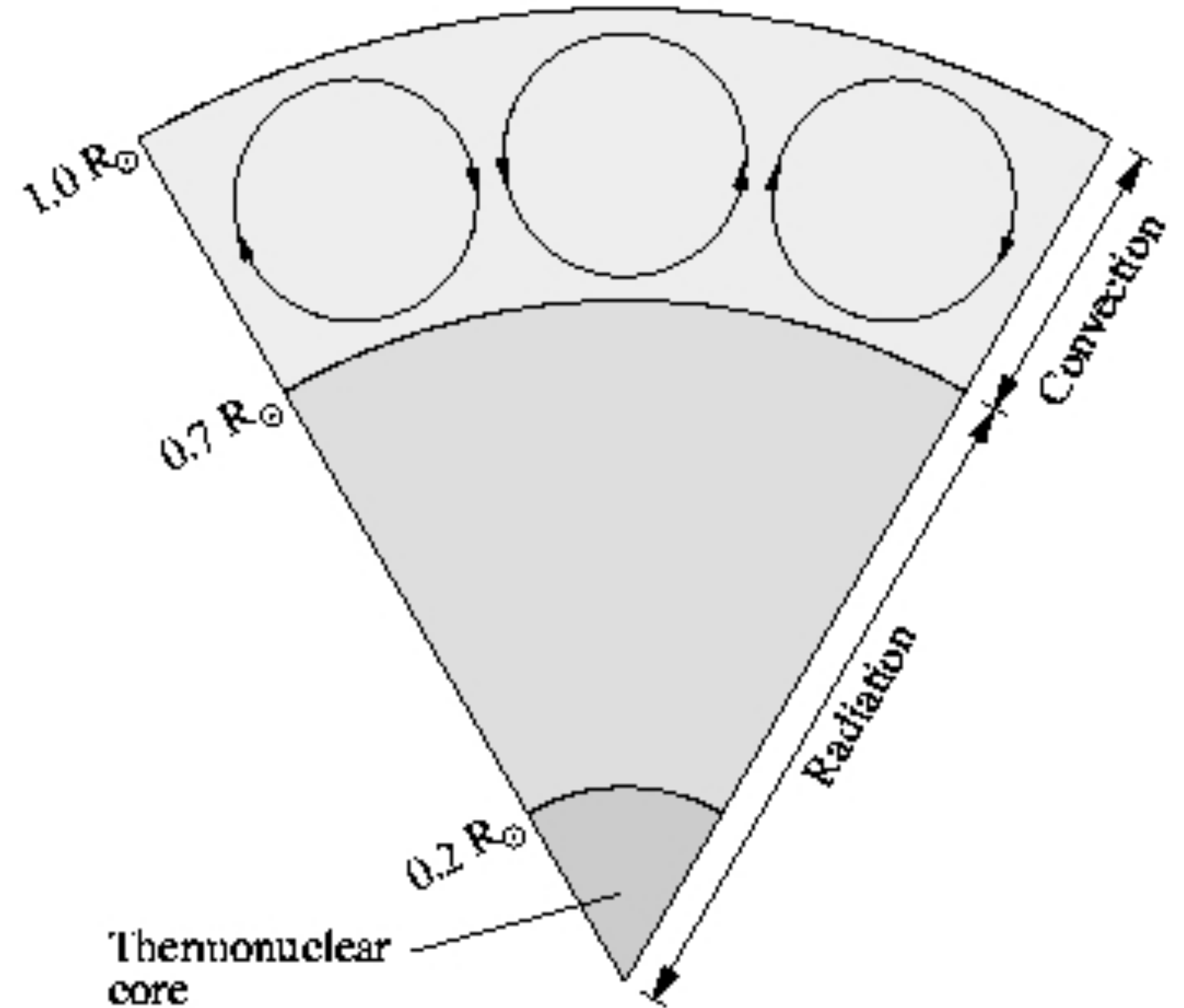


Diagrama HR

- Las distintas clases espectrales y de luminosidad se agrupan en el diagrama HR.
- La secuencia principal consiste de las estrellas que generan energía convirtiendo hidrógeno en helio.
- Las gigantes y supergigantes se encuentran en etapas evolutivas posteriores.
- También está el grupo de las enanas blancas, de baja luminosidad y alta temperatura.
- Relación masa-luminosidad: $L \propto M^{3.8}$.

2. Estructura estelar

- 2.1. Equilibrio interno; esferas politrópicas.
- 2.2. Condiciones internas: gas y radiación.
- 2.3. Generación y transporte de energía.
- 2.4. Fusión de hidrógeno.
- 2.5. Transporte de energía.
- 2.6. Fusión de helio y posteriores



2.1. Equilibrio interno

- **Conservación de masa:**

$$\frac{dM}{dr} = 4\pi r^2 \rho ,$$

presupone que la masa es una función fija del radio.

- **Equilibrio hidrostático:**

$$\frac{dP}{dr} = -\frac{GM(r)}{r^2} \rho ,$$

la gravedad es equilibrada por presión del gas y la presión de radiación.

2.1. Esferas politrópicas

Es posible construir modelos de esferas en equilibrio sin considerar la generación y flujo de energía suponiendo,

$$P = K \rho^\gamma, \quad \text{con } \gamma = 1 + 1/n,$$

junto con equilibrio hidrostático y la ecuación de Poisson,

$$\frac{dP}{dr} = -\rho g = -\rho \frac{d\Phi}{dr}, \quad \frac{1}{r^2} \frac{d}{dr} \left(r^2 \frac{d\Phi}{dr} \right) = 4\pi G \rho,$$

lo que da lugar a la ecuación de Lane-Emden,

$$\frac{1}{z^2} \frac{d}{dz} \left(z^2 \frac{dw}{dz} \right) + w^n = 0, \quad \text{con } z = Ar, \quad w = \frac{\Phi}{\Phi_c} = \left(\frac{\rho}{\rho_c} \right)^{1/n}.$$

Leyes de la termodinámica - Calores específicos

El intercambio de calor se puede describir con los calores específicos,

$$C_V = \left(\frac{dQ}{dT} \right)_V, \quad C_p = \left(\frac{dQ}{dT} \right)_p, \quad (5)$$

sub-índices indican transferencias de calor a volumen constante y a presión constante, respectivamente. Para un gas ideal, considerando procesos

- ▶ a volumen constante: $dE = C_V dT$,
- ▶ a presión constante: $dE = C_p dT - p dV = C_p dT - d(pV) = C_p dT - Nk dT$.

De donde

$$C_V = C_p - Nk \quad \Rightarrow \quad E = \frac{NkT}{\gamma - 1}, \quad (6)$$

con $\gamma = C_p/C_V$ el cociente de los calores específicos.

- ▶ Modelo cinético de un gas ideal clásico: conjunto de partículas libres
 $\Rightarrow \gamma = 5/3$ para partículas puntuales, $\gamma = 7/5$ para moléculas diatómicas.

2.1. Esferas politrópicas

- La ecuación de Lane-Emden se resuelve con las condiciones,

$$w(z = 0) = 1, \quad \left(\frac{dw}{dz} \right)_0 = 0, \quad w(z_n) = 0 \quad \text{para } z_n \text{ finito,}$$

para $0 \leq n < 5$.

- La solución para $n=1.5$ para los valores medidos del Sol da,

$$\rho_c = 76.4 \text{ g/cm}^3, \quad P_c = 1.24 \times 10^{17} \text{ dyn/cm}^2, \quad T_c = 1.2 \times 10^7 \text{ K,}$$

cercano a los valores estimados con modelos más complejos.

- La solución politrópica ignora las condiciones del interior estelar.

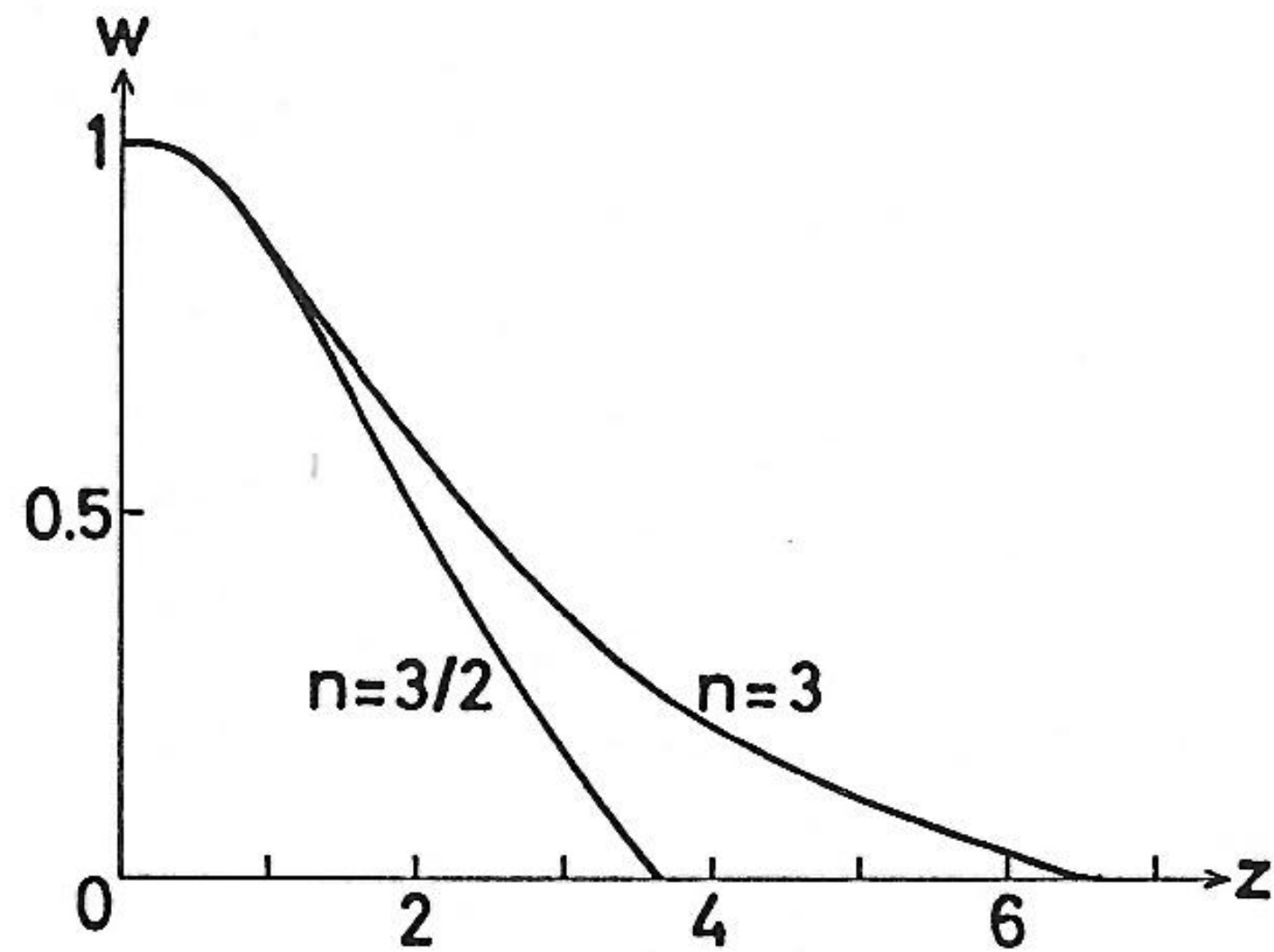


Fig. 19.1. If $n < 5$ the solution of the Lane-Emden equation (19.10) of index n starting with $w(0) = 1$ becomes zero at a finite value of $z = z_n$. Here the solutions for $n = 3/2$ and $n = 3$ are plotted

177

n	z_n	$\rho_c / \langle \rho \rangle$
0	2.4494	1
1	3.14159	3.28987
1.5	3.65375	5.99071
2	4.35287	11.40254
3	6.89685	54.1825
4	14.97155	622.408
4.5	31.8365	6189.47
5	∞	∞

Un problema

Esferas politrópicas

- Escribir un código que resuelva la ecuación de Lane-Emden.

2.2. Condiciones internas

- La presión del gas y de la radiación compensan la gravedad.
- La presión del gas en condiciones normales está dada el gas ideal clásico,

$$P_{\text{gas}} = \frac{\rho k T}{\mu m_H},$$

con la masa molecular media para una composición química (X, Y, Z) dada por,

$$\mu = (2X + 3Y/4 + Z/2)^{-1}.$$

- Adicionalmente se considera la presión de radiación,

$$P_{\text{rad}} = \frac{1}{3} a T^4.$$

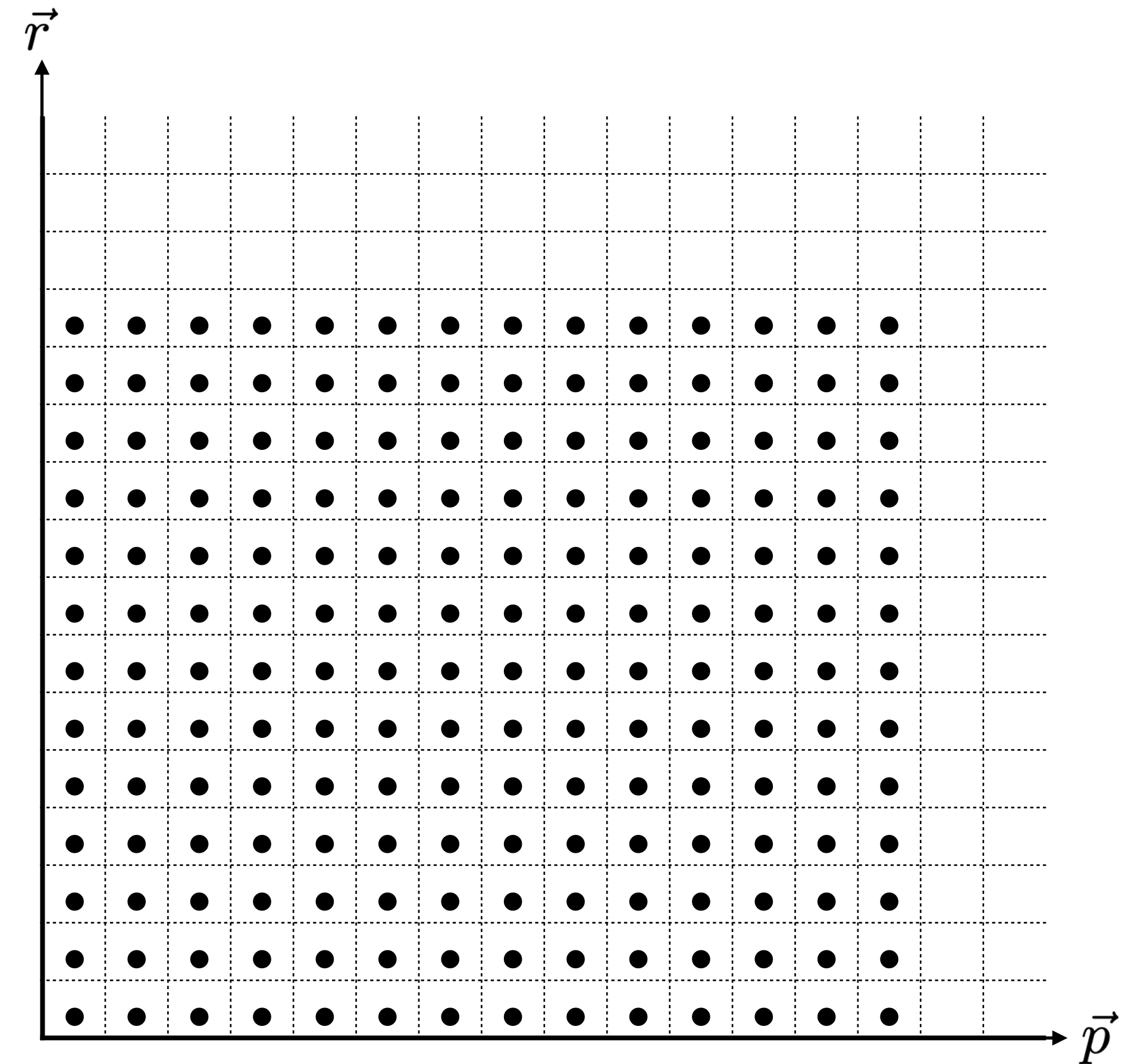
X: hidrógeno (0.73)
Y: helio (0.25)
Z: lo demás (0.02)

2.2. Condiciones internas: degeneración

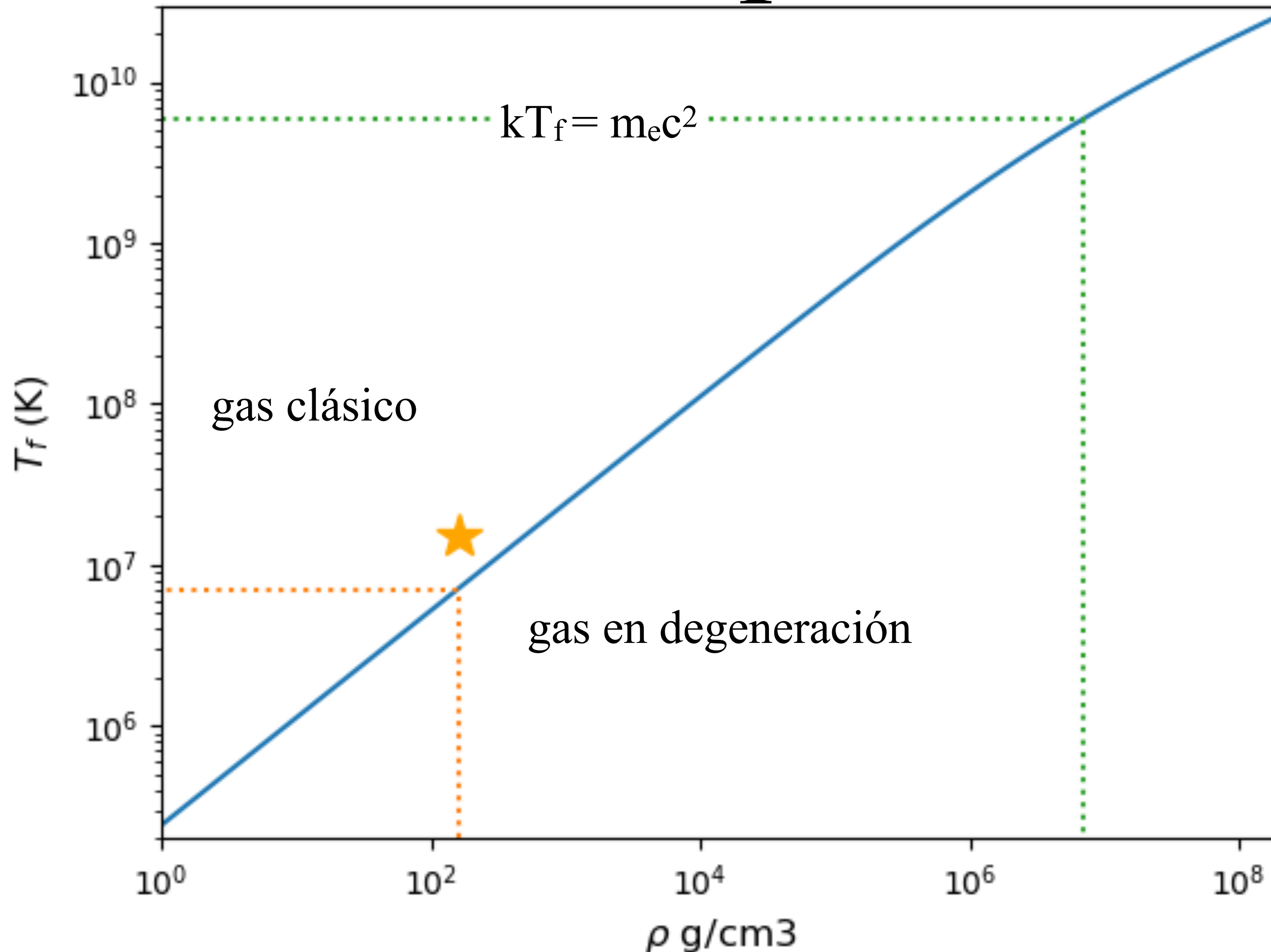
- Es común la condiciones de degeneración electrónica en estrellas, en particular en estados evolutivos tardíos.
- Electrones en degeneración ocupan los niveles más bajos del espacio-fase, acotado por el momento de Fermi,

$$N_e = 2 \int \frac{d^3x d^3p}{h^3} \Rightarrow n_e = \frac{N_e}{V} = \frac{8\pi}{3h^3} p_f^3.$$

- La ecuación de estado depende de si p_f es no relativista ($p_f \ll mc$) o relativa ($p_f \gg mc$).



Temperatura de Fermi



El momento de Fermi se relaciona con la temperatura de acuerdo a,

$$T_f \simeq 2.4 \times 10^9 \text{ K} \left(\frac{\rho}{10^6 \text{ g cm}^{-2}} \right)^{2/3} \left(\frac{\mu_e}{1.4} \right)^{-2/3},$$

en el caso no relativista.

Si la temperatura desciende por debajo de T_f el gas alcanza la degeneración.

2.3. Generación y transporte de energía

- La generación de energía ocurre en las regiones más calientes de la estrella,

$$\frac{dL}{dr} = 4\pi r^2 \rho \varepsilon ,$$

donde ε mide la energía generada por unidad de masa (erg/g) en el radio r .

- El flujo de energía se estima de la ecuación de difusión radiativa:

$$F = -\frac{4}{3\alpha} \frac{d}{dr} (\sigma T^4) ,$$

con los coeficientes de absorción y opacidad, $\alpha = \kappa \rho$, y el flujo de energía en un radio determinado dado por,

$$L(r) = 4\pi r^2 F(r) .$$

2.3. Generación y transporte de energía

- La generación y el flujo de energía determinan la estructura de la estrella.
- La energía se genera mediante reacciones nucleares:
 - Hidrógeno a helio define la secuencia principal.
 - $\text{He} \rightarrow \text{C}$ y elementos mas pesados provoca las fase de gigante o supergigante.
 - Reacciones explosivas en las etapas avanzadas.
- El transporte de energía es principalmente por radiación o convección:
 - Transporte radiativo por dispersión electrónica en el núcleo (y alta masa).
 - Transporte radiativo por procesos atómicos en zonas externas (y baja masa).
 - Transporte convectivo en celdas adiabáticas.

2.4. Fusión nuclear

- La fusión nuclear requiere vencer el potencial Coulombiano para acceder a la atracción nuclear,

$$E_{Coul} = \frac{Z_1 Z_2 e^2}{r} \approx Z_1 Z_2 \text{ MeV} \left(\frac{r_0}{r} \right),$$

con $r_0 = A^{1/3} 1.44 \times 10^{-13}$ cm el radio del núcleo.

- La energía cinética de las partículas en el interior del Sol es $E \sim 1.2$ keV ($T = 15 \times 10^6$ K).

