

# Fundamentos de la evolución estelar

# Y después ... ?

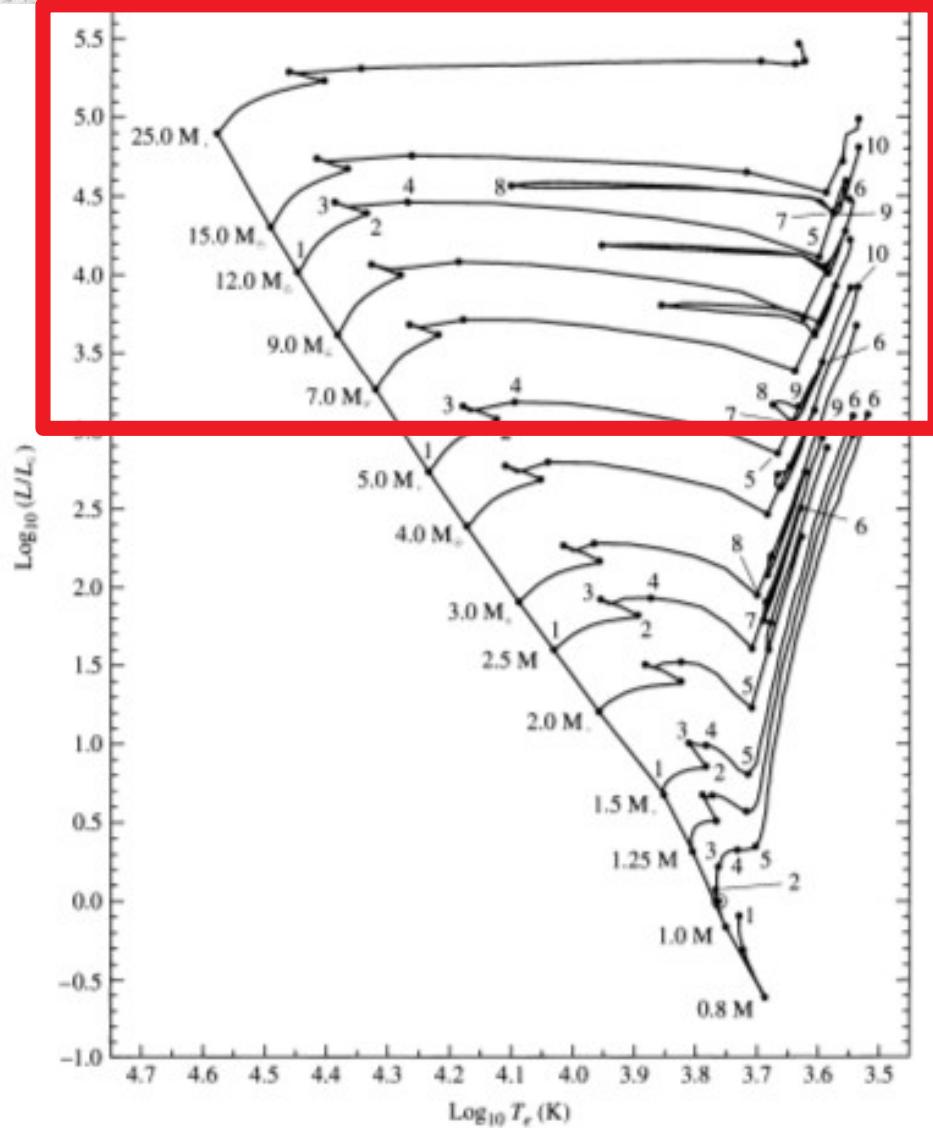
- Cuando el H en el núcleo esté casi consumido, el balance se pierde → la estructura y apariencia de la estrella cambiará ...

→ **MASA!!!**



- Baja masa ( $1 M_{\text{sun}}$ ) y masa intermedia ( $\sim 5 M_{\text{sun}}$ ;  $(2.5 - 9) M_{\text{sun}}$ )
- **Gran masa ( $> 8-10 M_{\text{sun}}$ )**
- En la MS (núcleo):  $H \rightarrow He$   
**UMS: Ciclo CNO ( $T_{\text{ctrial}} > \sim 16 \times 10^6 \text{ K}$ ); masa  $> \sim 1.2 M_{\text{sun}}$**

# Tracks evolutivos de acuerdo a la masa estelar

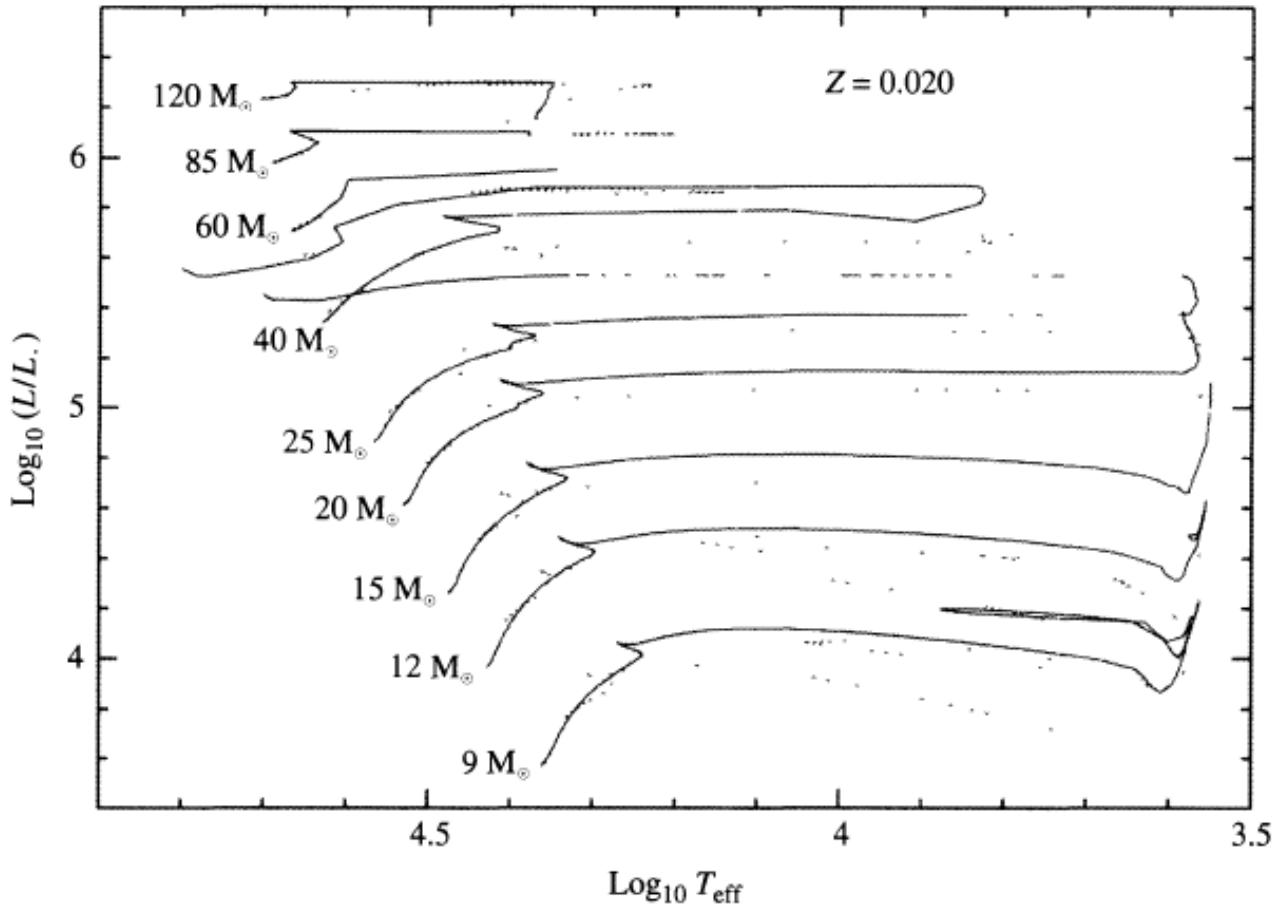


**FIGURE 13.1** Main-sequence and post-main-sequence evolutionary tracks of stars with an initial composition of  $X = 0.68$ ,  $Y = 0.30$ , and  $Z = 0.02$ . The location of the present-day Sun (see Fig. 13.2) is depicted by the solar symbol ( $\odot$ ) between points 1 and 2 on the  $1 M_{\odot}$  track. The elapsed times to points indicated on the diagram are given in Table 13.1. To enhance readability, only the points on the evolutionary tracks for  $0.8$ ,  $1.0$ ,  $1.5$ ,  $2.5$ ,  $5.0$ , and  $12.0 M_{\odot}$  are labeled. The model calculations include mass loss and convective overshooting. The diagonal line connecting the locus of points 1 is the zero-age main sequence. For complete, and annotated, evolutionary tracks of  $1 M_{\odot}$  and  $5 M_{\odot}$  stars, see Figs. 13.4 and 13.5, respectively. (Data from Schaller et al., *Astron. Astrophys. Suppl.*, 96, 269, 1992.)

**TABLE 13.1** The elapsed times since reaching the zero-age main sequence to the indicated points in Fig. 13.1, measured in millions of years (Myr). (Data from Schaller et al., *Astron. Astrophys. Suppl.*, 96, 269, 1992.)

Initial Mass ( $M_{\odot}$ )	1	2	3	4	5
25	0	6.33044	6.40774	6.41337	6.43767
	6.51783	7.04971	7.0591		
15	0	11.4099	11.5842	11.5986	11.6118
	11.6135	11.6991	12.7554		
12	0	15.7149	16.0176	16.0337	16.0555
	16.1150	16.4230	16.7120	17.5847	17.6749
9	0	25.9376	26.3886	26.4198	26.4580
	26.5019	27.6446	28.1330	28.9618	29.2294
7	0	42.4607	43.1880	43.2291	43.3388
	43.4304	45.3175	46.1810	47.9727	48.3916
5	0	92.9357	94.4591	94.5735	94.9218
	95.2108	99.3835	100.888	107.208	108.454
4	0	162.043	164.734	164.916	165.701
	166.362	172.38	185.435	192.198	194.284
3	0	346.240	352.503	352.792	355.018
	357.310	366.880	420.502	440.536	
2.5	0	574.337	584.916	586.165	589.786
	595.476	607.356	710.235	757.056	
2	0	1094.08	1115.94	1117.74	1129.12
	1148.10	1160.96	1379.94	1411.25	
1.5	0	2632.52	2690.39	2699.52	2756.73
	2910.76				
1.25	0	4703.20	4910.11	4933.83	5114.83
	5588.92				
1	0	7048.40	9844.57	11386.0	11635.8
	12269.8				

# Estrellas masivas



**FIGURE 15.3** The evolution of massive stars with  $Z = 0.02$ . The solid lines are evolutionary tracks computed with initial rotation velocities of  $300 \text{ km s}^{-1}$ , and the dotted lines are evolutionary tracks for stars without rotation. Mass loss has been included in the models and significantly impacts the evolution of these stars. (Figure from Meynet and Maeder, *Astron. Astrophys.*, 404, 975, 2003.)

# Estrellas masivas

## A General Evolutionary Scheme for Massive Stars

In a scheme originally suggested by Peter Conti in 1976 and subsequently modified, a general evolutionary path for massive stars has been outlined. In each case the star ends its life in a **supernova** (SN) explosion, to be discussed in detail in Section 15.3. (The masses listed below are only approximate.)<sup>1</sup>

$M > 85 M_{\odot}$  : O → Of → LBV → WN → WC → SN

$40 M_{\odot} < M < 85 M_{\odot}$  : O → Of → WN → WC → SN

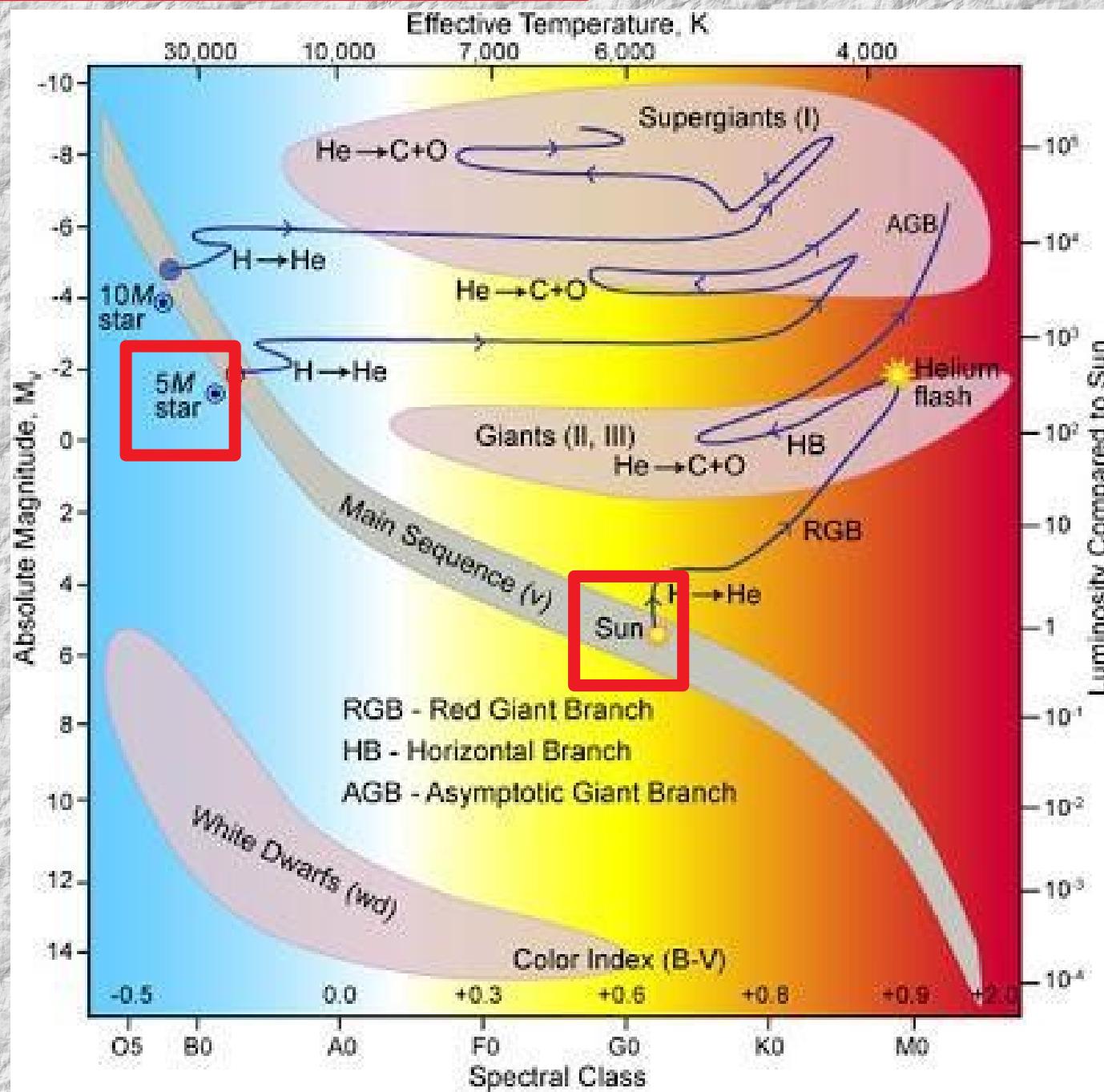
$25 M_{\odot} < M < 40 M_{\odot}$  : O → RSG → WN → WC → SN

$20 M_{\odot} < M < 25 M_{\odot}$  : O → RSG → WN → SN

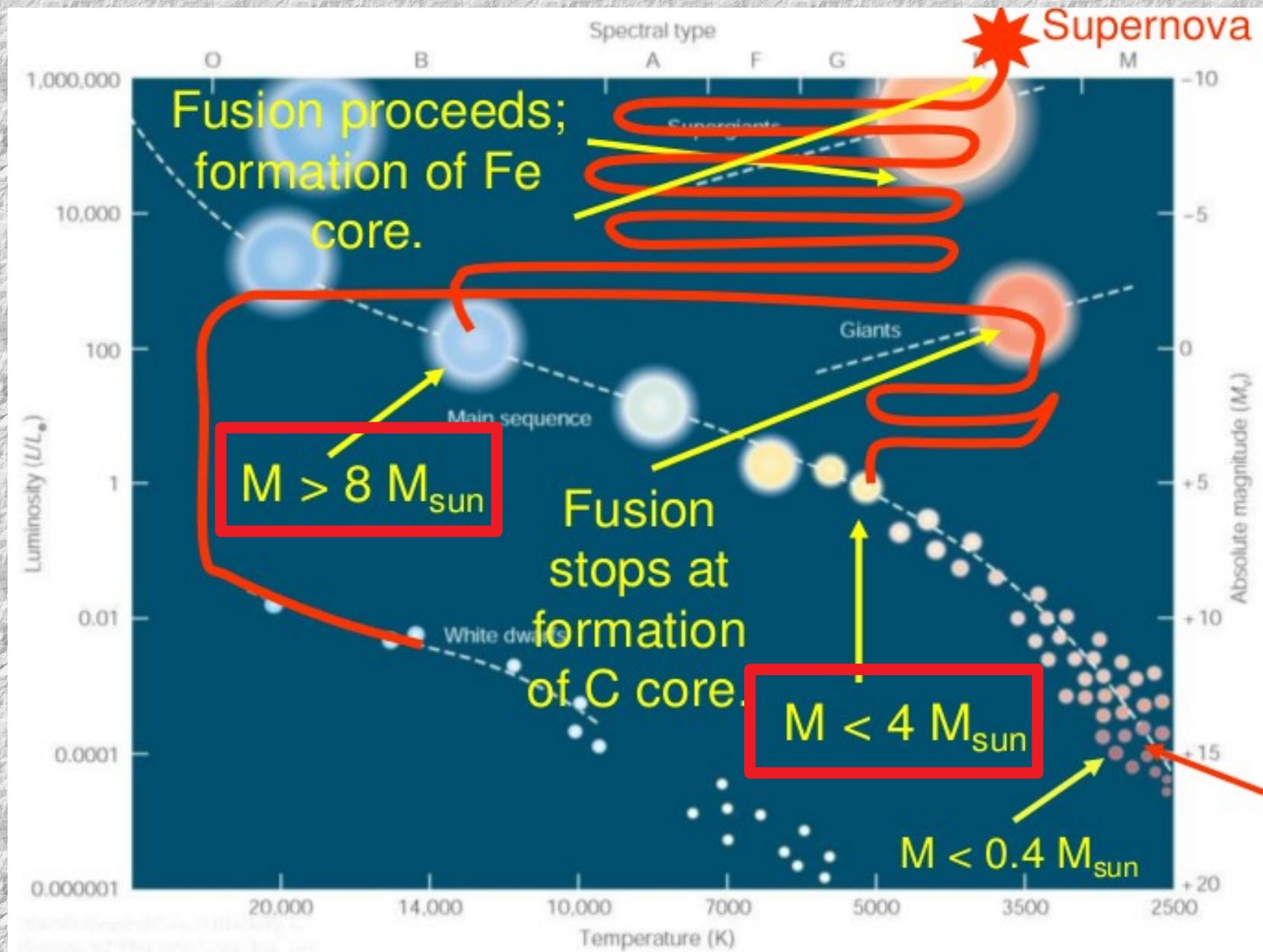
$10 M_{\odot} < M < 20 M_{\odot}$  : O → RSG → BSG → SN

This qualitative evolutionary scheme has been supported by detailed numerical evolutionary models of massive star formation. Evolutionary tracks for stars of solar composition

# Tracks evolutivos para $M \sim 1, 5, 10 M_{\text{sun}}$



# Tracks: $M < 4 M_{\text{sun}}$ $M > 8 M_{\text{sun}}$

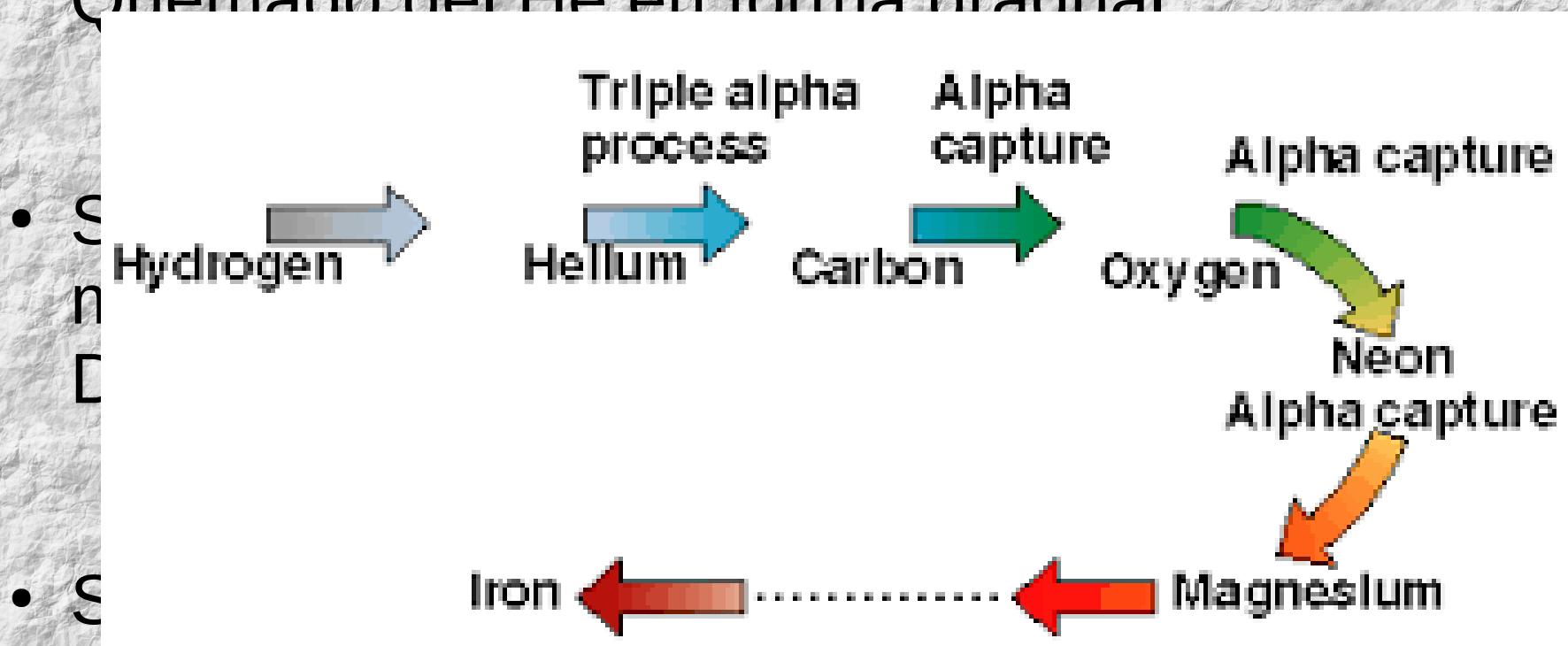


# Características principales

- Si  $M > 2.5 M_{\text{sun}}$  → No flash de He en el core.  
Quemado del He en forma gradual.
- Si  $M > 4 M_{\text{sun}}$  → la estrella no experimenta un movimiento vertical nítido en el HRD.  
Desplazamientos en zig-zag → núcleo de C-O
- Si  $M > 8 M_{\text{sun}}$  → el núcleo será de N-O
- Si  $M > 25 M_{\text{sun}}$  → el núcleo será de O-Fe

