



**Istituto Nazionale di Astrofisica**



Osservatorio astronomico di Brera

*L'universo in fiore*

# Evoluzione stellare

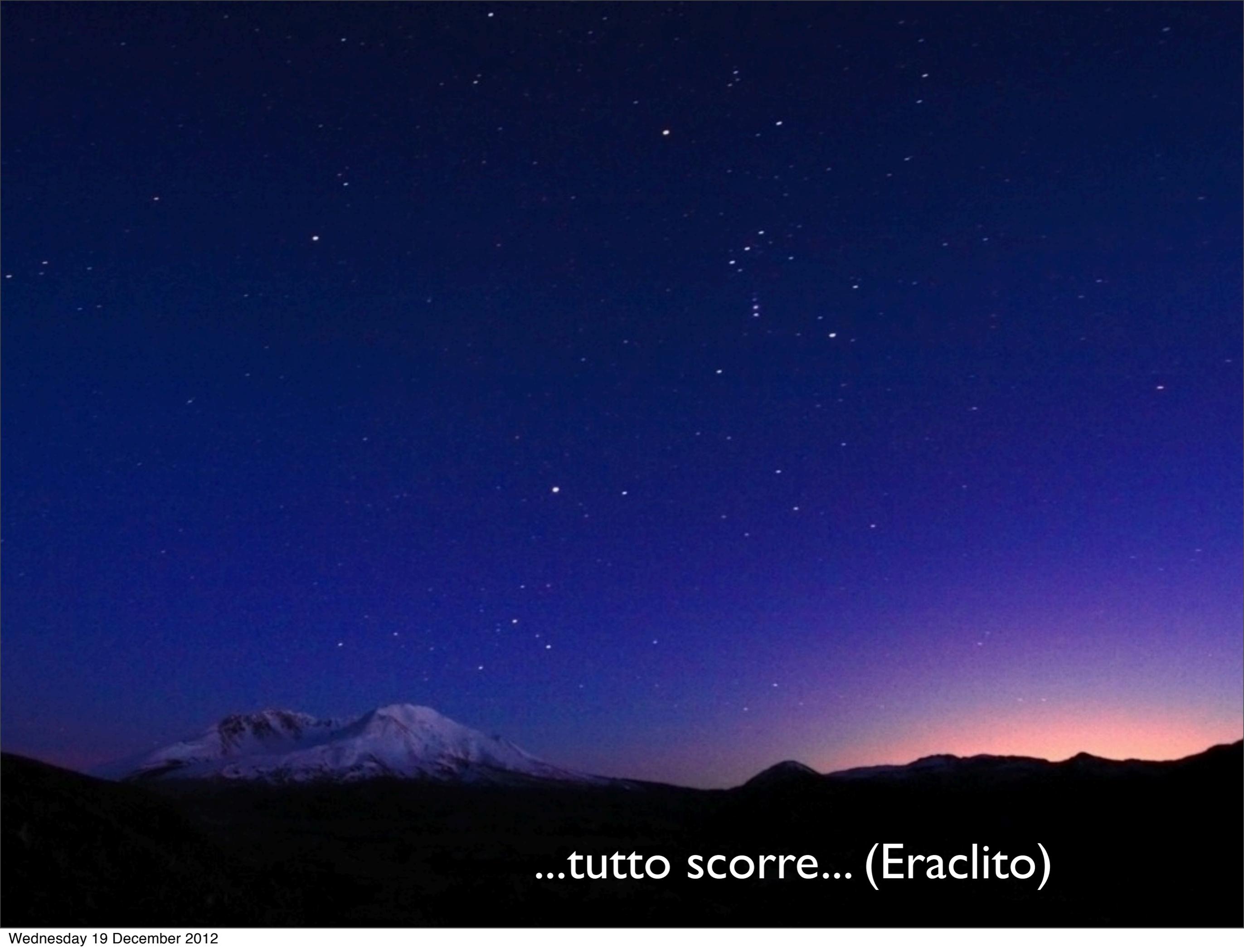
*Fabio Pizzolato*

[fabio@iasf-milano.inaf.it](mailto:fabio@iasf-milano.inaf.it)

19.12.2012

È su tutto il dio collocò l'etere  
limpido e imponderabile, che  
nulla ha della feccia terrena.

Ovidio, Metamorfosi



...tutto scorre... (Eraclito)

# Sommario

- Da dove partiamo?
- Nascita di una stella
- Sulla sequenza principale
- Vita dopo la sequenza principale
- Stelle di piccola massa: nane brune
- Stelle di massa intermedia: nebulose planetarie e nane bianche
- Stelle massicce: supernovae, stelle di neutroni e buchi neri

Da dove partiamo?

# La lezione del Sole

- Proprietà del corpo nero (temperatura)
- Spettroscopia (composizione chimica, densità del gas...)
- Neutrini solari (reazioni nucleari)
- Leggi di Keplero (massa del Sole)
- Equilibrio idrostatico pressione-gravità

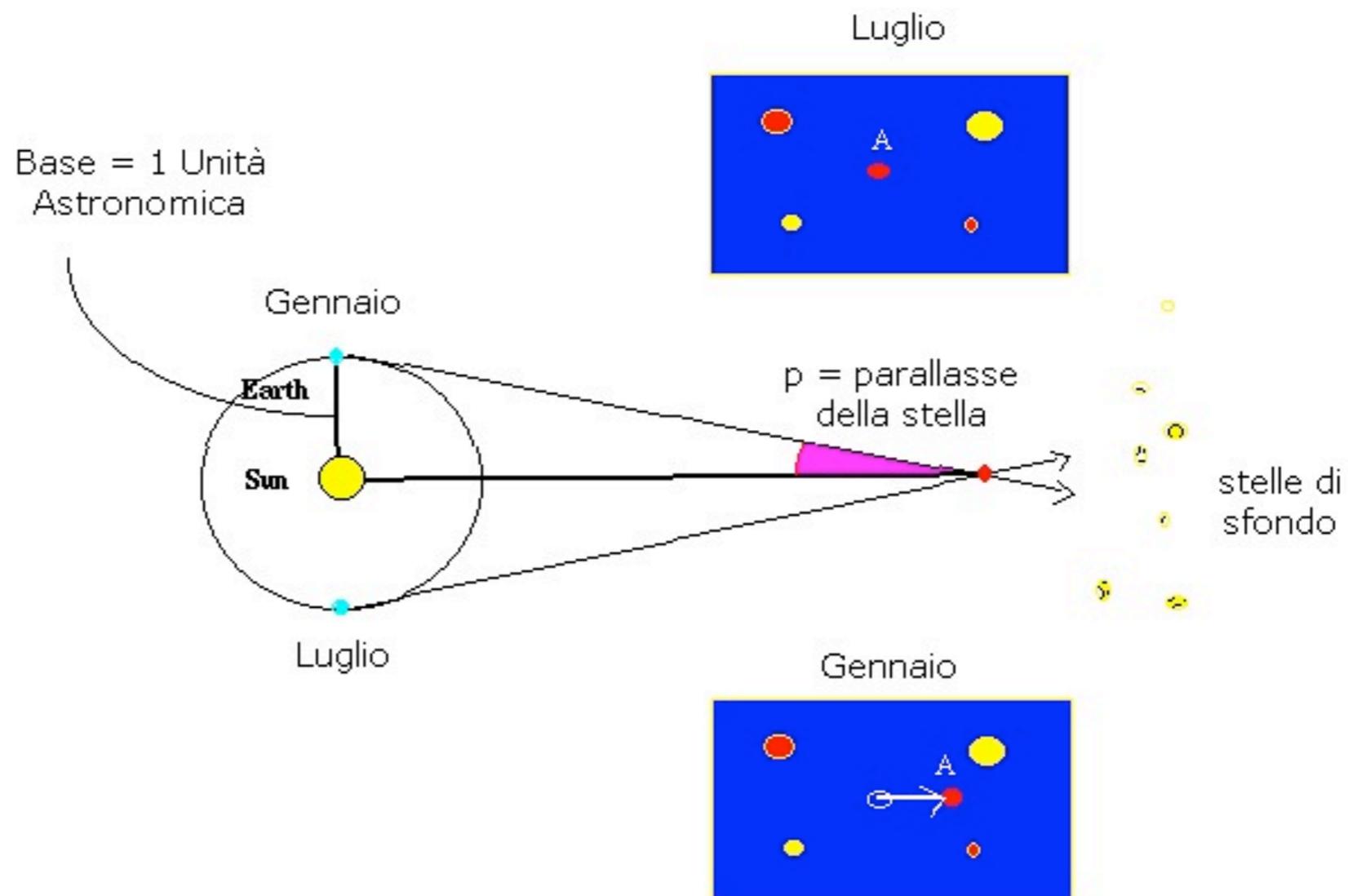
# Cosa vediamo delle altre stelle?