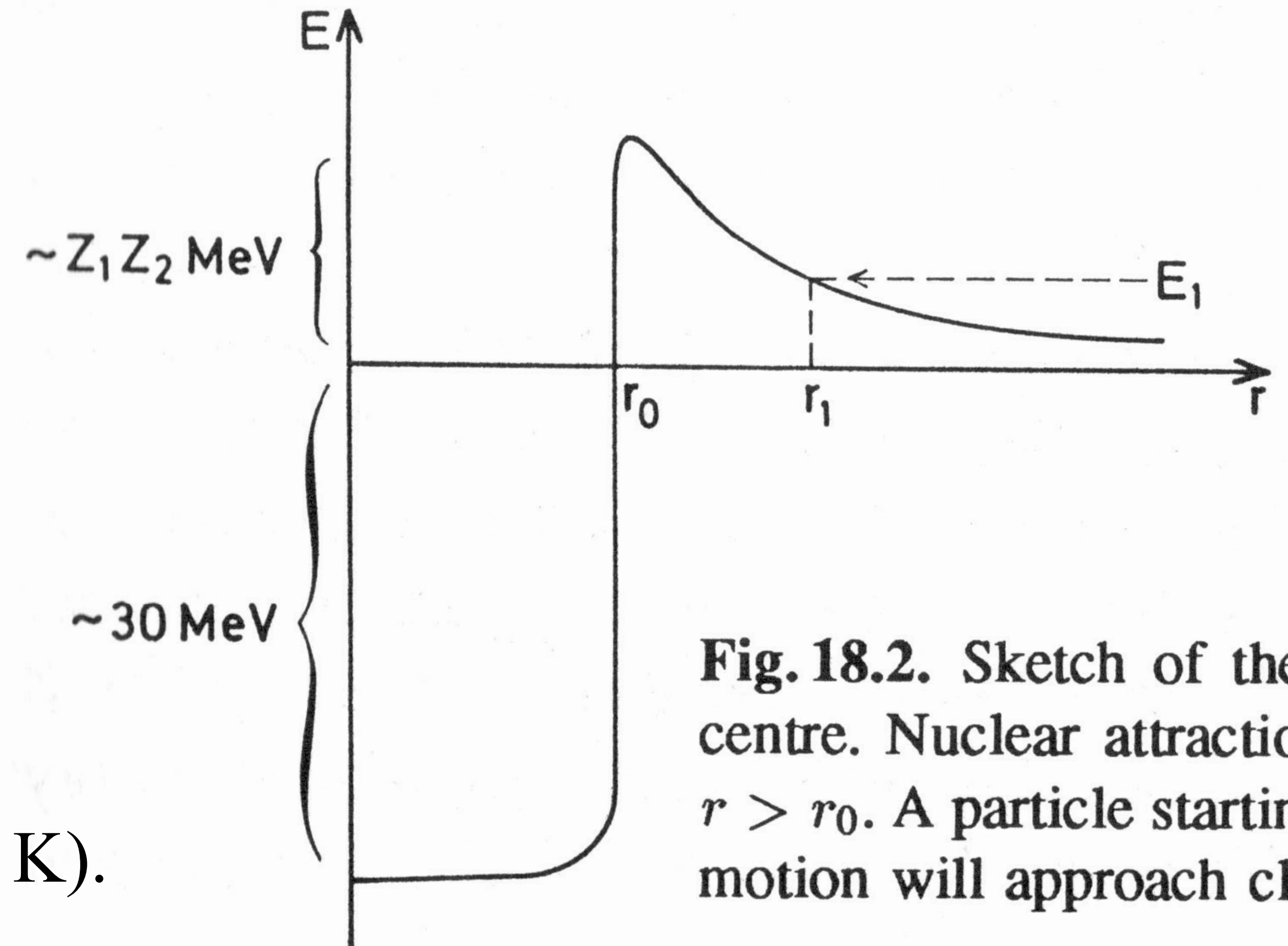


Fig. 18.2. Sketch of the potential energy curve for nuclear fusion. Nuclear attraction dominates for $r > r_0$. A particle starting at E_1 will approach classically to r_1 .

2.4. Fusión nuclear

- La fusión nuclear es posible debido al efecto túnel, de probabilidad

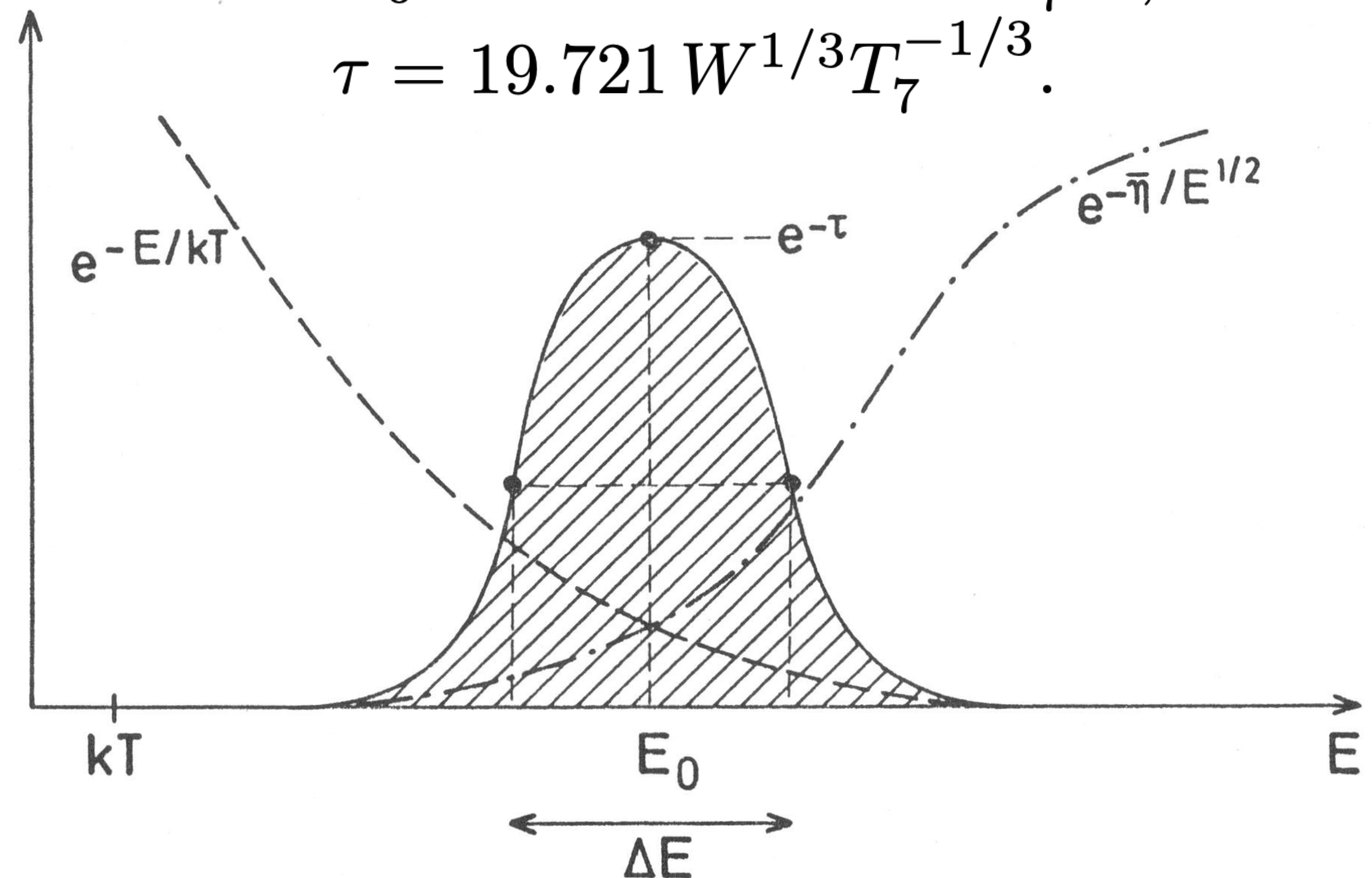
$$P = p_0 E^{-1/2} e^{-2\pi\eta}, \quad \eta = \frac{Z_1 Z_2 e^2 / \hbar}{(2E/m)^{1/2}}.$$

- El producto de la fc de probabilidad y la distribución de Maxwell-Boltzmann forma el pico de Gamow.
- La tasa de la reacción es $\propto E_0 e^{-\tau}$, y tiene dependencia extrema con la temperatura.

$$W = Z_1^2 Z_2^2 A,$$

$$E_0 = 5.665 \text{ keV } W^{1/3} T_7^{2/3},$$

$$\tau = 19.721 W^{1/3} T_7^{-1/3}.$$

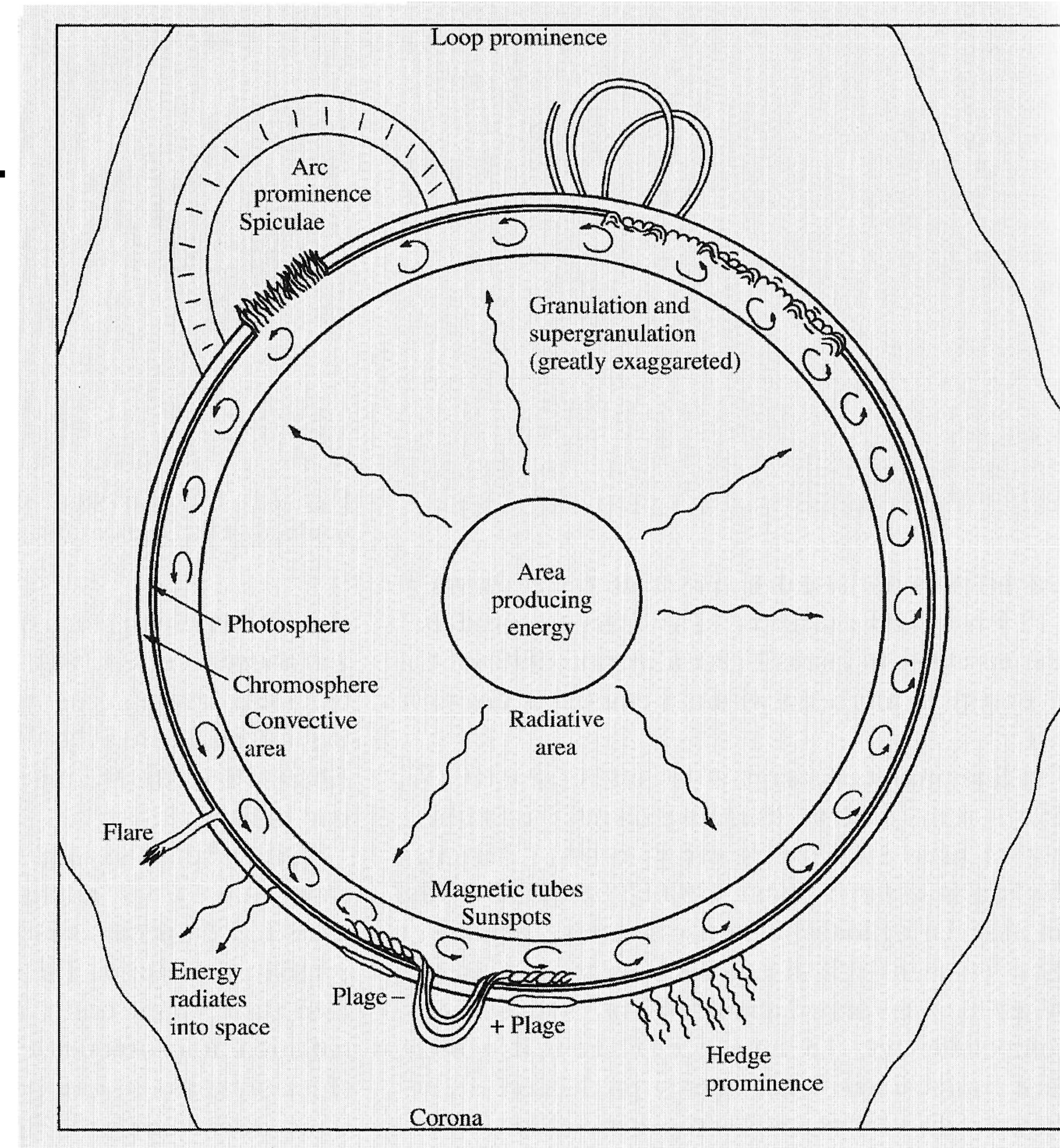


Fusión de hidrógeno

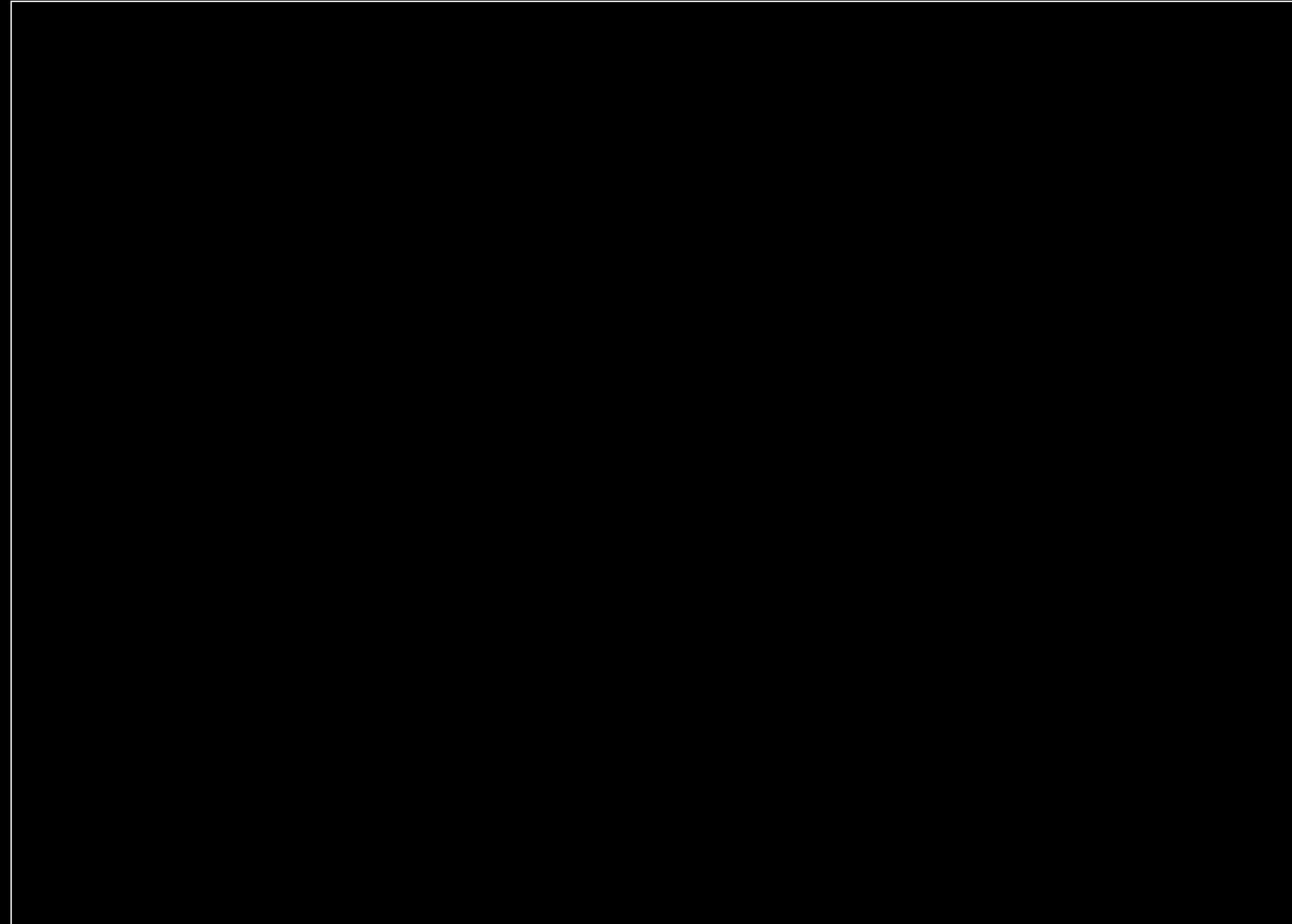
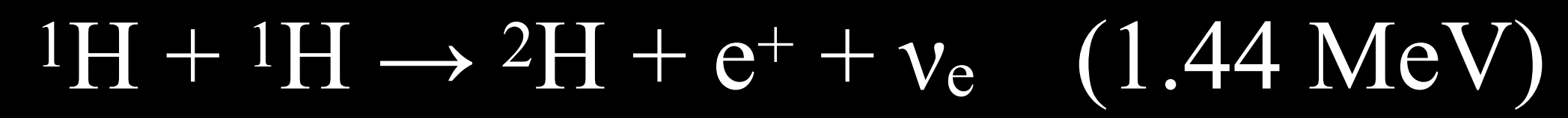
- La fusión $H \rightarrow He$ ocurre a $T_7 \approx 0.5$. En el Sol se da por medio de los tres pasos de la cadena protón - protón (ppI):

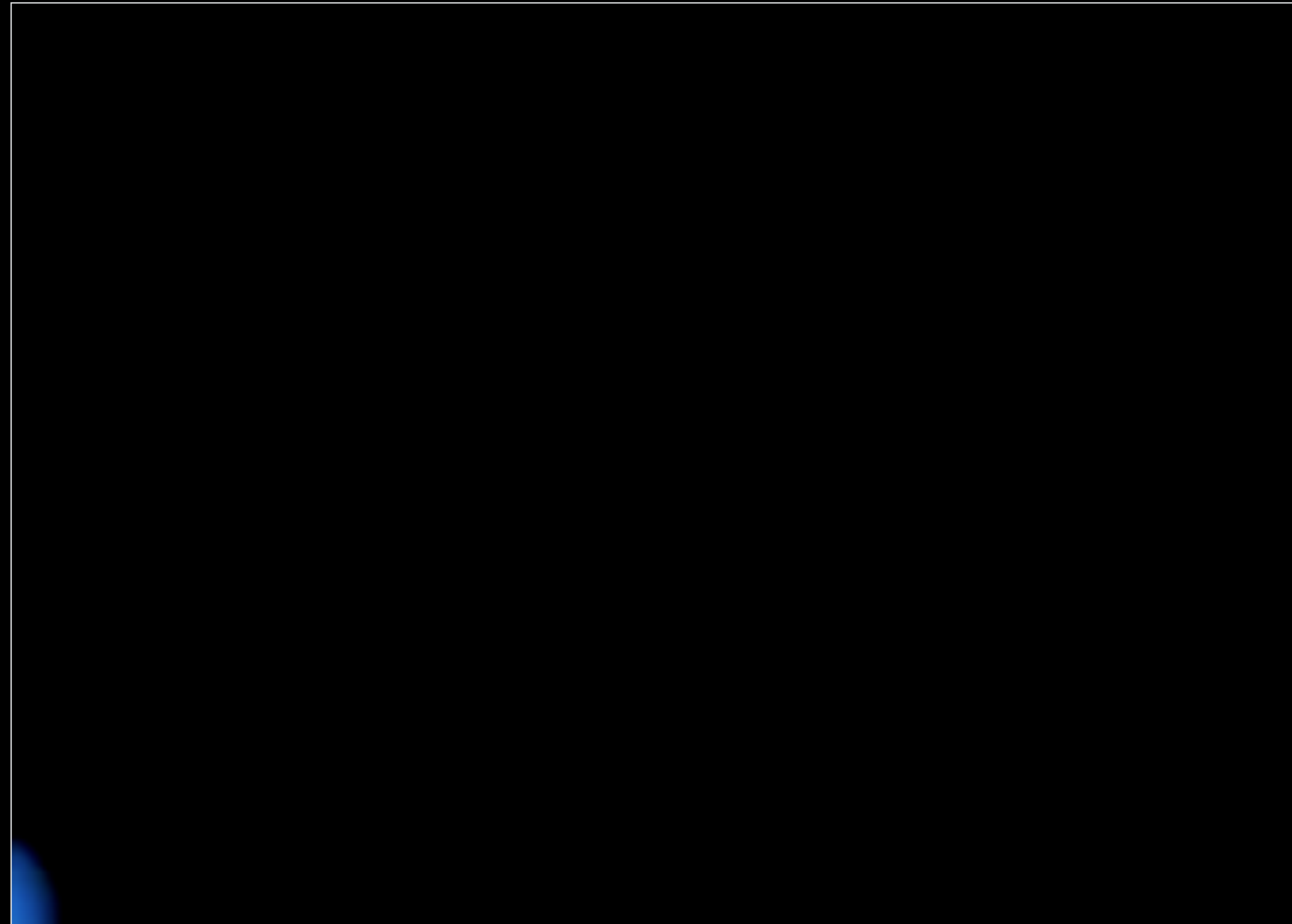


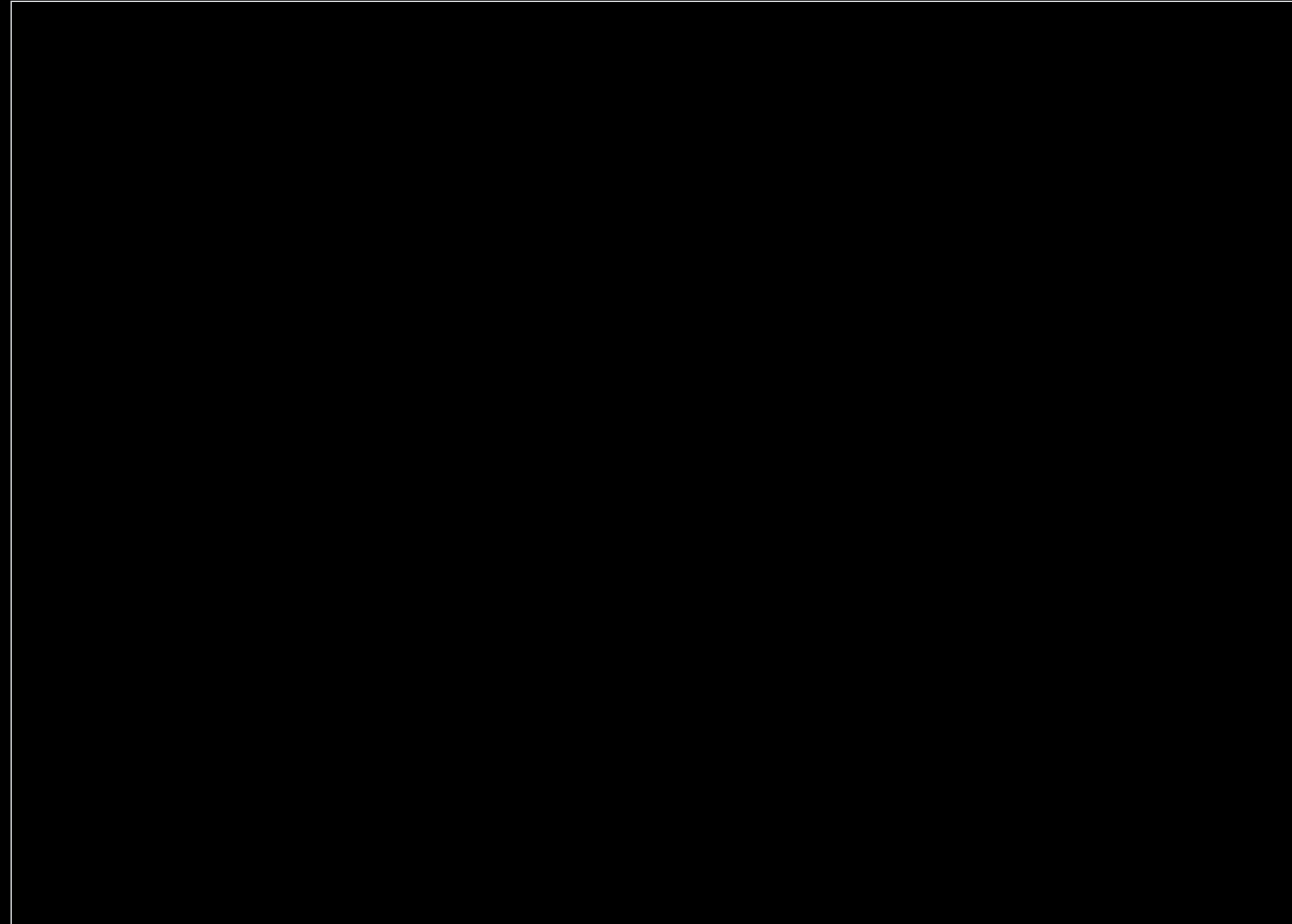
- $\Delta E = 26.6 \text{ MeV} = 0.007 mc^2$.
- Una fracción pequeña de las reacciones se dan en cadenas que involucran litio, berilio (ppII) y boro (ppIII).