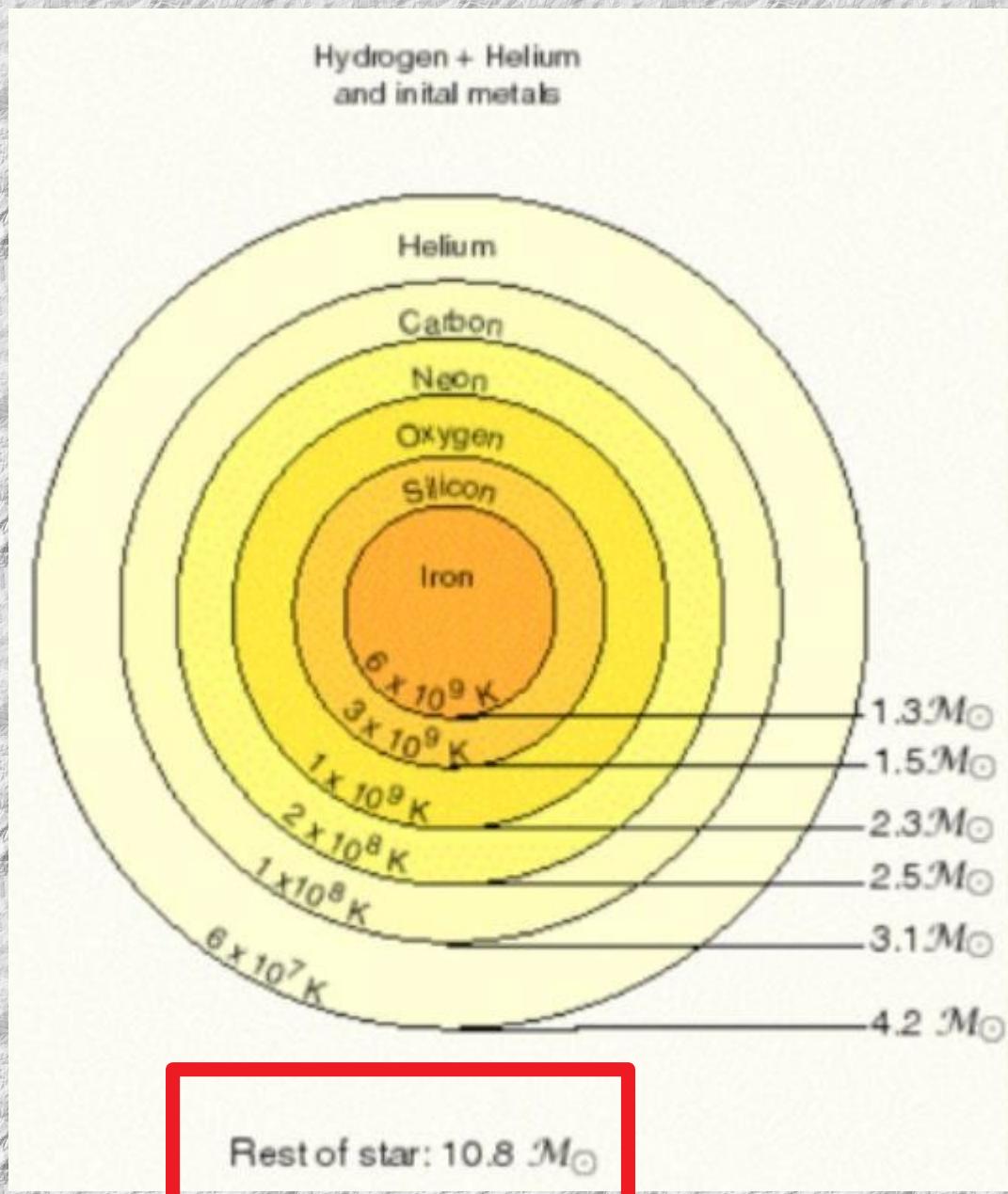
# Características principales

- Si  $M > 2.5 M_{\text{sun}}$  → No flash de He en el core.  
Quemado del He en forma gradual

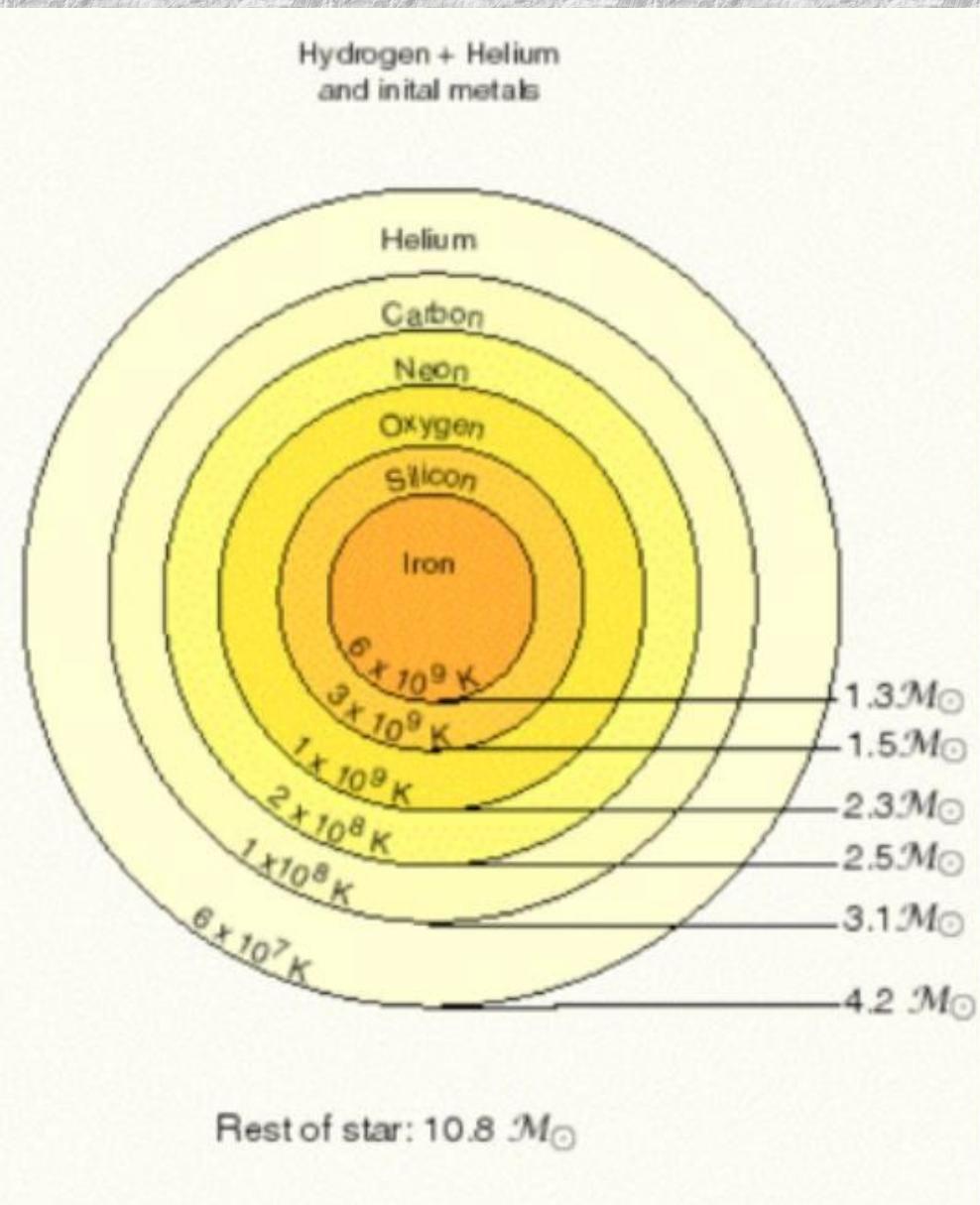


- Si  $M > 25 M_{\text{sun}}$  → el núcleo será de O-Fe

$$M \sim 25 M_{\text{sun}}$$

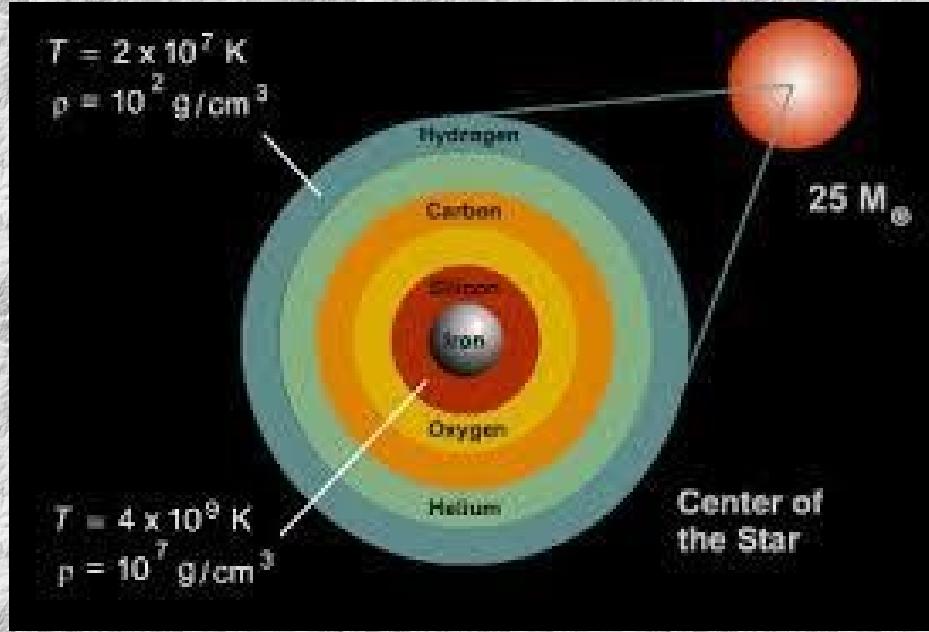


$$M \sim 25 M_{\text{sun}}$$



Estrella muy pesada → cadena de reacciones concéntricas simultáneas, en la que cada eslabón provee ceniza al inmediato posterior para producir una mayor cantidad de calor.

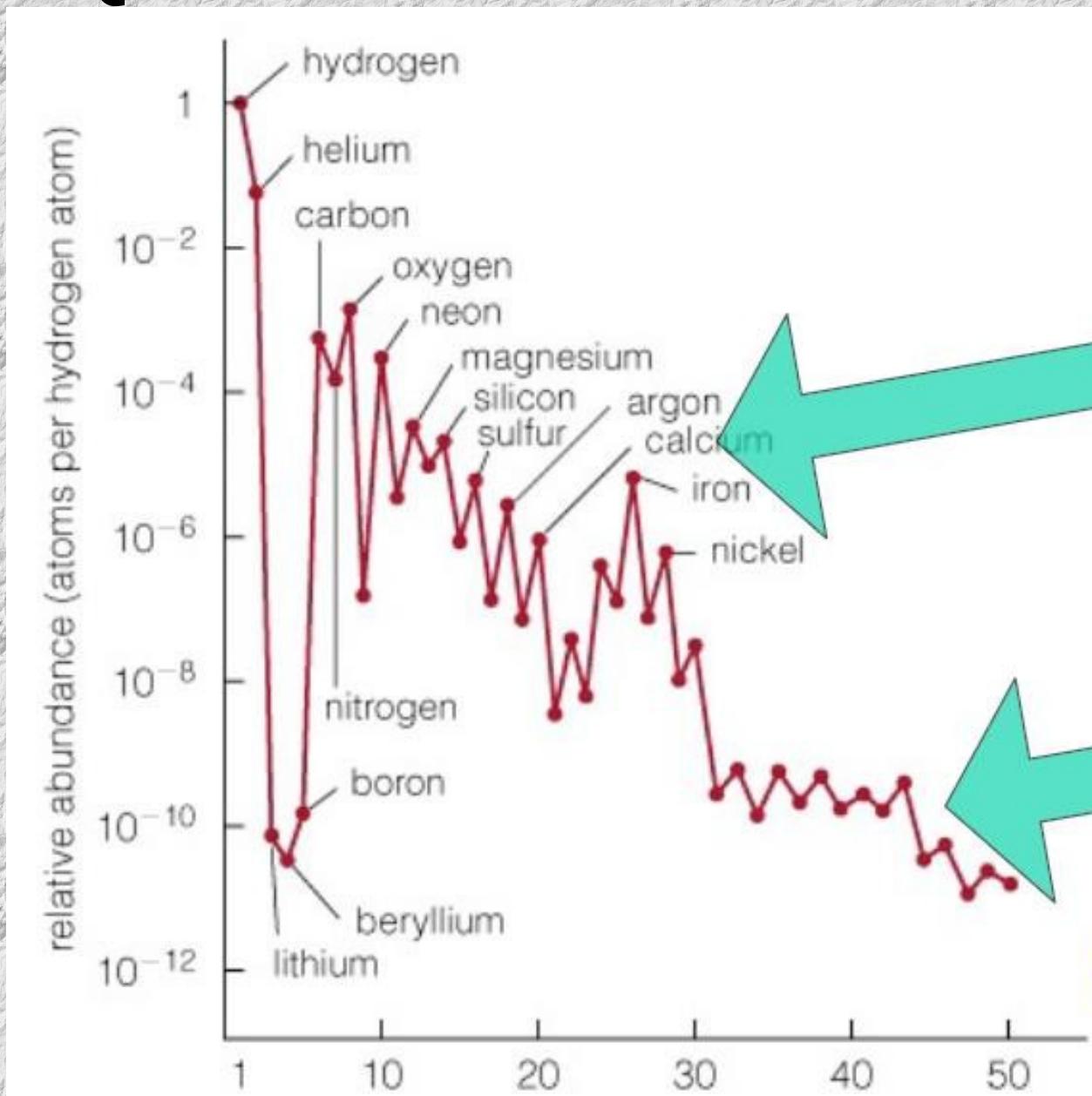
Cada nuevo “encendido” nuclear se realiza más vertiginosamente que el anterior, haciendo así cada intervalo más corto.



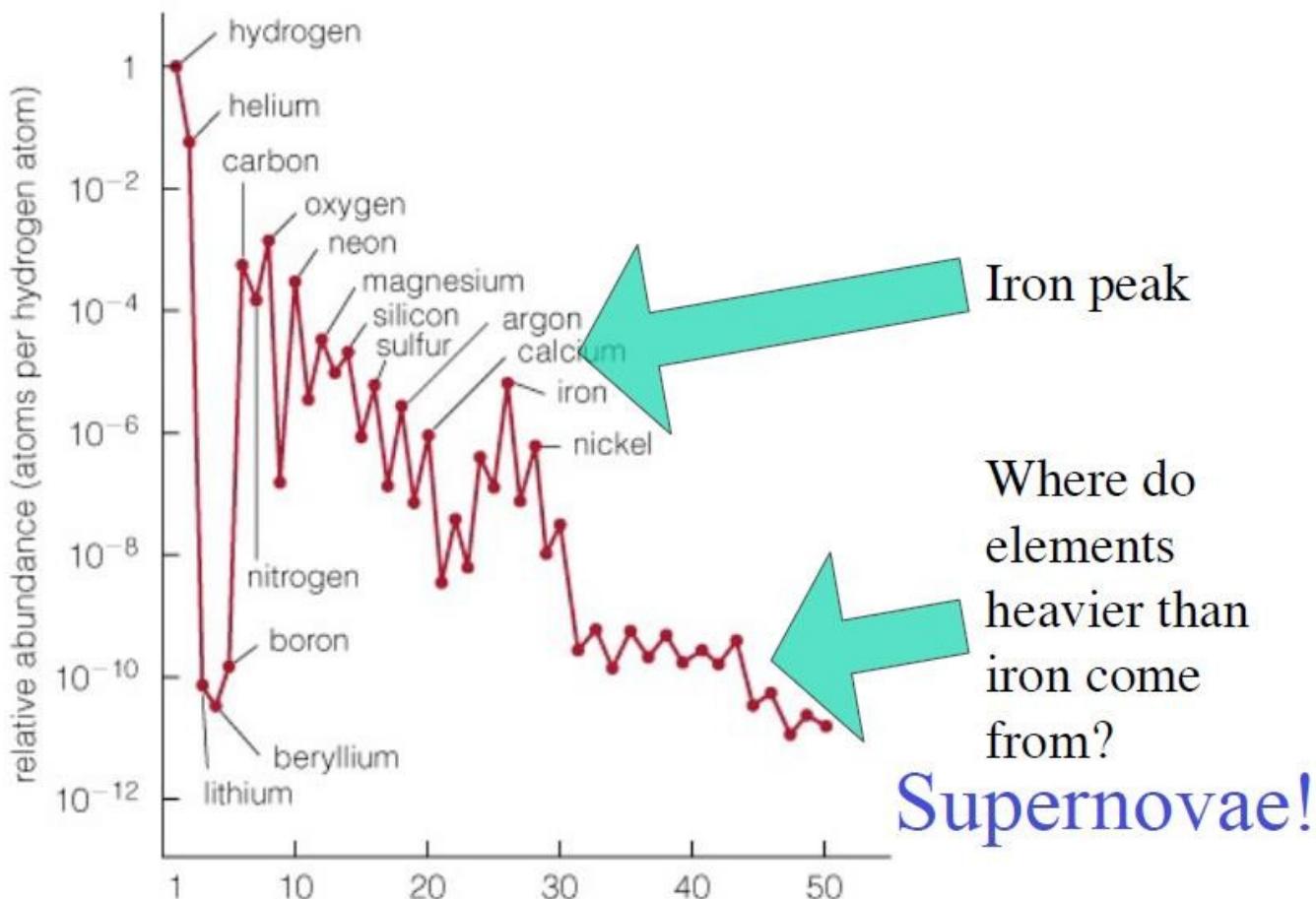
$M \sim 25 M_{\text{sun}}$

Fusion Process	Main Fusion Products	Duration of Fusion Process
H	He	6 million years
He	C, O	700,000 years
C	Ne, O	1000 years
Ne	O	9 Months
O	S, Si, Ar	4 Months
Si	Fe, Cr	1 day

# Nucleosíntesis CQ de la atmósfera solar



# Nucleosíntesis CQ de la atmósfera solar

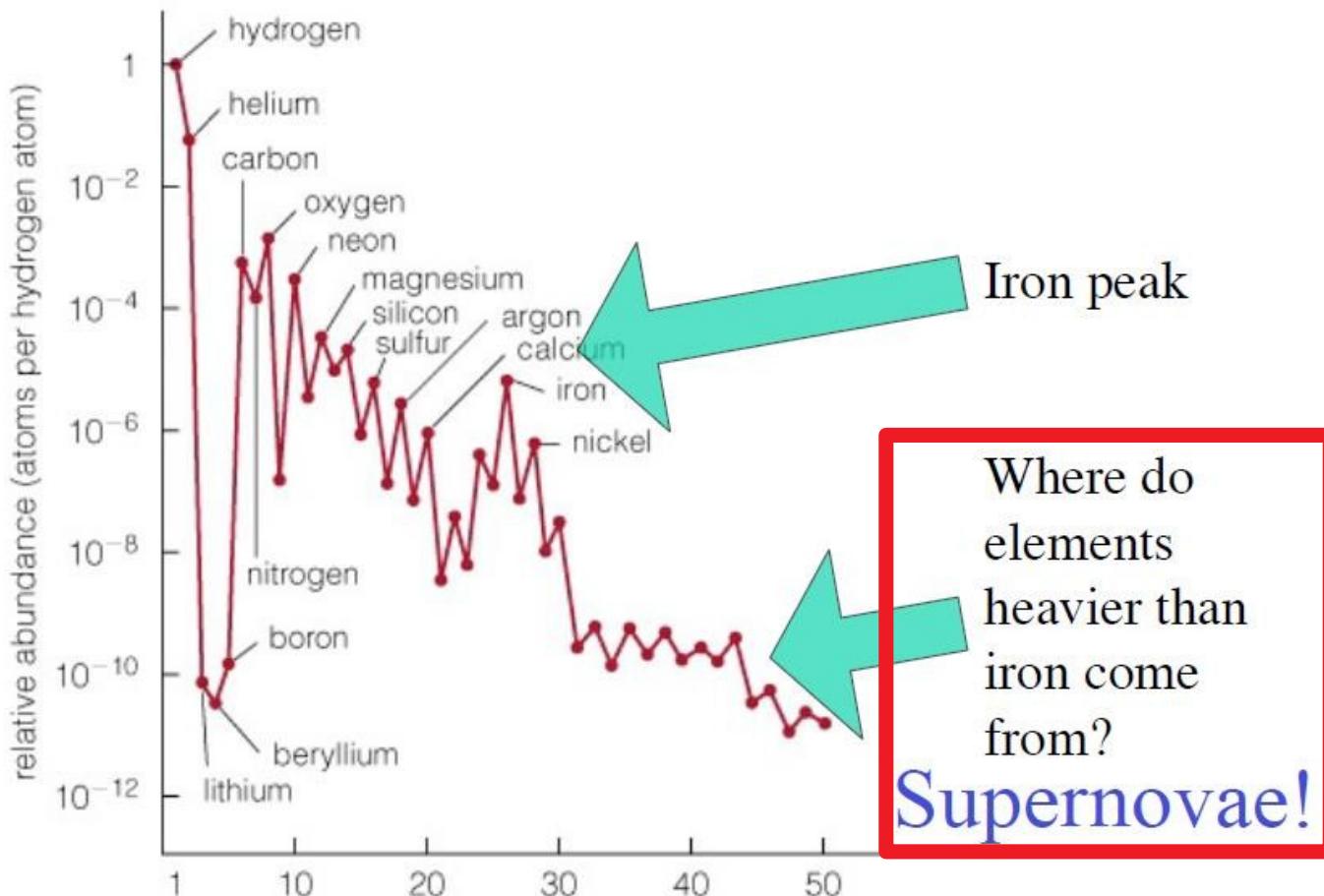


Composición primordial  
H y He (Big Bang).