- Luminosità (o “magnitudine”) apparente:  
luminosità “vera”, o “assoluta” + distanza
- Colore
- Parallasse (distanza) per le stelle vicine
- Moto orbitale nei sistemi binari
- Spettri

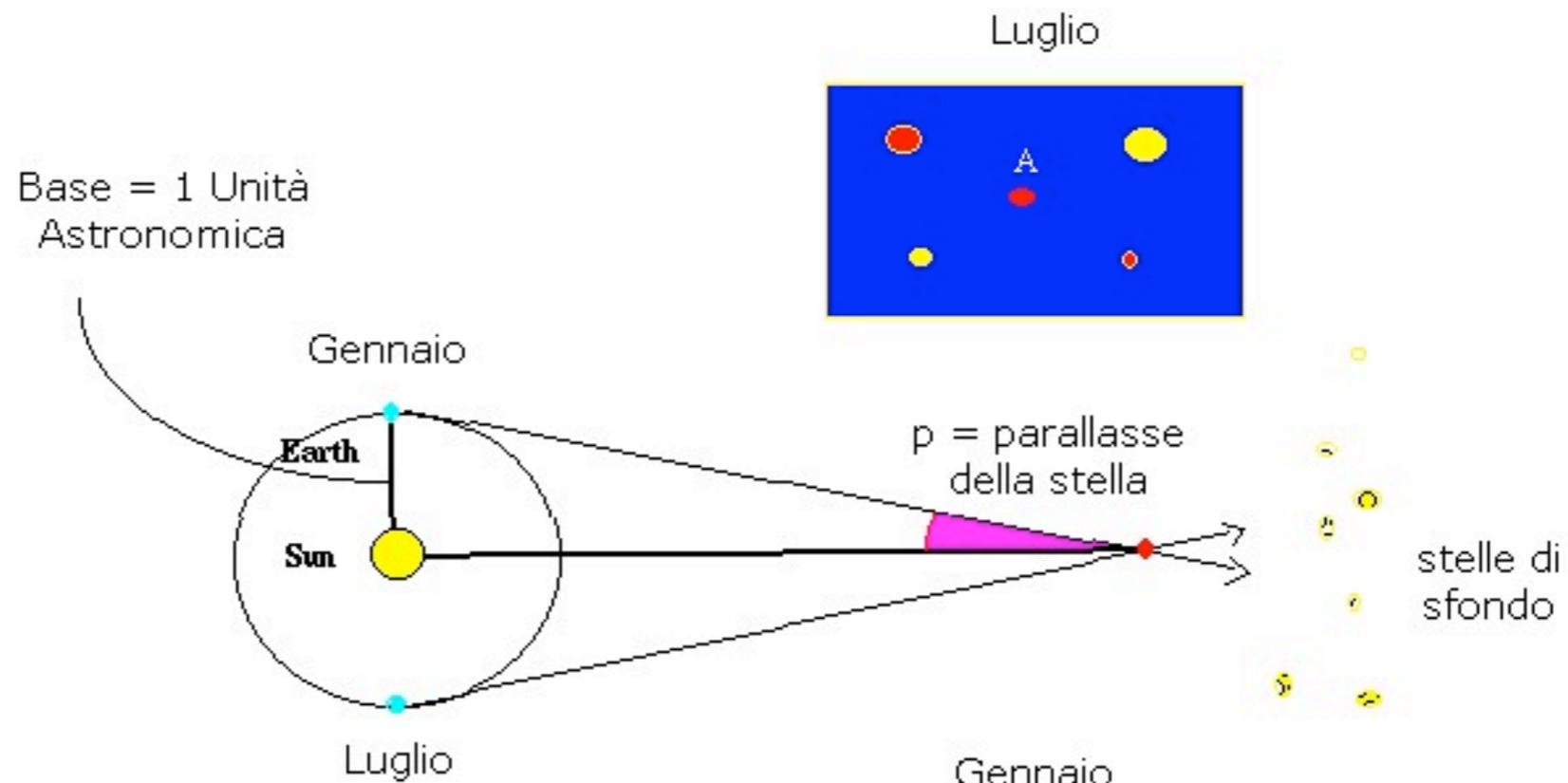
# Le magnitudini

- Tolomeo (90-168 d.C.) classifica le stelle secondo la loro luminosità apparente
- 6 classi (“magnitudini”): 1 brillanti → 6 appena visibili ad occhio nudo
- Sistema perfezionato (Pogson, 1856)
- Sistema corrente basato sulla fotometria, non più limitato a 6 magnitudini: gli oggetti molto brillanti hanno magnitudini negative (es. Sirio -1.4)

# La parallasse e le distanze



# La parallasse e le distanze



Dalla luminosità apparente e dalla distanza determiniamo la luminosità reale

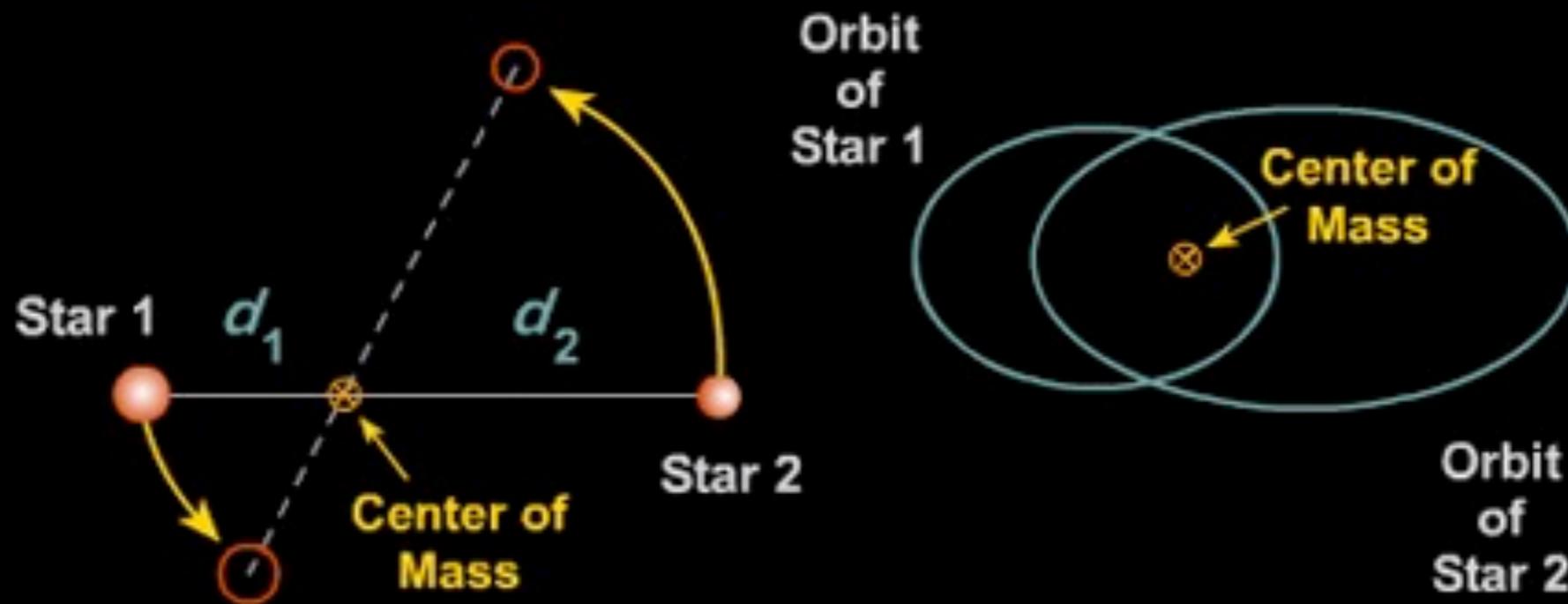
# Stelle doppia

A deep-sky photograph of a star field. The background is black, filled with numerous stars of various colors and sizes. In the center, a pair of stars is highlighted with a white 'X' shape. The stars in the pair are very close together, appearing as a single point of light with a complex, multi-colored glow (yellow, green, blue, and red) at the center of the 'X'. The rest of the field contains many smaller, individual stars, some bright and some faint, scattered across the frame.