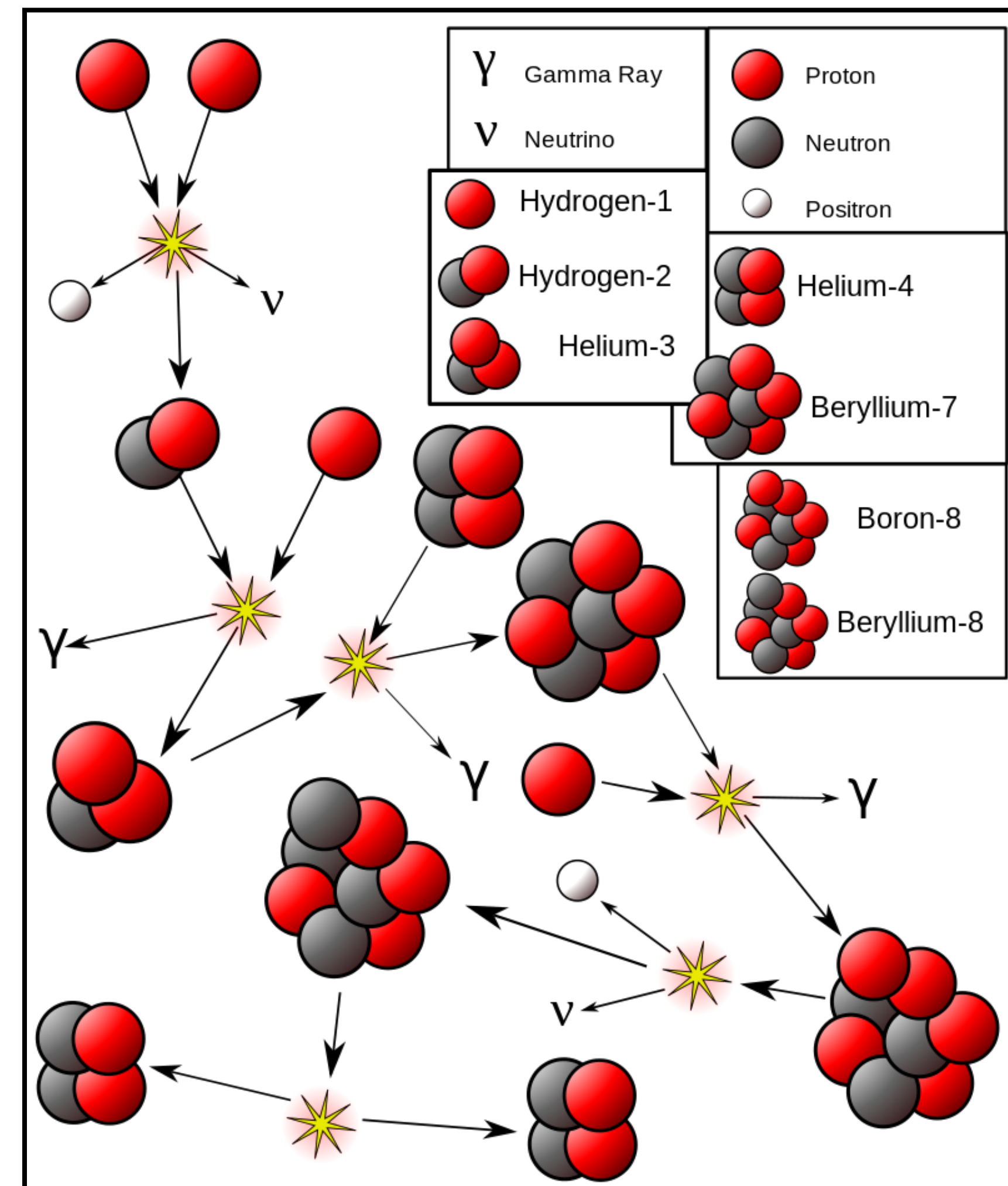
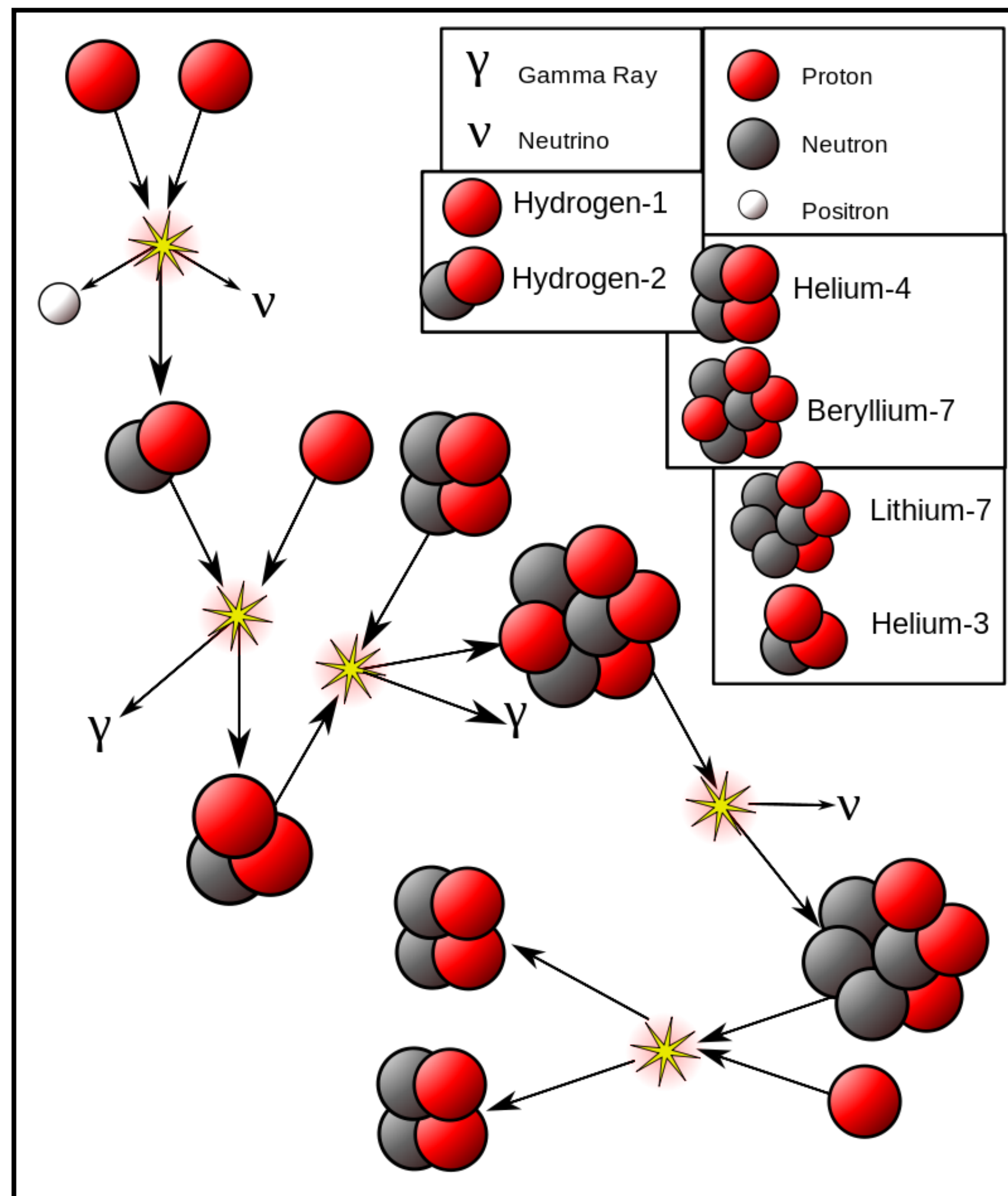
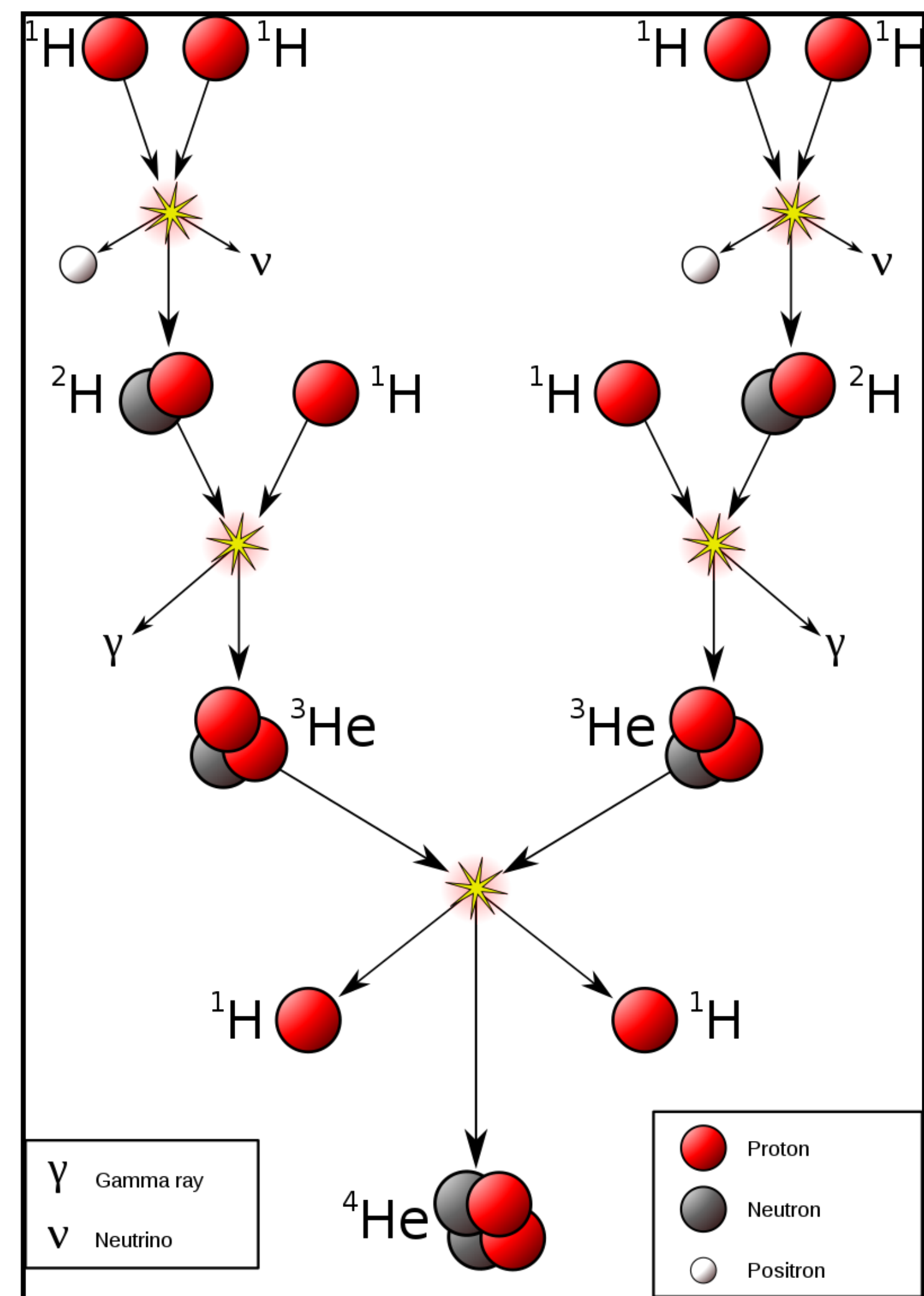


Esquema de la estructura del Sol









By Sarang - Own work, Public Domain, <https://commons.wikimedia.org/w/index.php?curid=51118538>

$\{^1\text{H}, ^2\text{H}, ^3\text{He}, ^4\text{He}, ^7\text{Li}, ^7\text{Be}, ^8\text{Be}, ^8\text{B}\}$

Ciclo del carbono

- Estrellas de masa arriba de $1.5 M_{\odot}$ fusionan hidrógeno en helio mediante el ciclo del carbono.

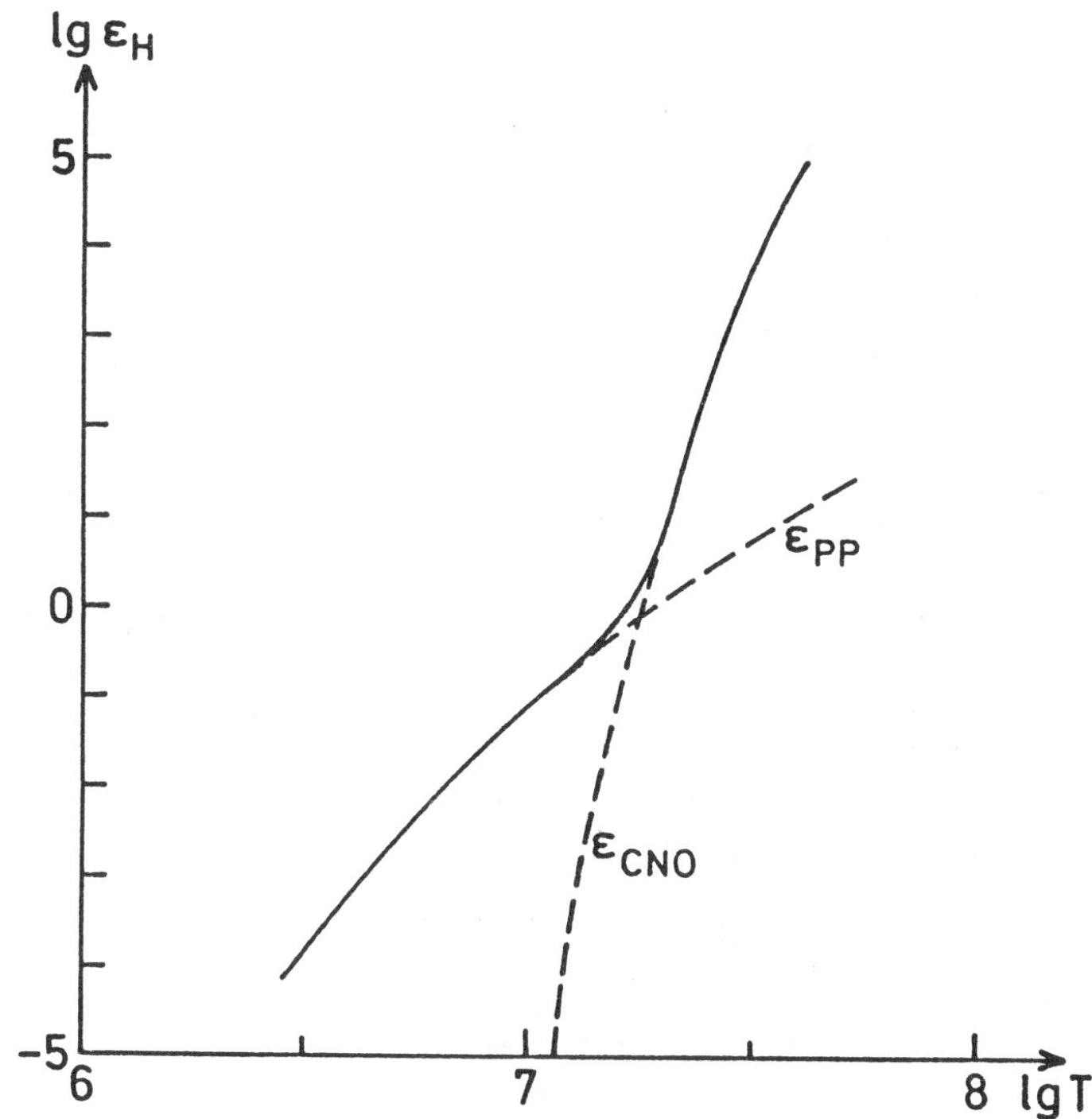
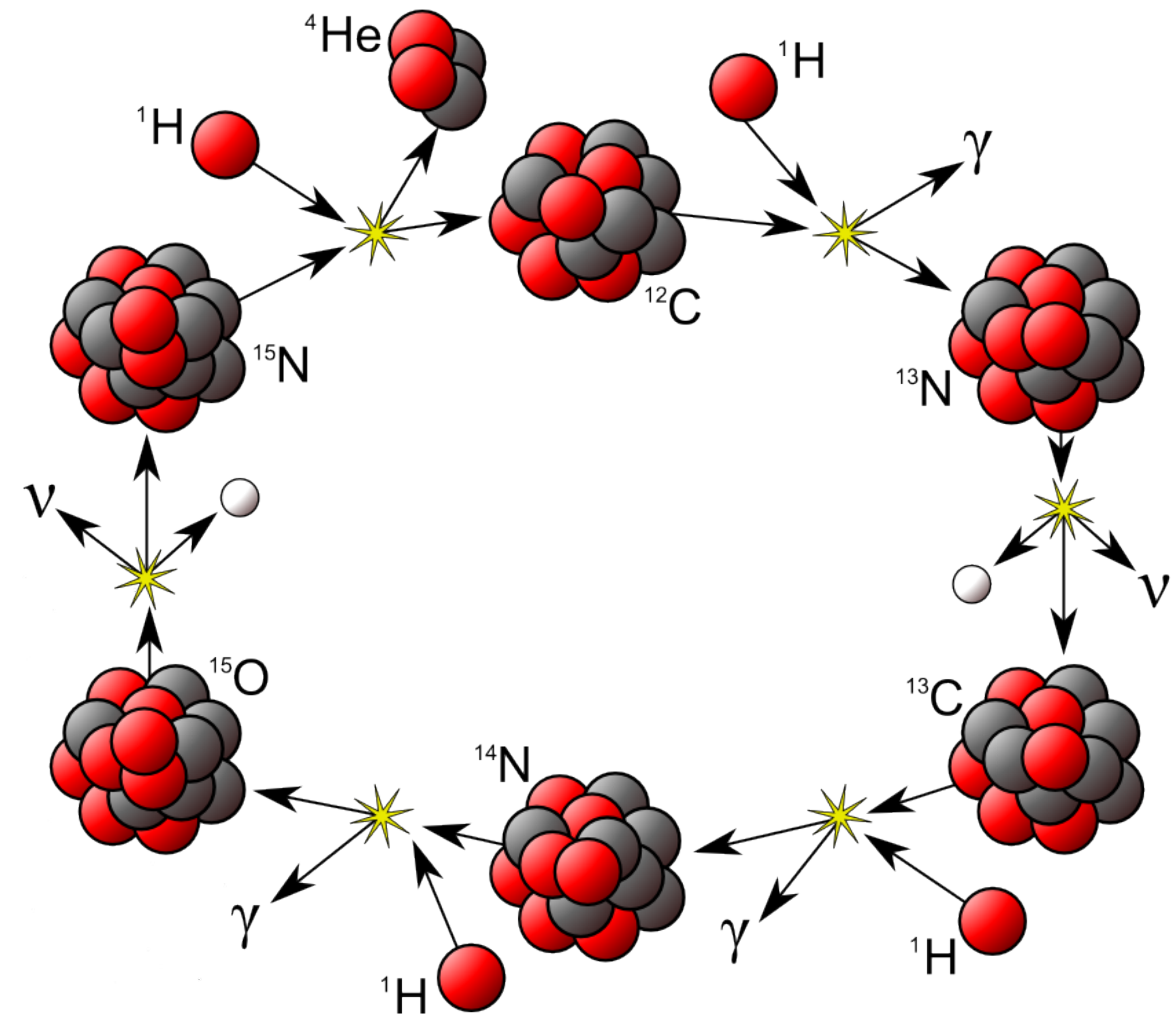


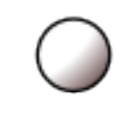


Fig. 18.8. Total energy generation rate ϵ_H (in $\text{erg g}^{-1} \text{s}^{-1}$) for hydrogen burning (solid line) over the temperature T (in K), for $\rho = 1 \text{ g cm}^{-3}$, $X_1 = 1$, $X_{\text{CNO}} = 0.01$. The contributions of the pp chain and the CNO cycle are dashed

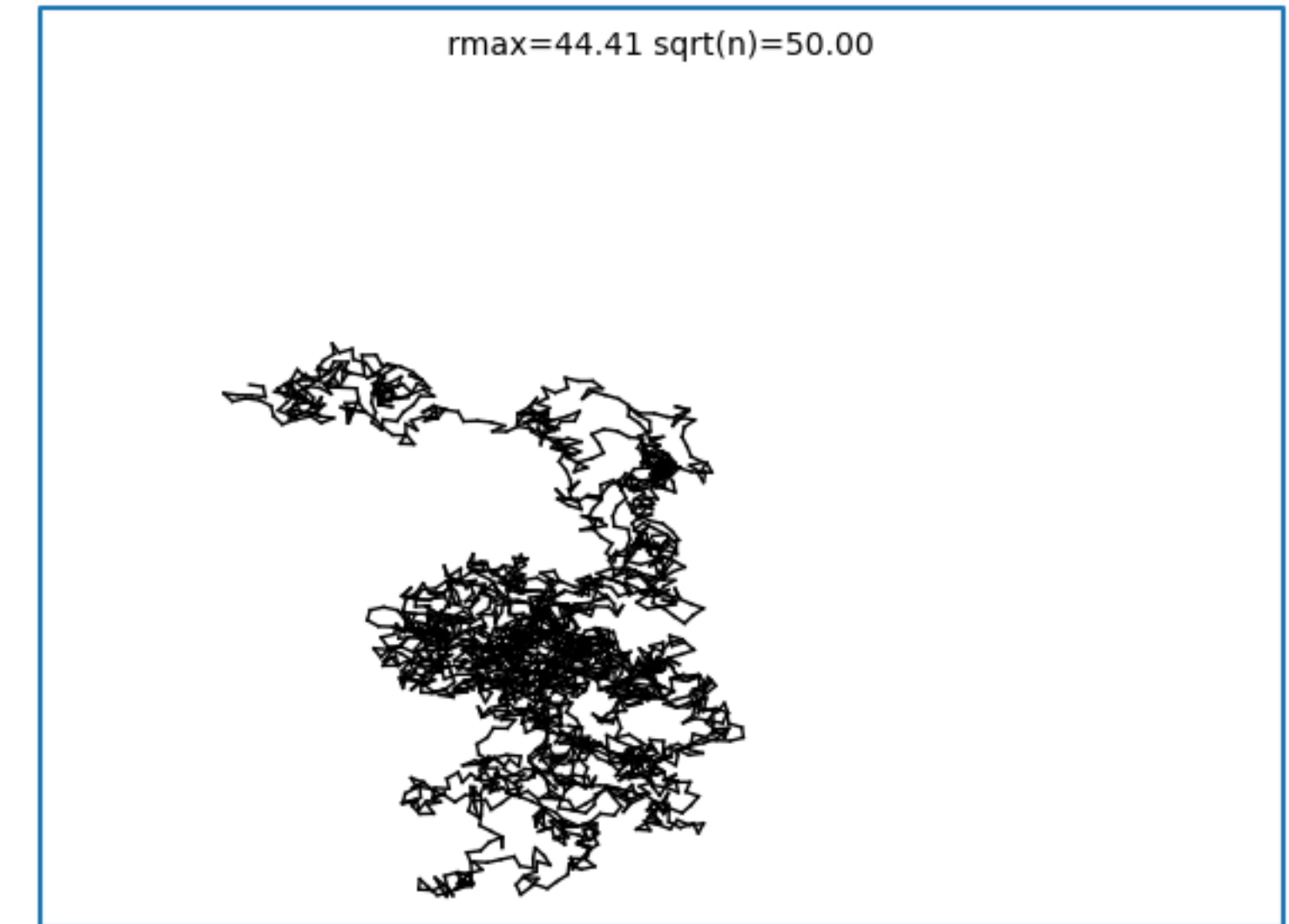


	Proton	γ	Gamma Ray
	Neutron	ν	Neutrino
	Positron		

2.5. Transporte de energía

- **Transporte radiativo:**

- El camino libre medio para un fotón en dispersión electrónica en el interior estelar es $\ell = 1/\rho\kappa \approx 0.02$ cm.
- El escape de la radiación es difusivo, con una escala de tiempo $\tau \approx 3R^2/\ell c \approx 6.6 \times 10^5$ años, y 2.7×10^{25} interacciones.