- Deficiencia de Li, Be, Bo → se destruyen por colisión con protones.

- Los picos ocurren en elementos como: C, N, O, Ne, ya que **son producidos por la nucleosíntesis estelar**.

# Nucleosíntesis CQ de la atmósfera solar



Composición primordial  
H y He (Big Bang).

- Deficiencia de Li, Be, Bo → se destruyen por colisión con protones.

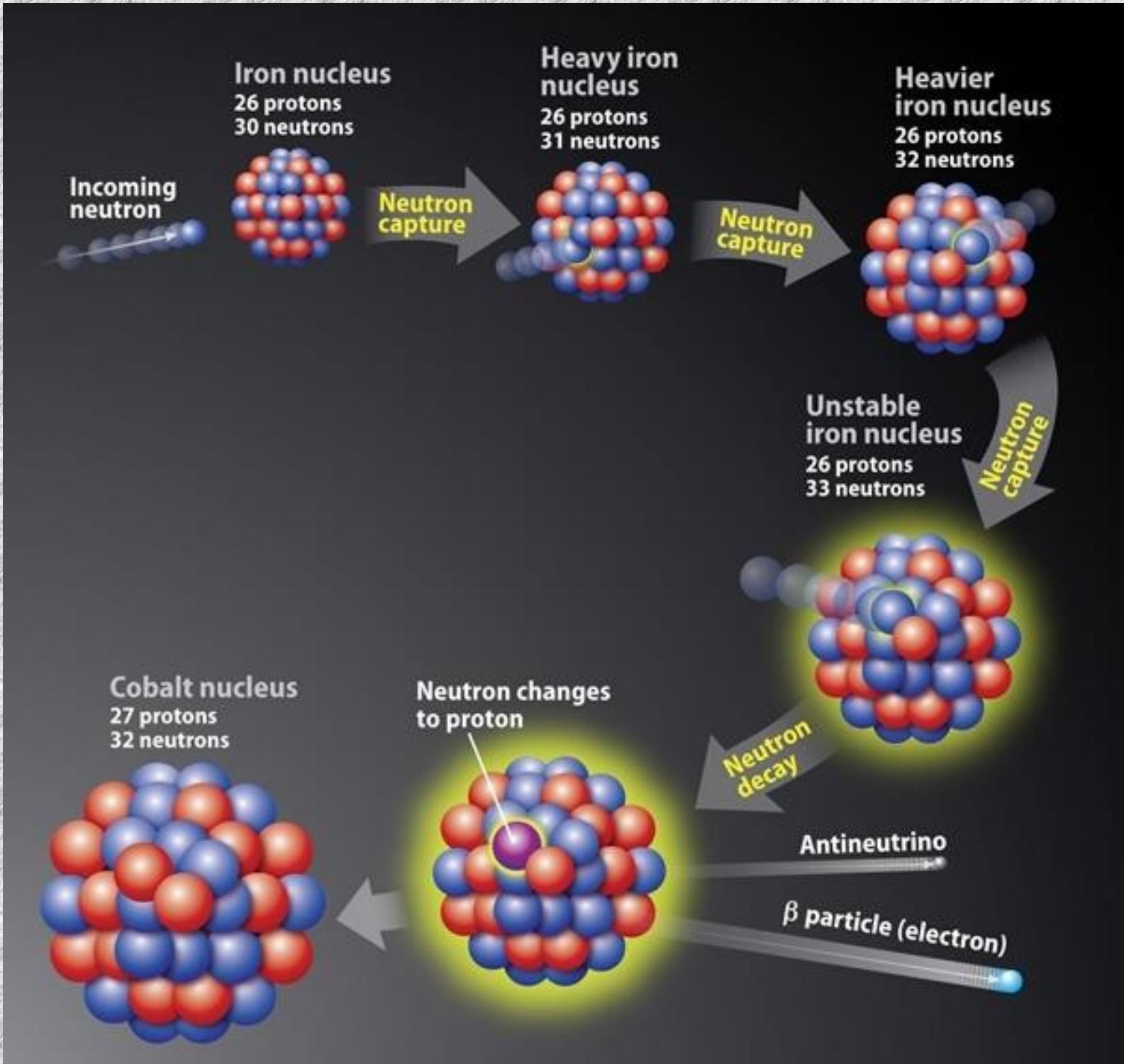
- Los picos ocurren en elementos como: C, N, O, Ne, ya que **son producidos por la nucleosíntesis estelar**.

# Origen de los elementos más pesados que el Fe

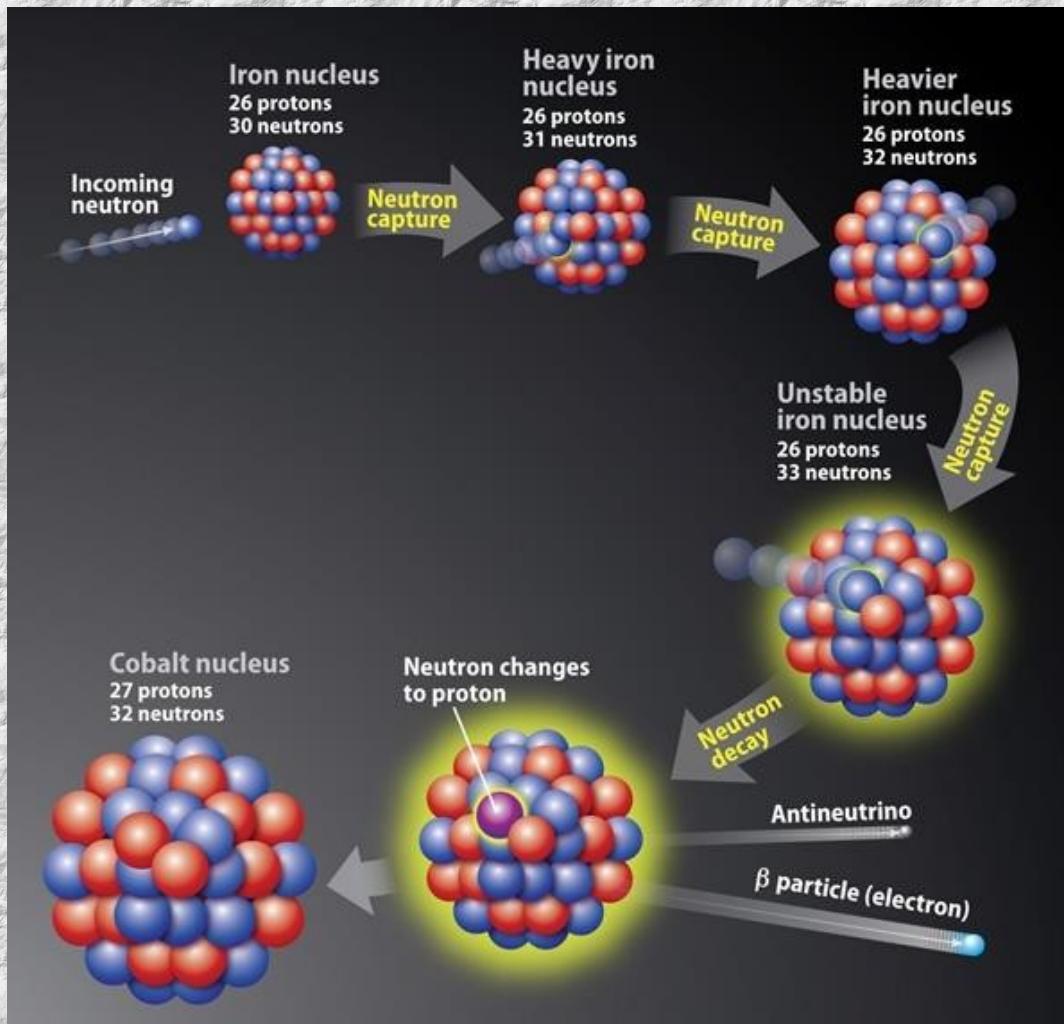
- ~~A través de la fusión.~~ Se debería suministrar E para que tenga lugar la reacción → SN.
- En una explosión de SN, tienen lugar reacciones de **captura de neutrones (fusión)** → formación de elementos pesados.
- Hay dos procesos de captura de neutrones: proceso rápido (proceso r) y el proceso lento (proceso s) → formación de más elementos.

# Origen de los elementos más pesados que el Fe

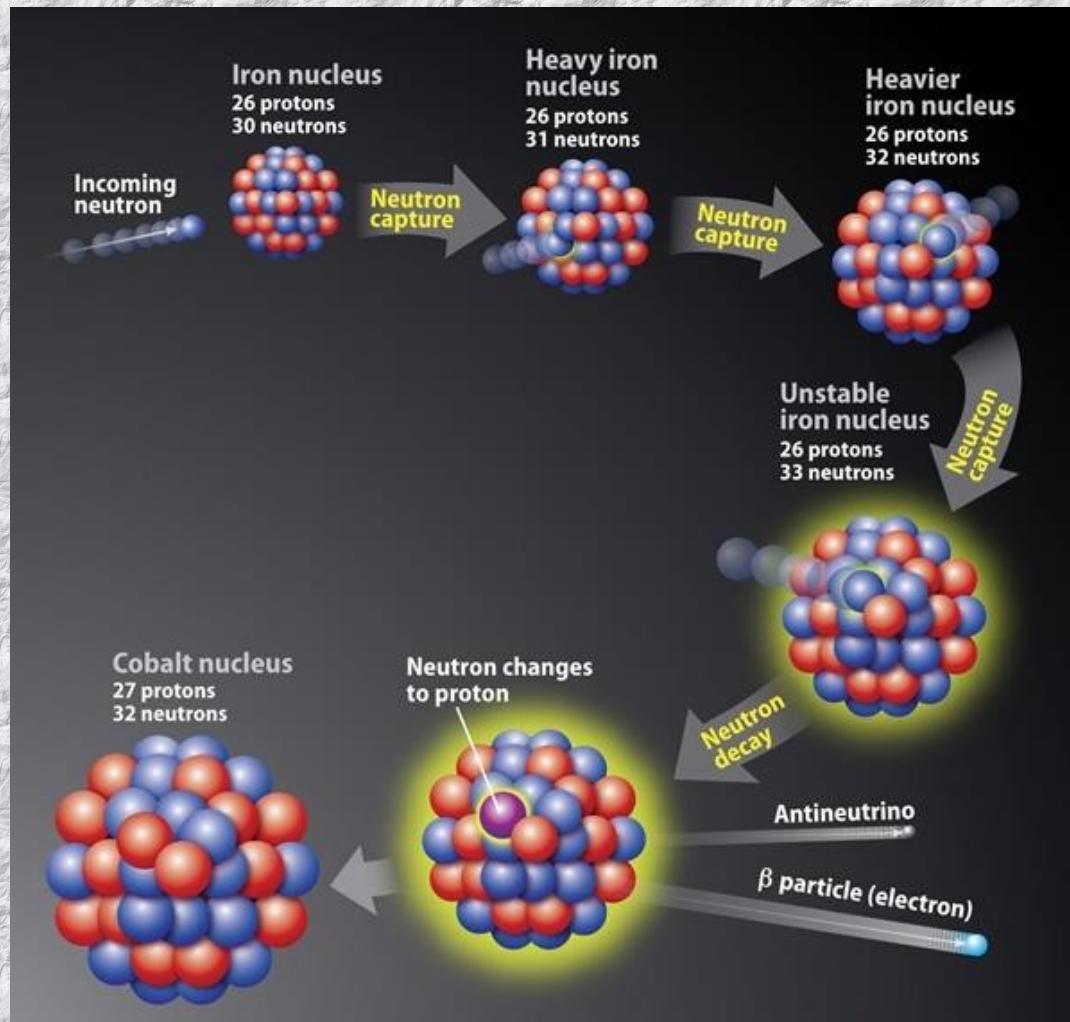
- **Captura** de neutrones (**fusión**) (proceso-*r* y proceso-*s*)
- La creación de elementos más pesado: últimos segundos del evento de SN tipo II. La síntesis es endotérmica: se crean a partir de la E producida durante explosión de la SN
- En las altísimas densidades y temperaturas de las SN, los neutrones pueden acercarse lo suficiente a los núcleos atómicos y ser capturados.
- Si un núcleo captura varios neutrones se torna inestable. El decaimiento  $\beta$  trasforma: neutrón  $\rightarrow$  protón.



- Se crea un nuevo isótopo cuando un átomo captura un neutrón.
- Si el isótopo es inestable entonces convierte un neutrón en un protón **emitiendo un electrón**. Esto se llama decaimiento  $\beta$ .



- Se crea un nuevo isótopo cuando un átomo captura un neutrón.
- Si el isótopo es inestable entonces convierte un neutrón en un protón **emitiendo un electrón**. Esto se llama decaimiento  $\beta$ .



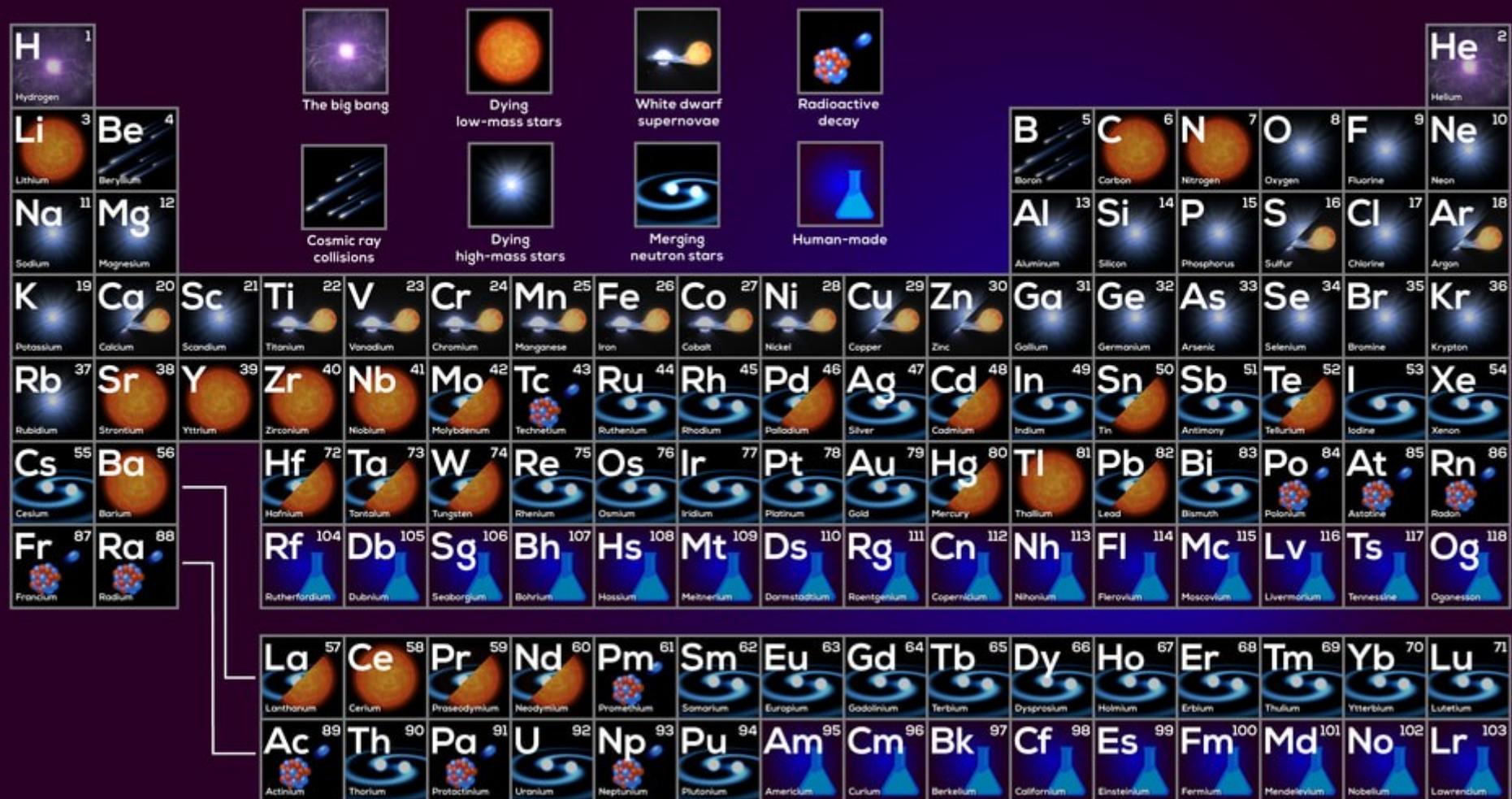
- Convirtiendo un neutrón en un protón, el átomo incrementa su número atómico en 1  $\rightarrow$  elemento siguiente de la tabla periódica.
- El nuevo elemento captura otro neutrón  $\rightarrow$  usando un núcleo como semilla  $\rightarrow$  los elementos más pesados de la tabla periódica.

# ***r-process vs. s-process***

El **proceso-s (slow)** contrasta con el **proceso-r (rapid)**, en el que las sucesivas capturas de neutrones son rápidas: ocurren más rápidamente de lo que puede ocurrir el decaimiento $\beta$ .

**Proceso-r domina en entornos con flujos altos de neutrones libres; produce elementos más pesados, y más isótopos ricos en neutrones que el proceso-s.** Ambos son los procesos que producen los elementos químicos más pesados que el hierro.

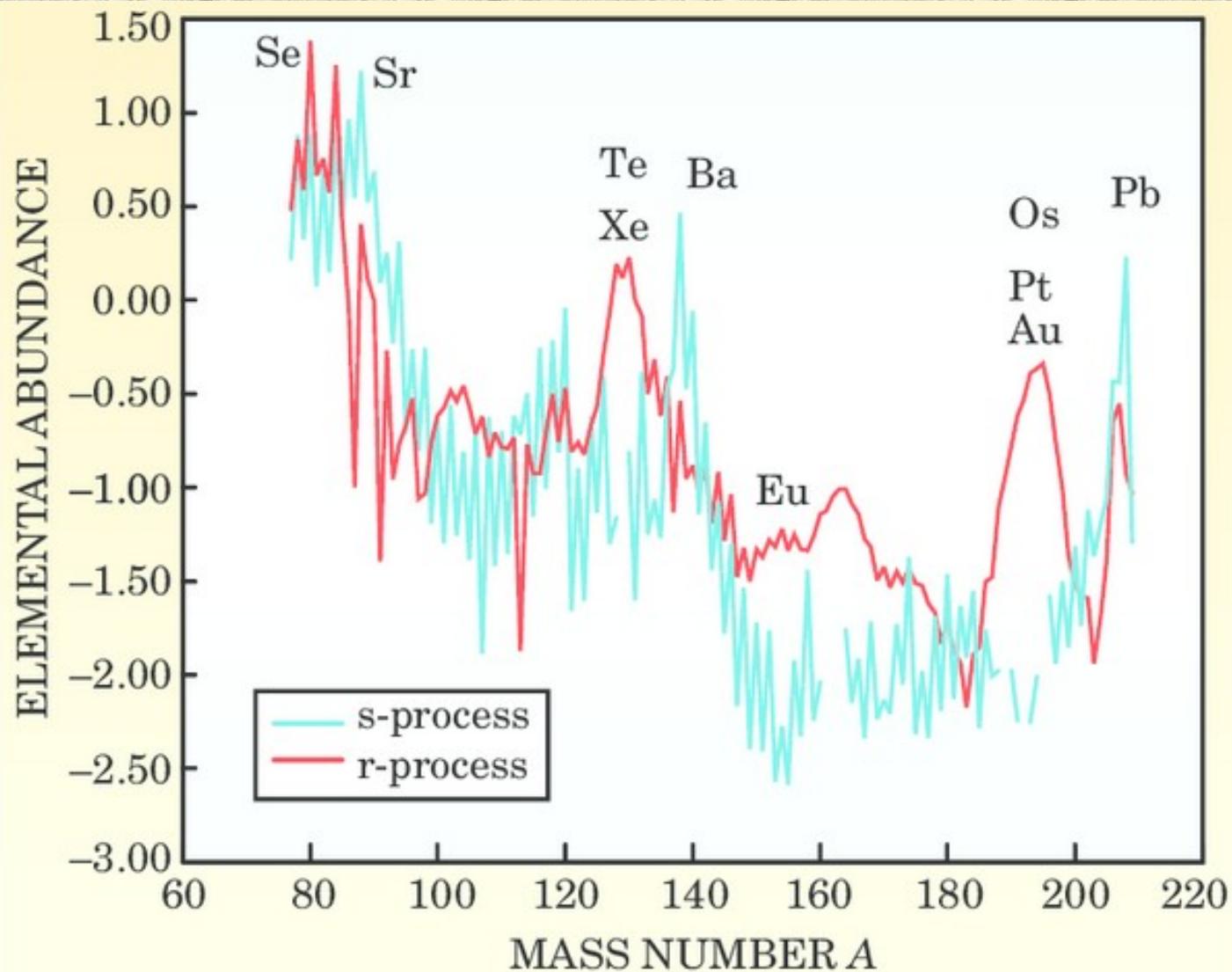
# ORIGINS OF THE ELEMENTS



This periodic table depicts the primary source on Earth for each element. In cases where two sources contribute fairly equally, both appear.