Albireo

# “Pesare” le stelle con la terza legge d Keplero

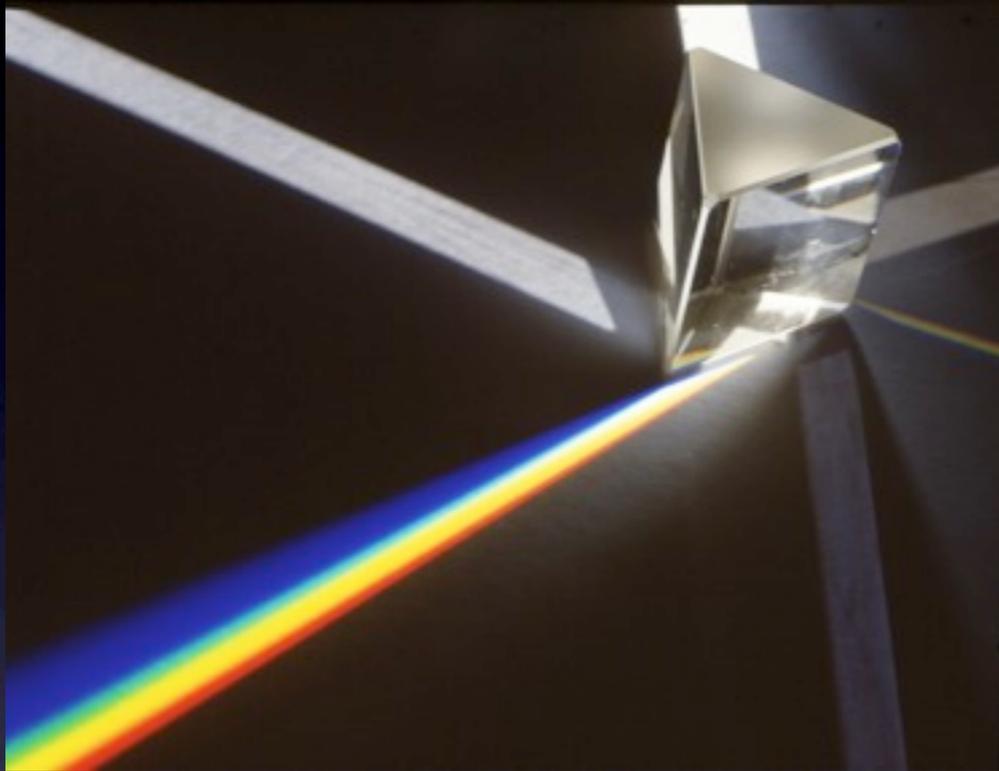
$$P^2 = \frac{4 \pi^2 a^3}{G (M_1 + M_2)}$$



# I colori

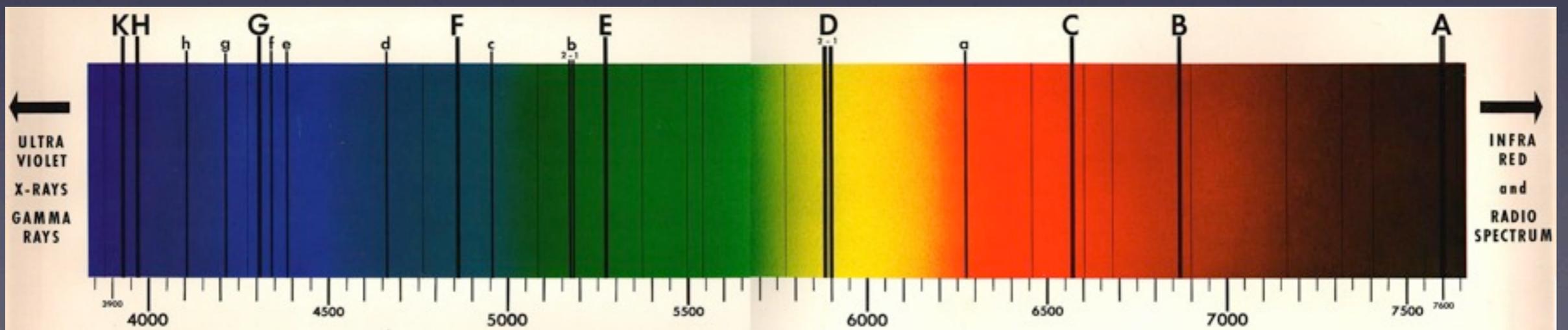
- Esiste un metodo per classificare le stelle sulla base del loro colore (indice UBV)
- confronto magnitudine nell'ultravioletto (U), nel blu(B) e nella luce visibile (V)
- Ad es.  $B-V > 0$  "rossa",  $B-V < 0$  "blu"
- In base al colore risaliamo alla temperatura (legge di Wien, dal corpo nero)