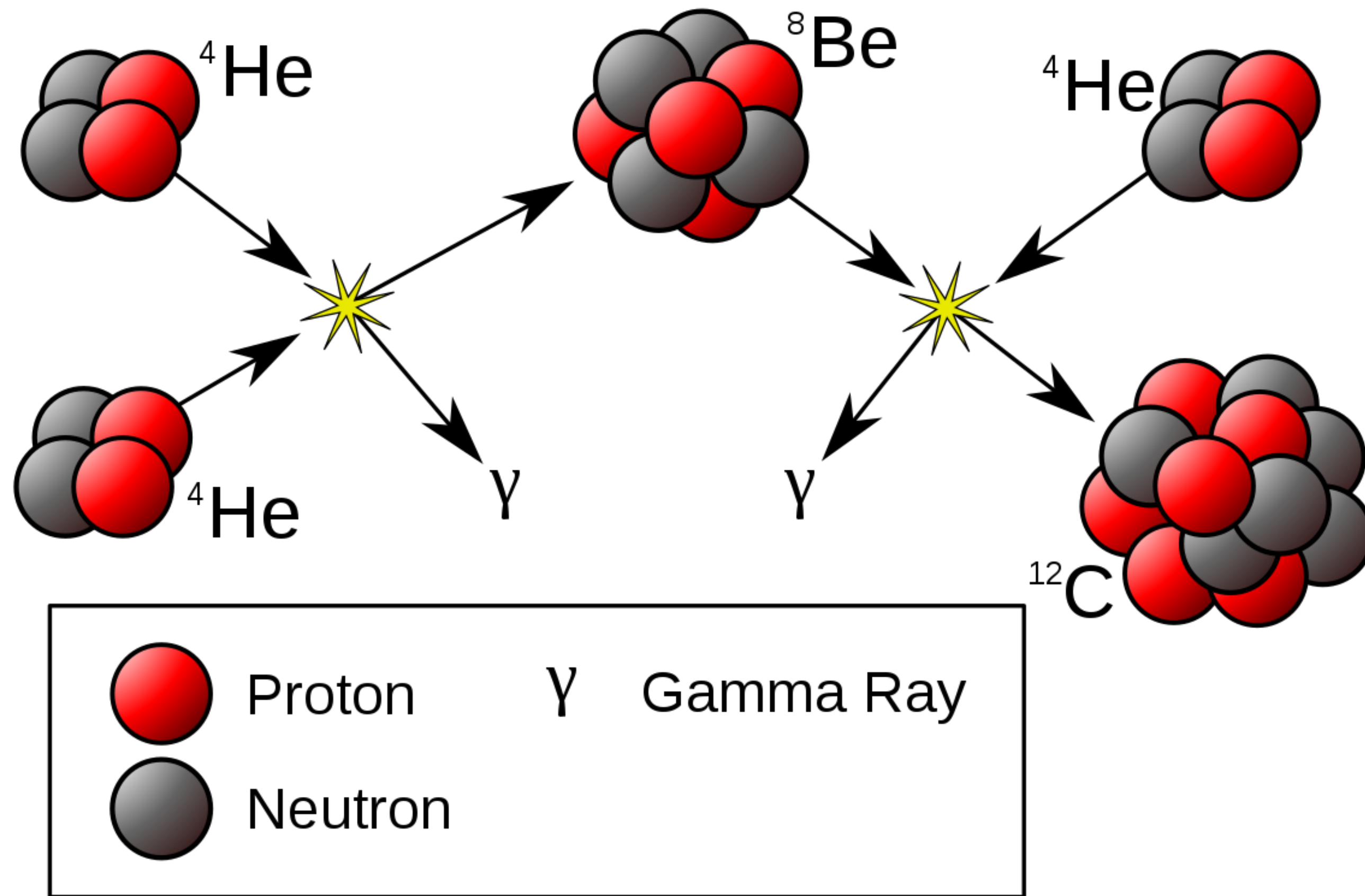
- **Transporte convectivo:**

- Importante cuando el transporte radiativo es ineficiente.
- En un gas con índice adiabático γ se tiene un gradiente de temperatura,

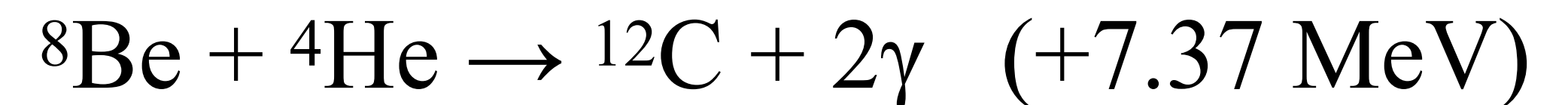
$$\frac{dT}{dr} = \left(1 - \frac{1}{\gamma}\right) \frac{T}{P} \frac{dP}{dr}.$$

- En la práctica se emplea el proceso menor gradiente dT/dr menor.

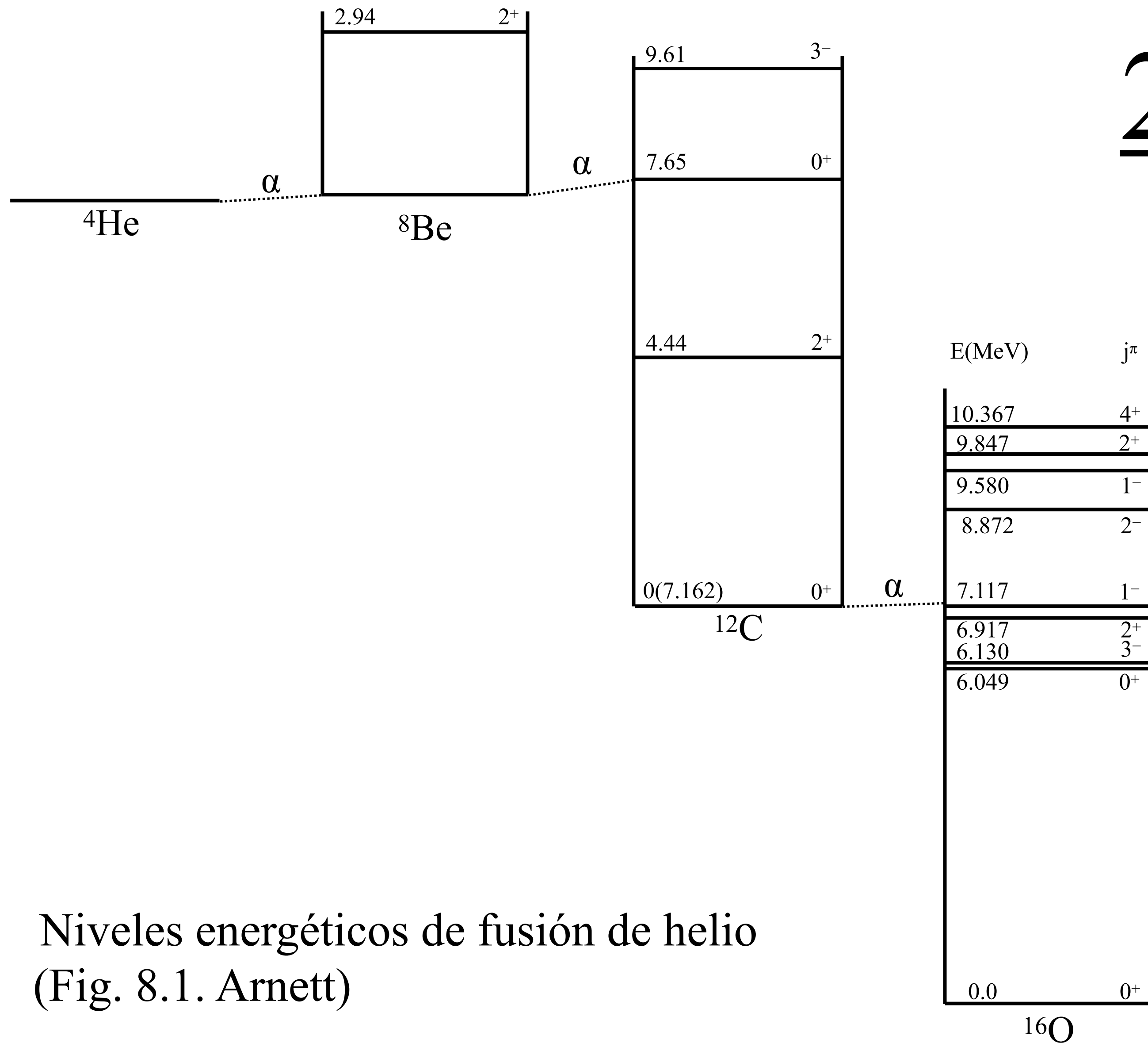
2.6. Fusión del helio: triple alfa



El berilio-8 es inestable, decayendo en dos helios en 8.2×10^{-17} s. La colisión con un helio-4 rompe al berilio 2420 de cada 2421 veces. Ocasionalmente crea un carbono...



La reacción requiere temperaturas de 100 millones de grados, con $\langle \sigma v \rangle \propto T_8^{40}$.



2.6. Fusión del helio

- La resonancia de niveles entre ^8Be y ^{12}C , predicha por Hoyle, permite la reacción.
- El estado de ^{16}O a 7.117 MeV tiene un ancho muy pequeño, afectando la tasa de la reacción.

Niveles energéticos de fusión de helio
(Fig. 8.1. Arnett)

Fusión de C,O...

- La producción de C y O permite una mayor diversidad de reacciones, mismas que requieren temperaturas cada vez más altas (~ 5 a 10×10^8 K),
 - $^{12}\text{C} + ^{12}\text{C} \rightarrow ^{24}\text{Mg} + \gamma, ^{23}\text{Mg} + n, ^{23}\text{Na} + p, ^{20}\text{Ne} + \alpha, ^{16}\text{O} + 2\alpha, \dots$
 - $^{16}\text{O} + ^{16}\text{O} \rightarrow ^{32}\text{S} + \gamma, ^{31}\text{P} + p, \dots$
 - $^{12}\text{C} + ^{16}\text{O} \rightarrow ^{28}\text{S} + \gamma, ^{27}\text{Al} + p, ^{24}\text{Mg} + \alpha, \dots$

TABLE 3.2
Energetics of $^{16}\text{O} + ^{16}\text{O}$

<i>Product</i>	<i>Q</i> (MeV)	<i>Q_{eff}</i> (MeV)
$^{32}\text{S} + \gamma$	16.5410	...
$^{31}\text{P} + p$	7.6770	≈ 11
$^{28}\text{Si} + \alpha$	9.5928	10
$^{31}\text{S} + n$	1.4531	1.5
$^{30}\text{P} + d$	-2.4058	0.6
$^{30}\text{Si} + 2p$	0.3795	0.4
$^{30}\text{P} + p + n$	-4.6304	-1.6
$^{29}\text{Si} + ^3\text{He}$	-2.5118	-2.1
$^{24}\text{Mg} + ^8\text{Be}$	-0.4841	-4.1
$^{29}\text{P} + ^3\text{H}$	-7.4737	-4.4
$^{27}\text{Al} + p + \alpha$	-1.9925	-4.6
$^{24}\text{Mg} + 2\alpha$	-0.3920	-5.6
$^{27}\text{Si} + n + \alpha$	-7.5846	-7.2
$^{29}\text{Si} + p + d$	-8.0056	-8.0
$^{20}\text{Ne} + ^{12}\text{C}$	-2.4317	-8.4
$^{16}\text{O} + ^{12}\text{C} + \alpha$	-7.1616	-11
$^{20}\text{Ne} + 3\alpha$	-9.7065	-21

Núcleo	T/10 ⁹ K	Producto	q (erg/g - núcleo)	Enfriamiento
¹ H	0.02	⁴ He, ¹⁴ N	5 a 8 × 10 ¹⁸	fotones
⁴ He	0.2	¹² C, ¹⁶ O, ²² Ne	7 × 10 ¹⁷	fotones
¹² C	0.8	²⁰ Ne, ²⁴ Mg, ¹⁶ O, ²³ Na, ^{25,26} Mg	5 × 10 ¹⁷	neutrinos
²⁰ Ne	1.5	¹⁶ O, ²⁴ Mg, ²⁸ Si, ...	1.1 × 10 ¹⁷	neutrinos
¹⁶ O	2	²⁸ Si, ³² S, ...	5 × 10 ¹⁷	neutrinos
²⁸ Si	3.5	⁵⁶ Ni, A ≈ 56	0 a 3 × 10 ¹⁷	neutrinos
⁵⁶ Ni	6 a 10	n, ⁴ He, ¹ H	-8 × 10 ¹⁸	neutrinos
A ≈ 56	depende de ρ	fotodesintegración, neutronización		

Etapas de fusión termonuclear (Tabla 6.2, Arnett)

3. Evolución estelar

3.1. Escalas de tiempo.

3.2. Pre-secuencia principal.

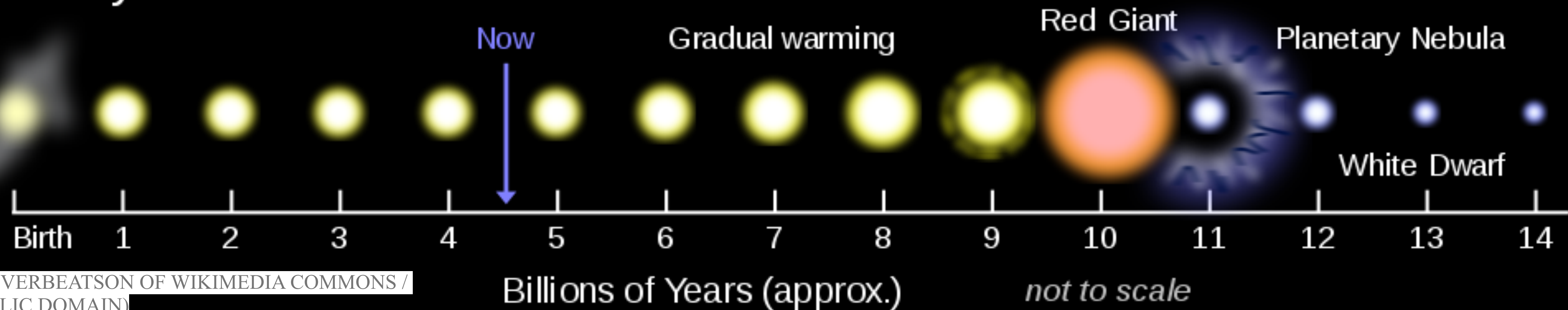
3.3. Radiación y convección.

3.4. Esquema evolutivo.

3.5. Estrellas masivas.

3.6. Explosiones estelares.

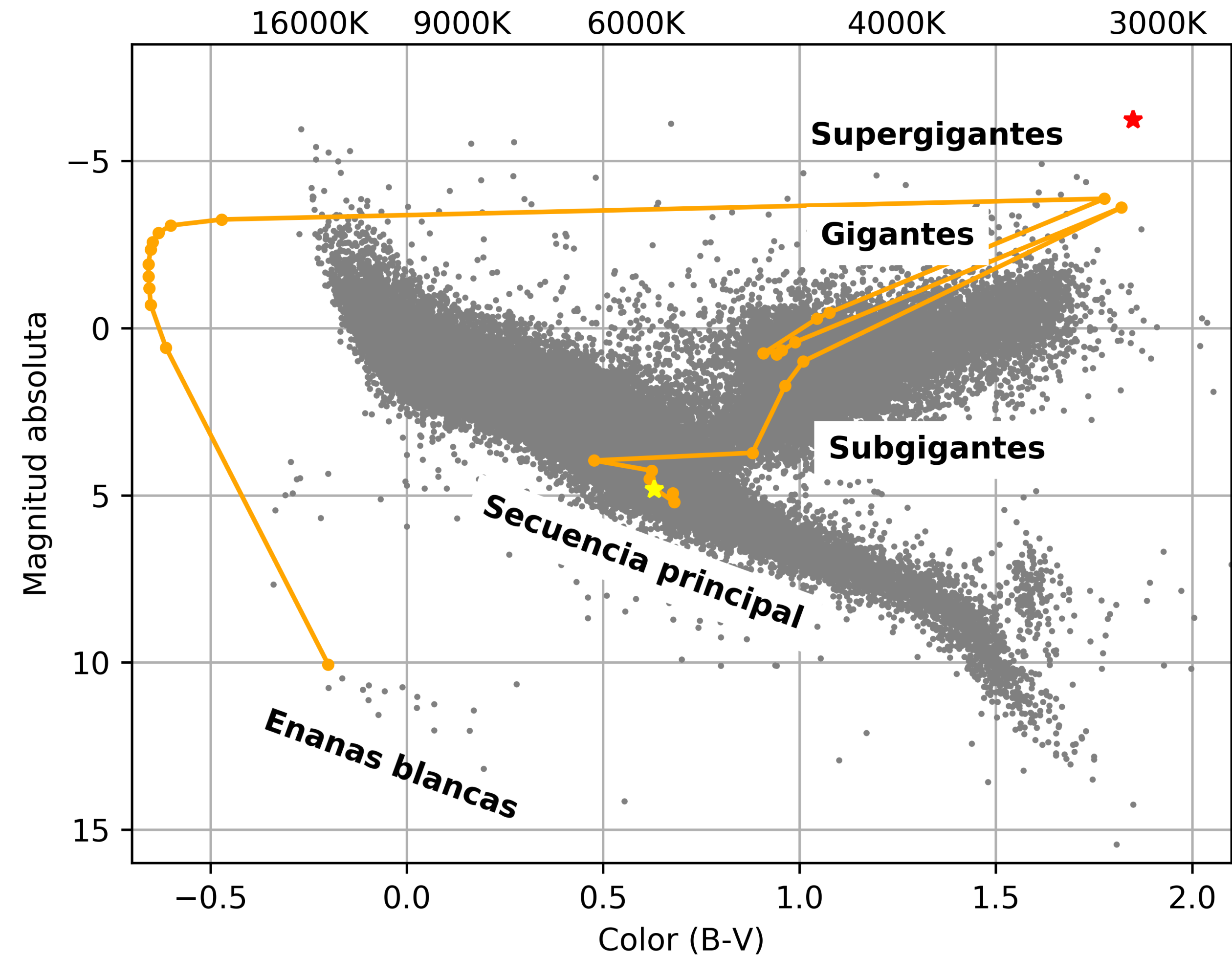
Life Cycle of the Sun



(OLIVERBEATSON OF WIKIMEDIA COMMONS / PUBLIC DOMAIN)

3. Evolución estelar

- La evolución de la estrella está dictada por los cambios en la composición y fuente de energía.
- Frecuentemente se describe como trayectorias en el diagrama HR:
 - pre-secuencia principal → secuencia principal → (super)gigante → enana blanca o supernova.



3.1. Escalas de tiempo

- Nuclear:

$$t_n \approx \frac{0.007 \times 0.1 M c^2}{L} \approx 10^{10} \text{ años} \left(\frac{M/M_\odot}{L/L_\odot} \right).$$

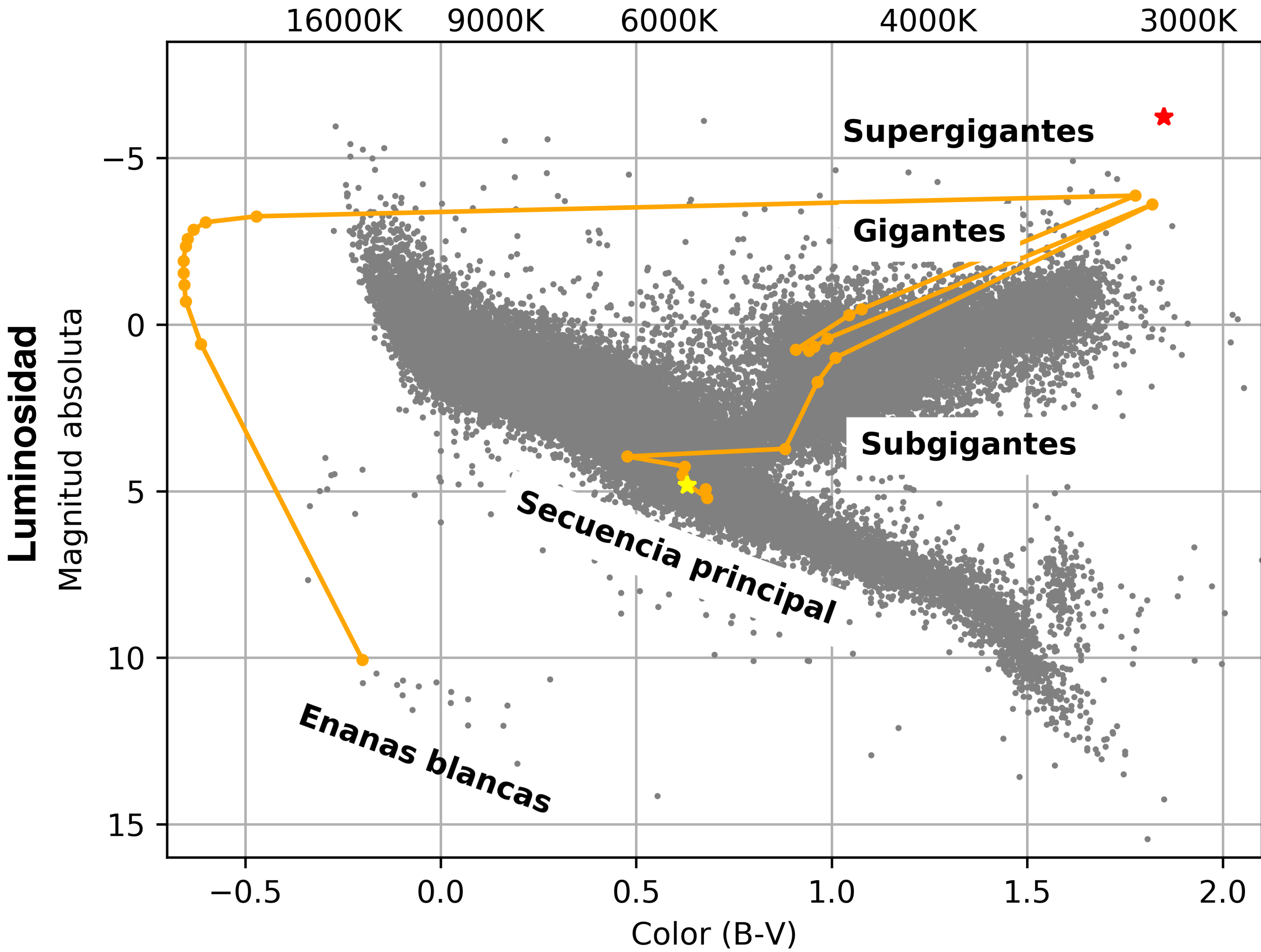
- Térmica:

$$t_{th} = \frac{GM^2/2R}{L} \approx 2 \times 10^7 \text{ años} \frac{(M/M_\odot)^2}{(R/R_\odot)(L/L_\odot)},$$

- Dinámica:

$$t_d \approx \sqrt{\frac{R^3}{GM}} \approx 26.5 \text{ minutos} \frac{(R/R_\odot)^{3/2}}{(M/M_\odot)^{1/2}}.$$

Temperatura



Secuencia evolutiva del Sol.

Edad (10 ⁶ años)	L (L _☉)	T (K)	R (R _☉)
4 550	1.0	5779	1.0
7 560	1.33	5843	1.13
9 370	1.67	5819	1.275
10 910	2.21	6517	1.575
11 640	2.73	4902	2.30
12 088	17.3	4664	6.38
12 150	34	4540	9.5
12 233	2349	3107	165.8

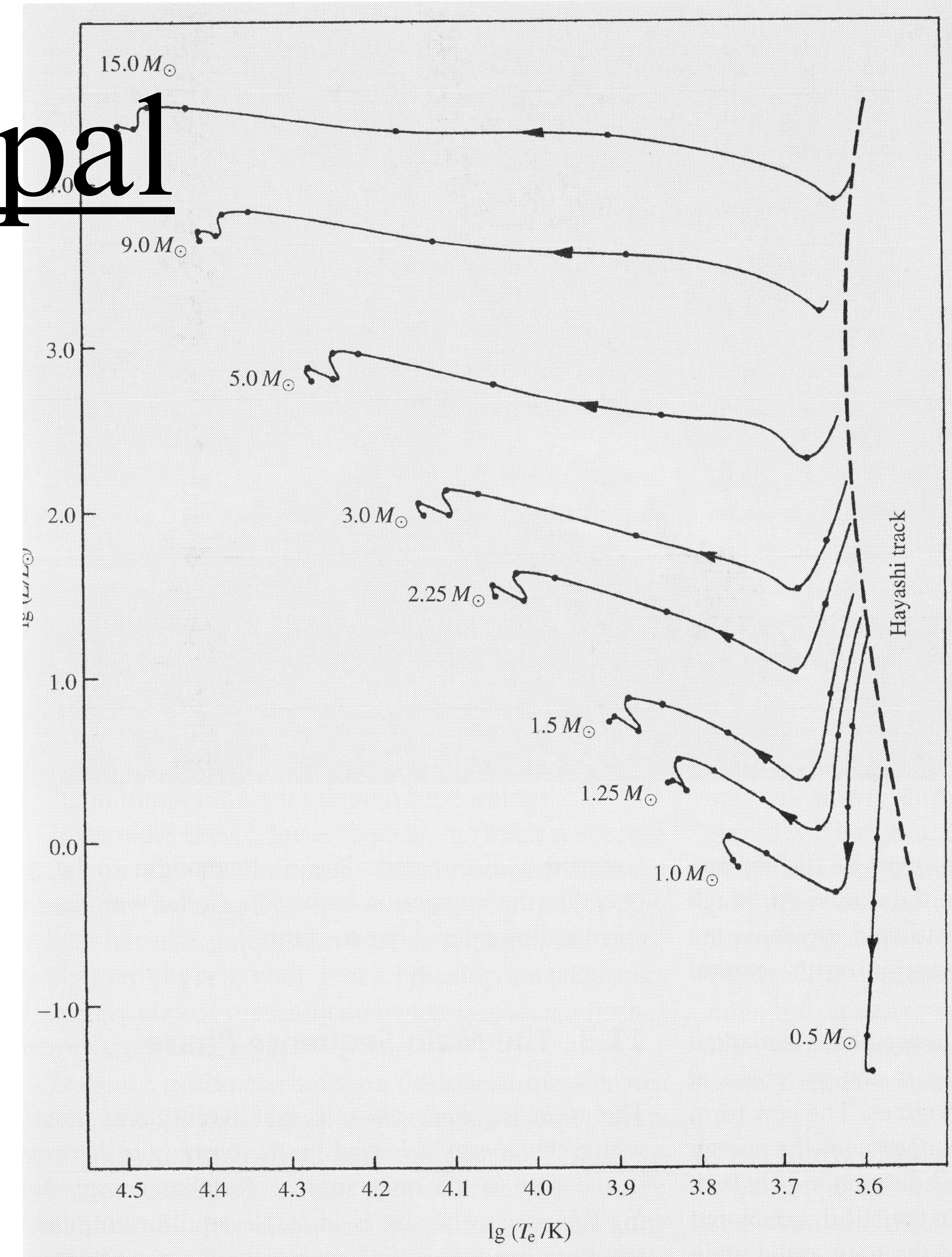


astro @ DRC - agosto 2021



3.2. Pre-secuencia principal

- Contracción de una sobre-densidad de masa hasta el inicio de las reacciones nucleares y ubicación en la secuencia principal.
 - Estrellas con $M < 1.5 M_{\odot}$ inician la fusión de hidrógeno mediante el ciclo pp;
 - Estrellas con $M > 1.5 M_{\odot}$ inician la fusión de hidrógeno mediante el ciclo CNO.