# *r*-process vs. *s*-process

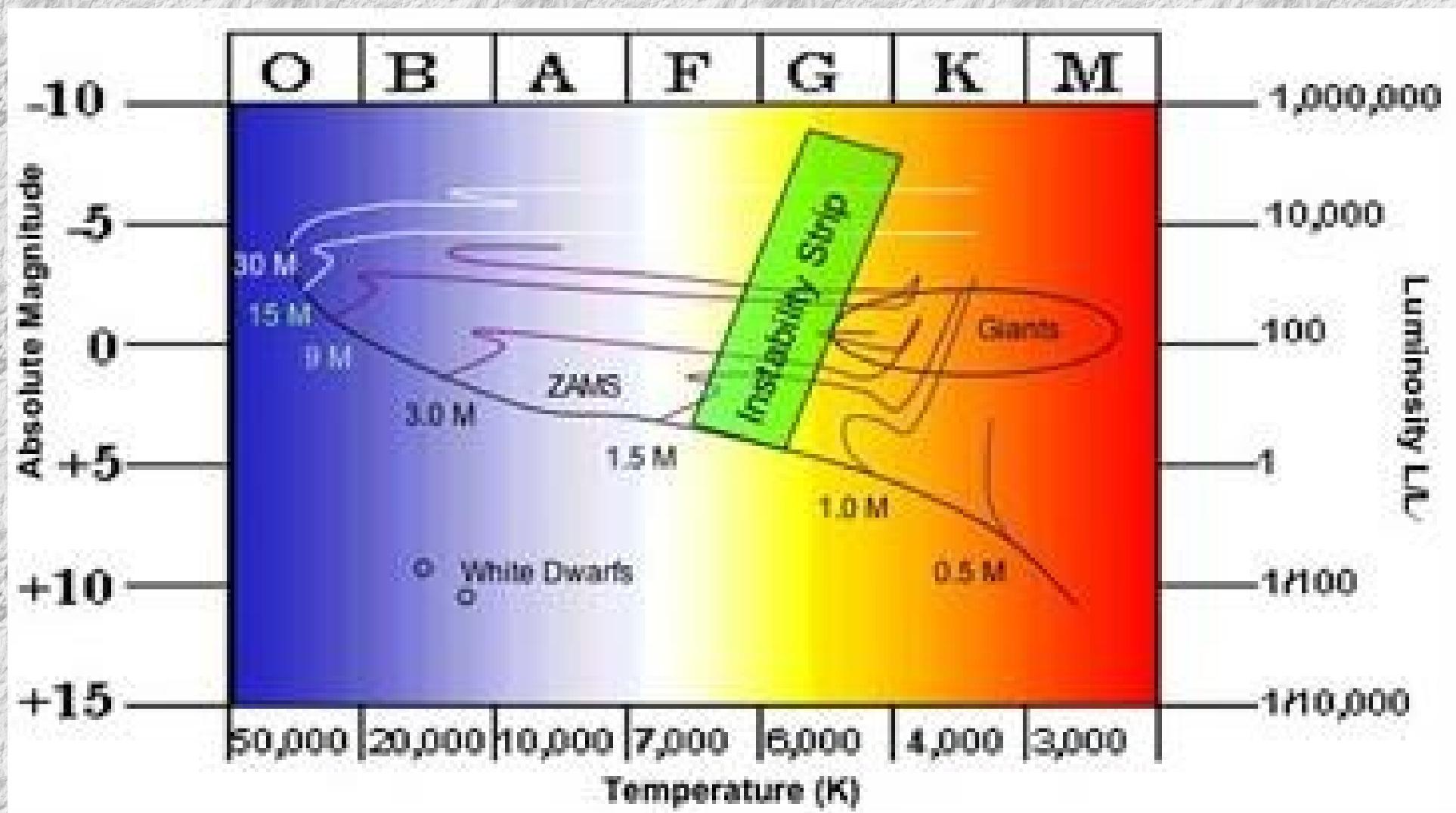
El proceso *r* es el que ocurren decaimientos de flujos alcesados, proceso-*s* para elementos



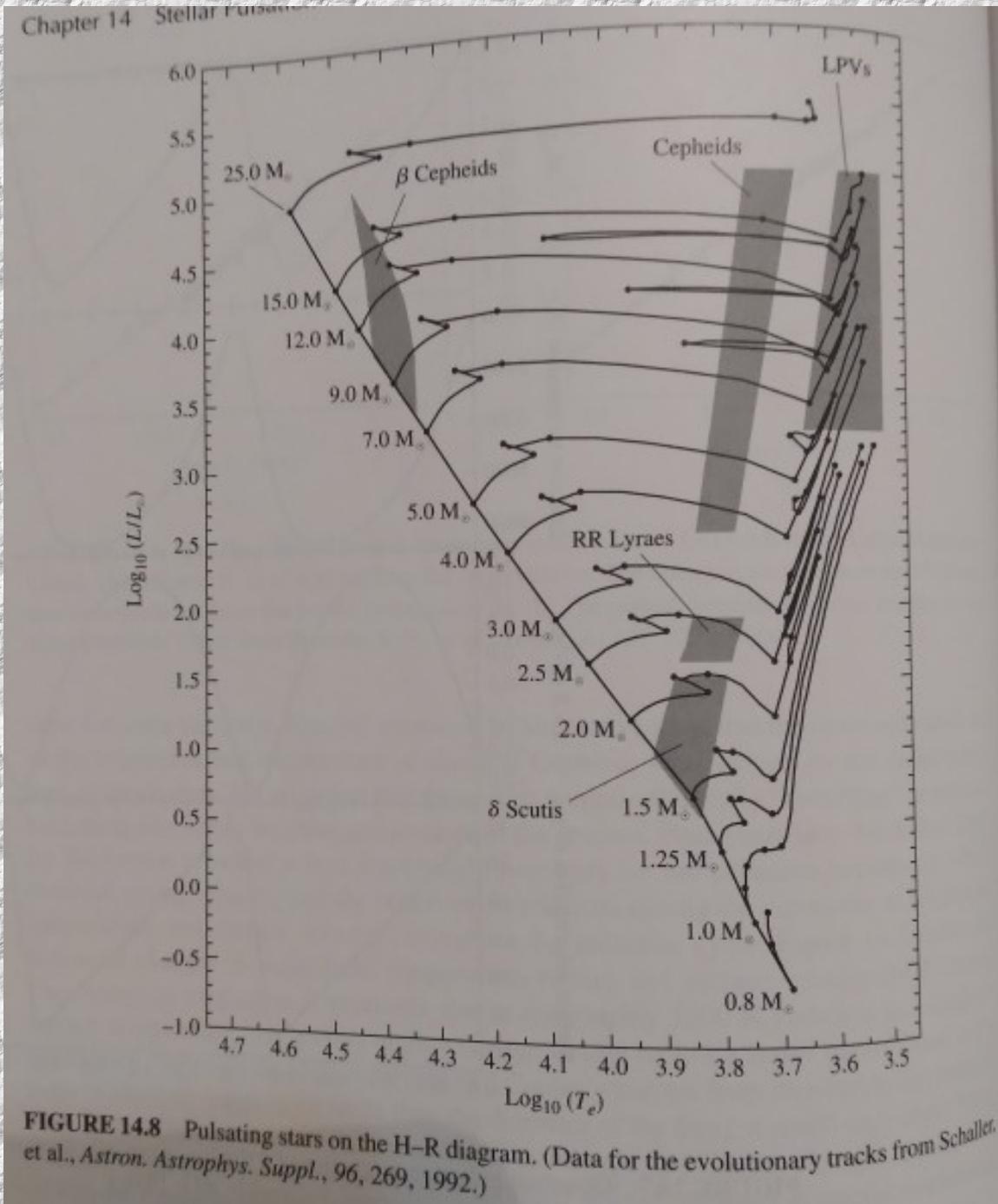
Solar system abundances of heavy elements produced by *r*-process and slow (*s*-process) neutron capture. Plotted values are  $12 + \log 10$  of abundance relative to hydrogen. Abundance peaks are caused by maximum t b or minimal n-capture rates at magic numbers corresponding to full neutron shells. Because the *r*-process carries nuclei farther from the valley of stability than does the *s*-process, it encounters each closed shell at slightly lower mass number. Hence the *r*-process peaks are offset to lower A. The curves are not renormalized; the two processes really have contributed about equally to the solar system's inventory of heavy elements. (Adapted from ref. 3.)

d), en  
rápidas:  
rrir el  
**s** con  
**s** más  
que el  
n los

# Estrellas pulsantes - Variables



# Estrellas pulsantes - Variables



# Estrellas pulsantes - Variables

Las pulsaciones no son debidas a la variación de la tasa de generación de E en el núcleo estelar, son por **la variación de la tasa mediante la cual esta radiación puede escapar.**

La luminosidad, temperatura superficial y espectro cambian debido a **una expansión y contracción periódica de las capas exteriores de la estrella** → cambia de tamaño periódicamente → el equilibrio hidrostático → ~ oscilador armónico.

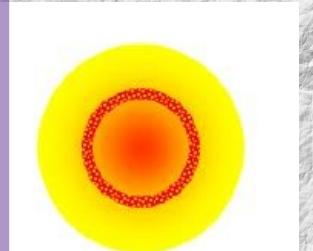
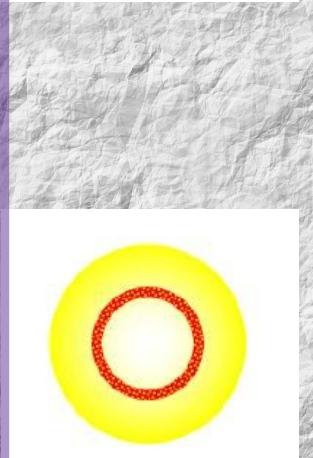
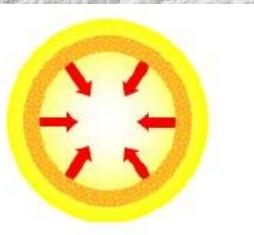
# Estrellas pulsantes - Variables

**TABLE 14.1** Pulsating Stars. (Adopted from Cox, *The Theory of Stellar Pulsation*, Princeton University Press, Princeton, NJ, 1980.)

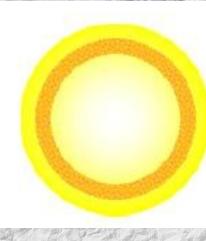
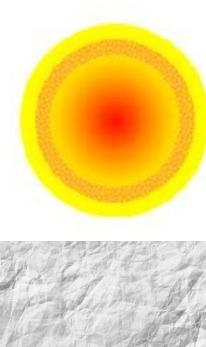
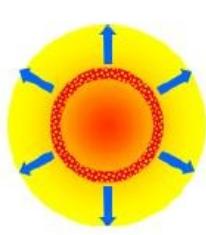
Type	Range of Periods	Population Type	Radial or Nonradial
Long-Period Variables	100–700 days	I,II	R
Classical Cepheids	1–50 days	I	R
W Virginis stars	2–45 days	II	R
RR Lyrae stars	1.5–24 hours	II	R
$\delta$ Scuti stars	1–3 hours	I	R,NR
$\beta$ Cephei stars	3–7 hours	I	R,NR
ZZ Ceti stars	100–1000 seconds	I	NR

En un punto del ciclo de pulsación, una capa de material estelar pierde el soporte contra la gravedad de la estrella y cae hacia dentro.

- Este movimiento hacia adentro tiende a comprimir la capa, que se calienta y se vuelve más opaca a la radiación.
- Puesto que la radiación difunde más lentamente a través de la capa (como consecuencia de su opacidad aumentada), el calor se acumula debajo de ella.



La presión sube por debajo de la capa, empujándola fuera.

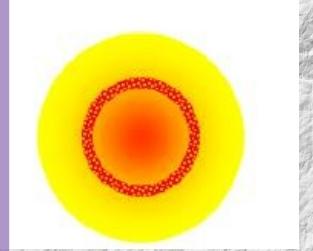
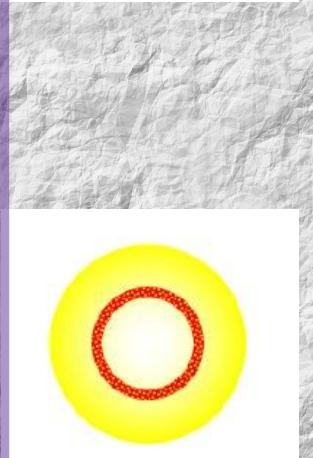
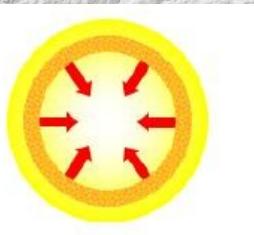


- A medida que se mueve hacia fuera, la capa se expande, se enfriá y se hace más transparente a la Radiación.

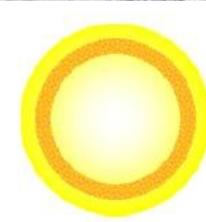
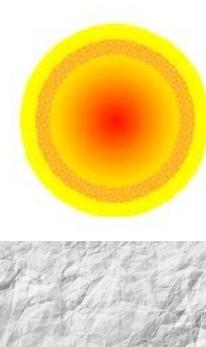
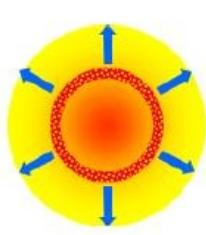
- La E puede ahora escapar de debajo de la capa, y la presión debajo de la capa cae.

En un punto del ciclo de pulsación, una capa de material estelar pierde el soporte contra la gravedad de la estrella y cae hacia dentro.

- Este movimiento hacia adentro tiende a comprimir la capa, que se calienta y se vuelve más opaca a la radiación.
- Puesto que la radiación difunde más lentamente a través de la capa (como consecuencia de su opacidad aumentada), el calor se acumula debajo de ella.



La presión sube por debajo de la capa, empujándola fuera.



- A medida que se mueve hacia fuera, la capa se expande, se enfriá y se hace más transparente a la Radiación.

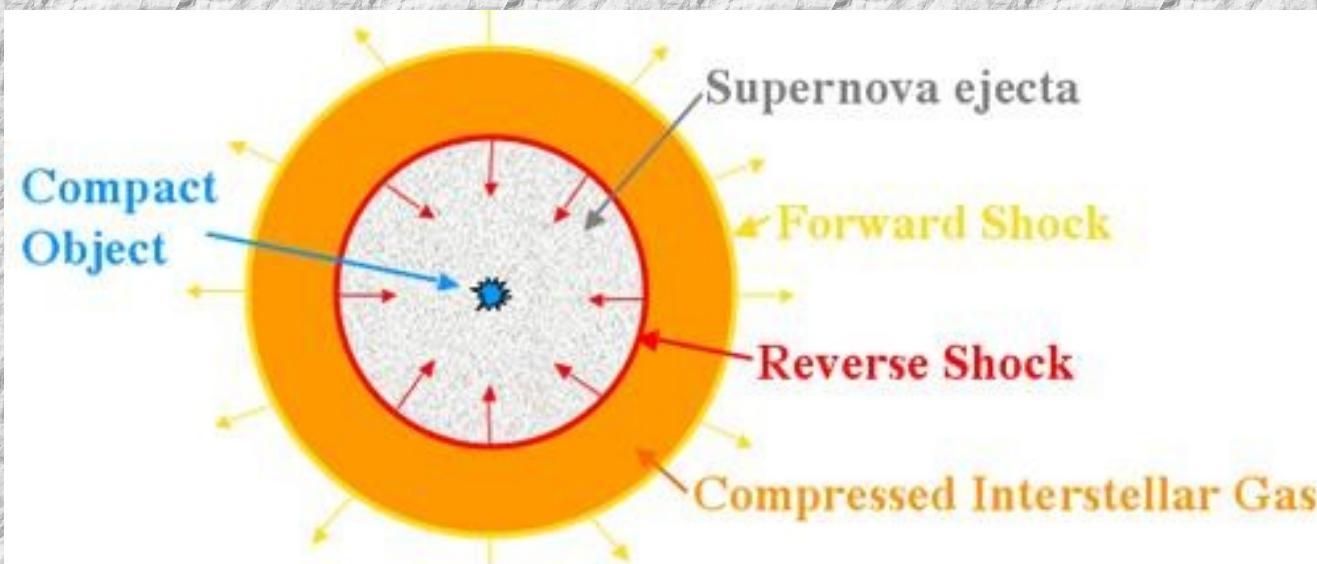
- La E puede ahora escapar de debajo de la capa, y la presión debajo de la capa cae.

La capa cae hacia adentro y el ciclo se repite.

# Supernova – SN (Tipo II)

La estrella desarrolla un núcleo de Fe. El Fe no puede fusionarse y por lo tanto producir E para contrarrestar la fuerza de la gravedad, → el núcleo se contrae rápidamente → temperaturas de  $5 \times 10^9$  K → la presión es tan elevada que los protones son “forzados” a combinarse con los electrones.

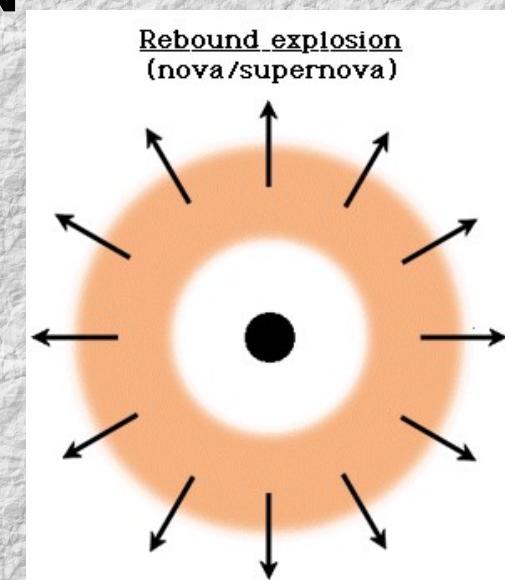
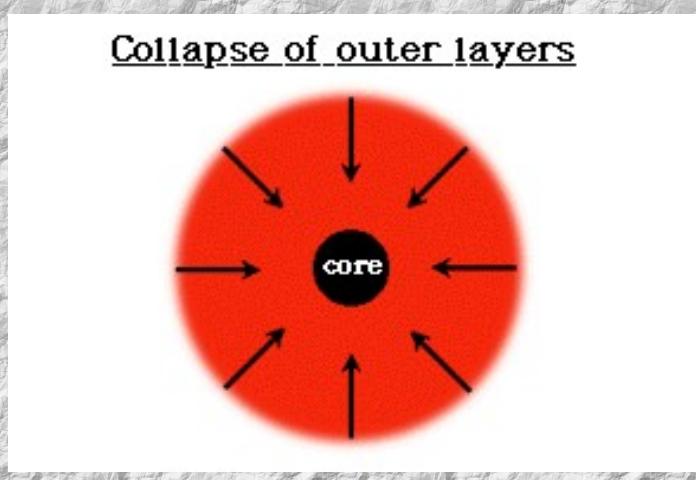
Ocurre en una fracción de segundos y hace que el núcleo se transforme en un cuerpo rígido y el colapso se detiene. Las capas exteriores se desploma, chocan con el núcleo rígido rebotan y se expanden → SN



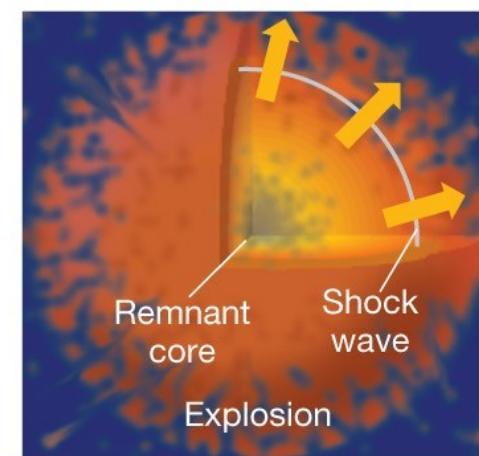
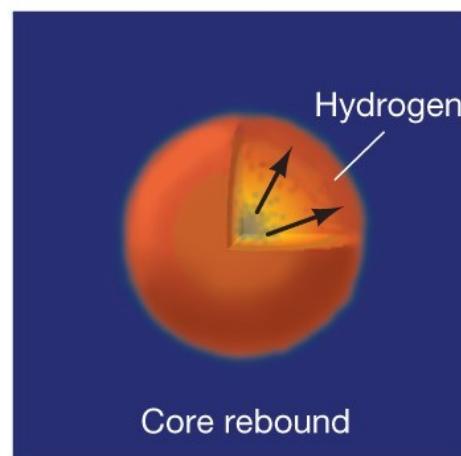
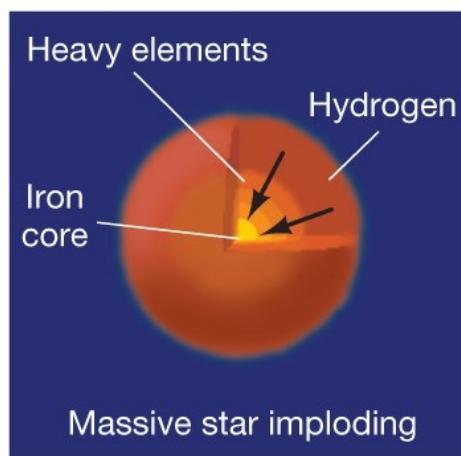
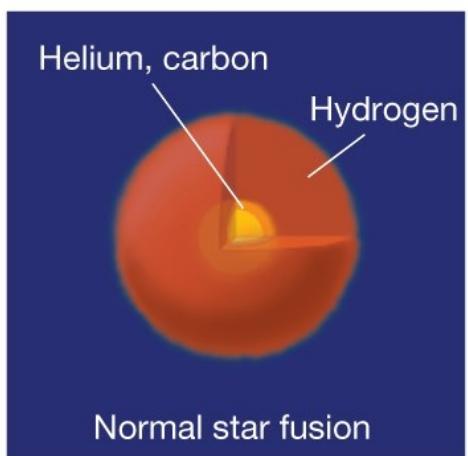
# Supernova - SN

La estrella desarrolla un núcleo de Fe. El Fe no puede fusionarse y por lo tanto producir E para contrarrestar la fuerza de la gravedad, → el núcleo se contrae rápidamente → temperaturas de  $5 \times 10^9$  K → la presión es tan elevada que los protones son “forzados” a combinarse con los electrones.