# Spettri stellari



Spettroscopio

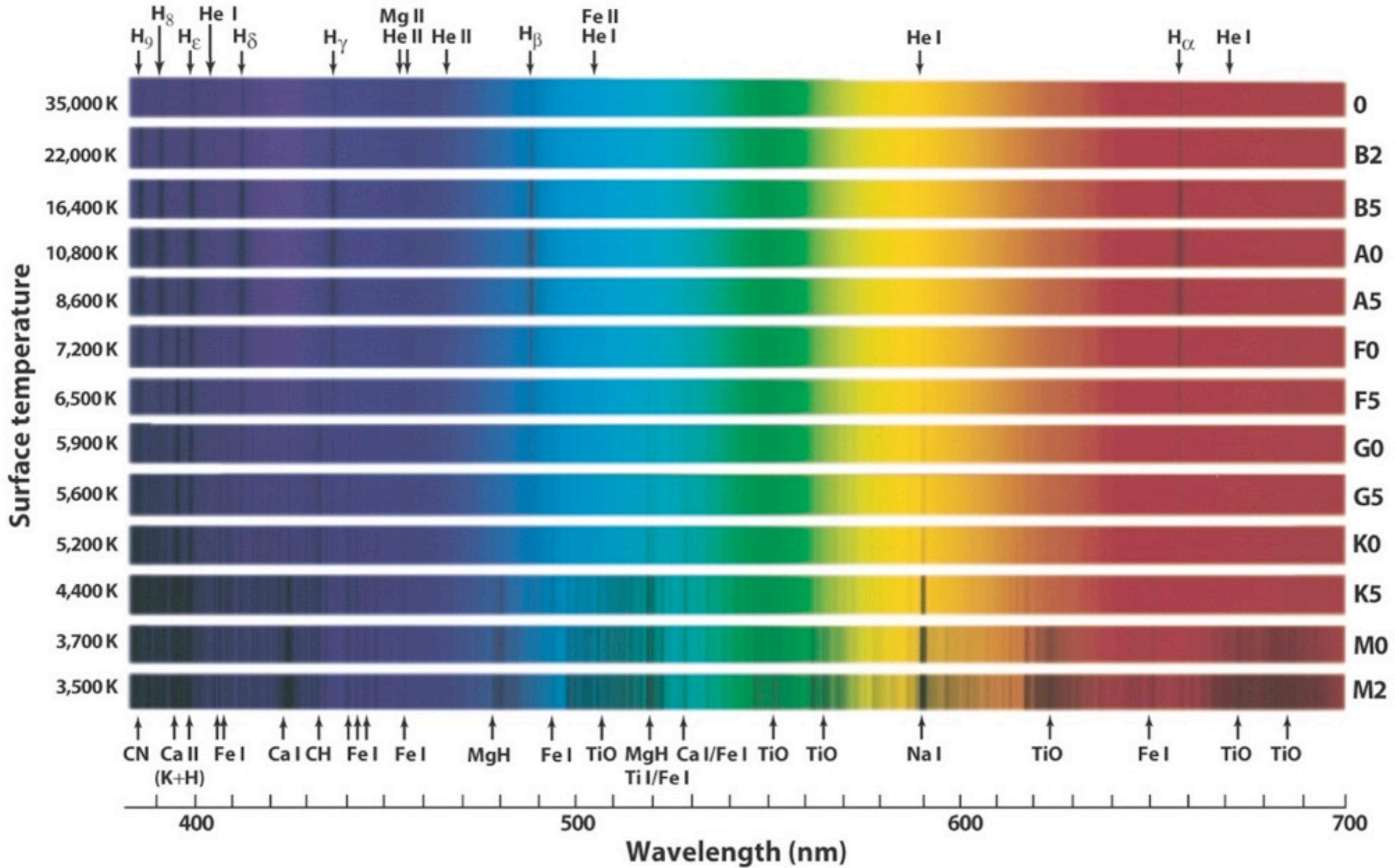
Spettro solare



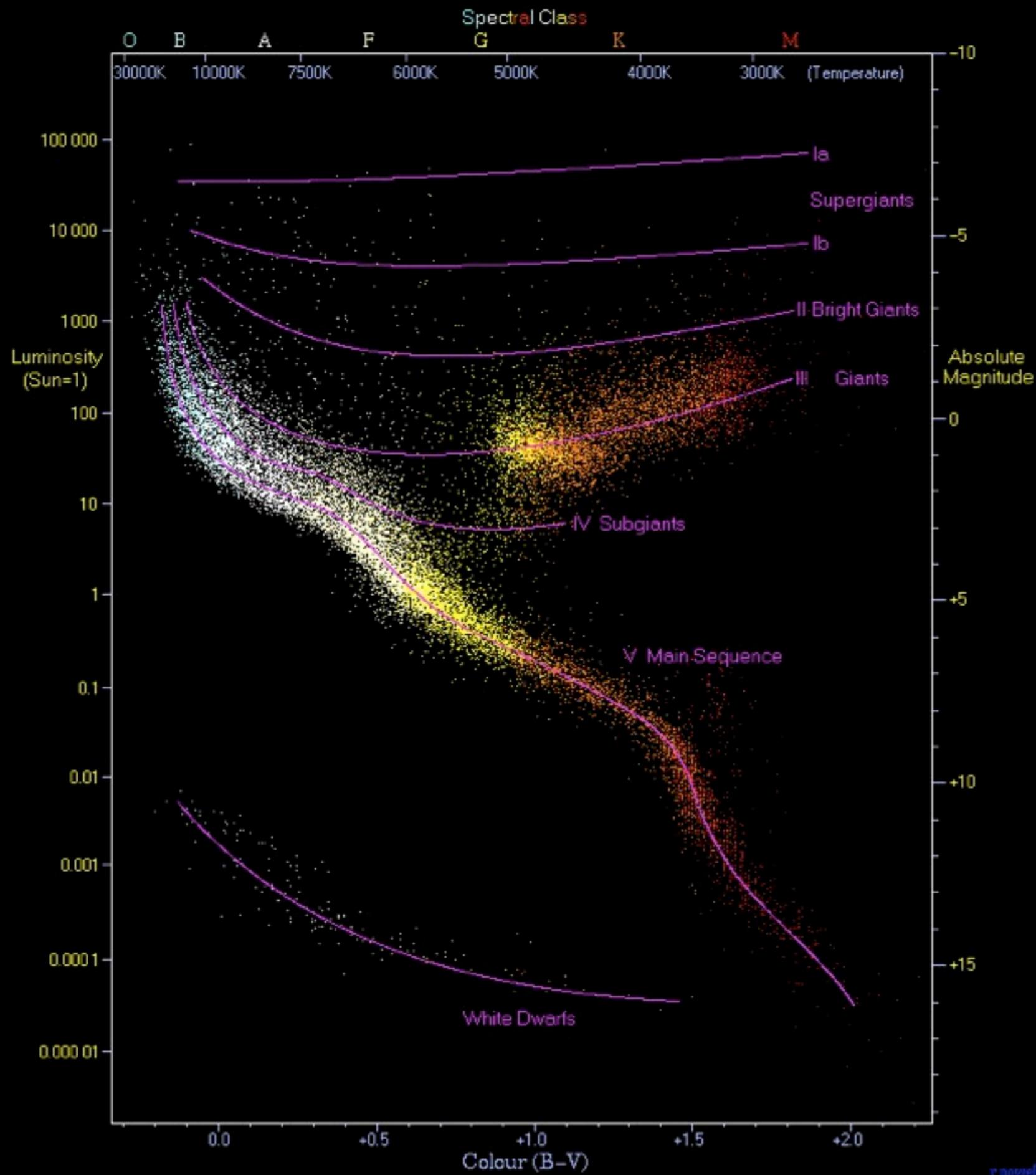
# Classificazione spettrale

- A seconda del tipo e dell'intensità delle loro righe spettrali le stelle sono classificate in sette classi principali (con dieci sottoclassi ciascuna) chiamate O, B, A, F, G, K, M (O Be A Fine Girl Kiss Me)

# Spettri stellari



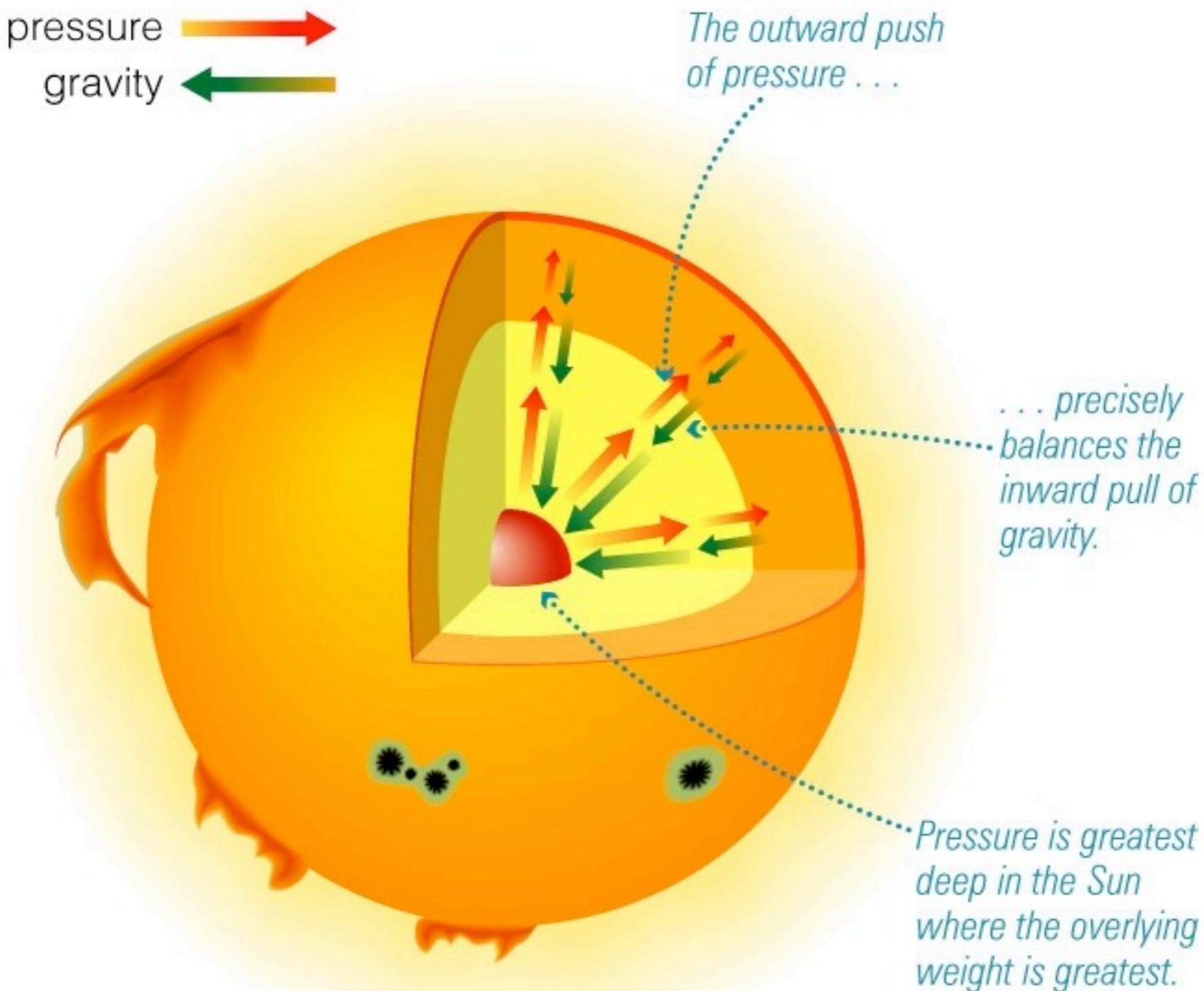
# Il diagramma di Hertzsprung-Russell (ca. 1910)