3.3. Radiación y convección

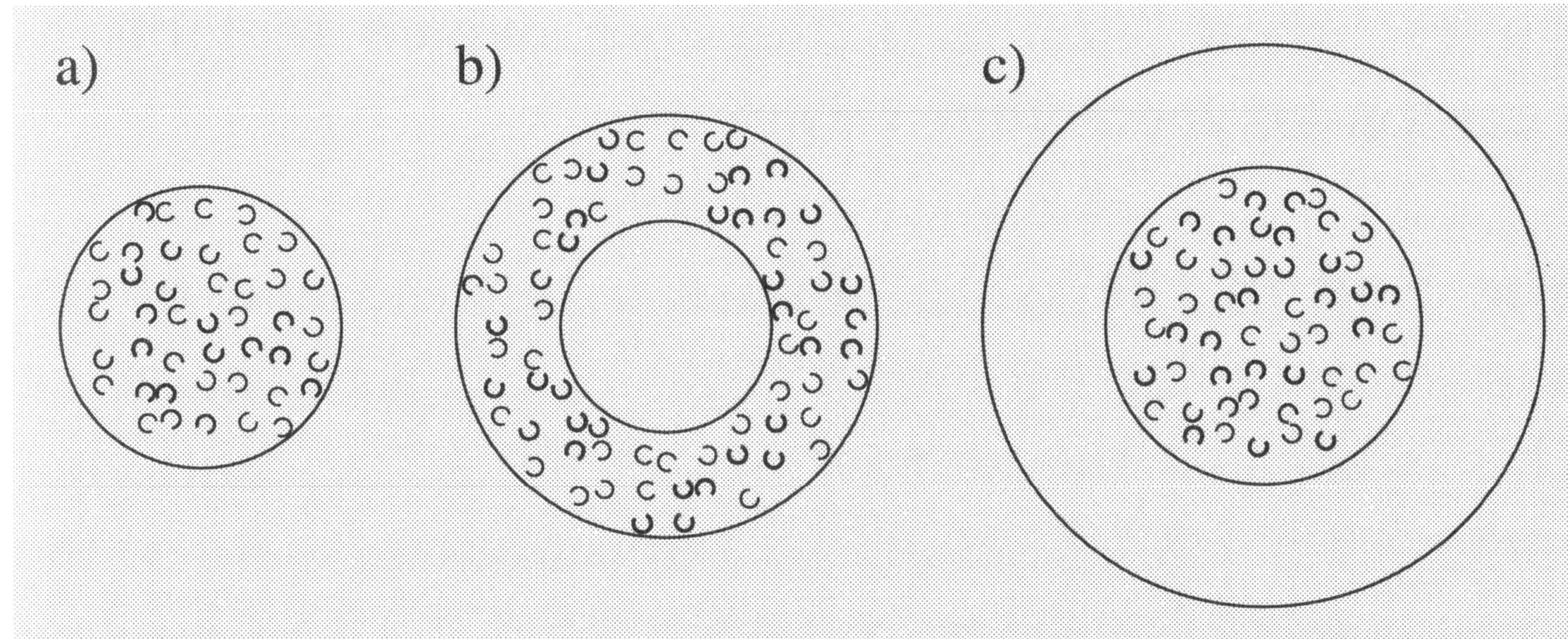
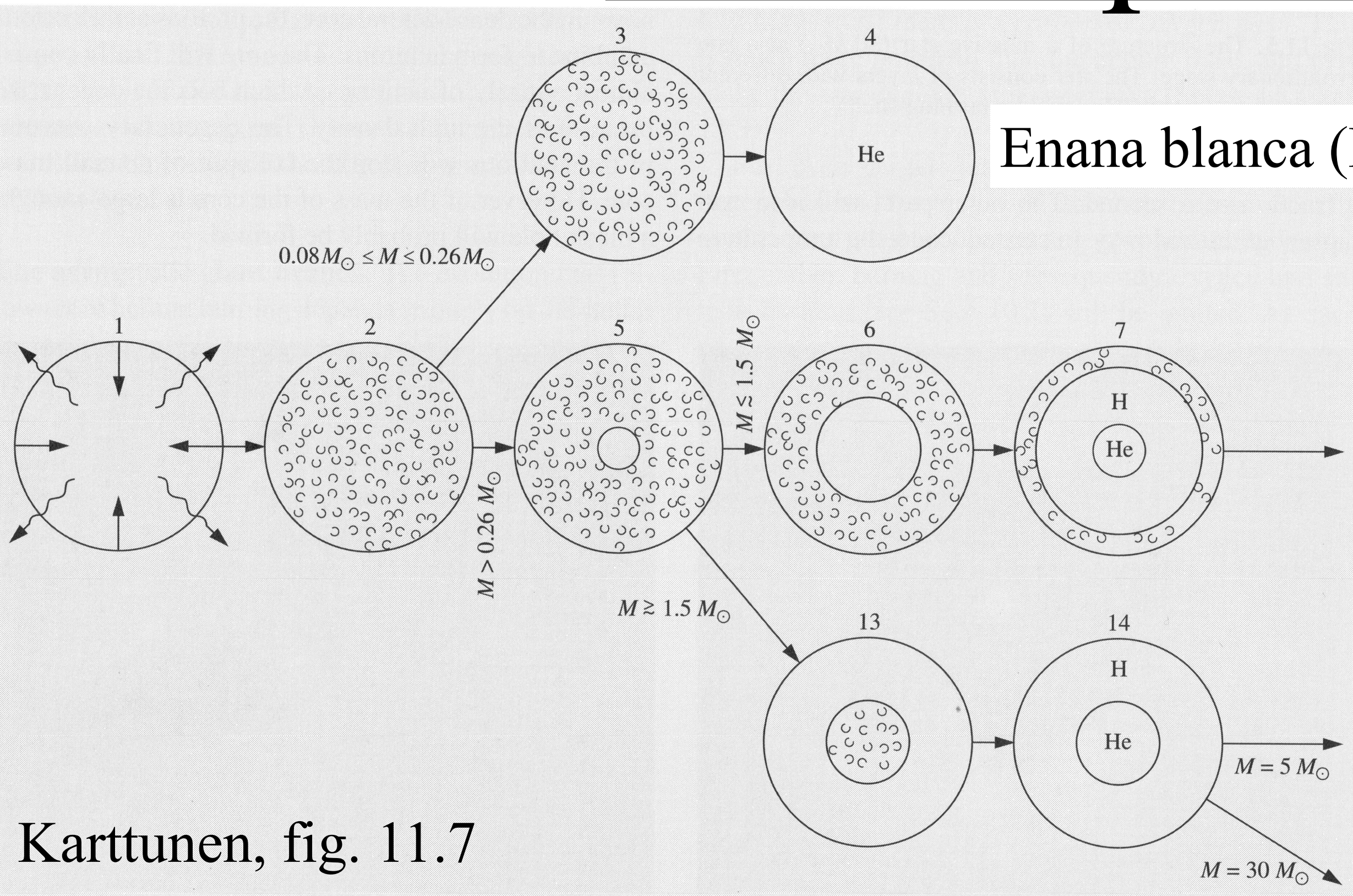


Fig. 11.4a–c. Energy transport in the main sequence phase. (a) The least massive stars ($M < 0.26 M_{\odot}$) are convective throughout. (b) For $0.26 M_{\odot} < M < 1.5 M_{\odot}$ the core is radiative and the envelope convective. (c) Massive stars ($M > 1.5 M_{\odot}$) have a convective core and a radiative envelope

3.4. Esquema evolutivo

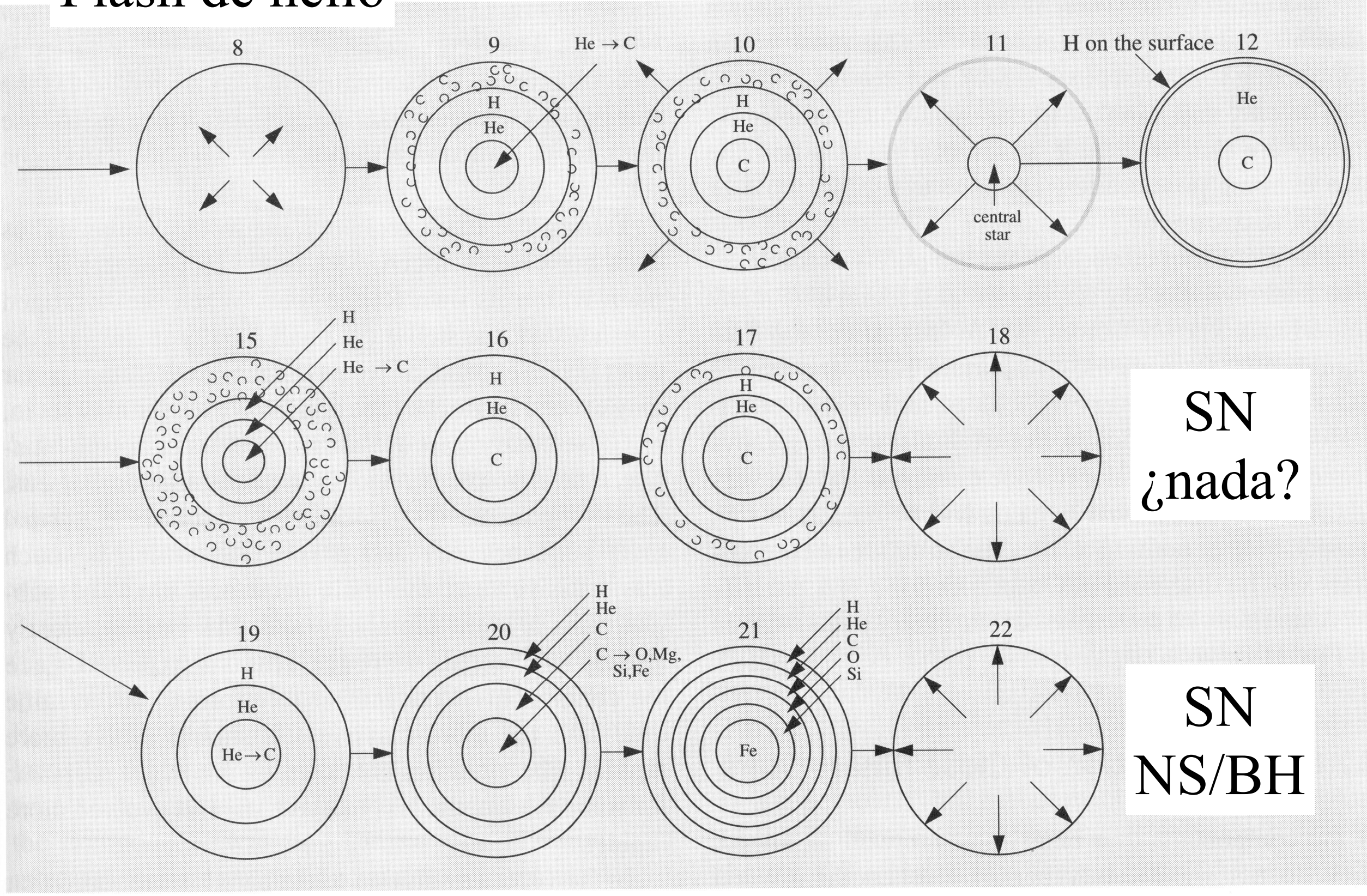


Karttunen, fig. 11.7

Enana blanca (He)

Enana blanca (C, He)

Flash de helio

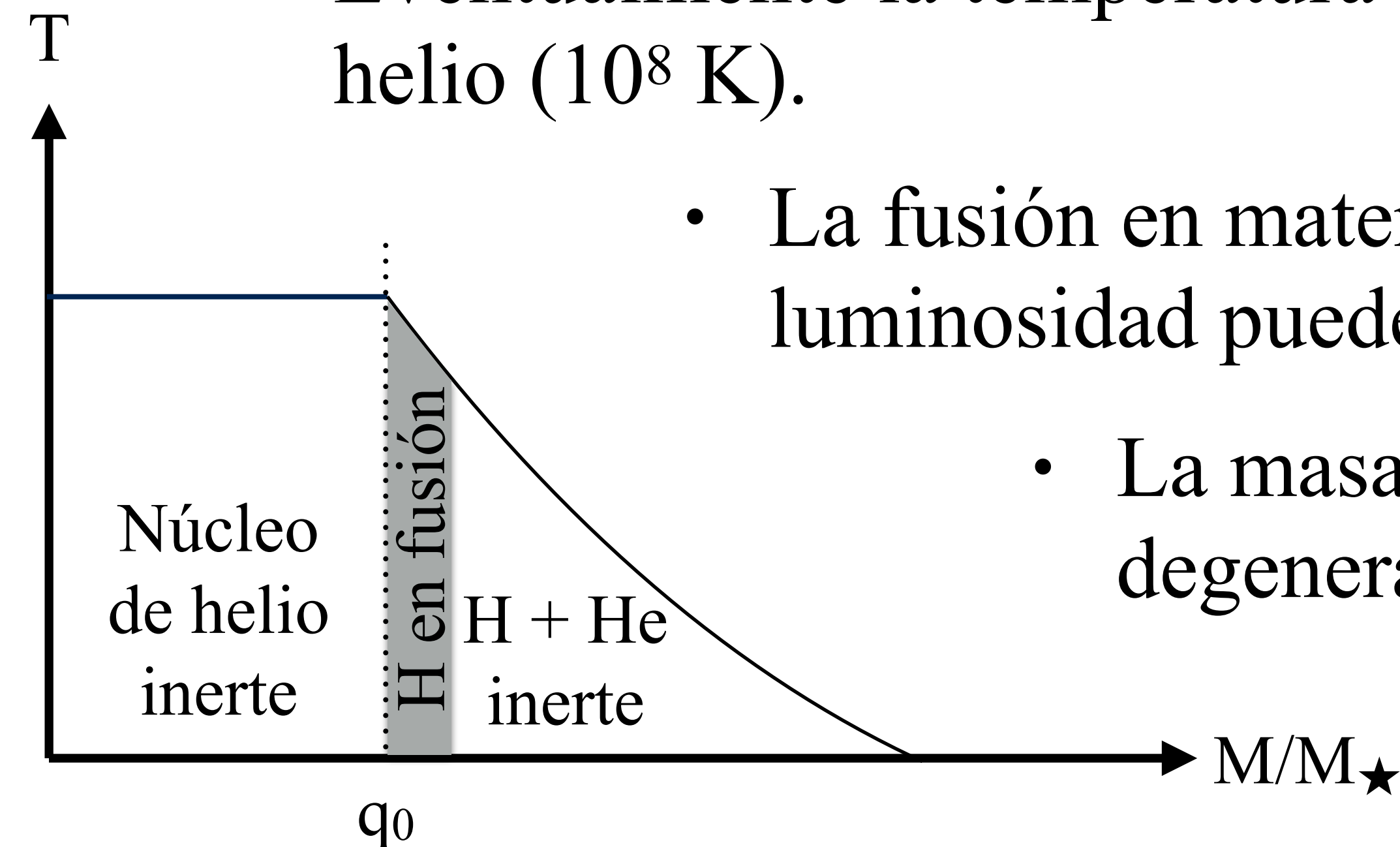


SN
¿nada?

SN
NS/BH

Flash de helio

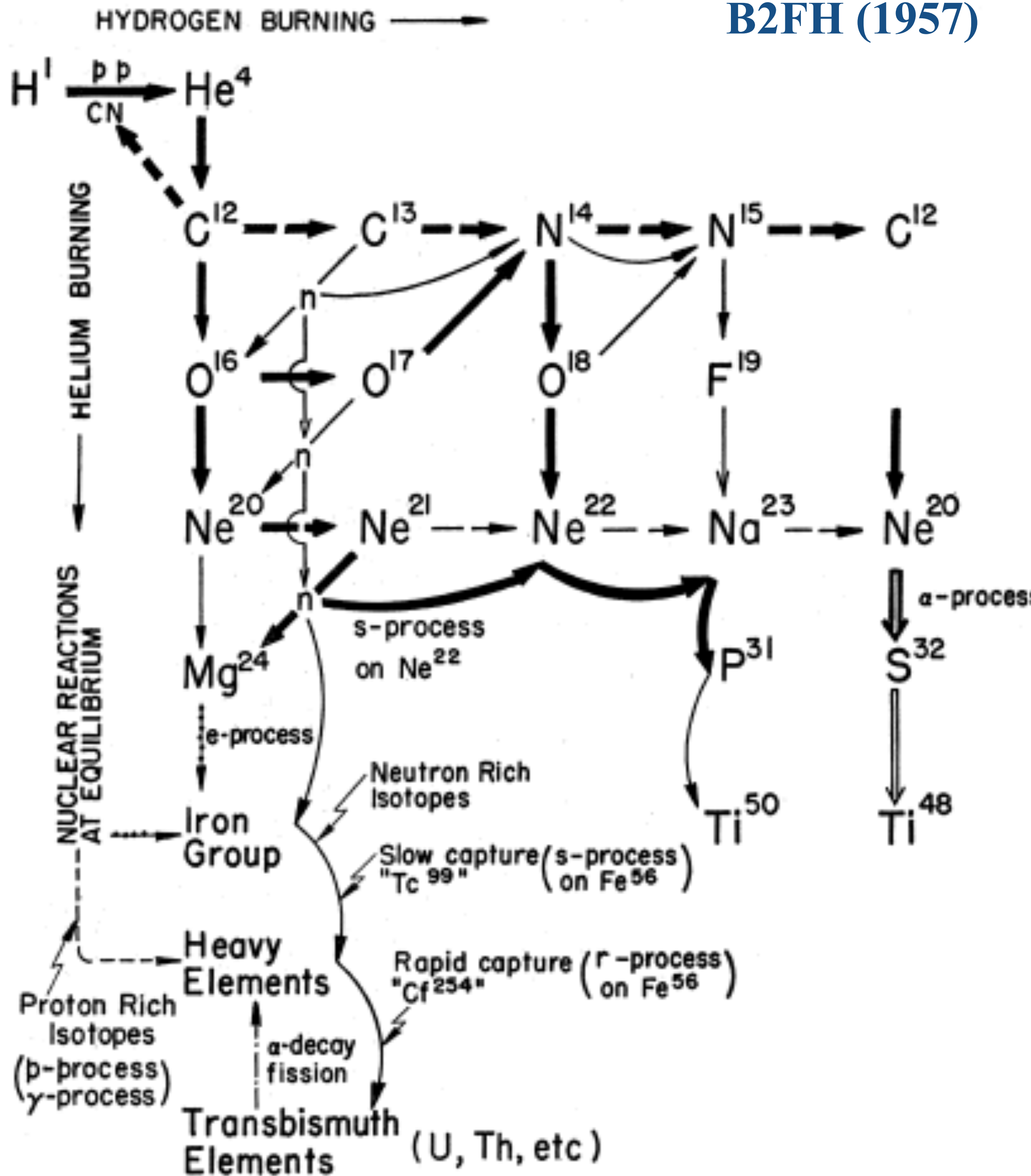
- La fusión de hidrógeno en helio resulta en un núcleo inerte de helio rodeado por una cáscara de hidrógeno en fusión.
- Para estrellas como el Sol el núcleo está en estado de degeneración electrónica.
- Eventualmente la temperatura central alcanza la temperatura de fusión del helio (10^8 K).



- La fusión en materia degenerada es inestable y explosiva; la luminosidad puede alcanzar momentáneamente $10^{11} L_{\odot}$!
- La masa externa inhibe la explosión. El núcleo pierde su degeneración e inicia la fusión estable de helio.

B2FH (1957)

3.5. Estrellas masivas



Cosmic Elements

1																	2
H																	He
3	4											5	6	7	8	9	10
Li	Be											B	C	N	O	F	Ne
11	12											13	14	15	16	17	18
Na	Mg											Al	Si	P	S	Cl	Ar
19	20	21	22	23	24	25	26	27	28	29	30	31	32	33	34	35	36
K	Ca	Sc	Ti	V	Cr	Mn	Fe	Co	Ni	Cu	Zn	Ga	Ge	As	Se	Br	Kr
37	38	39	40	41	42	43	44	45	46	47	48	49	50	51	52	53	54
Rb	Sr	Y	Zr	Nb	Mo	Tc	Ru	Rh	Pd	Ag	Cd	In	Sn	Sb	Te	I	Xe
55	56	57	72	73	74	75	76	77	78	79	80	81	82	83	84	85	86
Cs	Ba	La	Hf	Ta	W	Re	Os	Ir	Pt	Au	Hg	Tl	Pb	Bi	Po	At	Rn
87	88	89	104	105	106	107	108	109	110	111	112						
Fr	Ra	Ac	Rf	Db	Sg	Bh	Hs	Mt	--	--	--						

White - Big Bang
 Pink - Cosmic Rays
 Yellow - Small Stars
 Green - Large Stars
 Blue - Supernovae

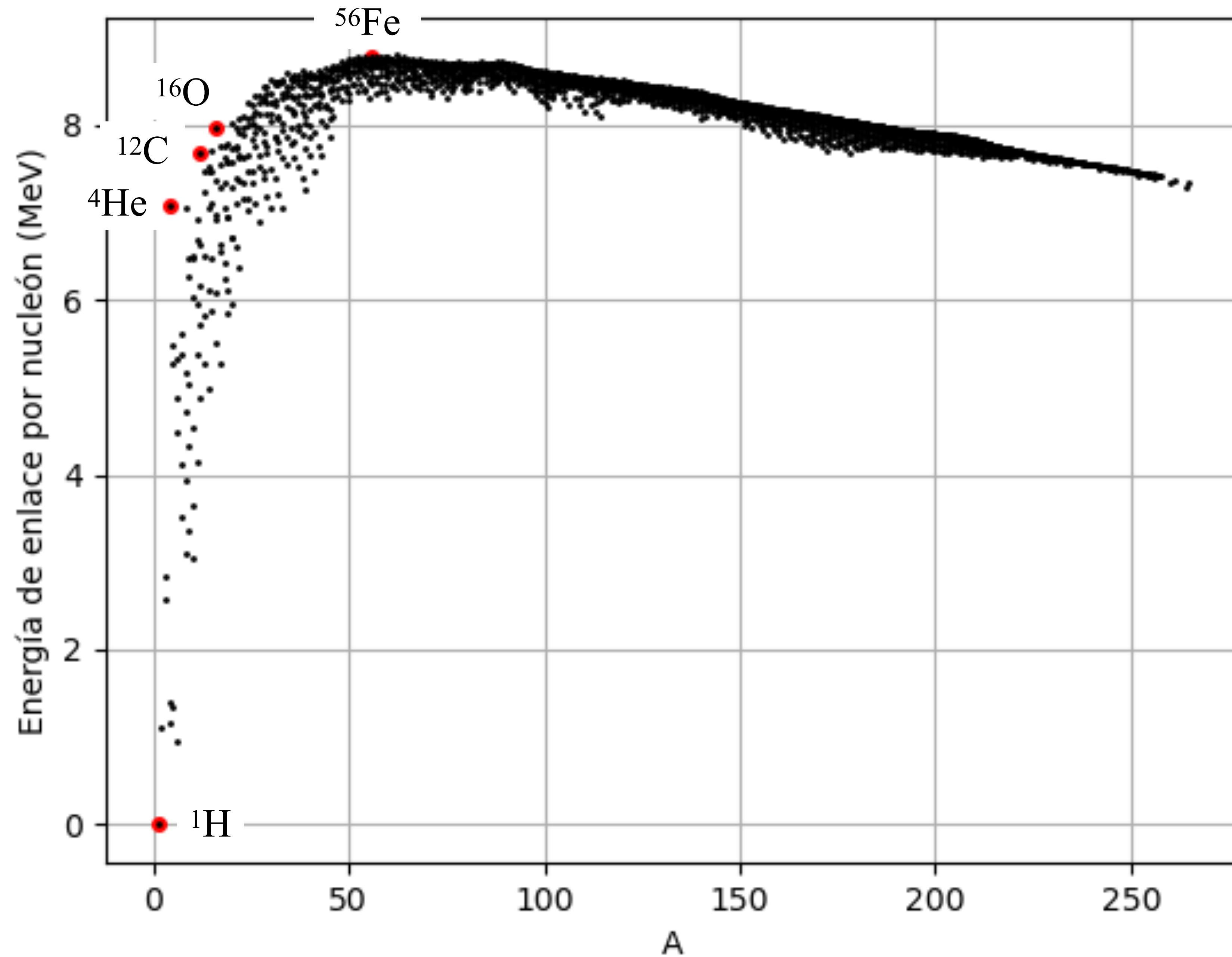


Table 1 Burning stages in the evolution of a $20-M_{\odot}$ star

Fuel	ρ_c (g cm^{-3})	T_c (10^9 K)	τ (yr)	L_{phot} (erg s^{-1})	L_v (erg s^{-1})
Hydrogen	5.6(0)	0.040	1.0(7)	2.7(38)	—
Helium	9.4(2)	0.19	9.5(5)	5.3(38)	< 1.0(36)
Carbon	2.7(5)	0.81	3.0(2)	4.3(38)	7.4(39)
Neon	4.0(6)	1.7	3.8(—1)	4.4(38)	1.2(43)
Oxygen	6.0(6)	2.1	5.0(—1)	4.4(38)	7.4(43)
Silicon	4.9(7)	3.7	2 days	4.4(38)	3.1(45)

Arnett, Bahcall, Kirshner, Woosley - ARAA 27, 629 (1989).