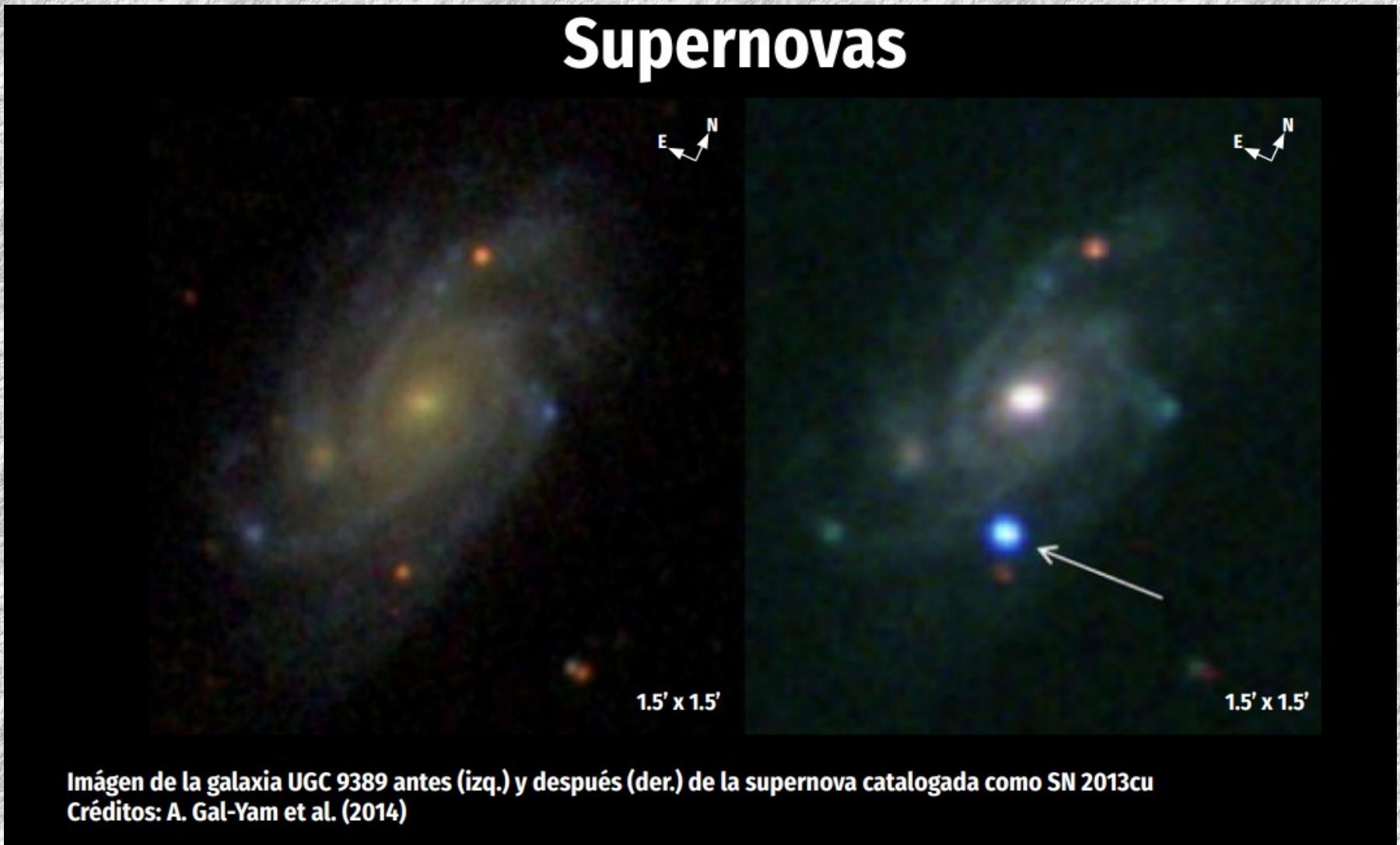
**Ocurre en una fracción de segundos y hace que el núcleo se transforme en un cuerpo rígido y el colapso se detiene. Las capas exteriores se desploma, chocan con el núcleo rígido rebotan y se expanden → SN**



# SN Tipo II



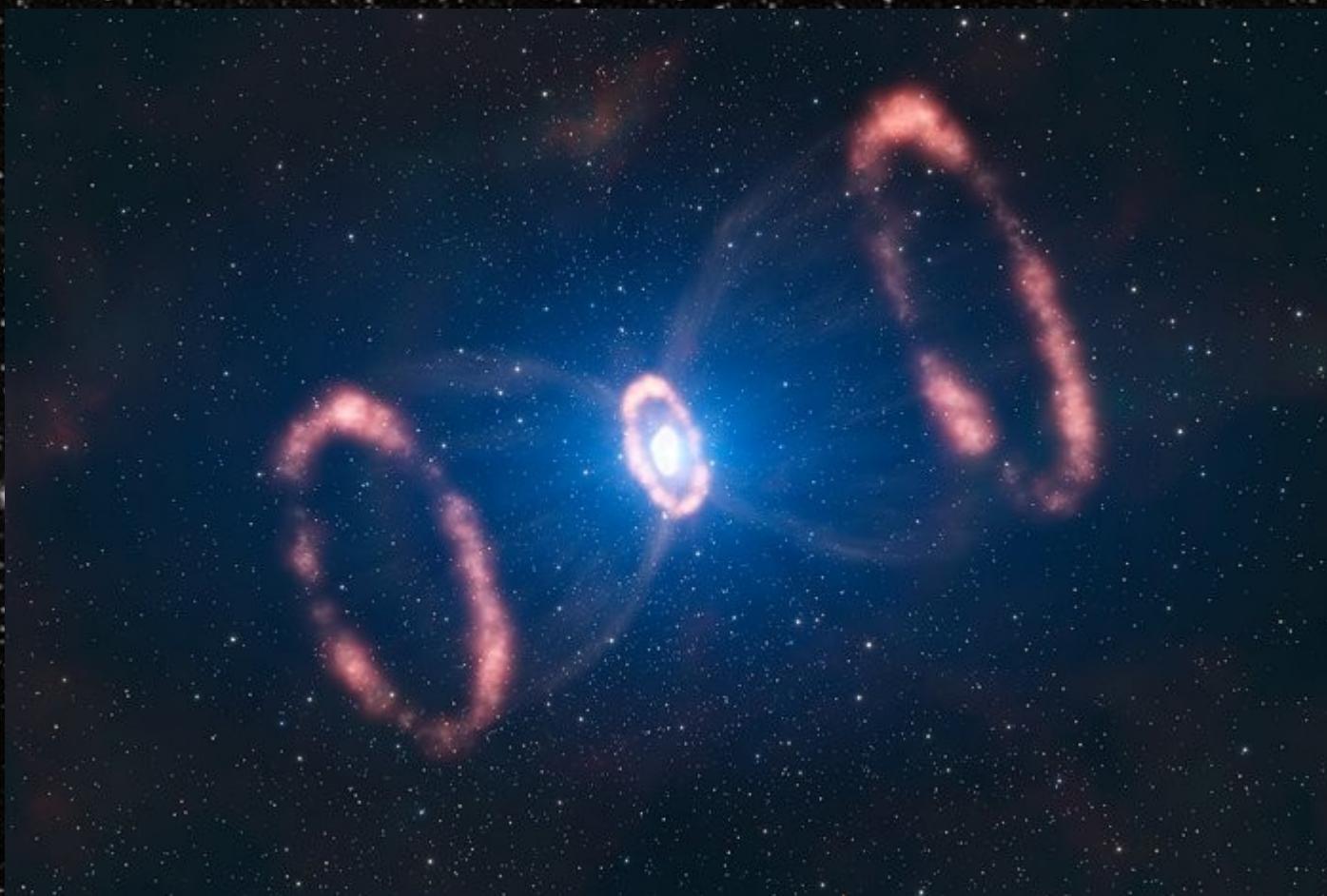
# Supernovas



# SN1987A - NMM (163 000 ly)



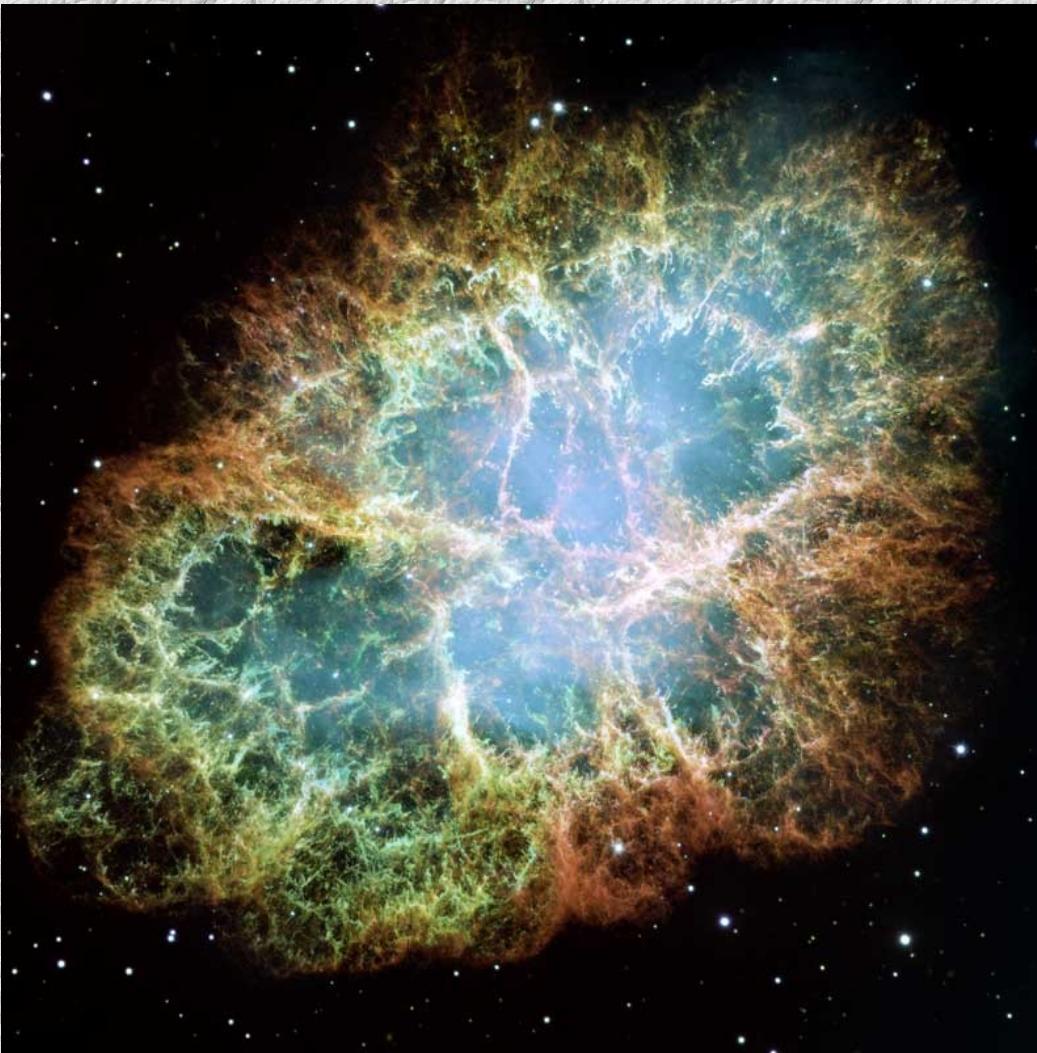
SN1987a (Fe aprox. 20.000  $M_{\odot}$ )



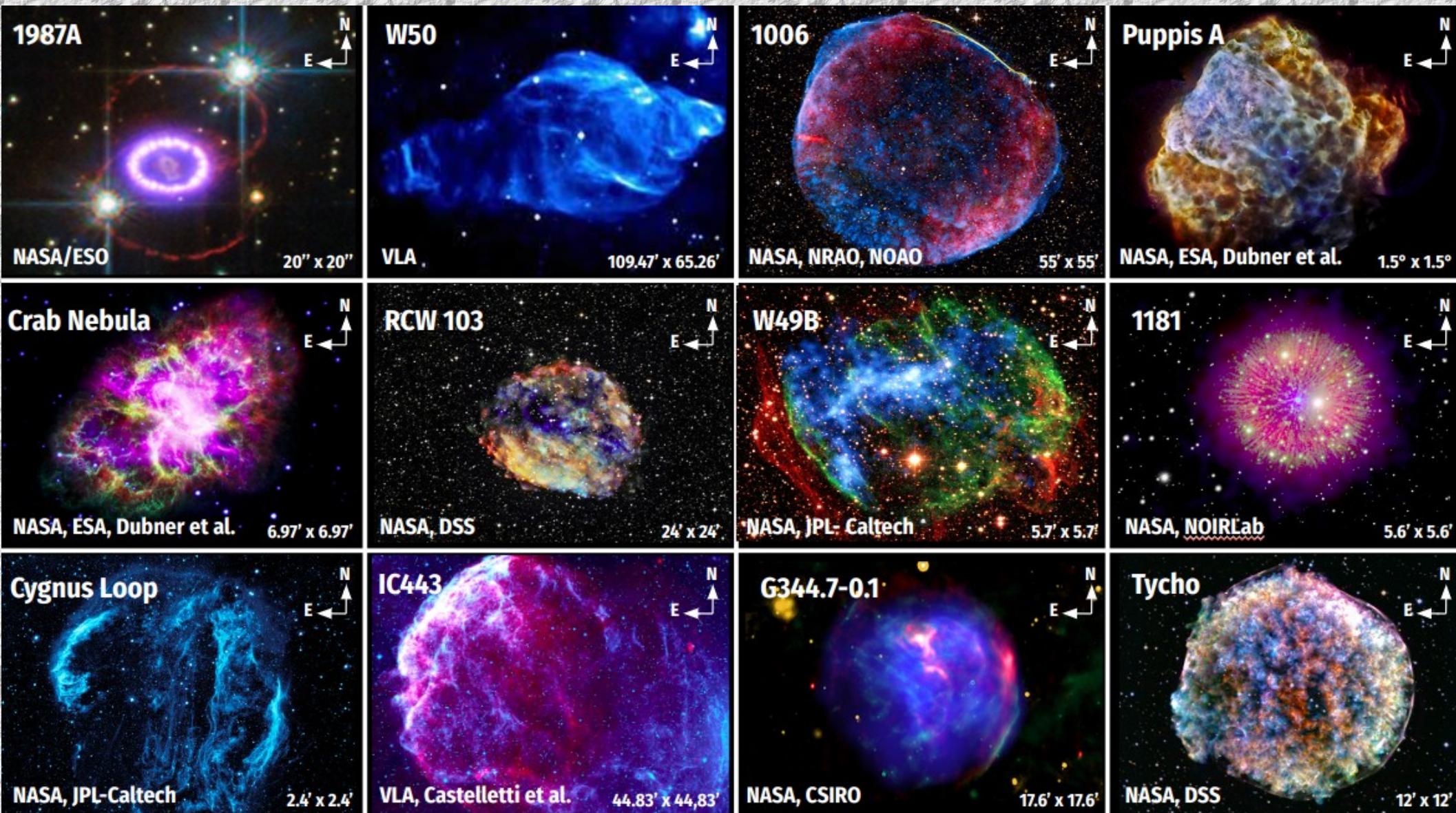
# Remanente de Supernovas



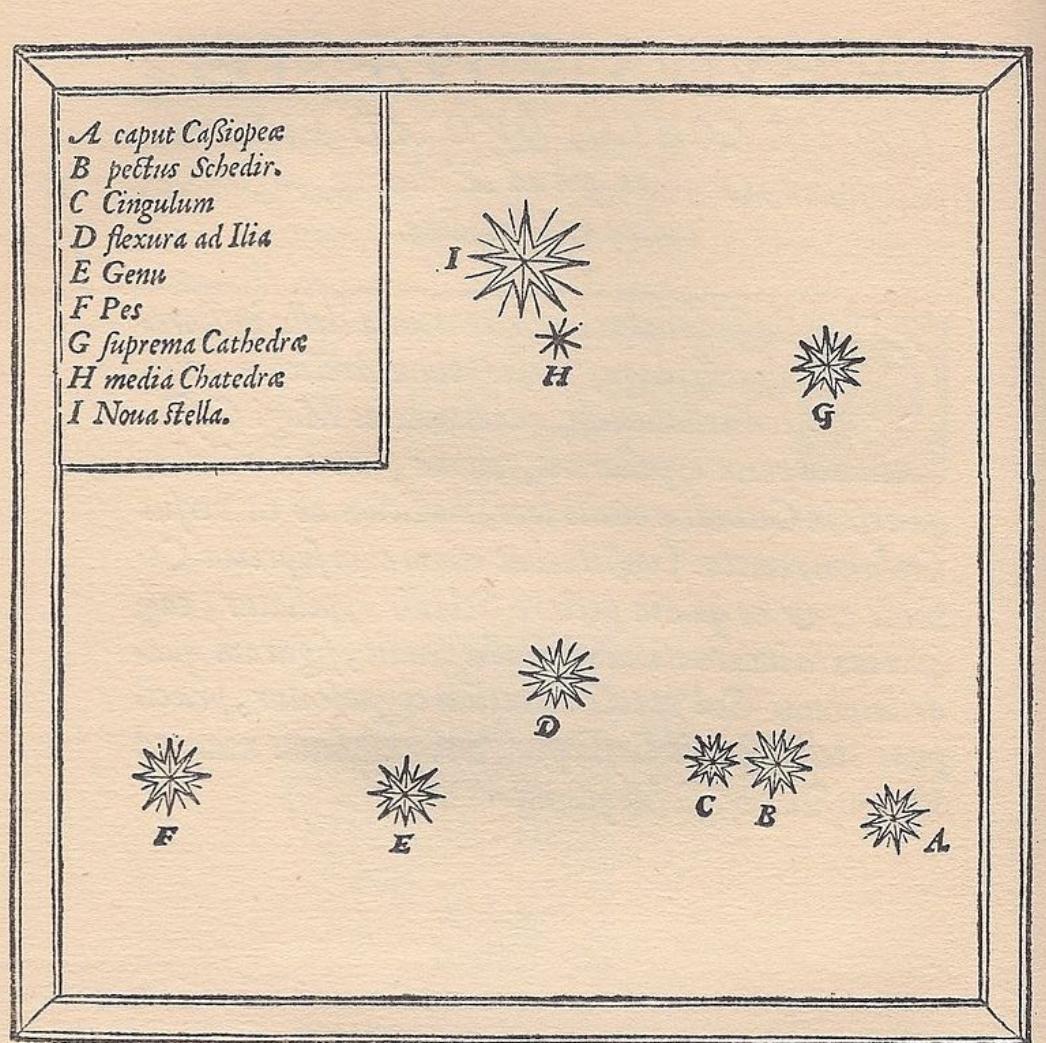
## Enriquecen el medio interestelar



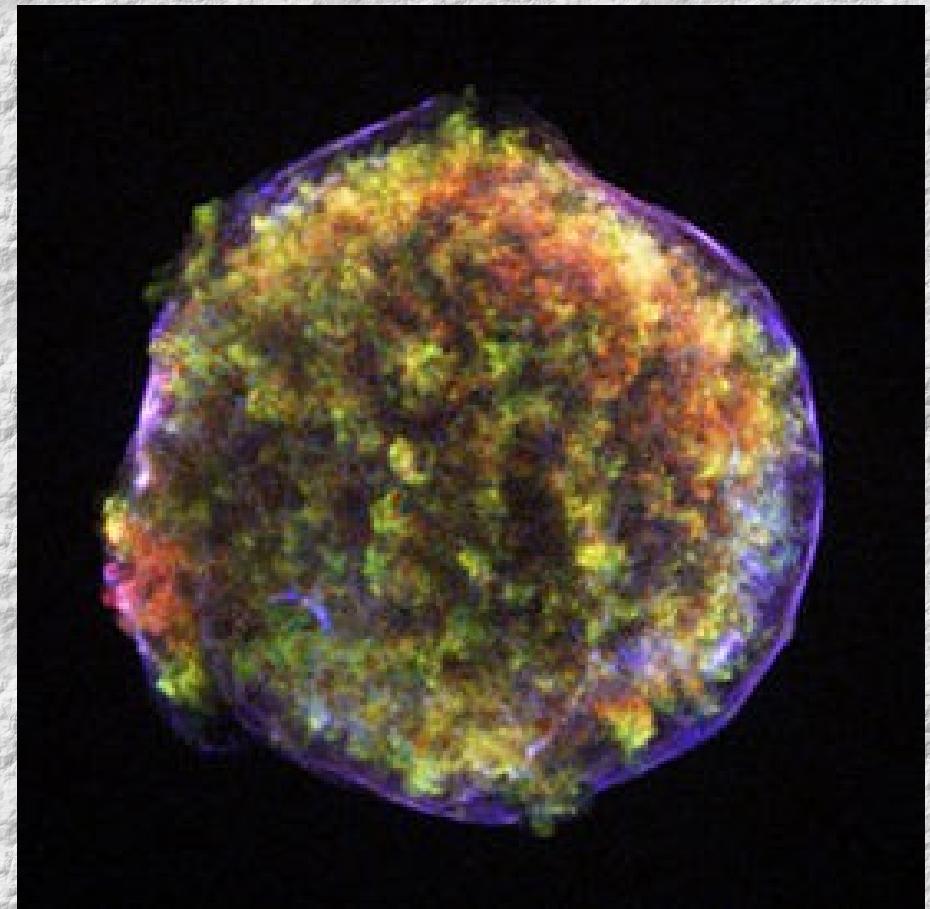
“Estrella invitada” (Chinos 1054)