- Sequenza principale
- Nane bianche
- Giganti rosse

# Equilibrio idrostatico

pressure   
gravity 

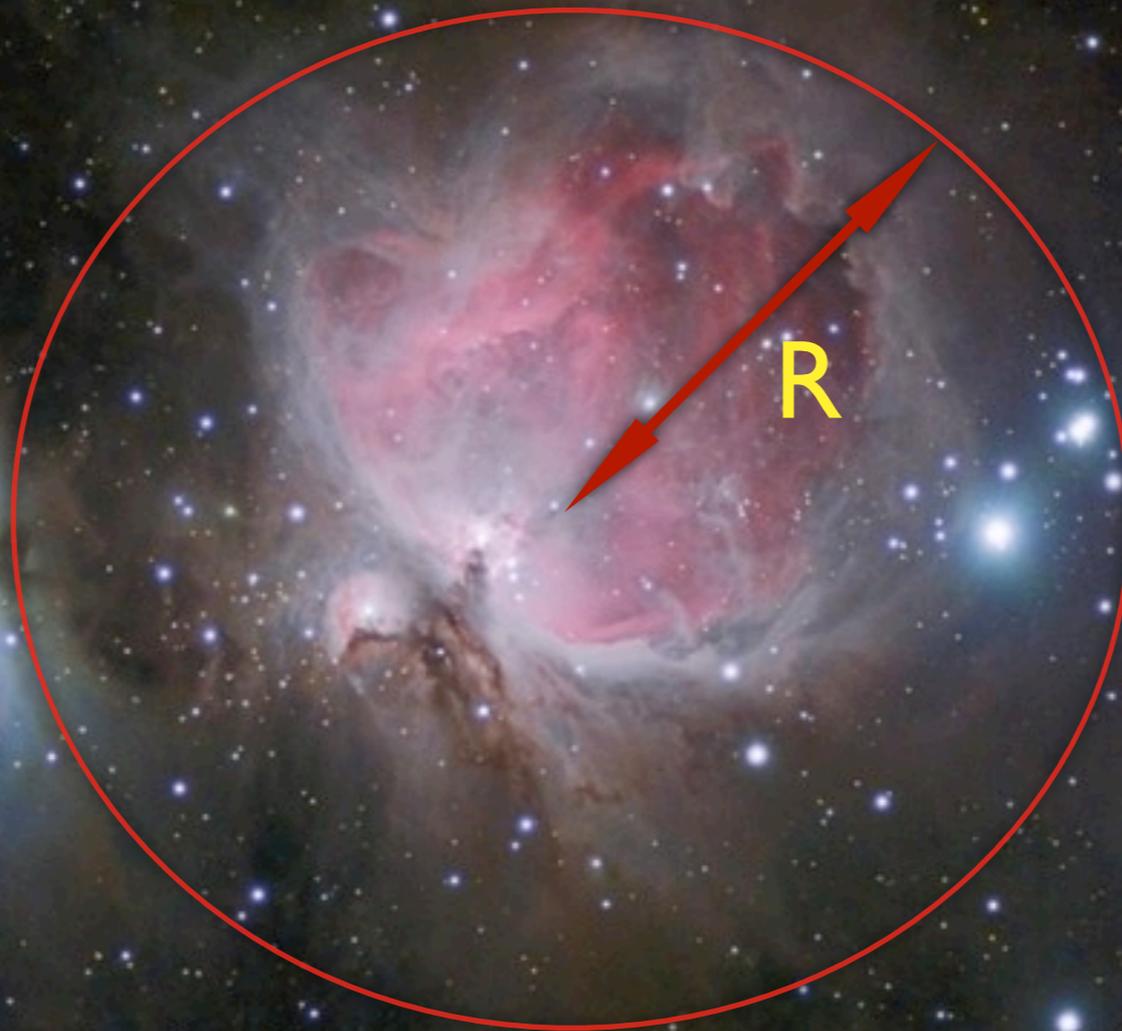


# Nascita di una stella

# La Nebulosa di Orione



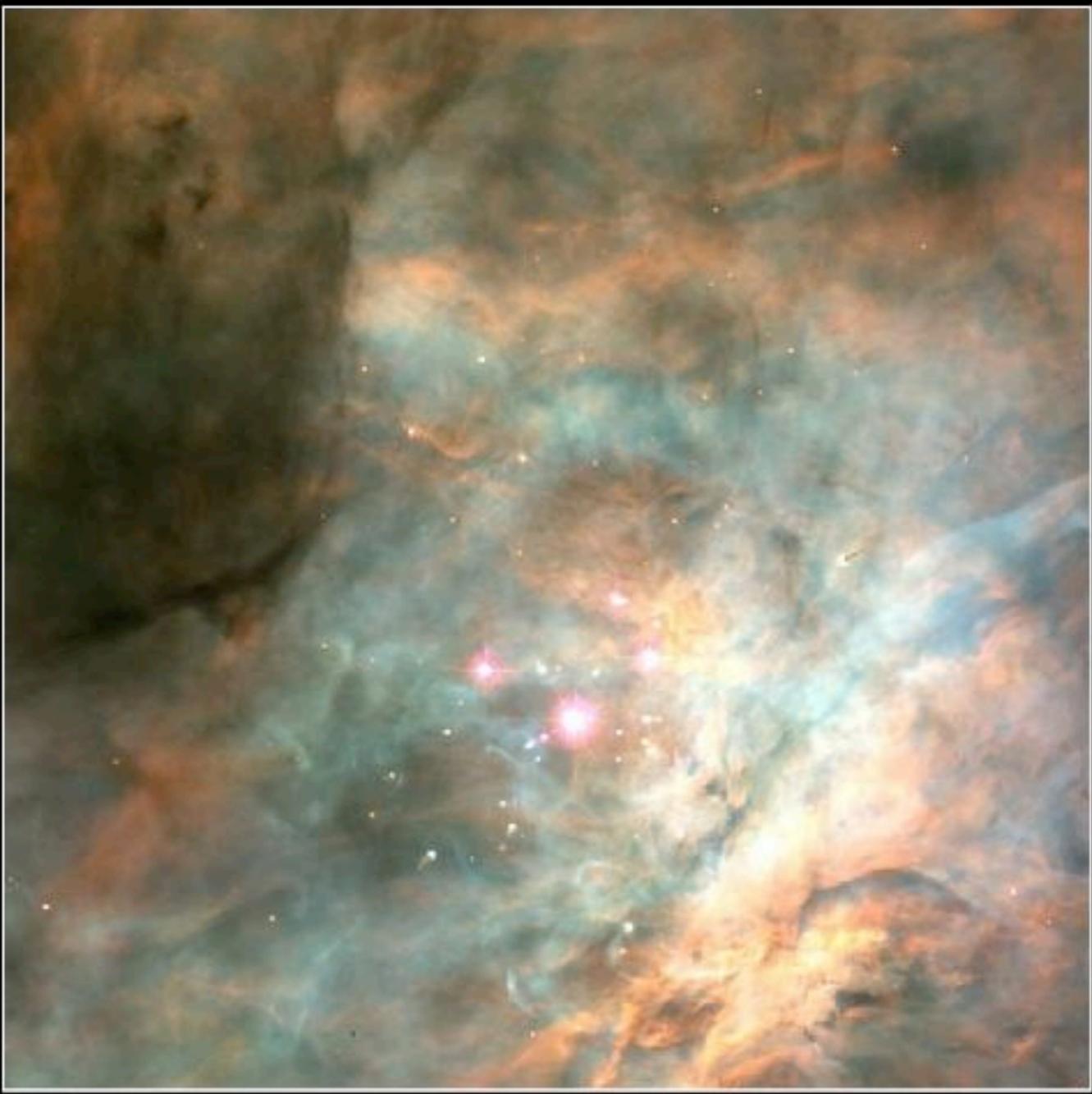
# Collasso delle nubi molecolari: l'instabilità di Jeans



Pressione  $\sim R^2$   
Gravità  $\sim R^3$

se  $R \gtrsim 10$  a.l. : la gravità prevale  
e la nube collassa

Visible • WFPC2



Infrared • NICMOS



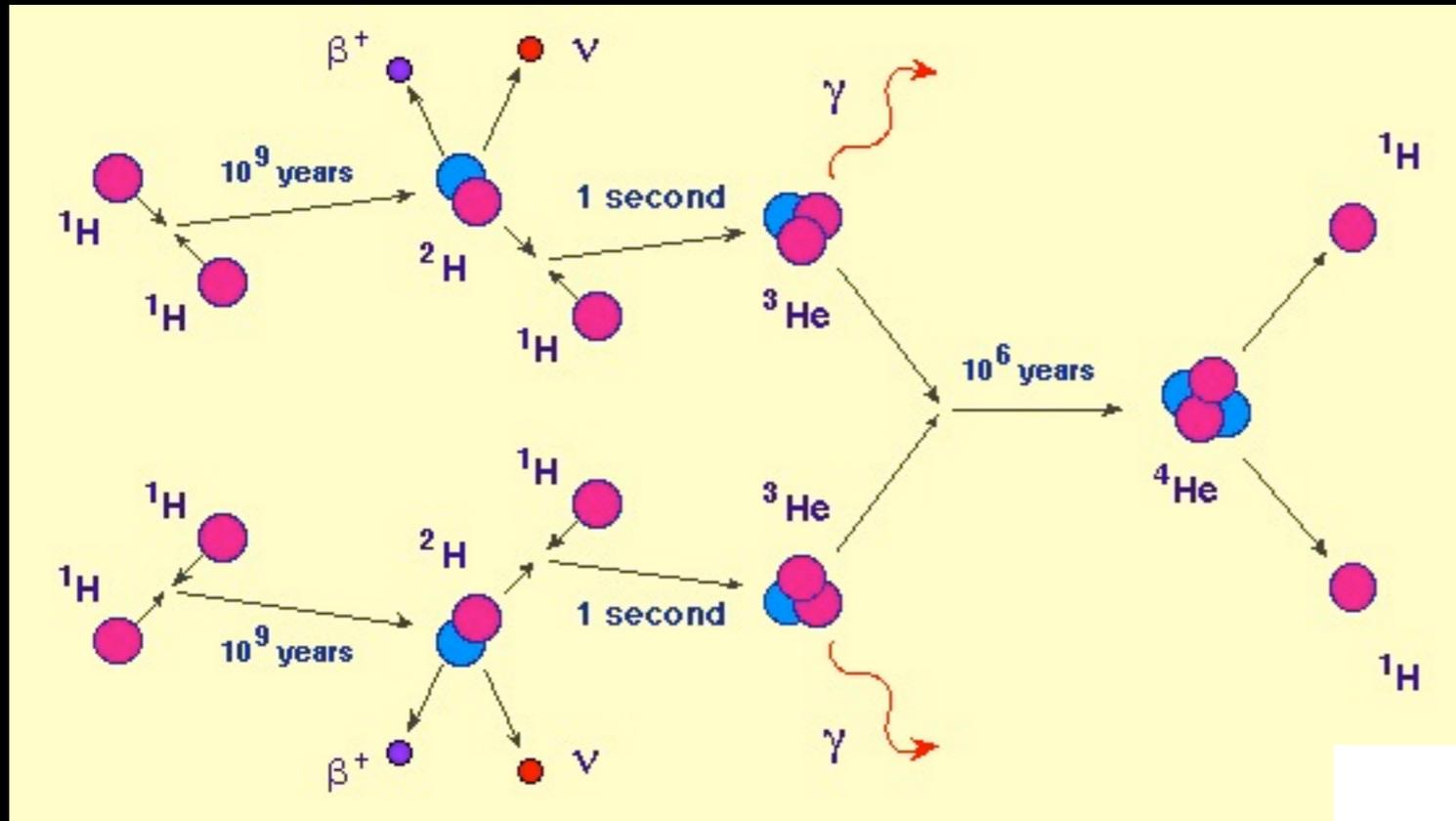
**Trapezium Cluster • Orion Nebula**  
**WFPC2 • Hubble Space Telescope • NICMOS**