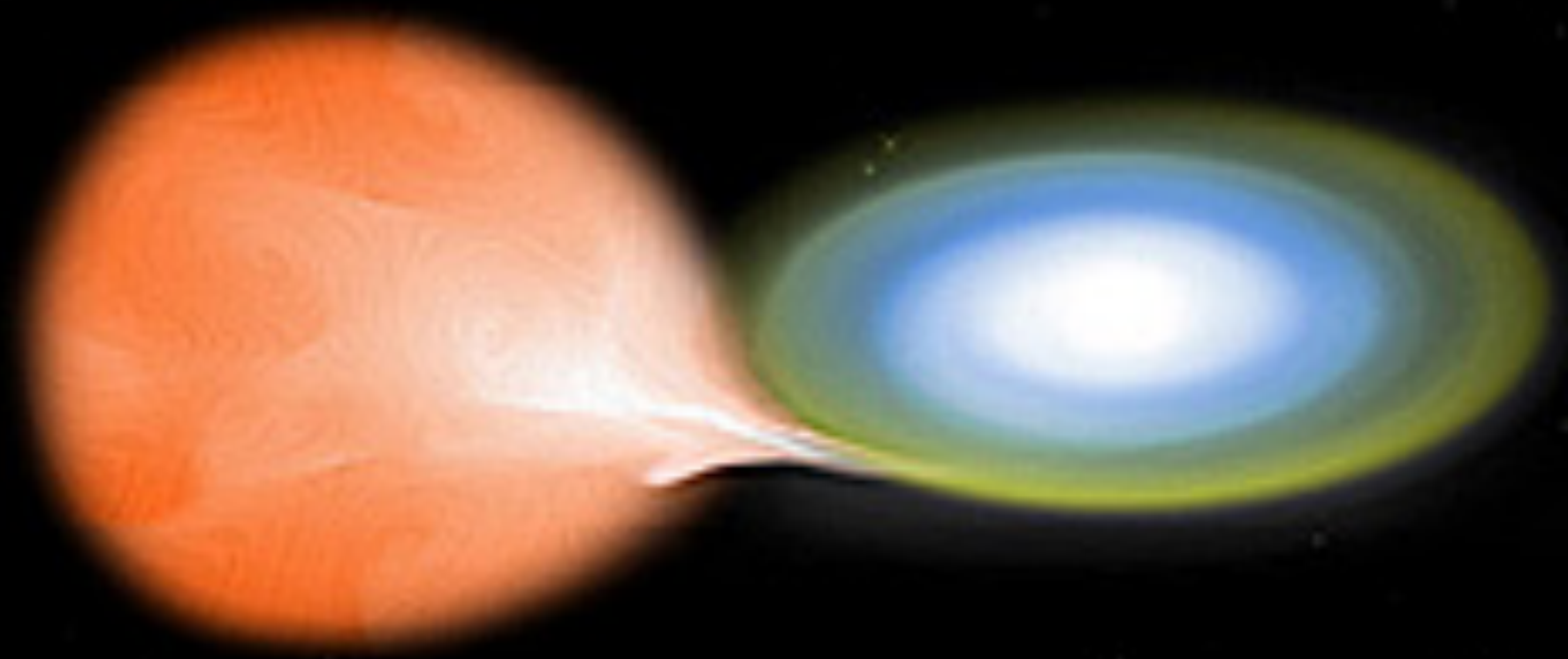
4. Sistemas binarios

4.1. Tipos de sistemas binarios

4.2. Interacción

4.3. Sistemas de baja masa

4.4. Sistemas de alta masa



4.1. Sistemas binarios

1. **Binarias visuales:**
observables como estrellas separadas
2. **Astrométricas:**
sólo se aprecia el movimiento de la estrella principal alrededor del centro de masa.
3. **Espectroscópicas:**
no resueltas; movimientos radiales detectados en el espectro.
4. **Fotométricas:**
modulación periódica del flujo.

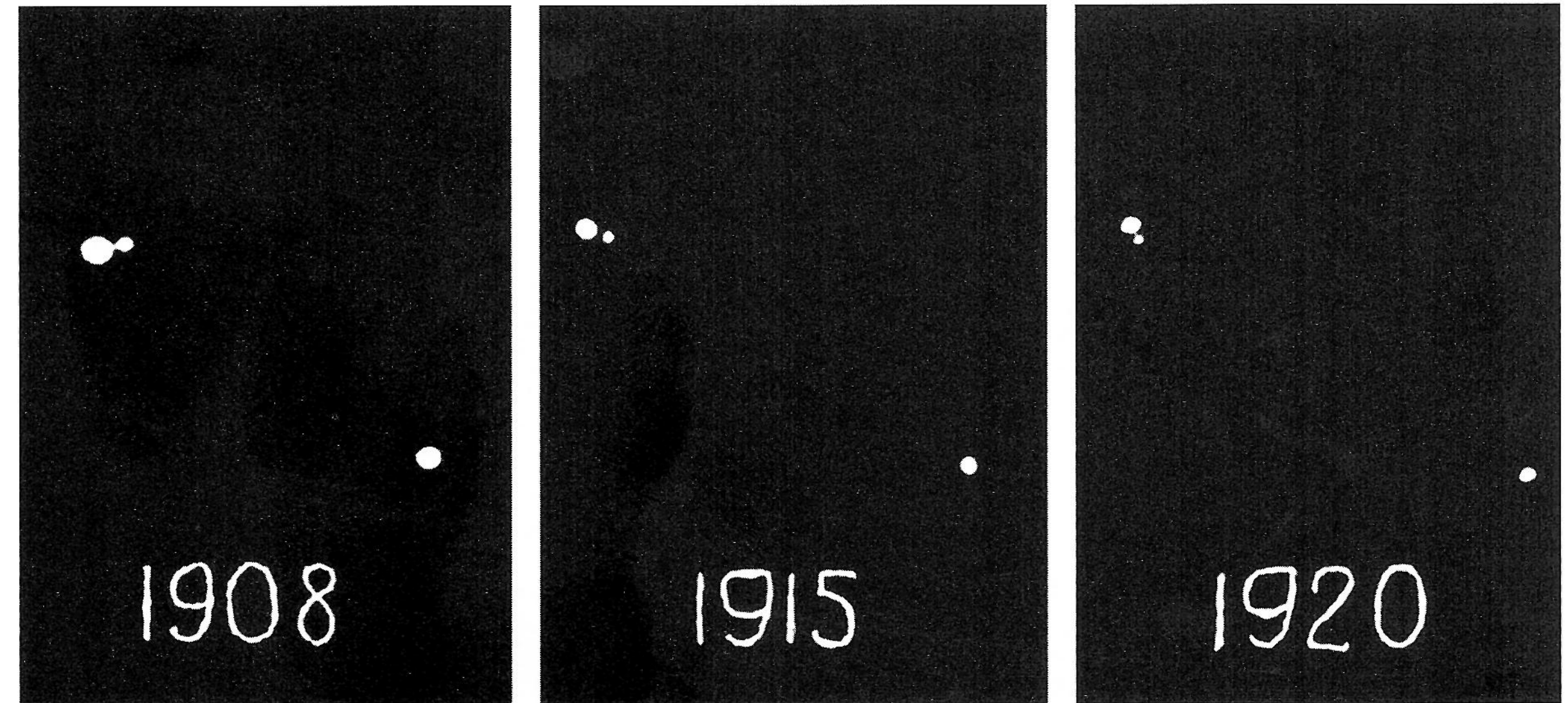


Fig. 9.1. When a visual binary is followed for a long time, the components can be seen to move with respect to each other. Picture of Krüger 60. (Yerkes Observatory)

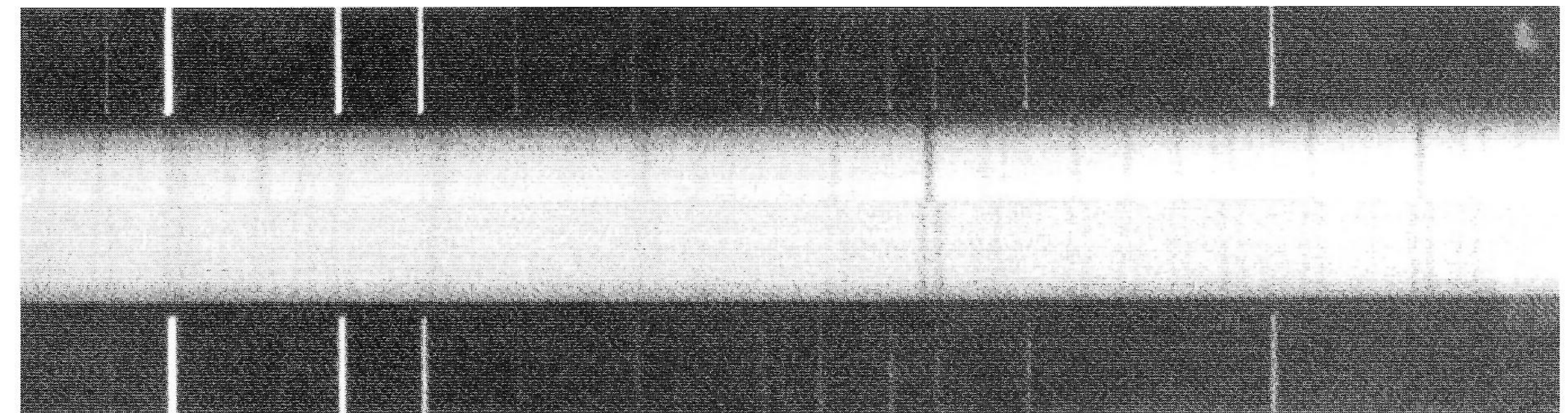


Fig. 9.5. Spectrum of the spectroscopic binary κ Arietis. In the upper spectrum the spectral lines are single, in the lower one doubled. (Lick Observatory)

4.2. Interacción

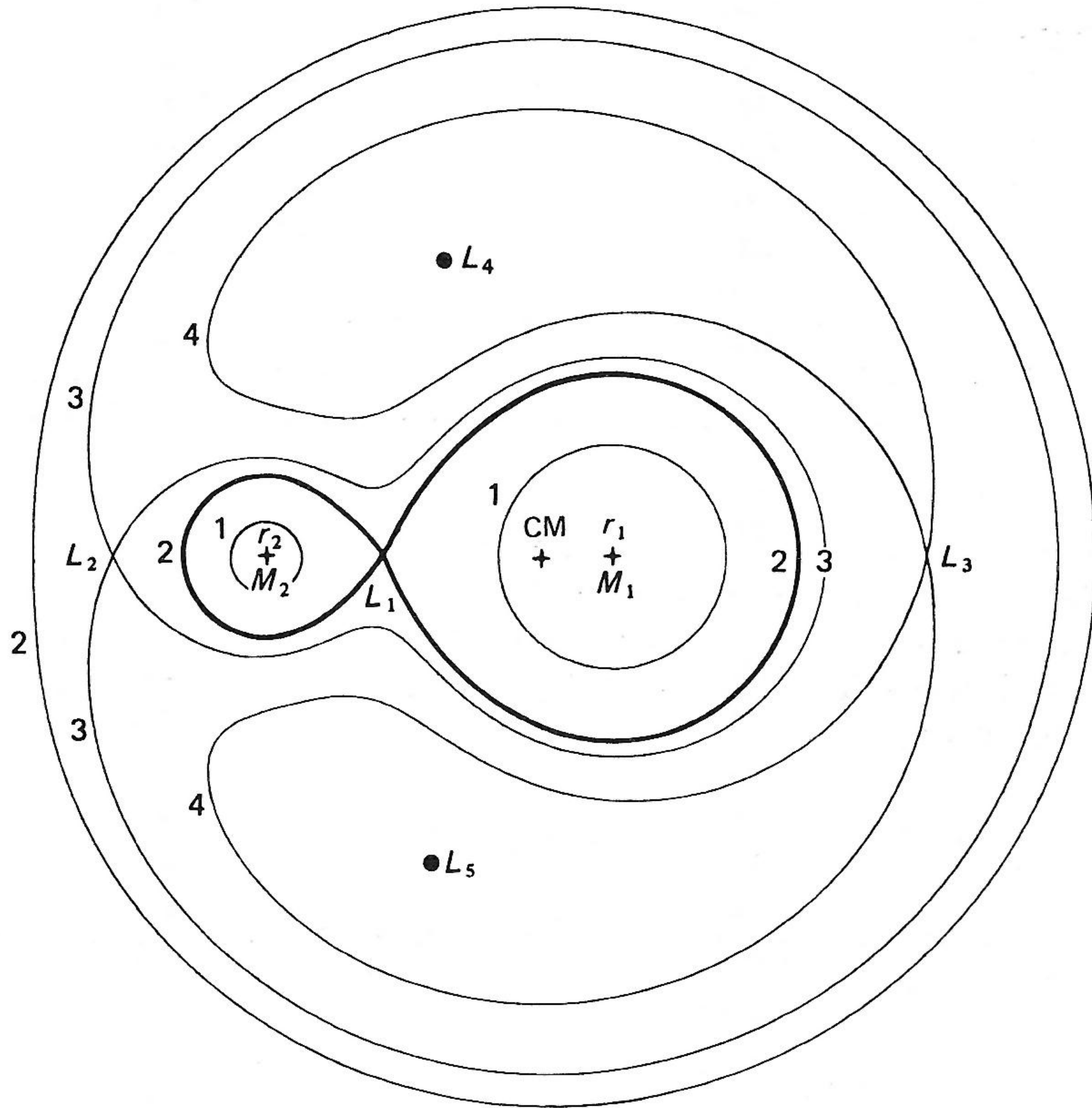


Figure 11. Sections in the orbital plane of the Roche equipotentials $\Phi_R = \text{constant}$, for a binary system with mass ratio $q = M_2/M_1 = 0.25$. Shown are the centre of mass (CM) and Lagrange points L_1-L_5 . The equipotentials are labelled 1–4 in order of *increasing* Φ_R . Thus the saddle point L_1 (the inner Lagrange point) forms a ‘pass’ between the two ‘Roche lobes’, the two parts of the figure-of-eight equipotential 2. The Roche lobes are roughly surfaces of revolution about the line of centres $M_1 M_2$. L_4 and L_5 (the ‘Trojan asteroid’ points) are local maxima of Φ_R , but Coriolis forces stabilize synchronous orbits of test bodies at these points.

- El movimiento del gas en un sistema binario está sujeto al potencial de Roche,

$$\Phi_R(\vec{r}) = -\frac{GM_1}{|\vec{r} - \vec{r}_1|} - \frac{GM_2}{|\vec{r} - \vec{r}_2|} - \frac{1}{2} (\vec{\omega} \times \vec{r})^2 .$$

en el marco del sistema binario, en rotación.

- Hay transferencia de materia cuando una de las estrellas llena su lóbulo de Roche durante alguna fase evolutiva.
- El flujo de gas da lugar a un disco de acreción.

4.3. Sistemas de baja masa

- La estrella más masiva termina su evolución primero, produciendo una enana blanca.
- El proceso de acreción aumenta la masa y temperatura hasta el punto de iniciar la fusión nuclear.
- La fusión puede levantar momentáneamente la degeneración dando lugar a una variable cataclísmica o una nova (recurrente).
- Si la fusión se produce en estado de degeneración el proceso se desboca dando lugar a una supernova de tipo Ia.

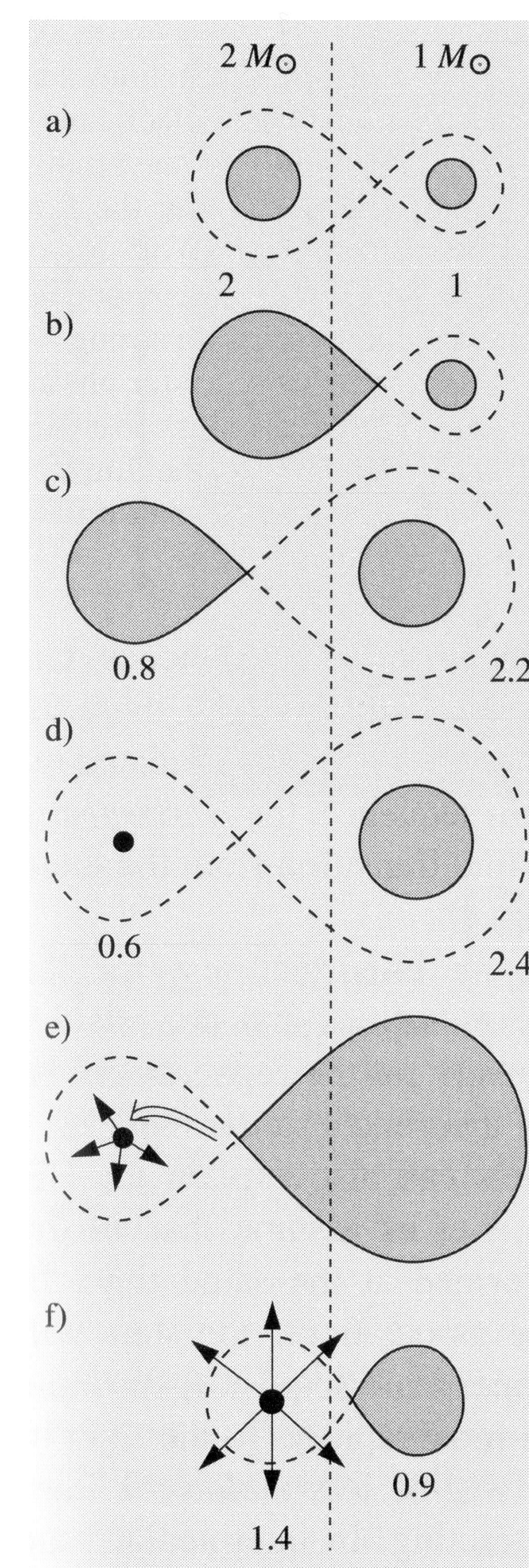
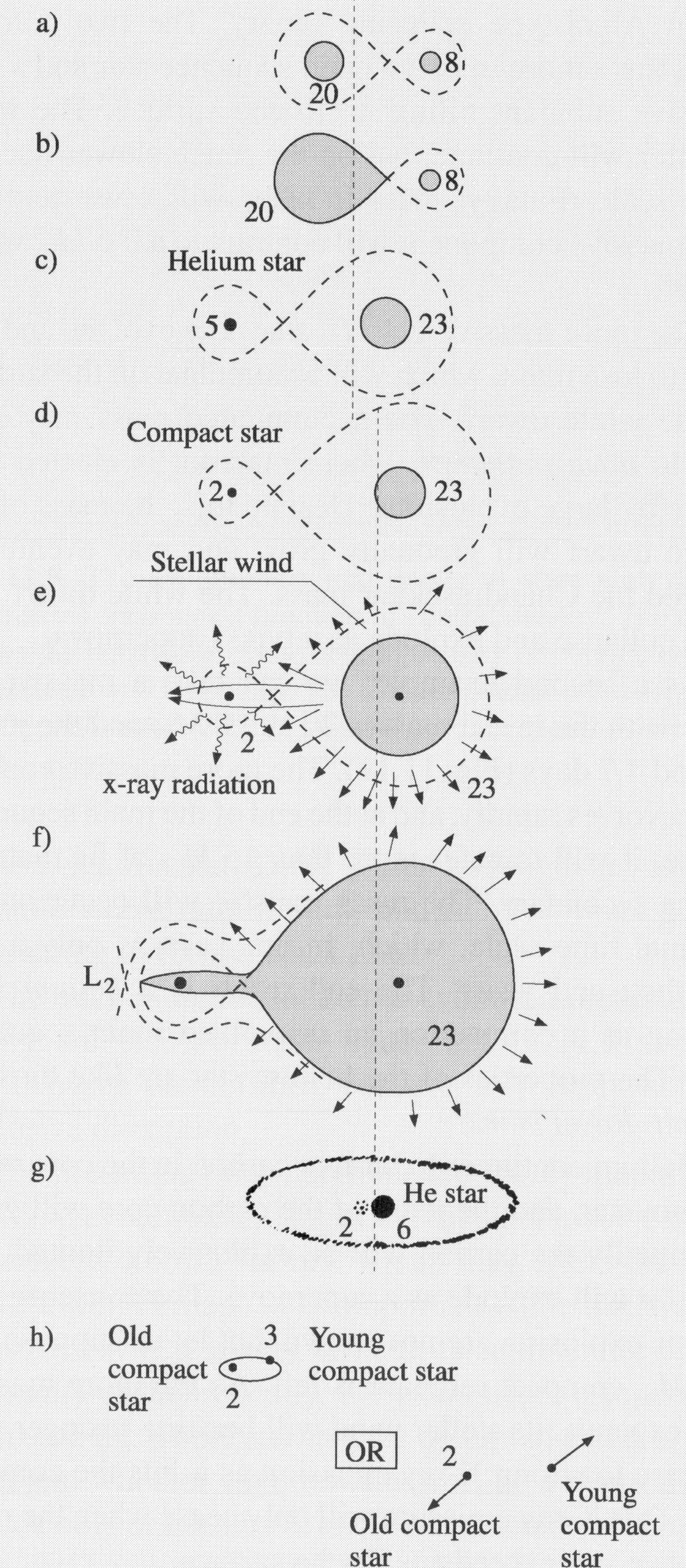


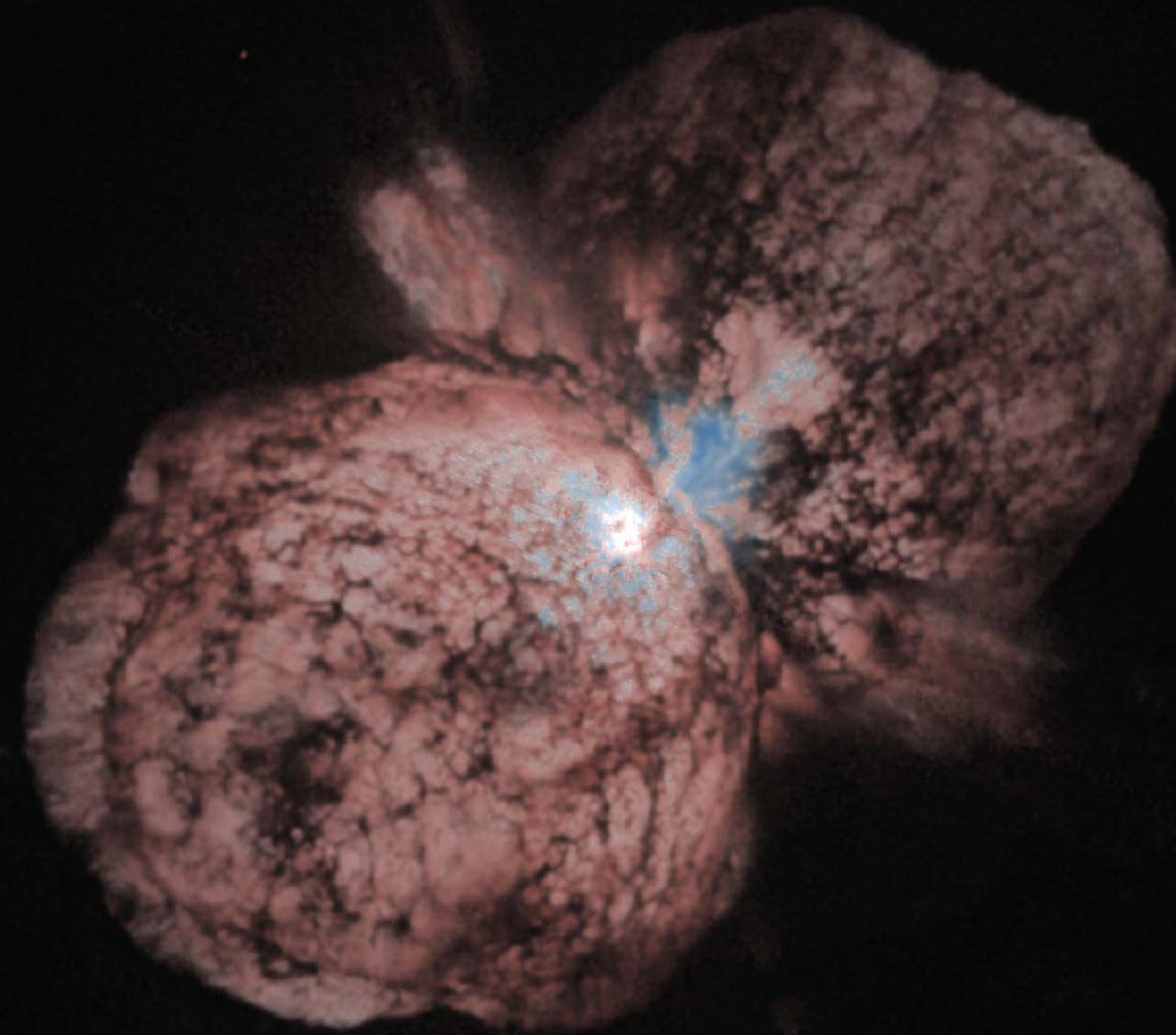
Fig. 11.10a–f. Evolution of a low-mass binary: (a) both components on the main sequence; (b) mass transfer from the more massive component; (c) light subgiant and massive main sequence star; (d) white dwarf and main sequence star; (e) mass transferred to the white dwarf from the more massive component leads to nova outbursts; (f) the white dwarf mass exceeds the Chandrasekhar mass and explodes as a type I supernova

4.4. Sistemas de alta masa

- La estrella más masiva termina su evolución como una estrella de neutrones o un hoyo negro.
- El proceso de acreción da lugar a una binaria de rayos X (como SS 433).
- Se pueden producir jets semi-relativistas, dando lugar a un microcuasar.
- La evolución da lugar a un sistema binario de estrellas de neutrones, i.e. pulsar binario; o el sistema se desliga, dando lugar a estrellas de neutrones de alta velocidad.