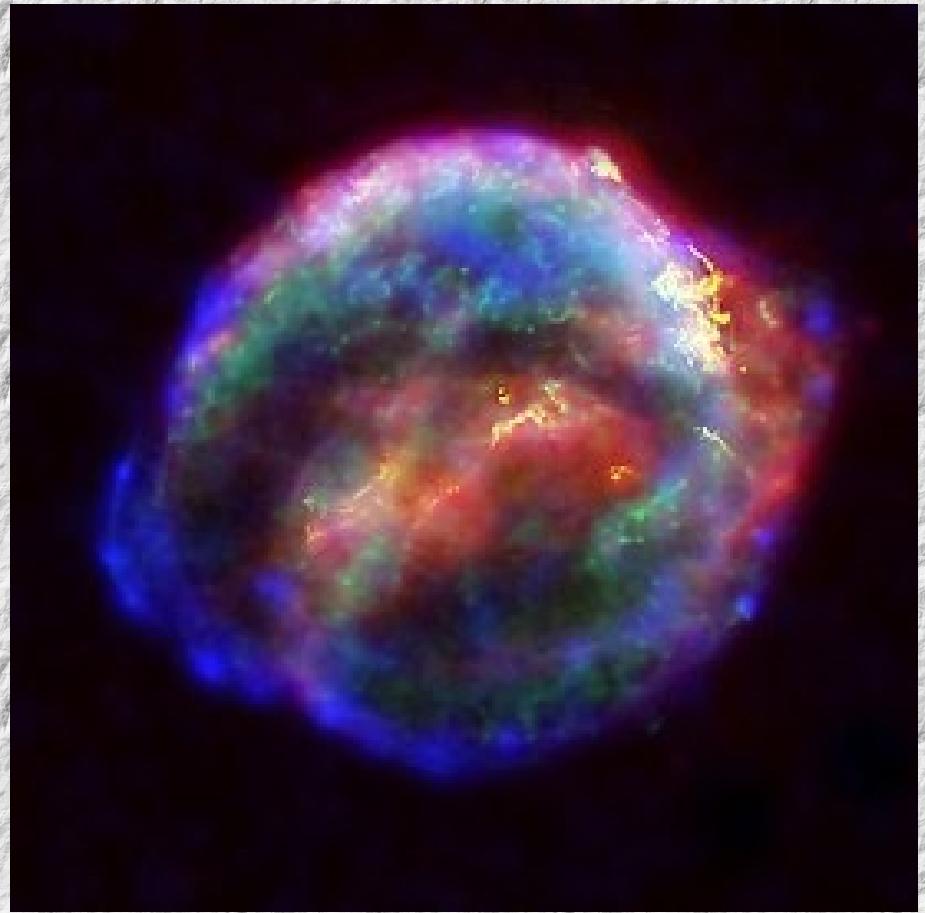
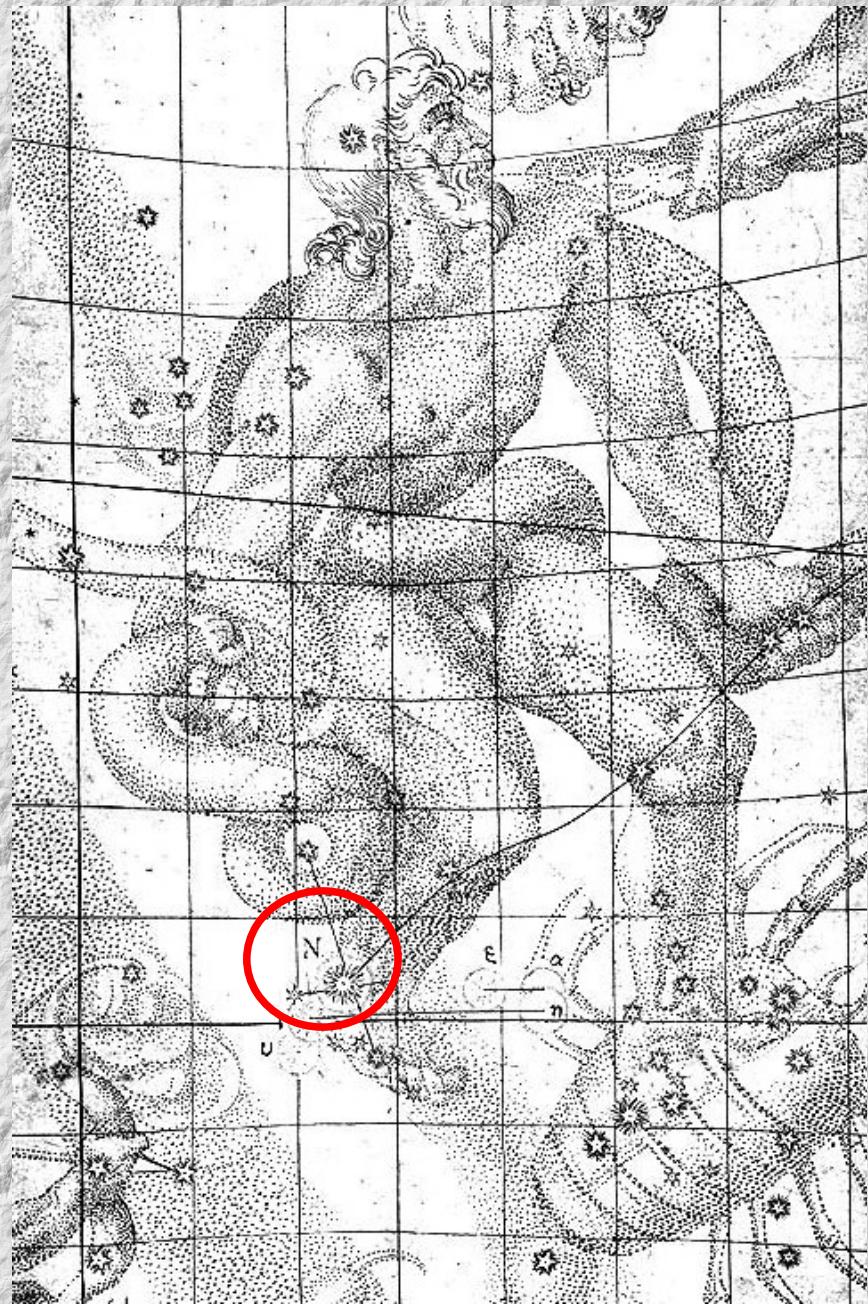
# Nebulosa de Tycho (1572)

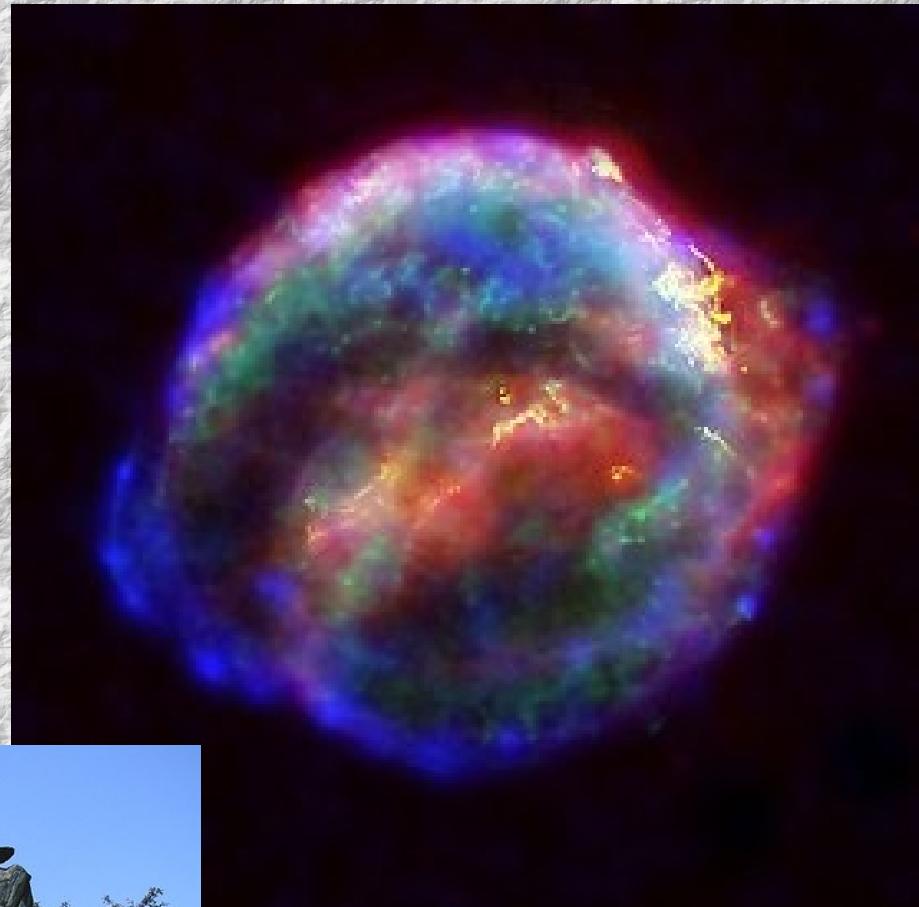
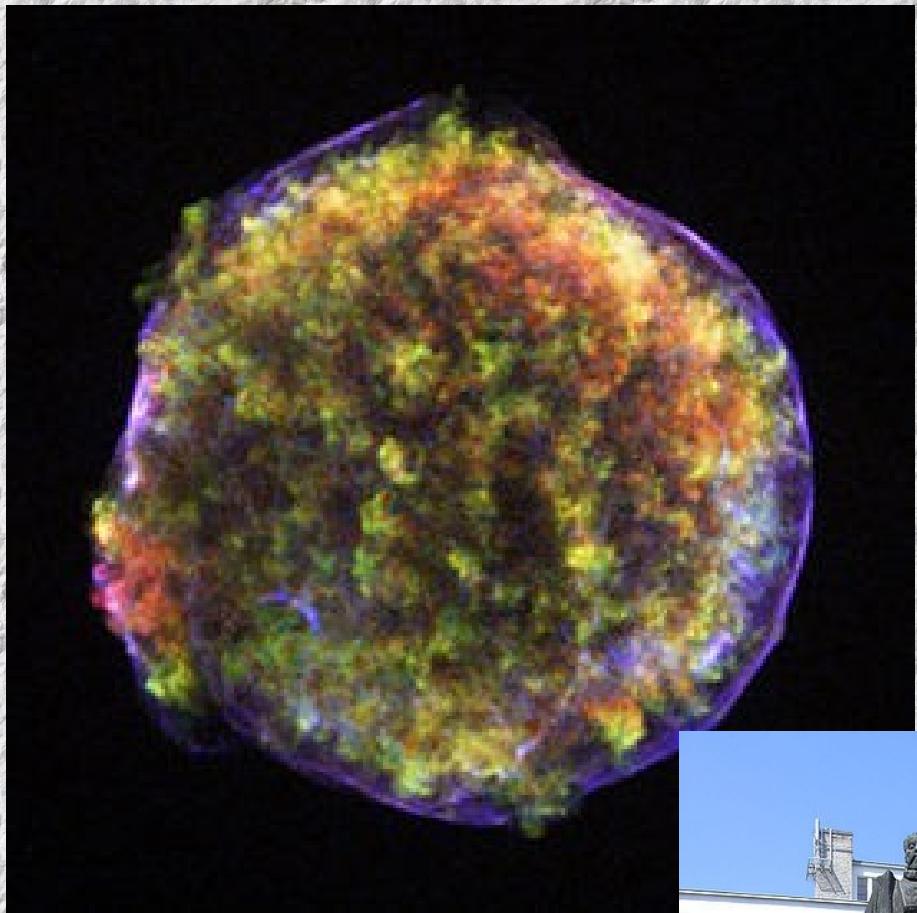


Distantiam verò huius stellæ à fixis aliquibus  
in hac Cassiopeiæ constellatione, exquisito instrumento,  
et omnium minutorum capacj, aliquoties obseruauit. In-  
ueni autem eam distare ab ea, quæ est in pectore, Schedir  
appellata B, 7. partibus et 55. minutis: à superiori  
verò

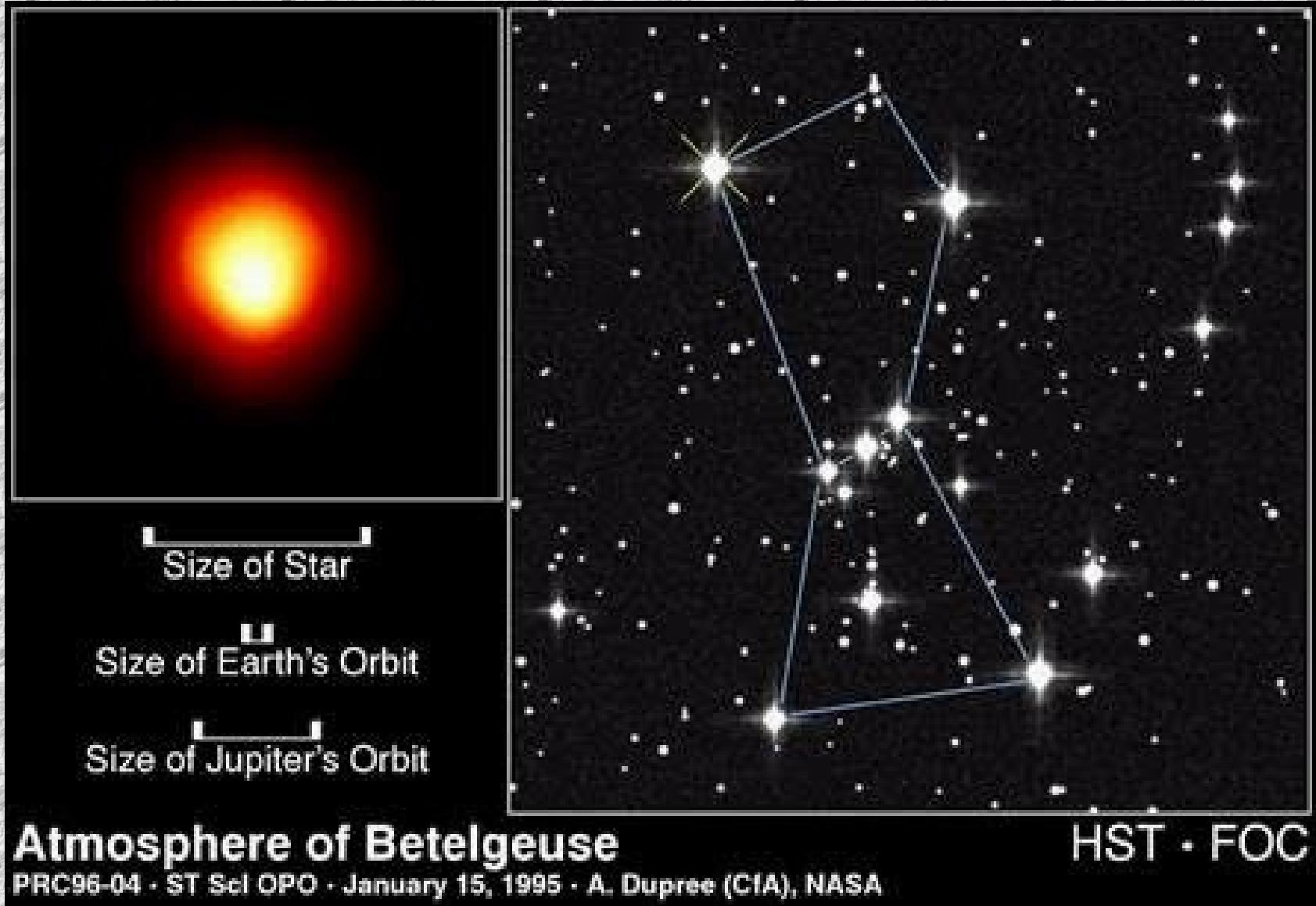


# SN de Kepler (1604)

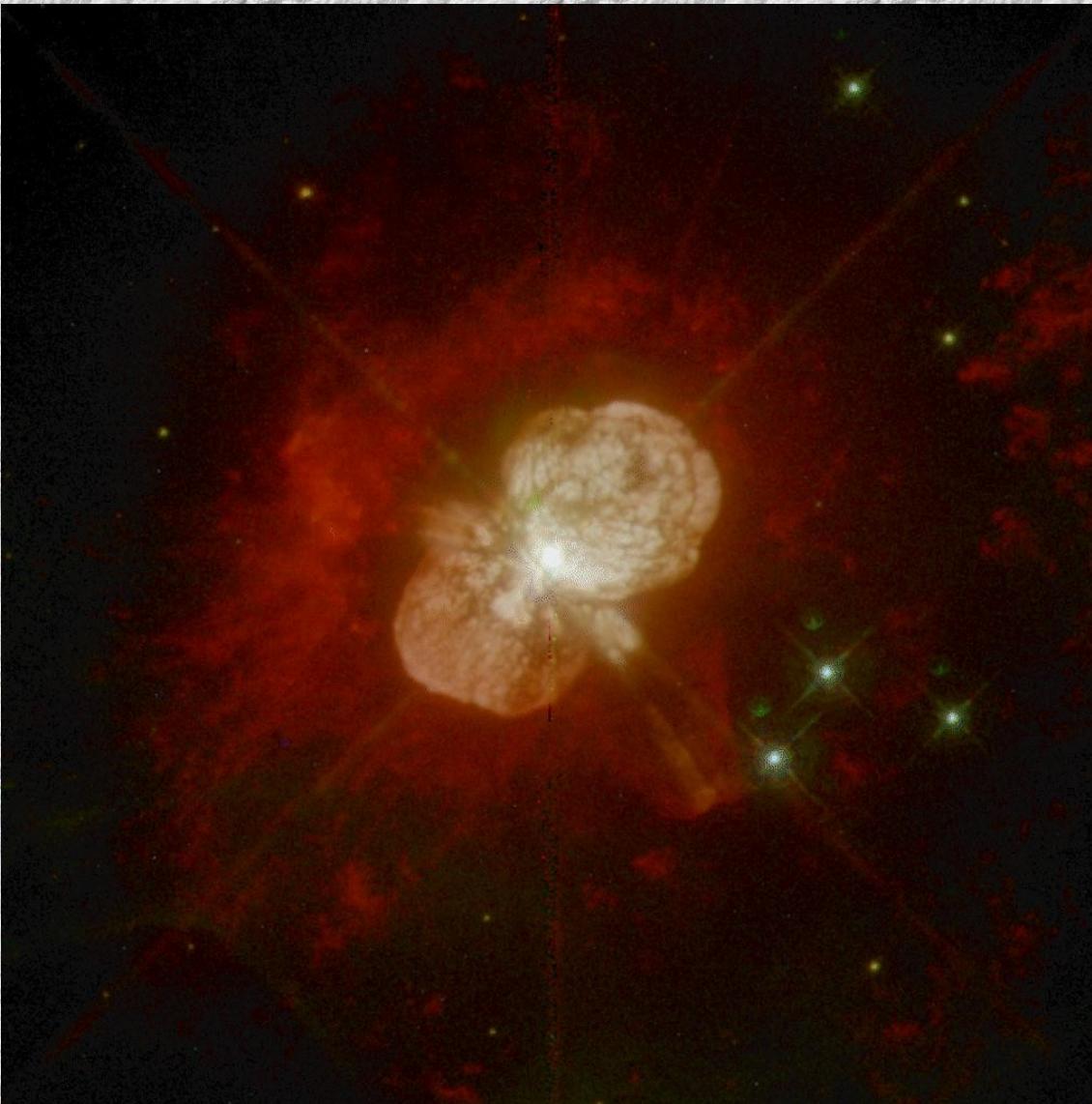




# ¿Próxima SN?



# ¿Próxima SN?



# Límite de Chandrasekhar

Si después de la etapa de RG la masa del objeto central es:

- menor (<)  $1.4 M_{\text{Sol}}$  → WD
- mayor (>)  $1.4 M_{\text{Sol}}$  → **Estrella de neutrones (púlsar)**
- mayor (>)  $4.3 M_{\text{Sol}}$  → **Agujero negro (BH)**

# **Estrellas de alta masa ( $M > 8-10 M_{\odot}$ )**

**¿ Cuáles son los remanentes compactos ?**

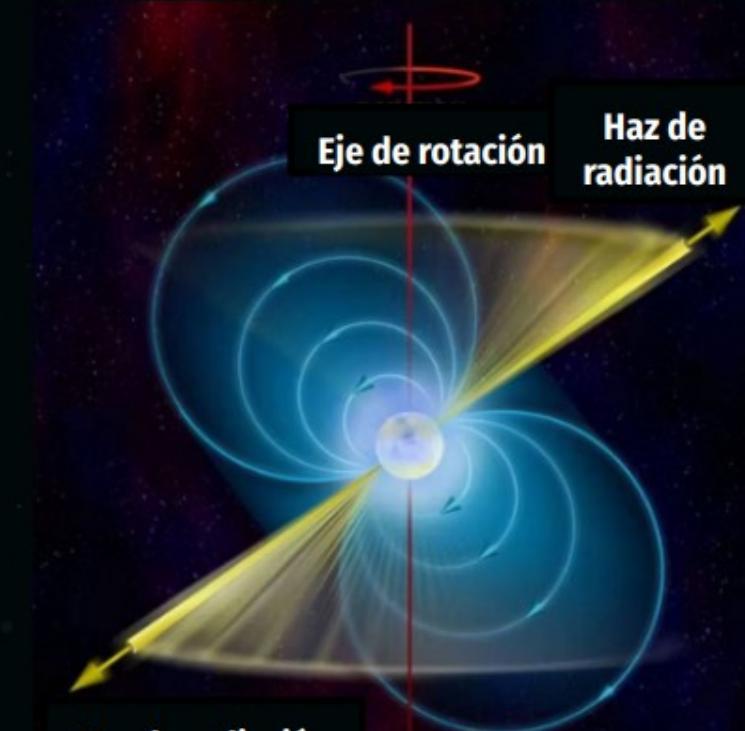
**Depende de la masa del núcleo al momento del colapso**

# Estrellas de alta masa ( $M > 8-10M_{\odot}$ )

¿Cuáles son los remanentes compactos?