NASA and K. Luhman (Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics) • STScI-PRC00-19

# Sulla sequenza principale



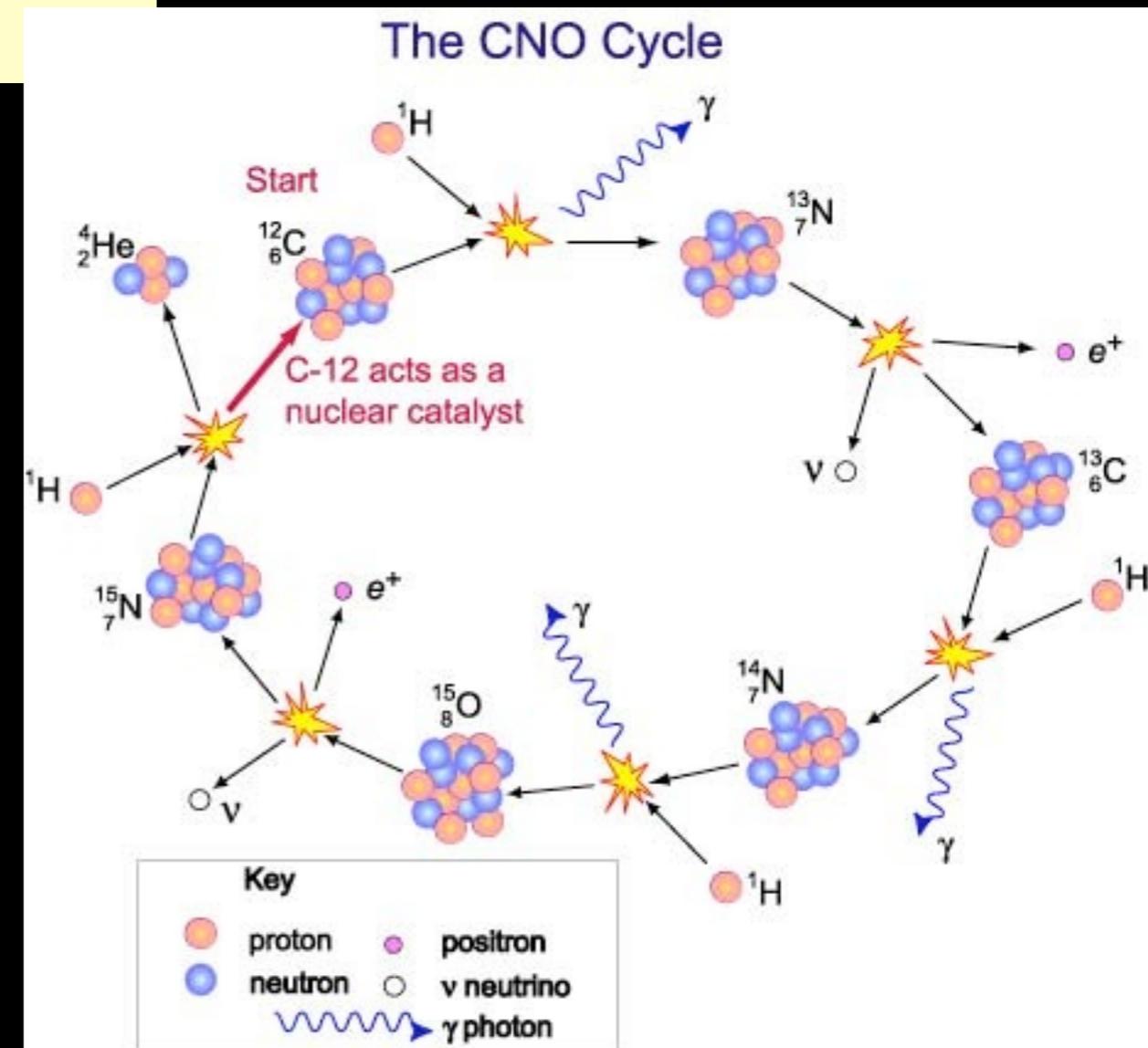
Le Pleiadi (stelle giovani)



ciclo  
protone-protone  
(stelle piccole)

# Energia nucleare

ciclo CNO  
(stelle massicce)



- massa di 4 atomi di H  $6.690 \times 10^{-24}$  g
- massa di 1 atomo di He  $6.643 \times 10^{-24}$  g
- differenza:  $4 \text{ H} - \text{He} = 0.047 \times 10^{-24}$  g

$$E = \Delta m c^2$$

energia liberata dalla fusione di 1 g di H

$6.30 \times 10^{11}$  Joule,

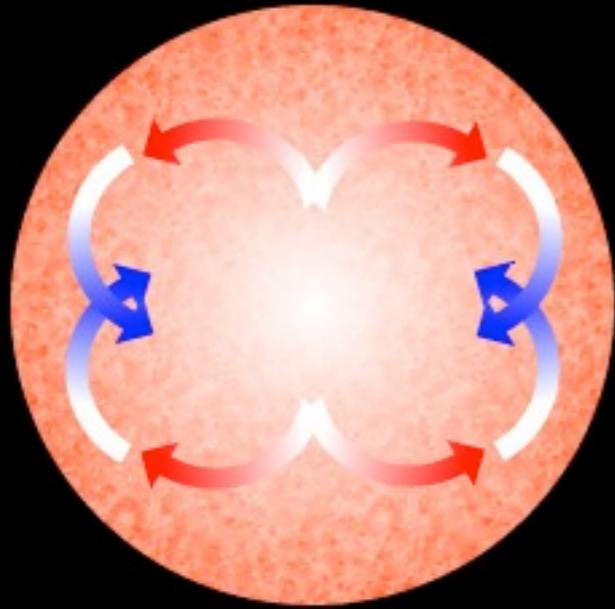
$\sim 10^6$  volte superiore a una reazione chimica

# Perchè una stella non esplode come una bomba atomica?

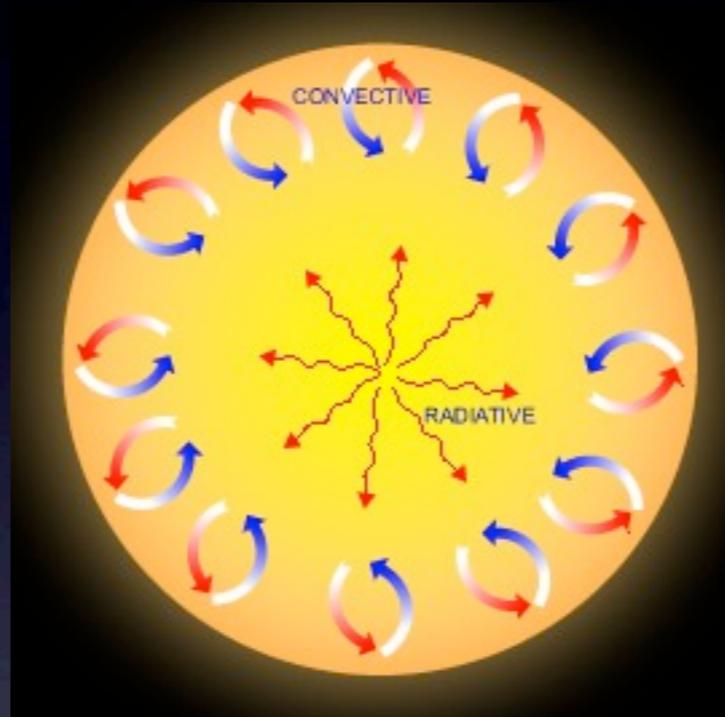
- Il ritmo a cui avvengono le reazioni nucleari dipende molto dalla temperatura
- Esiste un “termostato” per regolare questo processo?
- Legge dei gas ideali !!

Pressione  $\sim$  Temperatura

# Trasporto di energia

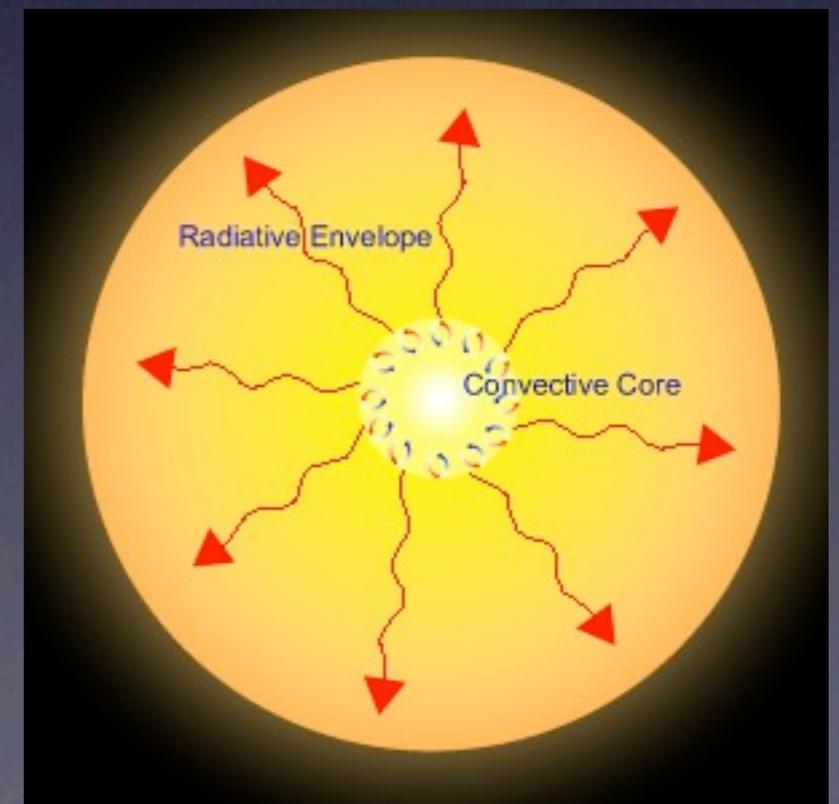


convettiva  
( $M < M_{\odot}$ )



nucleo radiativo  
involucro convettivo  
( $M \sim M_{\odot}$ )