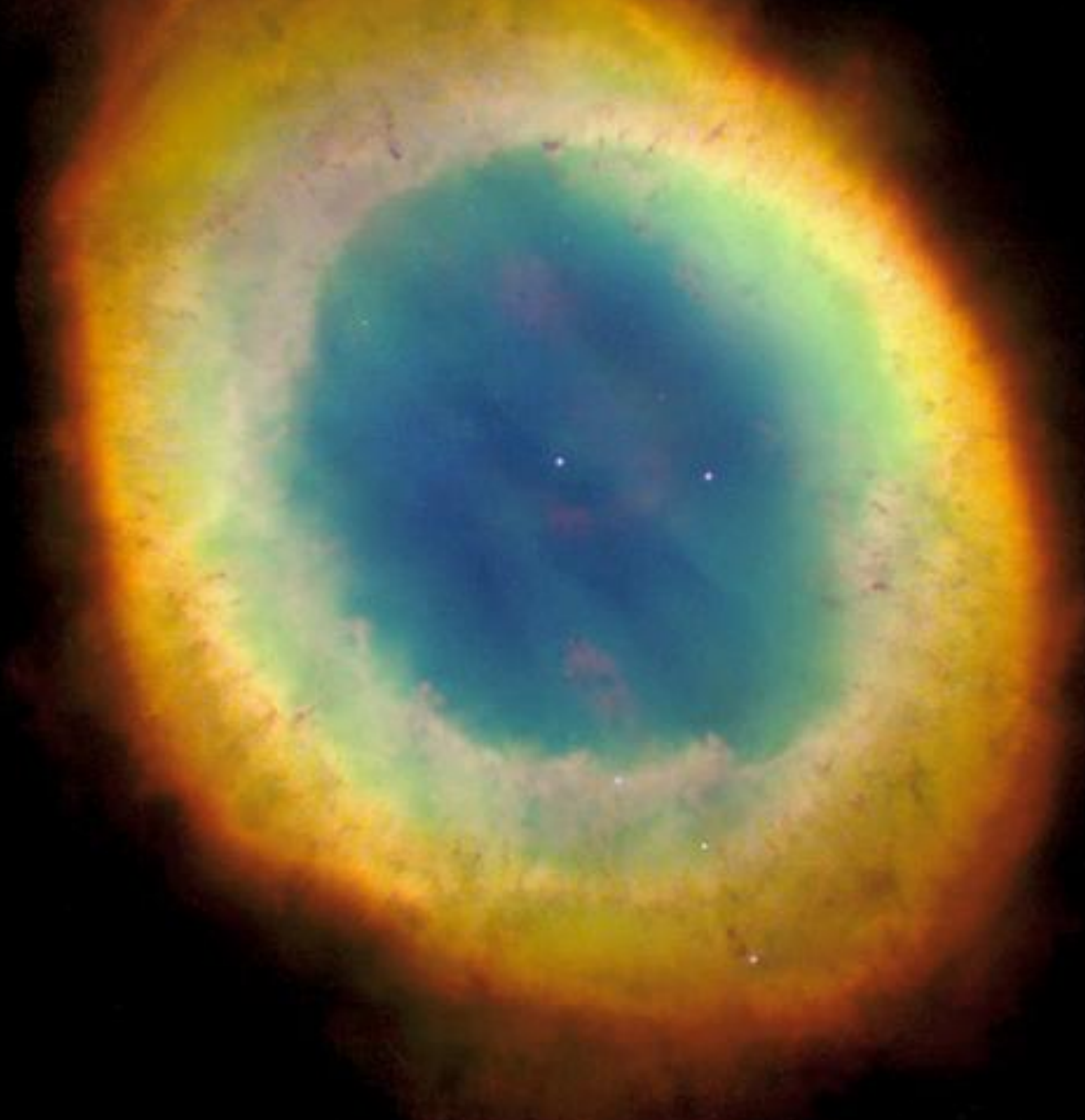
5. Explosiones estelares



η Carinae

John Morse (U.Colorado) & NASA-HST

Estrellas de baja masa



M57 - Ring

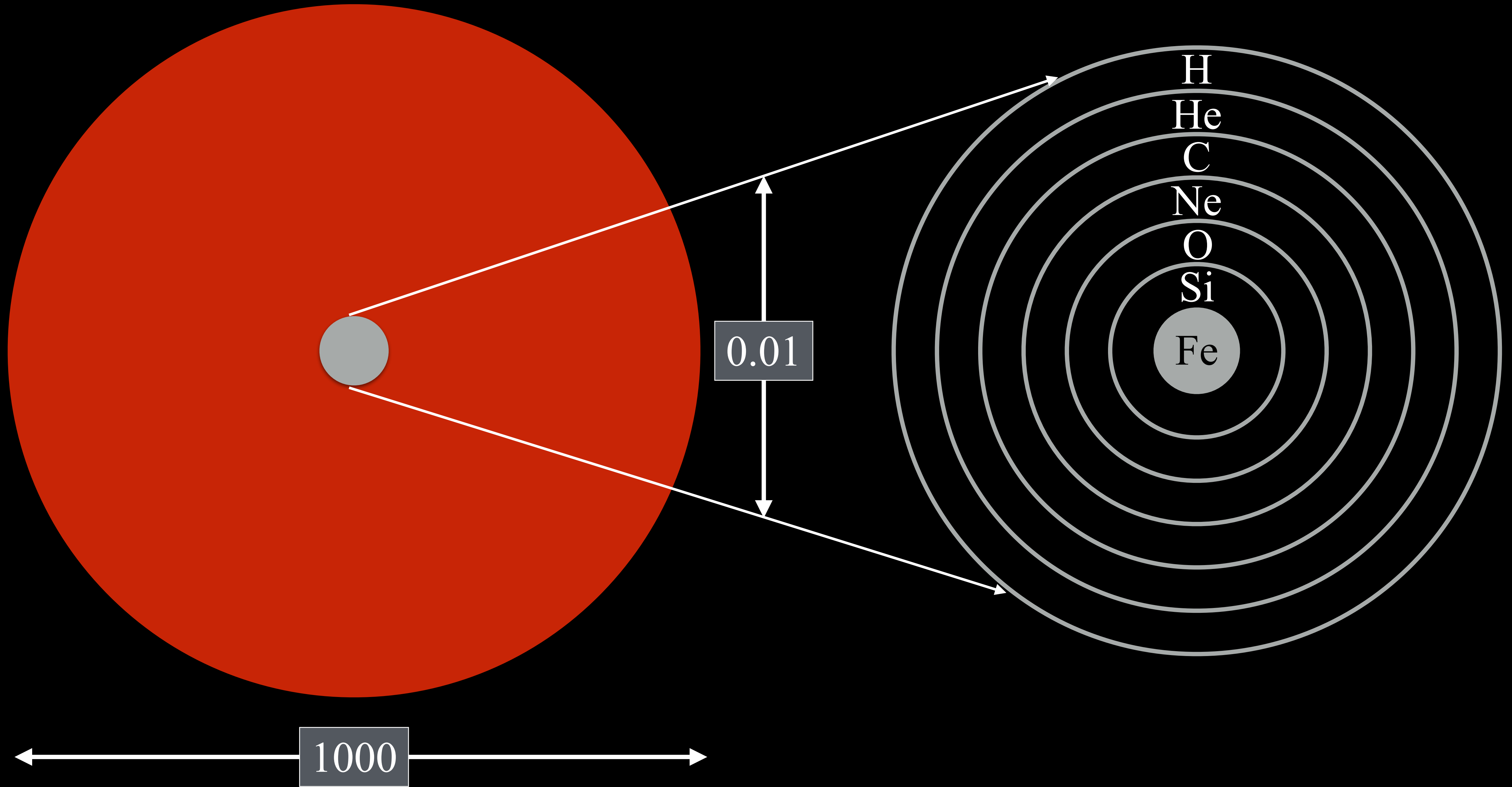


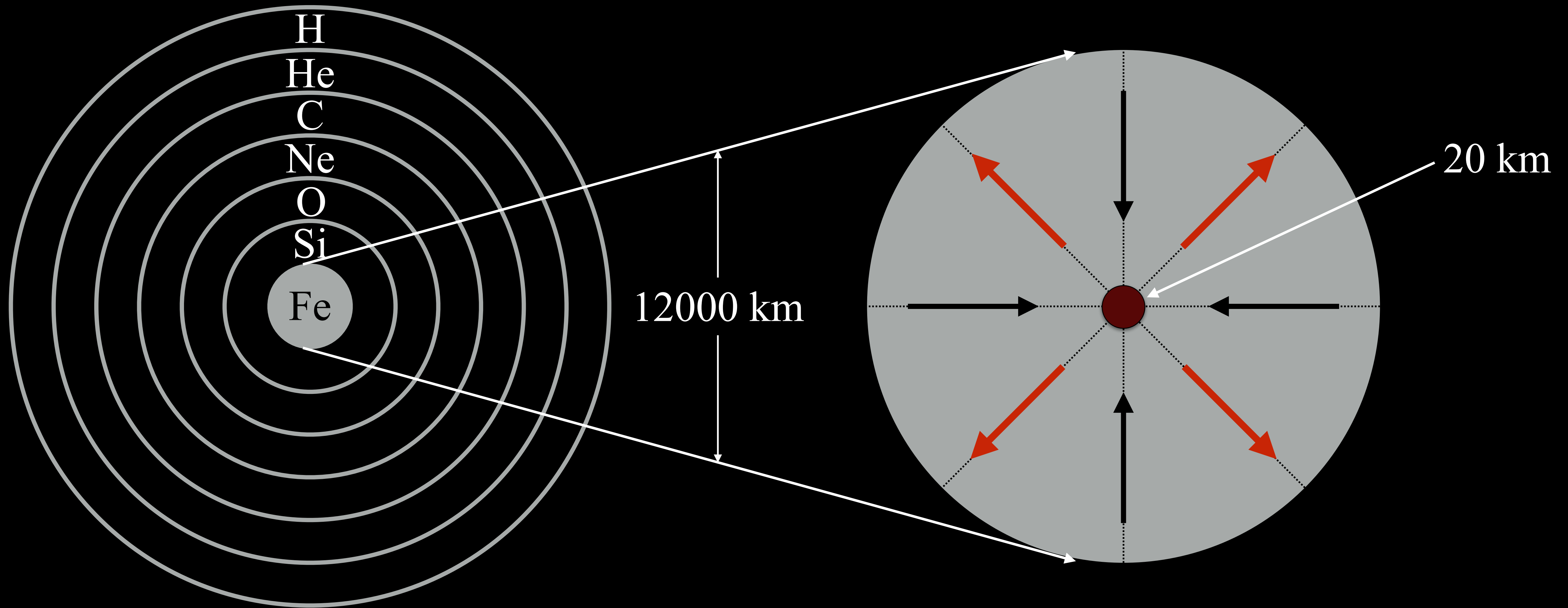
Masa inicial $< 8 M_{\odot}$.

NGC 7293 - Helix

Explosiones estelares

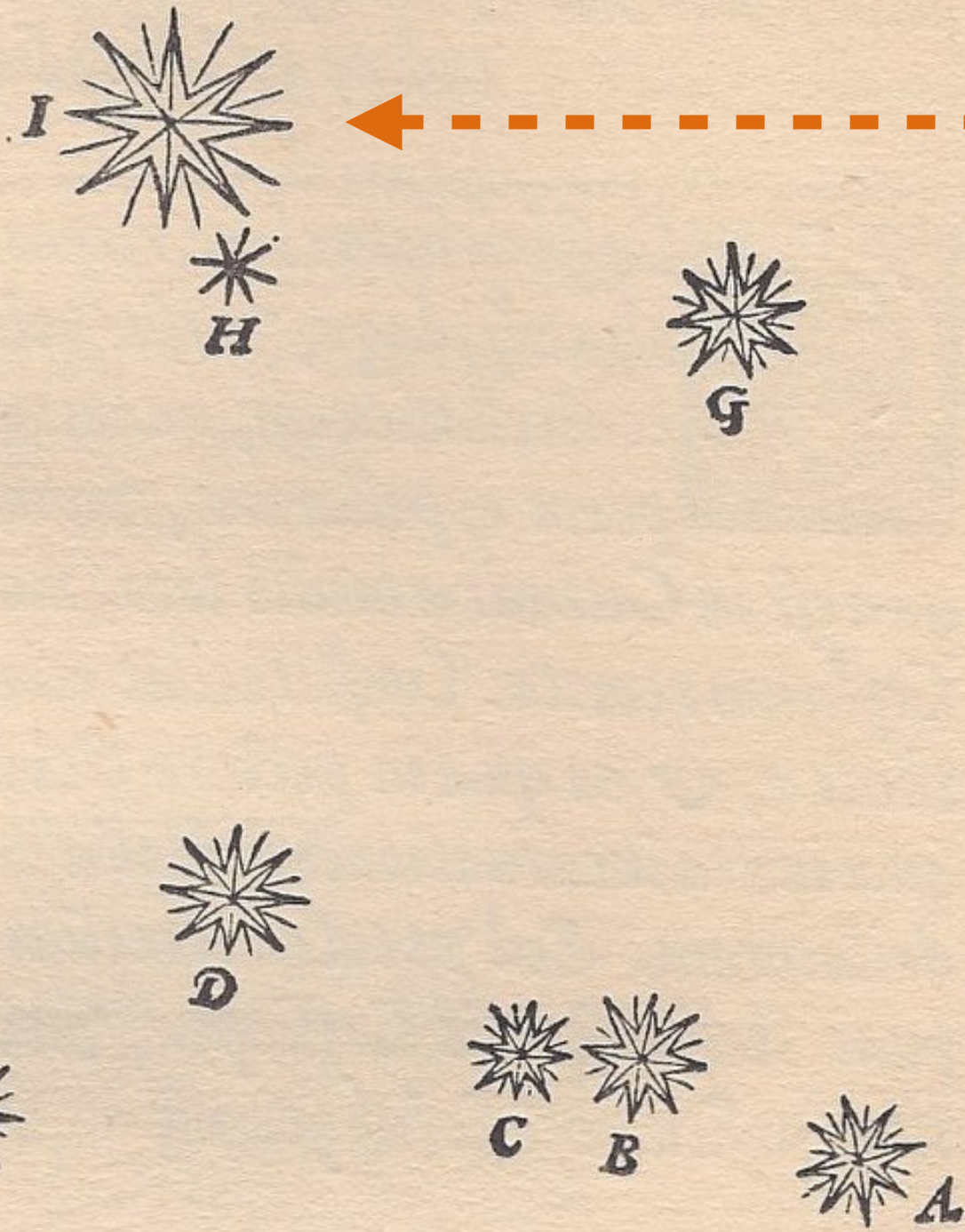
- Novas: varios tipos, muchas recurrentes, atribuidas a enanas blancas
- Supernovas:
 - tipo Ia: presencia de líneas de H y Si. Se atribuyen al estallido de una enana blanca degenerada durante un proceso de acreción. Particularmente luminosas y, presuntamente, candelas estándar.
 - tipo Ib y Ic: presentan líneas de H y He, sin Si. Se atribuyen al colapso de un núcleo estelar, probablemente después de una etapa de pérdida de masa como una estrella Wolf-Rayet.
 - tipo II: ausencia de H, menos luminosas y decaen más rápido. Se atribuyen al colapso de un núcleo estelar.





El núcleo de hierro se colapsa en caída libre, rebotando sobre sí mismo.

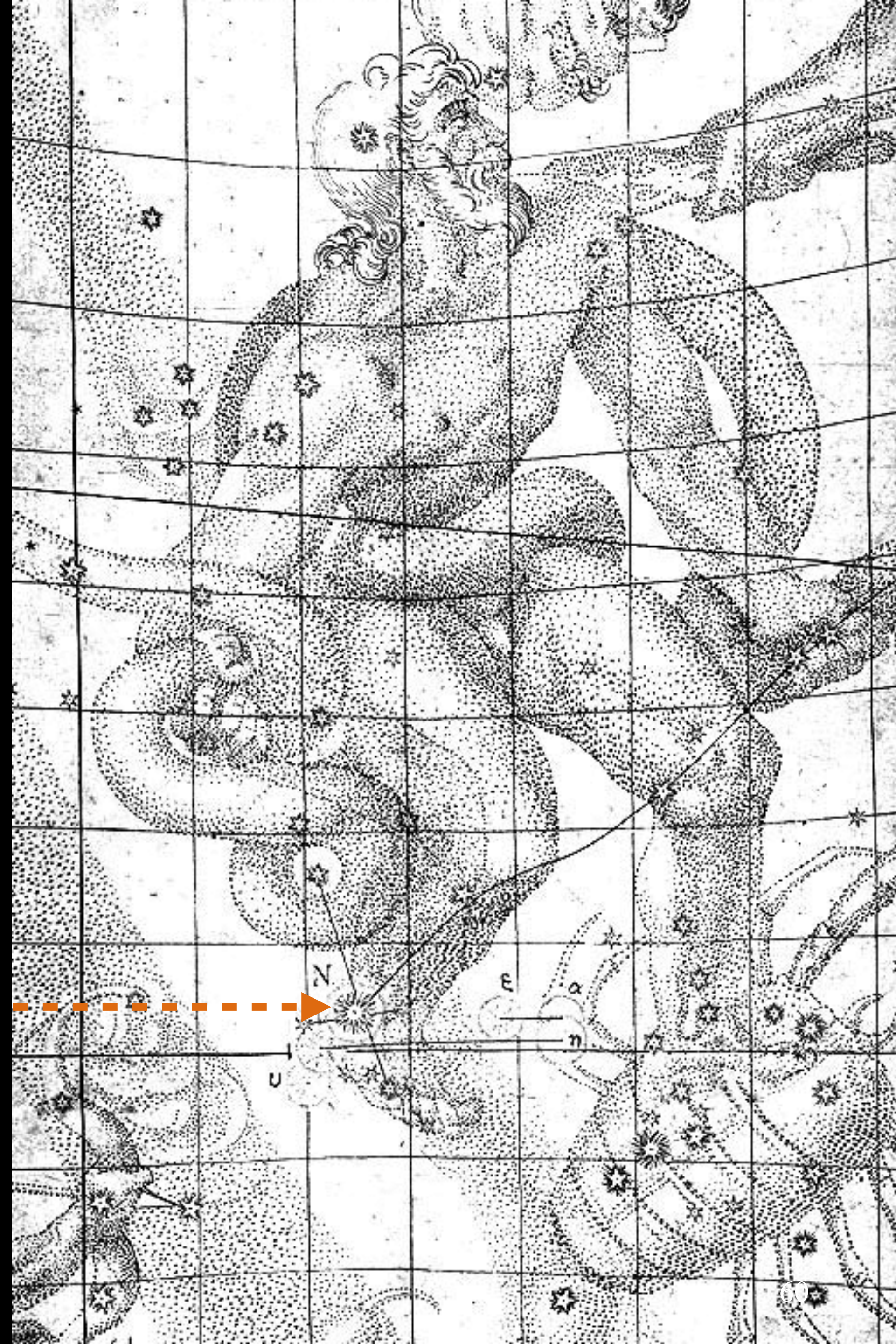
A caput Cassiopeæ
B pectus Schedir.
C Cingulum
D flexura ad Ilia
E Genu
F Pes
G suprema Cathedræ
H media Chatedræ
I Nova stella.



SN1572 -
Tycho

Distantiam verò huius stellæ à fixis aliquibus
 in hac Cassiopeiæ constellatione, exquisito instrumento,
 & omnium minorum capaci, aliquoties obseruavi. In-
 ueni autem eam distare ab ea, quæ est in pectore, Schedir
 appellata B, 7. partibus & 55. minutis: à superiori
 verò

SN1604 -
Kepler



Supernovas Galácticas

Supernova	m	SNR	Constelación	Notas
SN 185	-2	RW 86	Cen	Visible entre 8 y 20 meses
SN 393	-3	G 11.2-0.3	Sco	Visible 7 meses
SN 1006	-9	PKS 1459-41	Lup	La más brillante en registros (China, Japón, Corea, Europa, Arabia...)
SN 1054	-4	M1	Tau	Comparable a Júpiter. Diurna 23 días; visible dos años.
SN 1181	-1	3C 58	Cas	Registros en China y Japón.
SN 1572	-4	3C 10		Tycho. Visible 15 meses.
SN 1604	-3	3C358	Oph	Kepler. Visible 366 días.
c. 1680	+5	Cas A	Cas	Presunta. Oscurecida.