$3 M_{\odot} > M > 1.4 M_{\odot}$

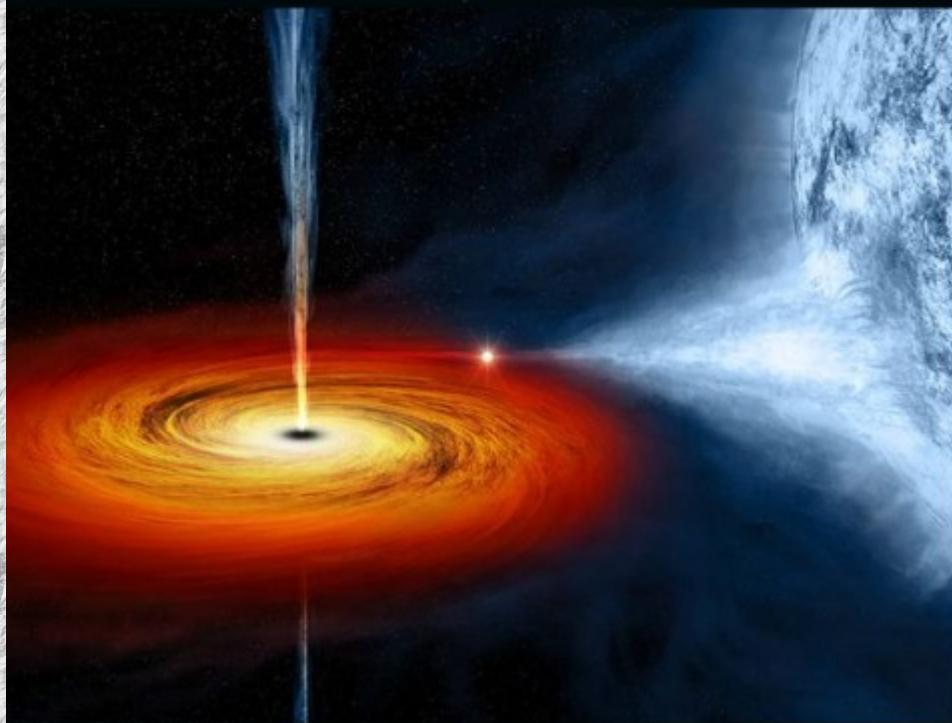
Estrella de neutrones



Crédito: B. Saxton, NRAO/AUI/NSF

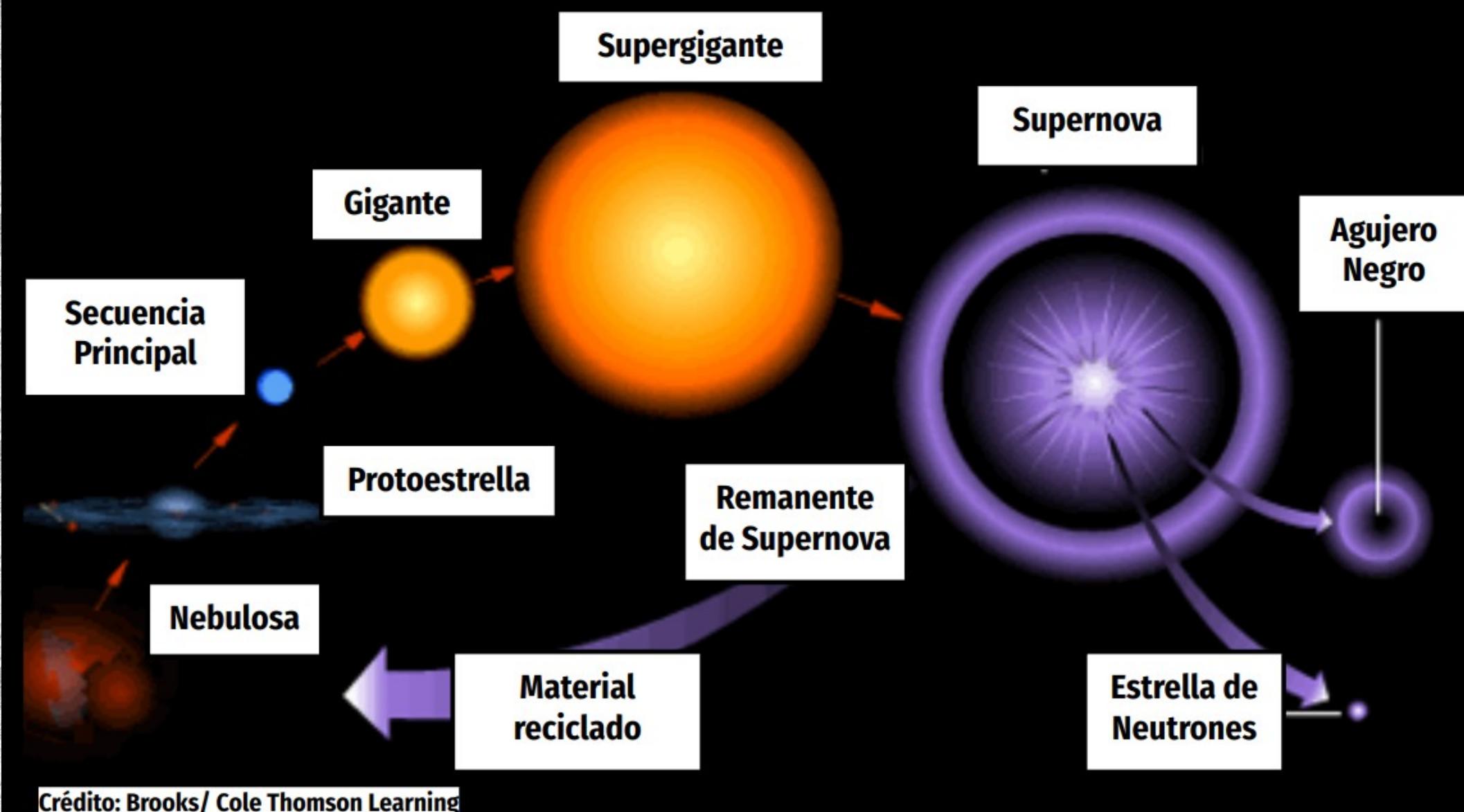
# Estrellas de alta masa ( $M > 8-10 M_{\odot}$ )

¿ Cuáles son los remanentes compactos ?



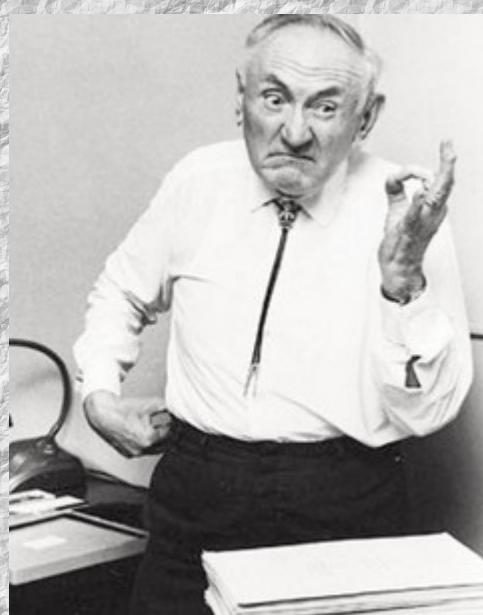
$M > 3 M_{\odot}$

Agujero Negro



Crédito: Brooks/ Cole Thomson Learning

# Supernova - SN



## *ON SUPER-NOVAE*

By W. BAADE AND F. ZWICKY

MOUNT WILSON OBSERVATORY, CARNEGIE INSTITUTION OF WASHINGTON AND CALIFORNIA INSTITUTE OF TECHNOLOGY, PASADENA

Communicated March 19, 1934

Si después de la etapa de RG la masa del objeto central  
es  $> 1.4 M_{\text{Sol}}$  → Estrella de neutrones (púlsar)



*ON SUPER-NOVAE*

By W. BAADE AND F. ZWICKY

MOUNT WILSON OBSERVATORY, CARNEGIE INSTITUTION OF WASHINGTON AND CALIFORNIA INSTITUTE OF TECHNOLOGY, PASADENA

Communicated March 19, 1934

In addition, the new problem of developing a more detailed picture of the happenings in a super-nova now confronts us. With all reserve we advance the view that a super-nova represents the transition of an ordinary star into a *neutron star*, consisting mainly of neutrons. Such a star may possess a very small radius and an extremely high density. As neutrons can be packed much more closely than ordinary nuclei and electrons, the "gravitational packing" energy in a *cold* neutron star may become very large, and, under certain circumstances, may far exceed the ordinary nuclear packing fractions. A neutron star would therefore represent the most stable configuration of matter as such. The consequences of this hypothesis will be developed in another place, where also will be mentioned some observations that tend to support the idea of stellar bodies made up mainly of neutrons.

# Estrella de neutrones

- Dado que la densidad de una estrella de masa  $M$  y radio  $R$  es:  $\rho = M/(4/3\pi R^3)$ , el radio de una masa solar y densidad  $\rho = 10^{15}$  g/cm<sup>3</sup> resulta:  $R = [3M/4\pi\rho]^{1/3} = 10$  Km.

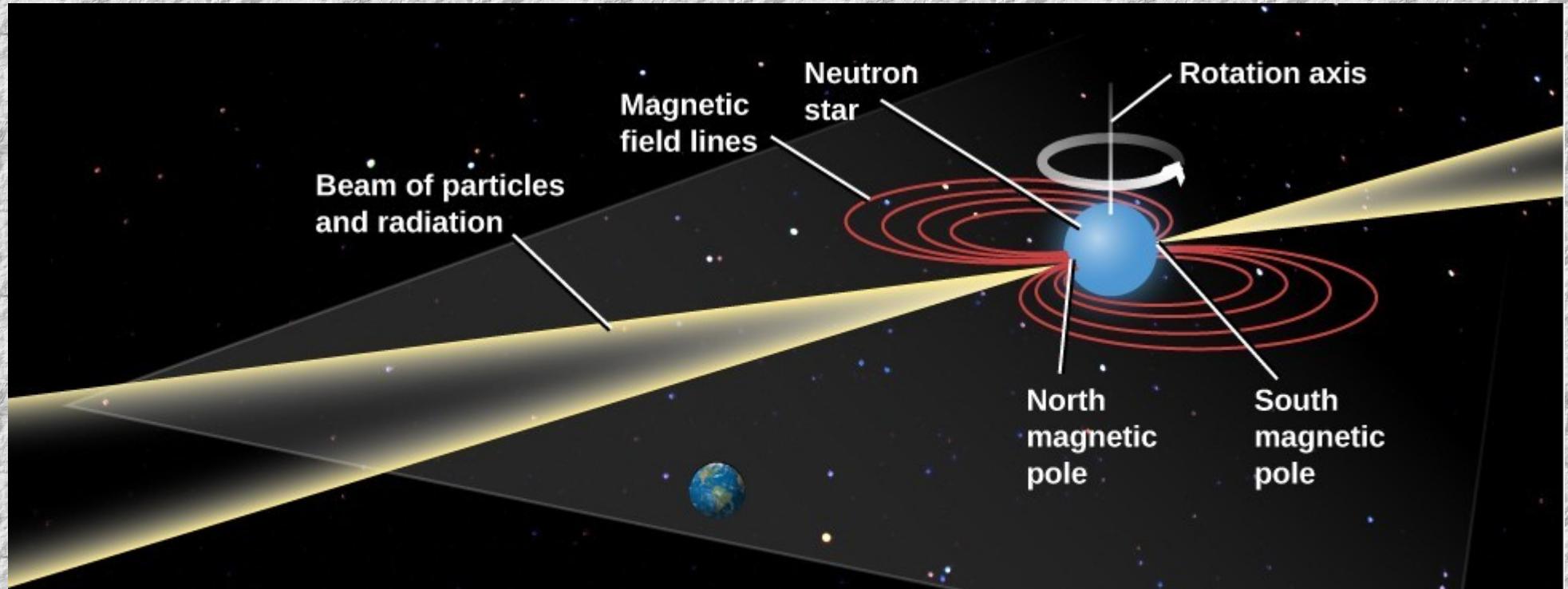
Las estrellas de neutrones tienen siguientes propiedades fundamentales:

- a) Sus diámetros oscilan entre 15 y 20 Km.
- b) Sus masas no super-pasan el límite de  $3 M_{\text{Sol}}$ .
- c) Rotan a velocidades extraordinariamente elevadas (conservación del momento angular).
- d) Poseen temperaturas superficiales de  $10^6$  K o mayores.
- e) Están asociadas con campos magnéticos super-potentes con intensidades del orden de  $10^{11}$  o  $10^{12}$  guass.

# Estrella de neutrones

- Dado que la densidad de una estrella de masa  $M$  y radio  $R$  es:  $\rho = \frac{M}{\frac{4}{3}\pi R^3}$ , se tiene que la densidad  $\rho$  es:
- Las estrellas de neutrones tienen las siguientes propiedades fundamentales:
- a) Sus masas son elevadas.
  - b) Sus radios son muy pequeños.
  - c) Ruedan con velocidades elevadas (conservando su forma).
  - d) Posesen fuerzas gravitacionales muy fuertes.
  - e) Están compuestas por partículas con interacciones fuertes.
- 

# Estrella de neutrones: detección

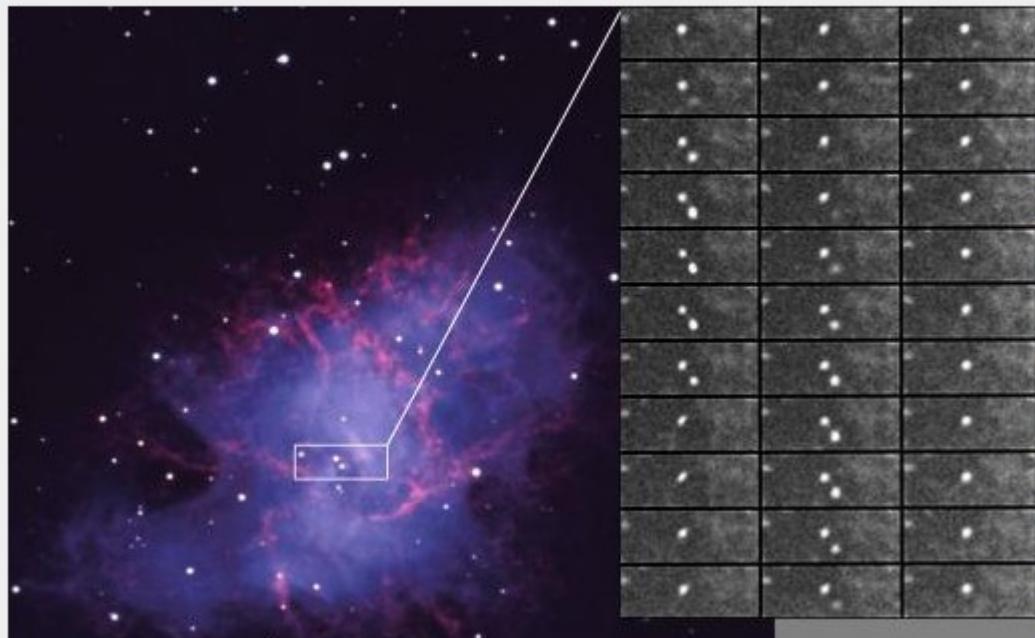


~ faro: una estrella de neutrones en rotación rápida que emite radiación en dos haces opuestos a lo largo del eje magnético. Un observador distante detecta señales periódicas (pulsos).

Señales periódicas en intervalos de varios seg a miliseg.

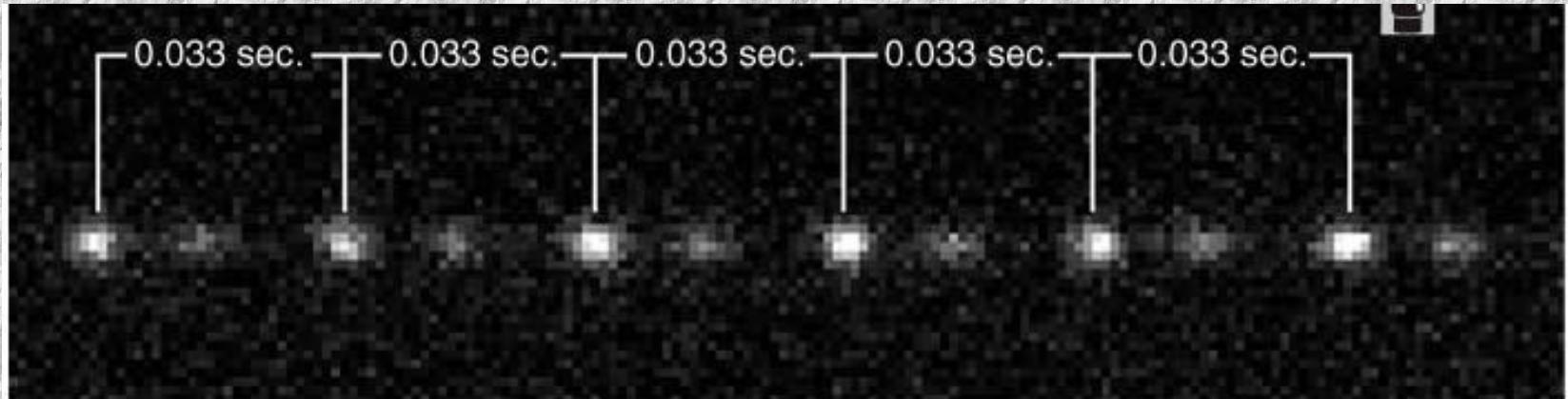
Partículas cargadas expulsadas que emiten E en diferentes formas

# The Crab Nebula and Pulsar



## About this image

This picture shows a time sequence for the pulsar in the Crab nebula, shown in context against [an image, also taken with the Kitt Peak 4-meter Mayall telescope](#). Both the nebula and its central pulsar were created by a supernova explosion in the year 1054 A.D. The enlarged region is a mosaic of 33 time slices, ordered from top to bottom and from left to right. Each slice represents approximately one millisecond in the period of the pulsar. The brighter, primary pulse is visible in the first column; the weaker, broader inter-pulse can be seen in the second column. An animated sequence is available as [an MPEG movie](#) (86kb) and as [a flattened QuickTime movie](#) (1Mb).



Published: 24 February 1968

# Observation of a Rapidly Pulsating Radio Source

A. HEWISH  S. J. BELL, J. D. H. PILKINGTON, P. F. SCOTT & R. A. COLLINS

*Nature* 217, 709–713(1968) | [Cite this article](#)

5257 Accesses | 934 Citations | 328 Altmetric | [Metrics](#)

**Unusual signals from pulsating radio sources have been recorded at the Mullard Radio Astronomy Observatory. The radiation seems to come from local objects within the galaxy, and may be associated with oscillations of white dwarf or neutron stars.**



# No-Bell ...

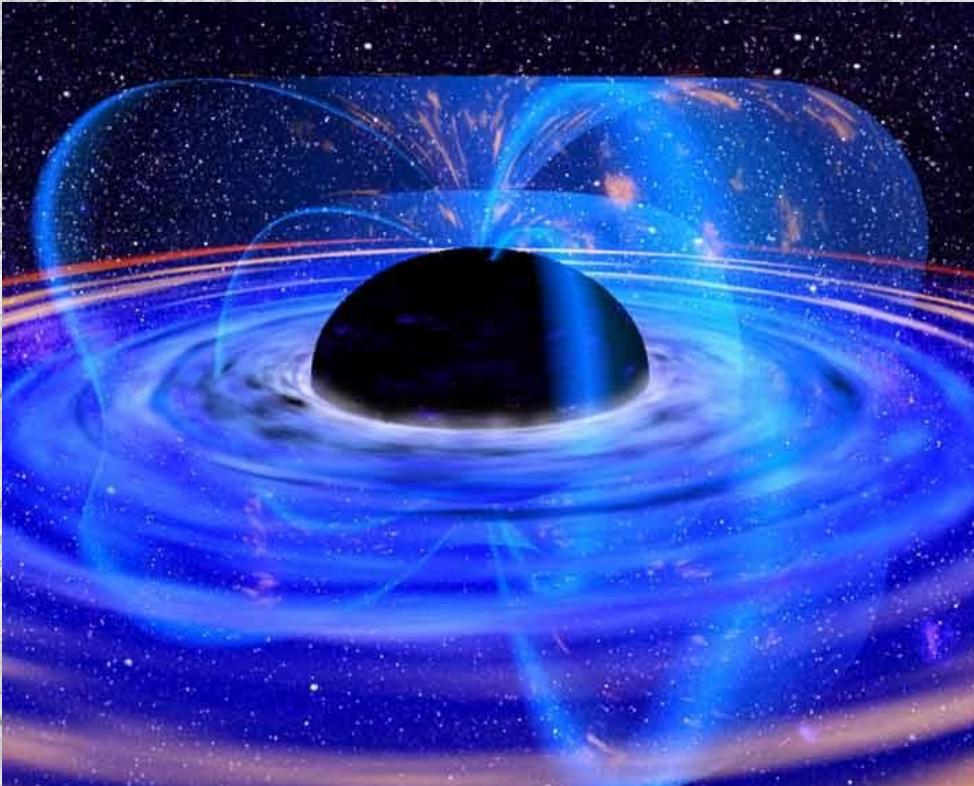


<https://www.bbc.com/mundo/noticias-45434384>

[https://www.youtube.com/watch?  
v=jp7amRdr30Y&list=LLeFxIGbgTjts0QZ4K1wHhPQ&index=17&t=0s](https://www.youtube.com/watch?v=jp7amRdr30Y&list=LLeFxIGbgTjts0QZ4K1wHhPQ&index=17&t=0s)

[https://www.youtube.com/watch?  
v=UBCM0oJR8F4&list=LLeFxIGbgTjts0QZ4K1wHhPQ&index=20&t=0s](https://www.youtube.com/watch?v=UBCM0oJR8F4&list=LLeFxIGbgTjts0QZ4K1wHhPQ&index=20&t=0s)

**Si después de la etapa de RG la masa del objeto central es  $> 4.3 M_{\text{Sol}}$  → Agujero negro (BH)**

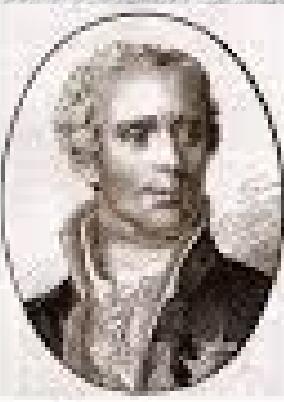


Una estrella que llega al final de su vida con una masa tan alta  
→ objeto super denso que no deja escapar la luz.