Nucleo convettivo  
Involucro radiativo  
( $M > M_{\odot}$ )





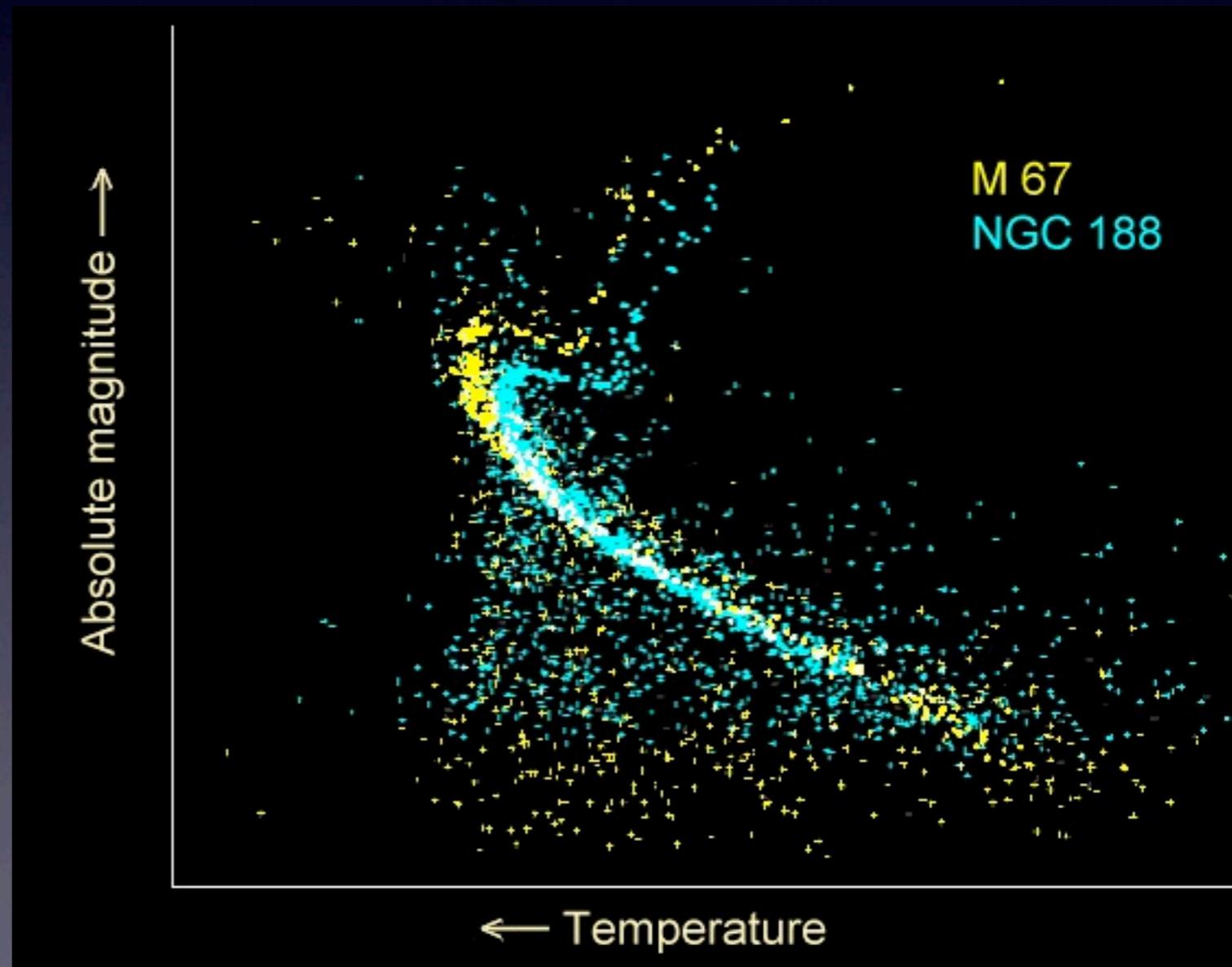
Wednesday 19 December 2012

# Diagramma HR di un ammasso aperto



Messier 67

Le stelle massicce  
vivono meno



# Equilibrio stellare

$$M \sim R^3 \quad \text{massa-volume}$$

$$T \sim M/R \quad \text{equilibrio idrostatico}$$

$$L \sim R^2 T^4 \quad \text{luminosità di corpo nero}$$

# Quanto tempo vive una stella?

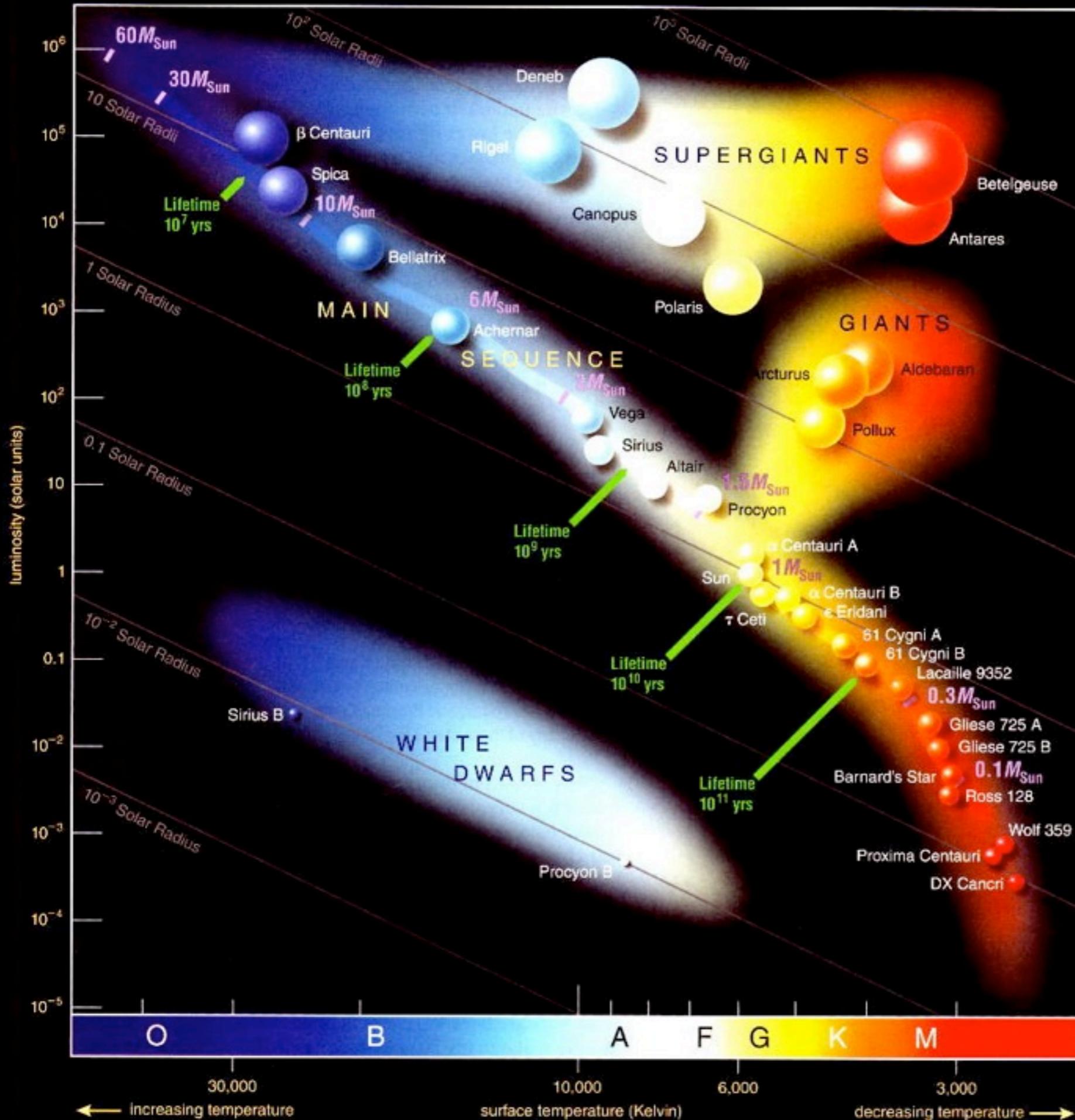
$$L \sim M^{10/3}$$

luminosità-massa:  
stelle massicce/brillanti

$$t_{\text{vita}} \sim M/L \sim M^{-7/3}$$

tempo di vita-massa:  
stelle massicce → poco longeve:  
devono “bruciare” in fretta il loro  
combustibile per sostenersi!