SN 386 = G11.2-0.3

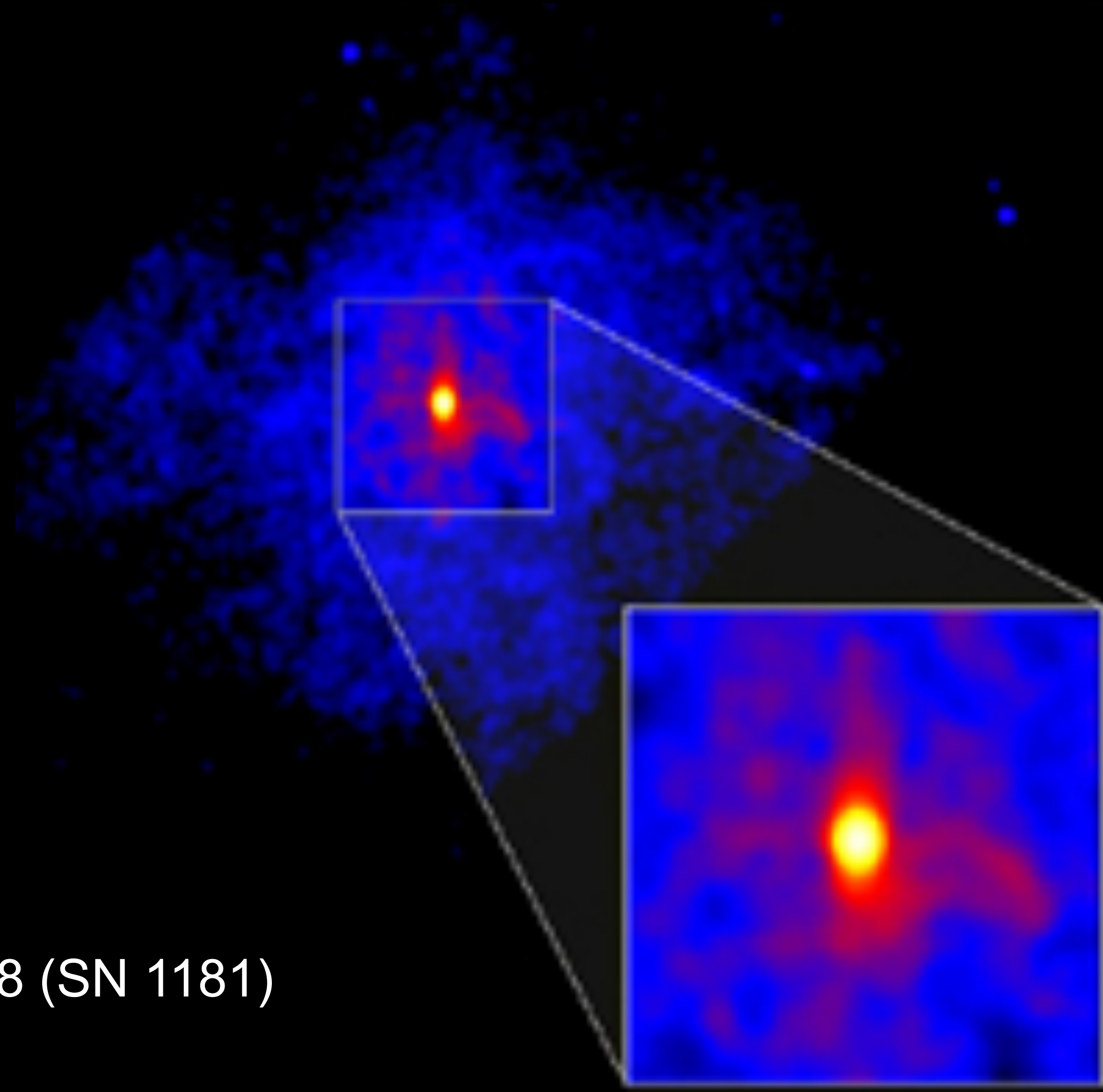




SN 1006 - CXO

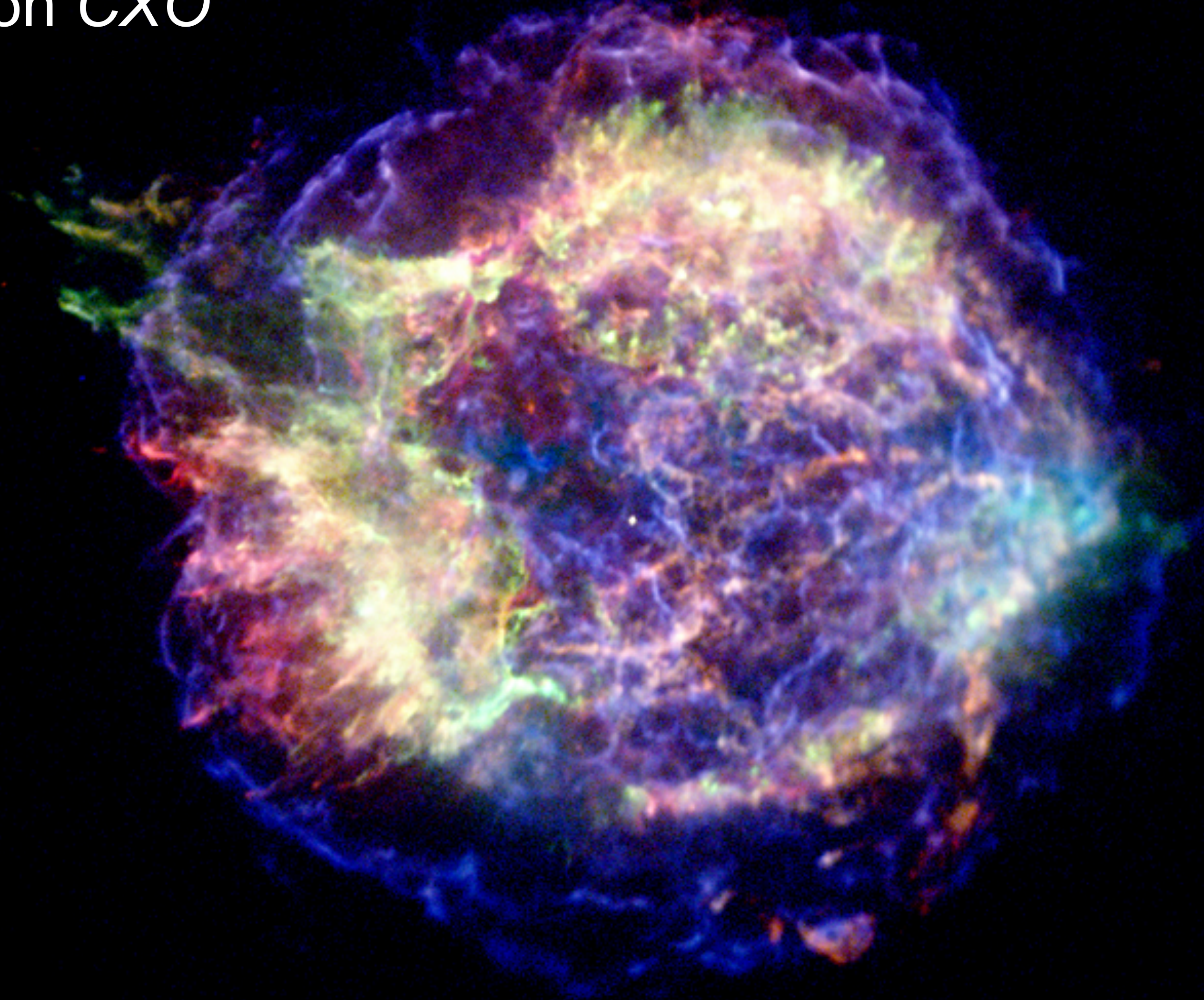
M1 con el VLT





3C 58 (SN 1181)

Cas A con CXO



S Andrómeda

- Descubierta el 20 de agosto 1885. La única supernova observada en M31 a la fecha.
- Alcanzó magnitud aparente $m = 5.85 \Rightarrow M_V = -18.7$, tipo Ia sublumínosa con un decaimiento rápido.
- Clave en la discusión sobre la naturaleza extragaláctica de nebulosas como M31.
- El prototipo de supernova de Baade & Zwicky (1934).
- El remanente es detectable y continúa siendo estudiado con el telescopio espacial *Hubble* (Fesen et al. 2017).

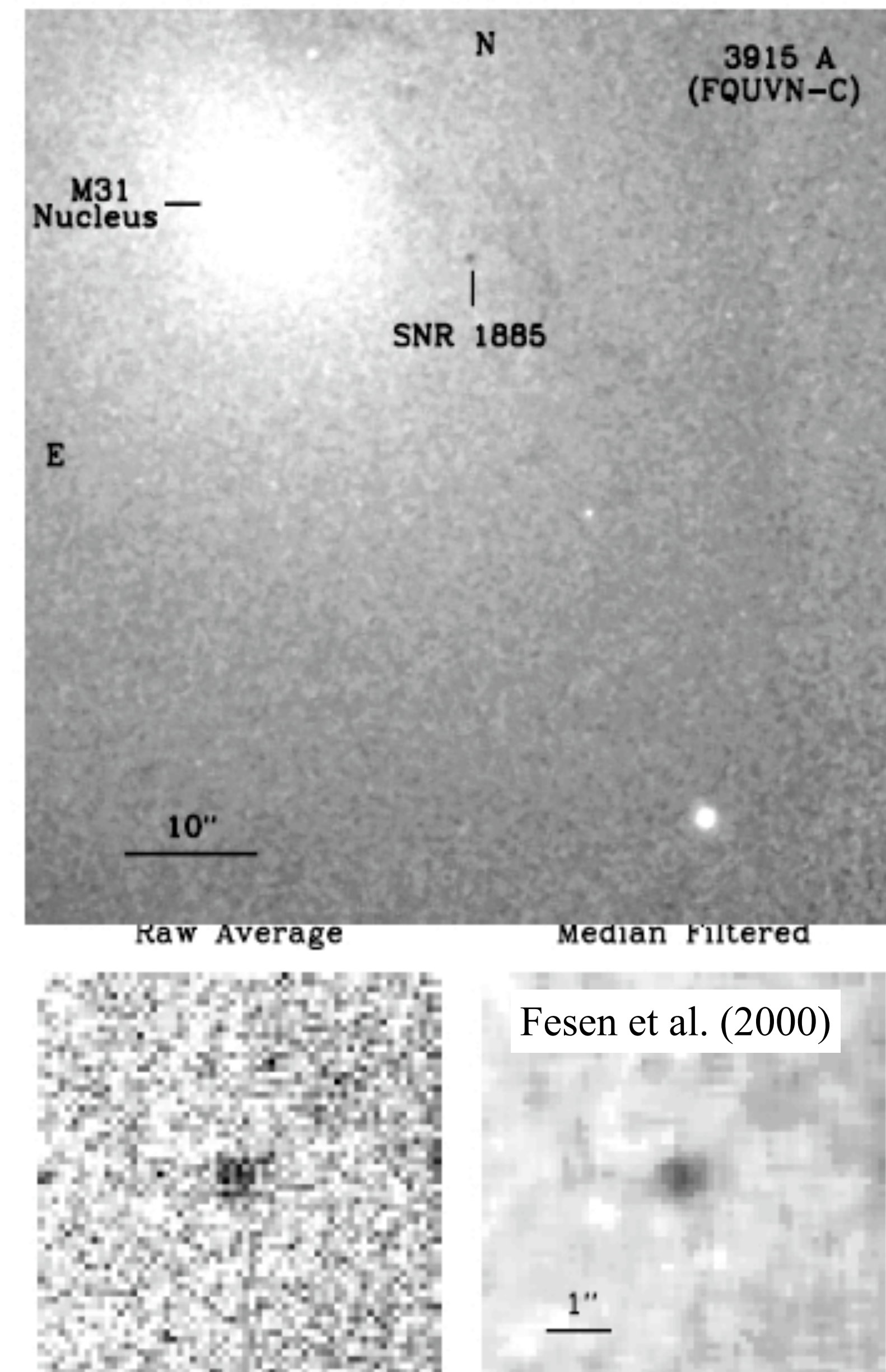
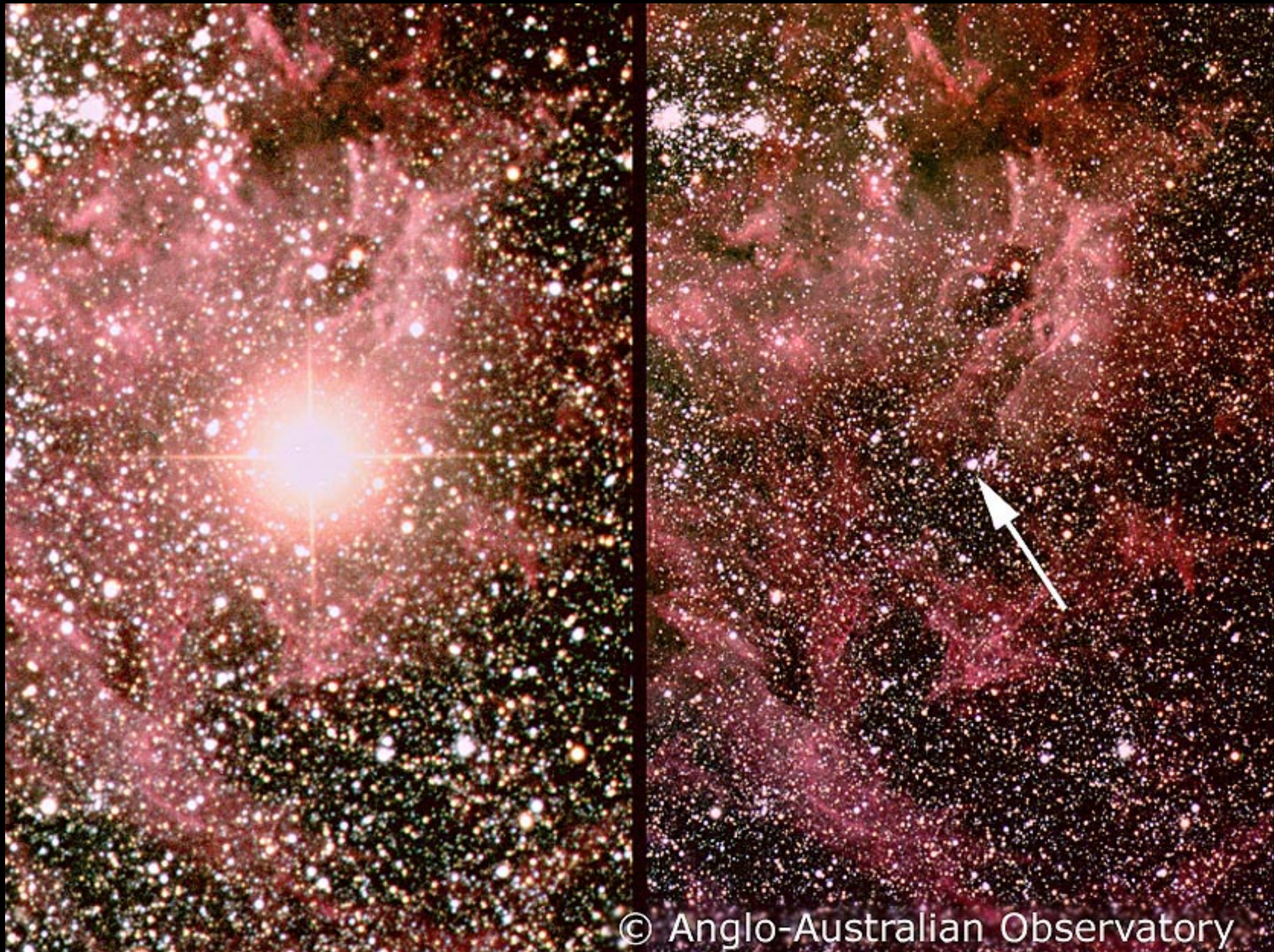


FIG. 1.—WFPC2 image of SNR 1885 in the bulge of M31

SN 1987A



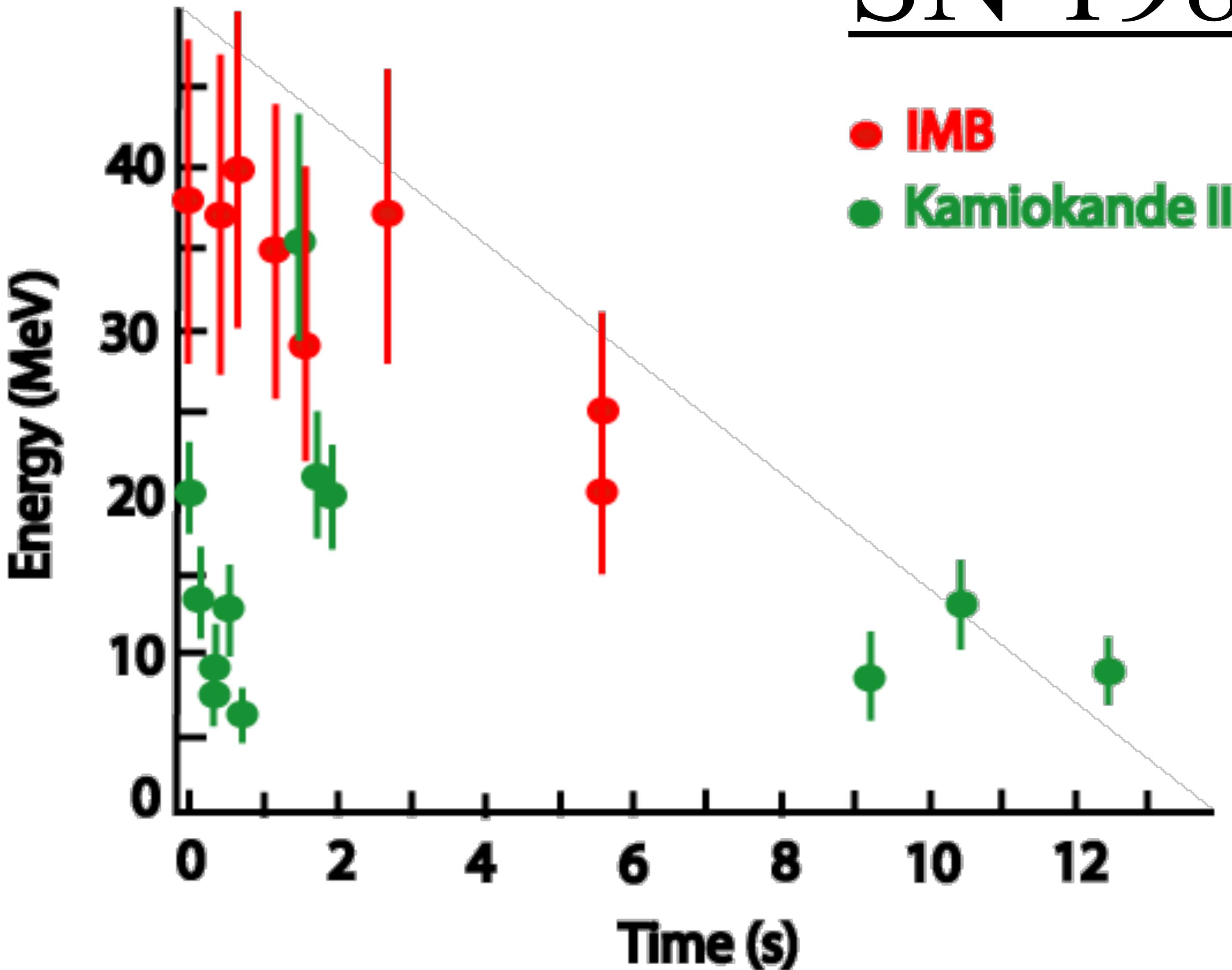
© Anglo-Australian Observatory

SN 1987A

- Primera evidencia observacional de la formación de una estrella de neutrones por colapso estelar.
- $E_\nu \approx 2.7 \times 10^{53} \text{ erg} \approx 0.15 M_\odot c^2$
1% rebote (20 ms) y 99% enfriado térmico con temperatura $T \approx 4.2(+1.2, -0.8) \text{ MeV}$;
enfriamiento exponencial con $\tau \approx 4.5 (+1.7, -2.0) \text{ s}$.
- Al mes la curva de luz mostró comportamiento característico de ^{56}Co .
Evidencia posterior de ^{44}Ti .
- Límite a la masa del e-neutrino de alrededor de $\sim 11 \text{ eV}$

Arnett, Bahcall, Kirshner, Woosley - ARAA 27, 629 (1989).

SN 1987A



- Velocidad de los neutrinos consistente con propagación sobre la misma geodésica a c ($\pm 10^{-8}$).
- Sin evidencia de una estrella de neutrones ([arXiv 1805.04526](https://arxiv.org/abs/1805.04526)).
- Evidencia de la estrella de neutrones!?! ([Cygan et al. 2020](#)).

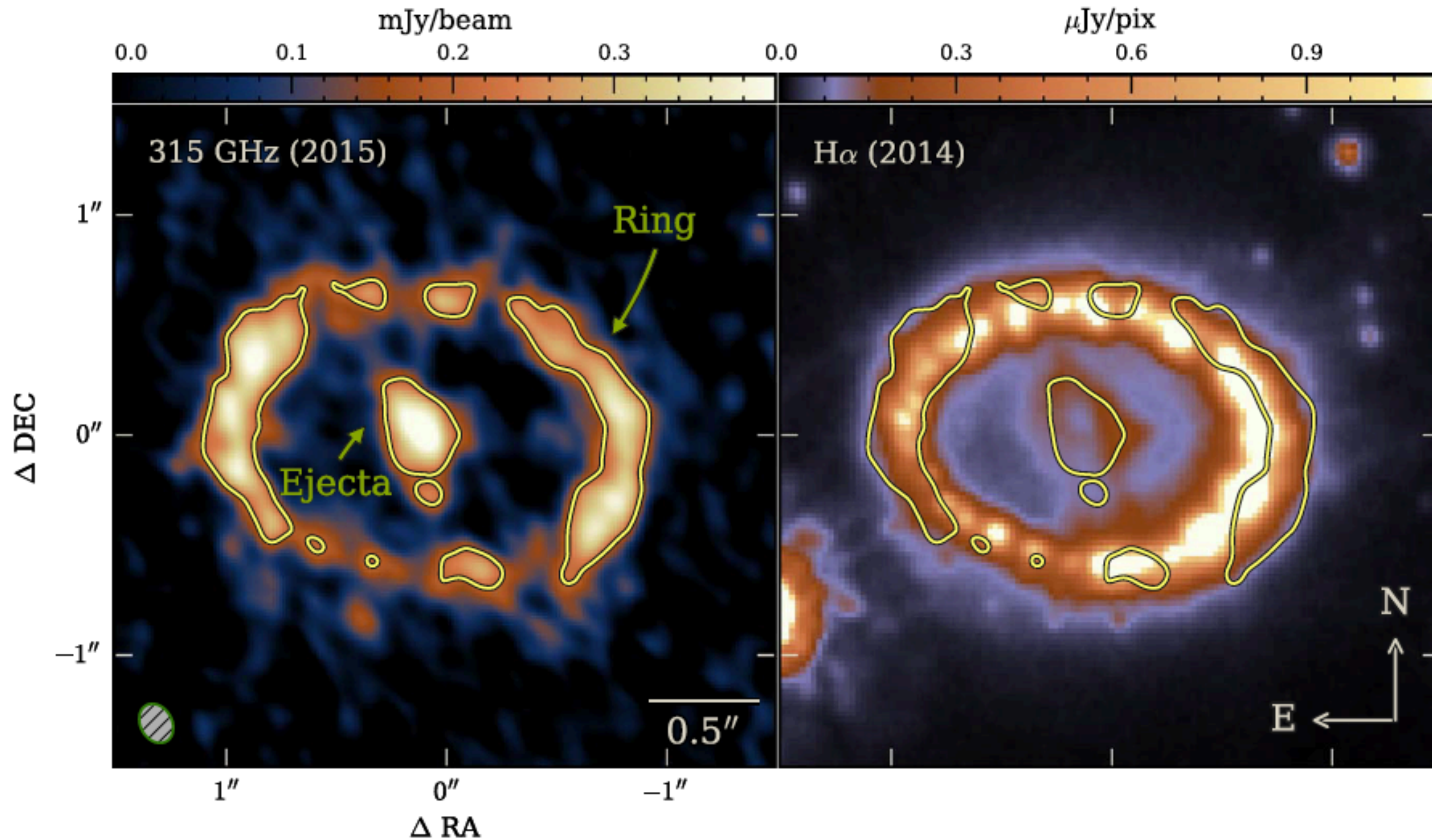


Figure 2. ALMA 315 GHz (with beam) and 2014 *HST* F625W band image (Fransson et al. 2015), which includes H α . The yellow contours display 315 GHz emission at $0.2 \text{ mJy beam}^{-1}$. The 315 GHz continuum in the inner ejecta originates from thermal dust emission, while in the ring it is due to synchrotron emission. The 18 mas uncertainty on the relative alignment due to Band 7 astrometric error (12 mas) and *HST* image registration based on fitting the ring (6 mas) is of order 1 pixel in these images.