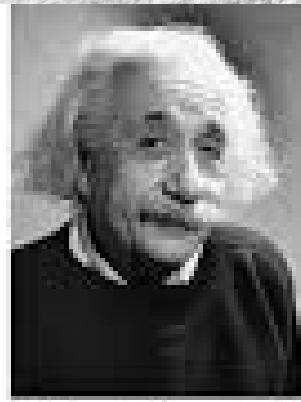
**“Singularidad”**



John Michell



Laplace



Albert Einstein



Schwarzschild



Chandrasekhar



Oppenheimer

Si después de la etapa de RG la **masa del objeto central es  $> 4.3 M_{\text{Sol}}$**  → **Agujero negro (BH)**

## Velocidad de escape

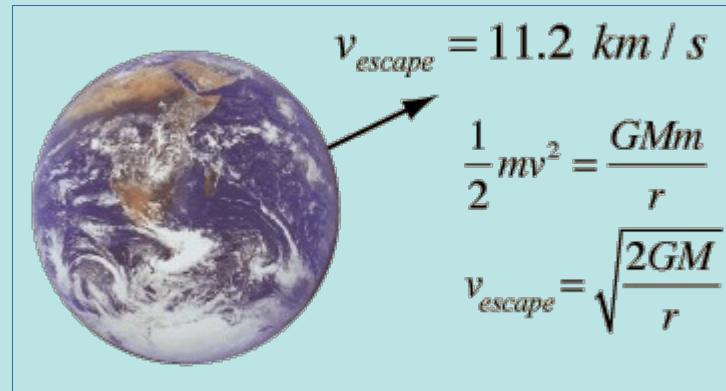


$v_{\text{escape}} = 11.2 \text{ km/s}$

$$\frac{1}{2}mv^2 = \frac{GMm}{r}$$
$$v_{\text{escape}} = \sqrt{\frac{2GM}{r}}$$

Si después de la etapa de RG la **masa del objeto central es  $> 4.3 M_{\text{Sol}}$**  → **Agujero negro (BH)**

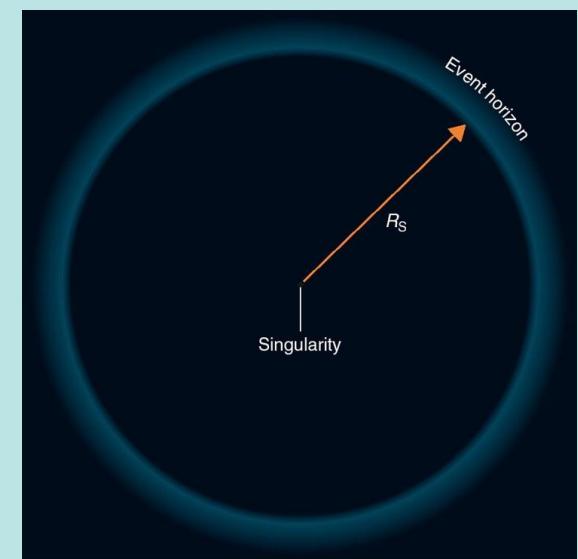
## Velocidad de escape



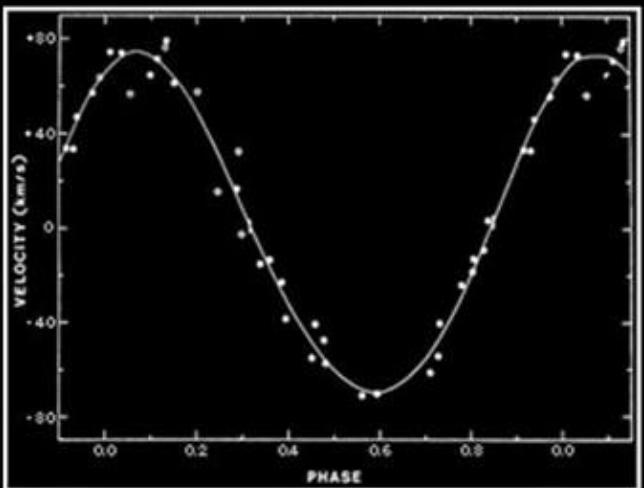
¿Una masa tan concentrada que la velocidad de escape = c?  
**Radio de Schwarzschild** → nada escaparía!

$$R_s = \frac{2GM}{c^2} = 3.0 \times \frac{M}{M_{\text{Sun}}} \text{ km}$$

	Mass ( $M_{\odot}$ )	$R_s$
Star	10	30 km
Star	3	9 km
Star	2	6 km
Sun	1	3 km
Earth	0.000003	0.9 cm

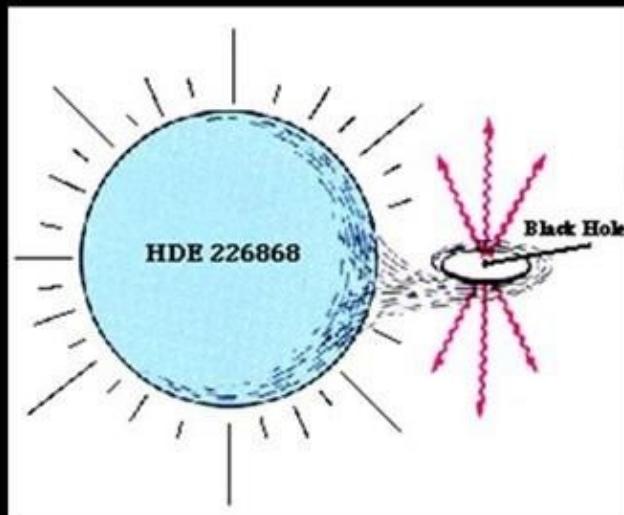


# Cygnus-X1: the best candidate for a stellar-mass black hole



X-ray source associated with a binary star. 1 billion times more luminous in X-rays than the Sun.

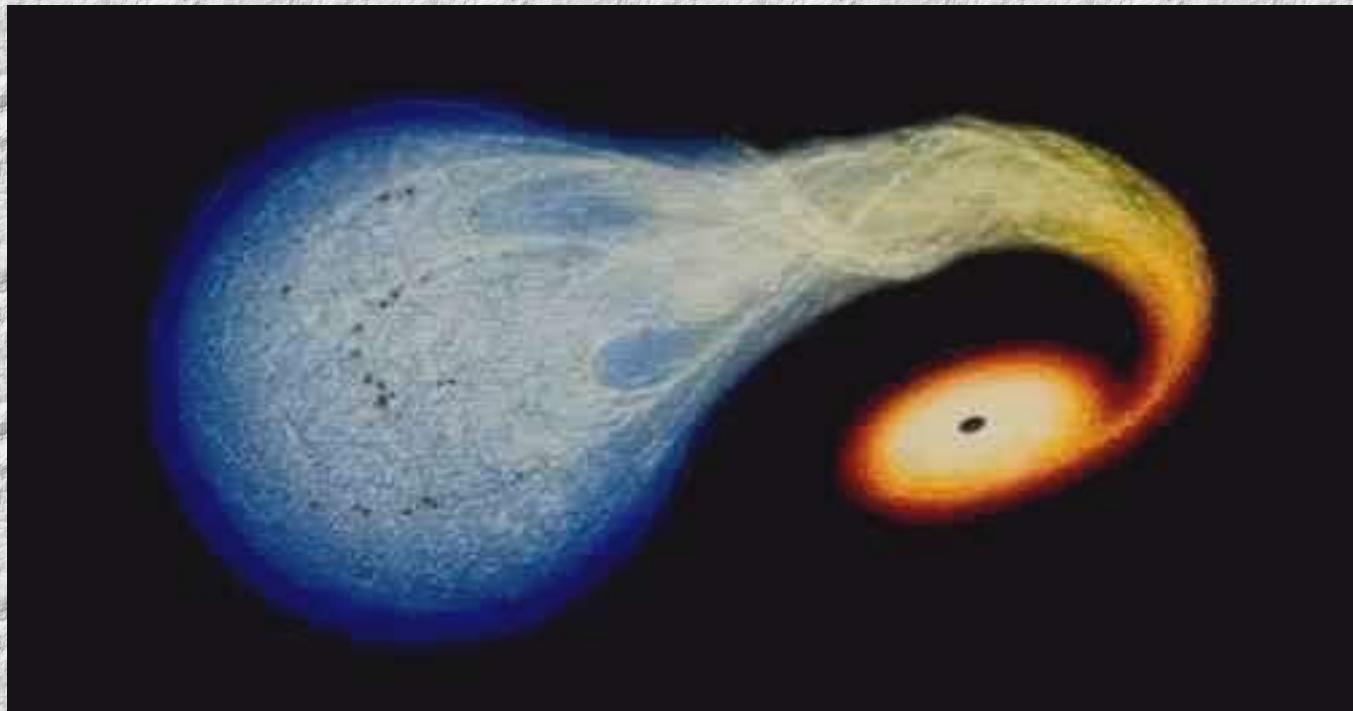
From the 'wobble' of the visible star we can weigh the mass of the companion to be ~10 solar masses.

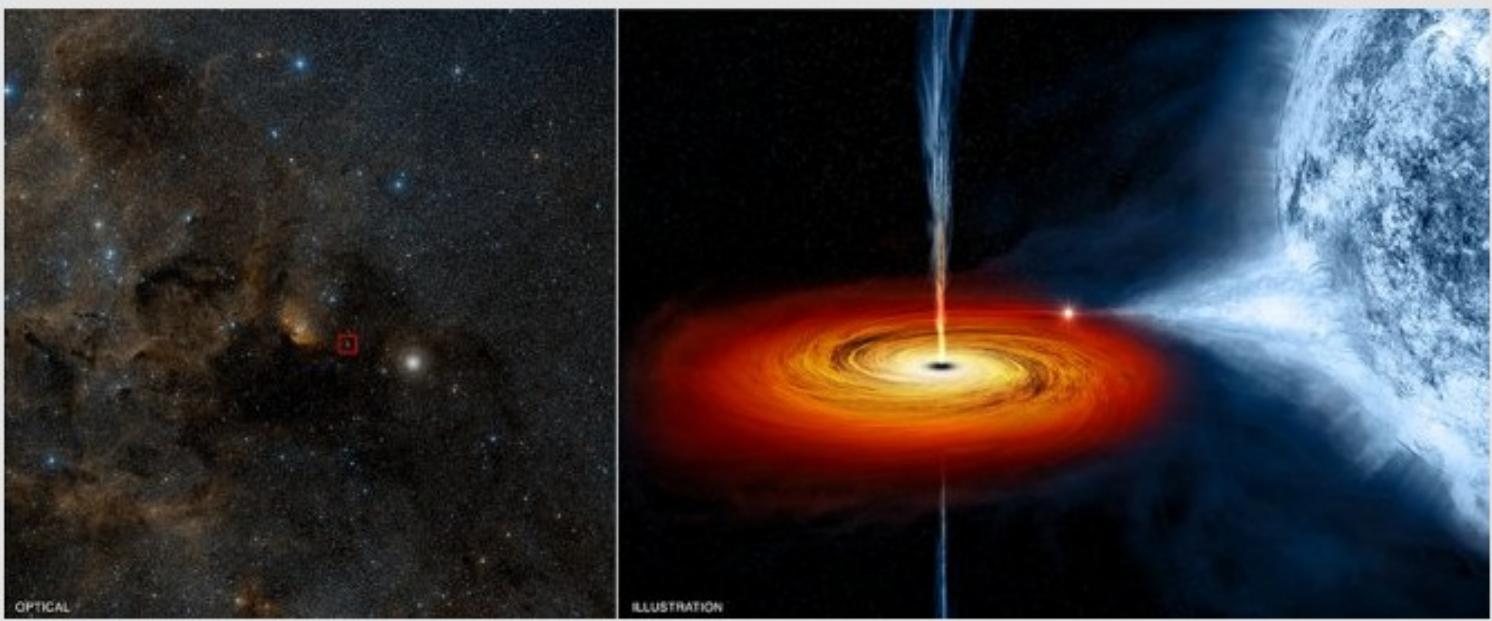


Cygnus X-1 es la componente más pequeña del sistema doble HD226868.

La componente más grande es una super gigante ópticamente visible con una masa de 20-25 M\_Sol.

La masa de la componente no visible ha sido calculada en 10-15 M\_Sol , mucho mayor que el límite superior de masa para una estrella de neutrones (3 M\_Sol ) → candidato a agujero negro.





On the left, an optical image from the Digitized Sky Survey shows Cygnus X-1, outlined in a red box. Cygnus X-1 is located near large active regions of star formation in the Milky Way, as seen in this image that spans some 700 light years across. An artist's illustration on the right depicts what astronomers think is happening within the Cygnus X-1 system. Cygnus X-1 is a so-called stellar-mass black hole, a class of black holes that comes from the collapse of a massive star. The black hole pulls material from a massive, blue companion star toward it. This material forms a disk (shown in red and orange) that rotates around the black hole before falling into it or being redirected away from the black hole in the form of powerful jets.

A trio of papers with data from radio, optical and X-ray telescopes, including NASA's Chandra X-ray Observatory, has revealed new details about the birth of this famous black hole that took place millions of years ago. Using X-ray data from Chandra, the Rossi X-ray Timing Explorer, and the Advanced Satellite for Cosmology and Astrophysics, scientists were able to determine the spin of Cygnus X-1 with unprecedented accuracy, showing that the black hole is spinning at very close to its maximum rate. Its event horizon -- the point of no return for material falling towards a black hole -- is spinning around more than 800 times a second.

Using optical observations of the companion star and its motion around its unseen companion, the team also made the most precise determination ever for the mass of Cygnus X-1, of 14.8 times the mass of the Sun. It was likely to have been almost this massive at birth, because of lack of time for it to grow appreciably.

The researchers also announced that they have made the most accurate distance estimate yet of Cygnus X-1 using the National Radio Observatory's Very Long Baseline Array (VLBA). The new distance is about 6,070 light years from Earth. This accurate distance was a crucial ingredient for making the precise mass and spin determinations.

🔒 | REPORT



## Cygnus X-1 contains a 21–solar mass black hole—Implications for massive star winds

JAMES C. A. MILLER-JONES , ARASH BAHRAMIAN , JEROME A. OROSZ , ILYA MANDEL , [...] AND JOERN WILMS  +21 authors [Authors Info & Affiliations](#)

SCIENCE • 18 Feb 2021 • Vol 371, Issue 6533 • pp. 1046-1049 • DOI: 10.1126/science.abb3363

 6,149  203



”

 [CHECK ACCESS](#)

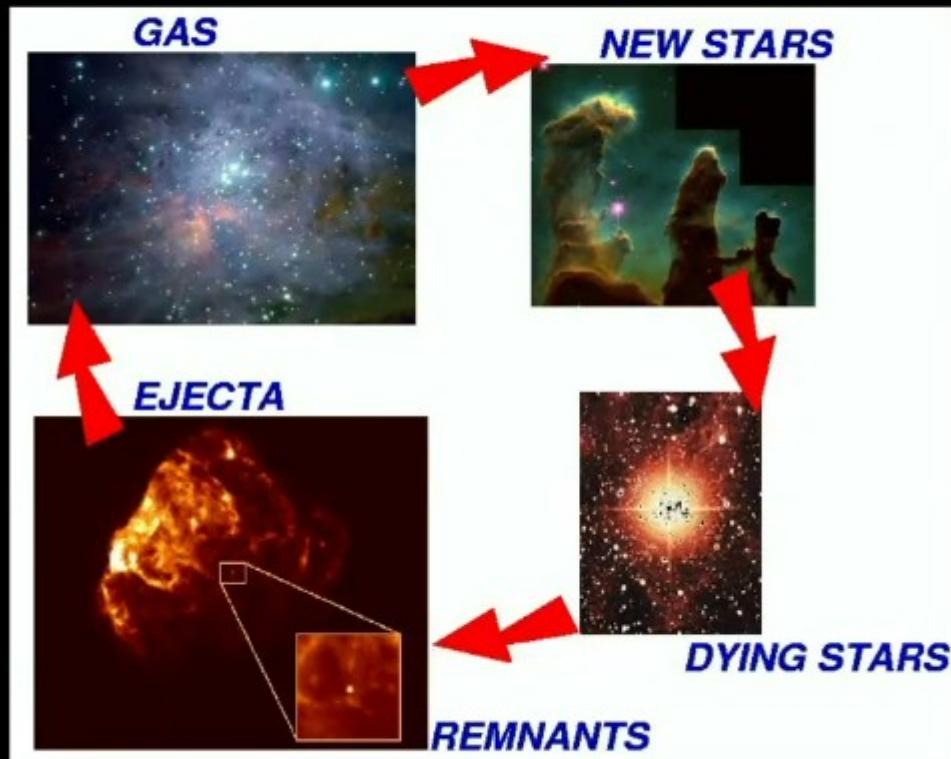
### A heavy black hole in an x-ray binary

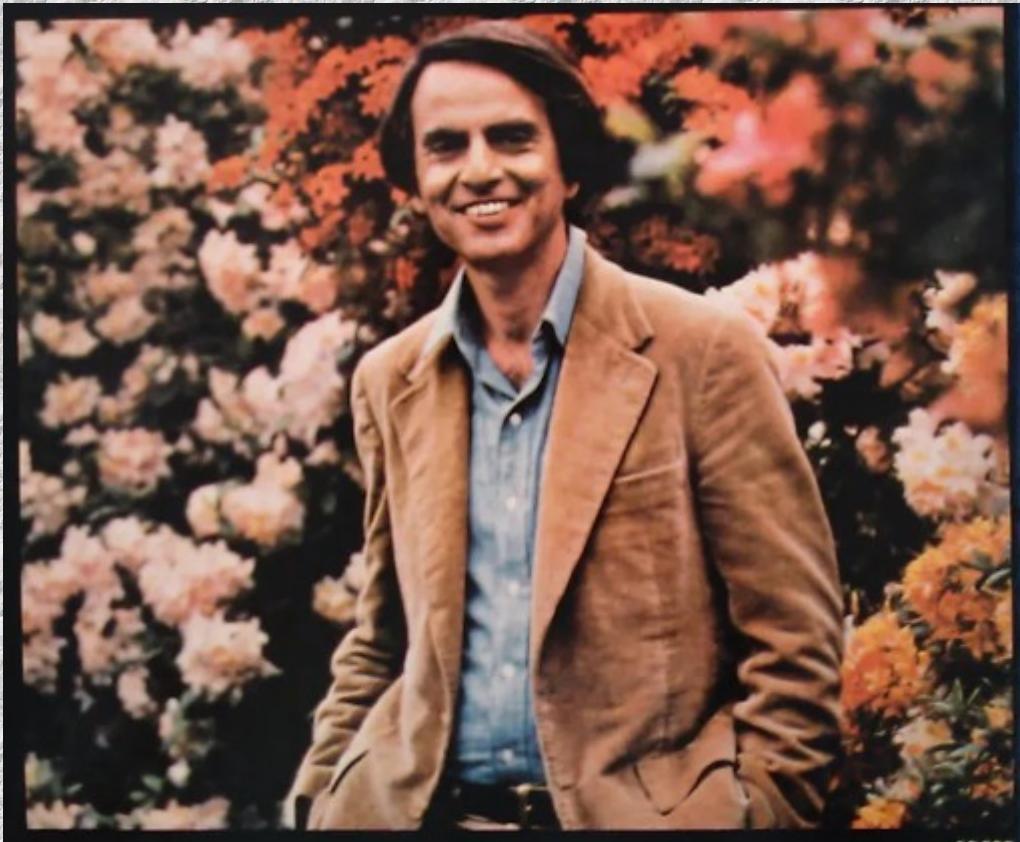
If a black hole interacts with a binary companion star, the system emits x-rays and can form a radio jet. The masses of black holes in these x-ray binaries are all lower than those detected using gravitational waves, challenging models of black hole formation from massive stars. Miller-Jones *et al.* used radio astrometry to refine the distance to Cygnus X-1, a well-studied x-ray binary. They found a larger distance than previous estimates, raising the mass of the black hole in the system to 21 solar masses. The results challenge the wind mass loss rates implemented in stellar evolution models.

*Science*, this issue p. [1046](#)



# Galactic Chemical Evolution





“... Somos polvo de estrellas ...” (Carl Sagan)