# Alcuni tempi di vita



# Vita dopo la sequenza principale

# Dopo la sequenza principale

- Una volta esaurito l'idrogeno nel nocciolo, le reazioni nucleari si arrestano
- La temperatura centrale crolla, e con essa la pressione idrostatica: la stella si contrae
- Il destino della stella dipende dalla sua massa

# Evoluzione delle stelle di piccola massa

# Stelle di piccola massa ( $M < 0.5 M_{\odot}$ )

- Sono stelle del tutto convettive, quindi l'idrogeno è esaurito in tutta la stella
- Lo spegnimento delle reazioni nucleari fa contrarre la stella: al suo centro la pressione e la temperatura aumentano, ma mai abbastanza per la fusione nucleare di elementi più pesanti
- La stella si raffredda lentamente, su tempi di  $\sim 10$  miliardi di anni, diventa una “nana bruna”

# Evoluzione di stelle di massa intermedia

# Stelle di massa intermedia ( $0.5 M_{\odot} < M < 10 M_{\odot}$ )

- Hanno un nocciolo radiativo, hanno subito poco rimescolamento, e c'è ancora molto idrogeno disponibile negli strati esterni!
- Le reazioni nucleari migrano verso l'esterno, dove c'è ancora idrogeno
- La fusione nucleare avviene in un sottile guscio attorno al nucleo di elio (inerte)
- La ripresa delle reazioni aumenta la pressione, che espande la stella (gigante) e i suoi strati esterni, molto lontani dal nucleo, si raffreddano (colore rosso). La luminosità aumenta (con la superficie radiante)

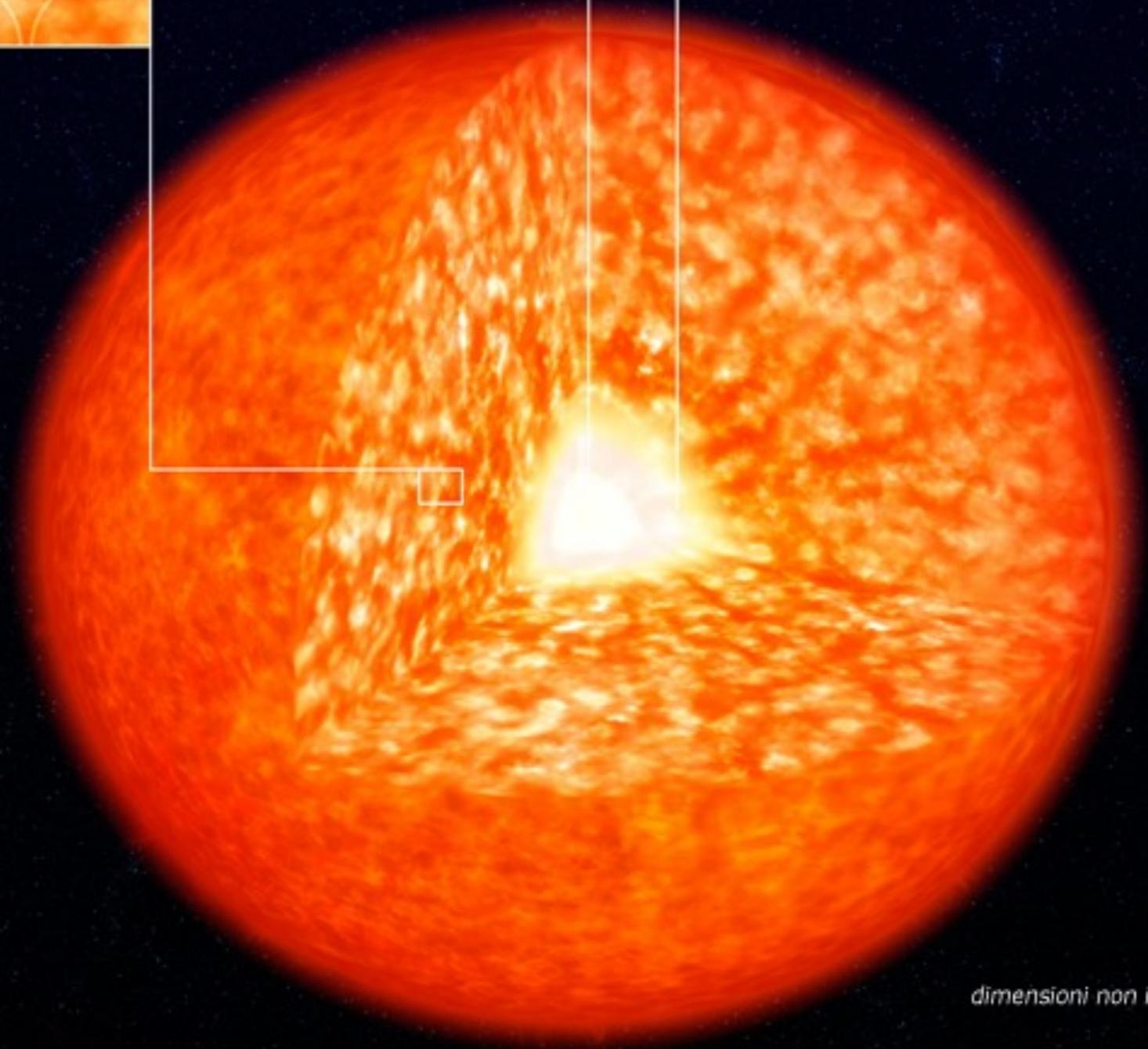
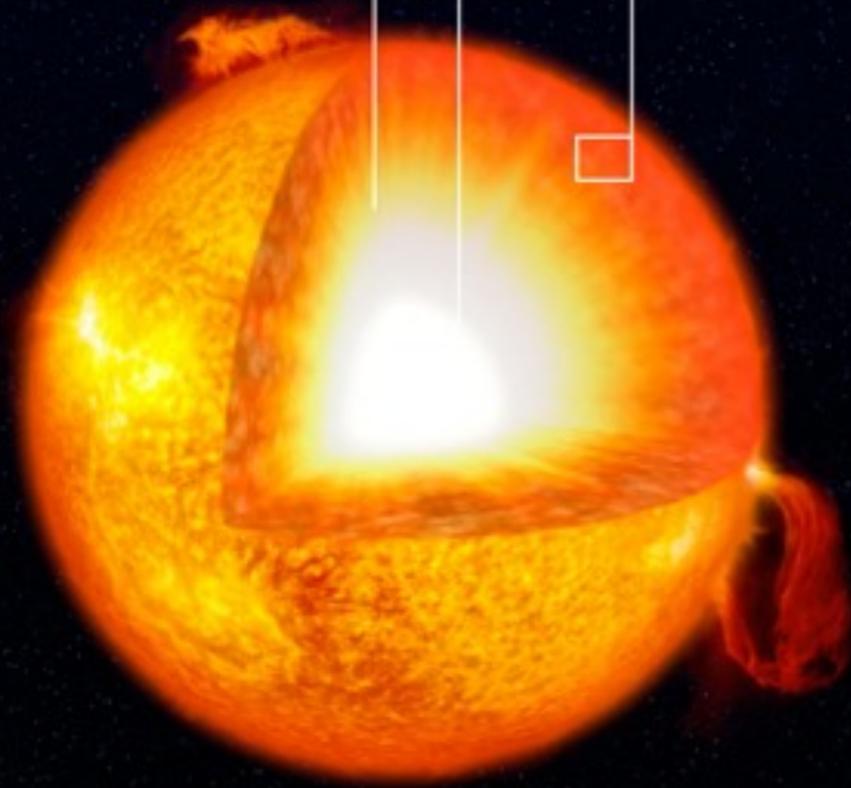
Zona radiativa

Nucleo

Zona convettiva

Nucleo di elio

Strato di idrogeno in fusione



*dimensioni non in scala*

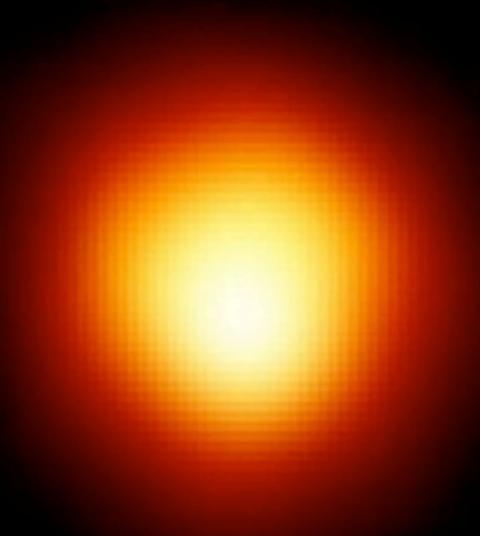
Stella di tipo solare

Gigante rossa



Scala  $\longleftrightarrow$  200 raggi terrestri

# Gigante Rossa



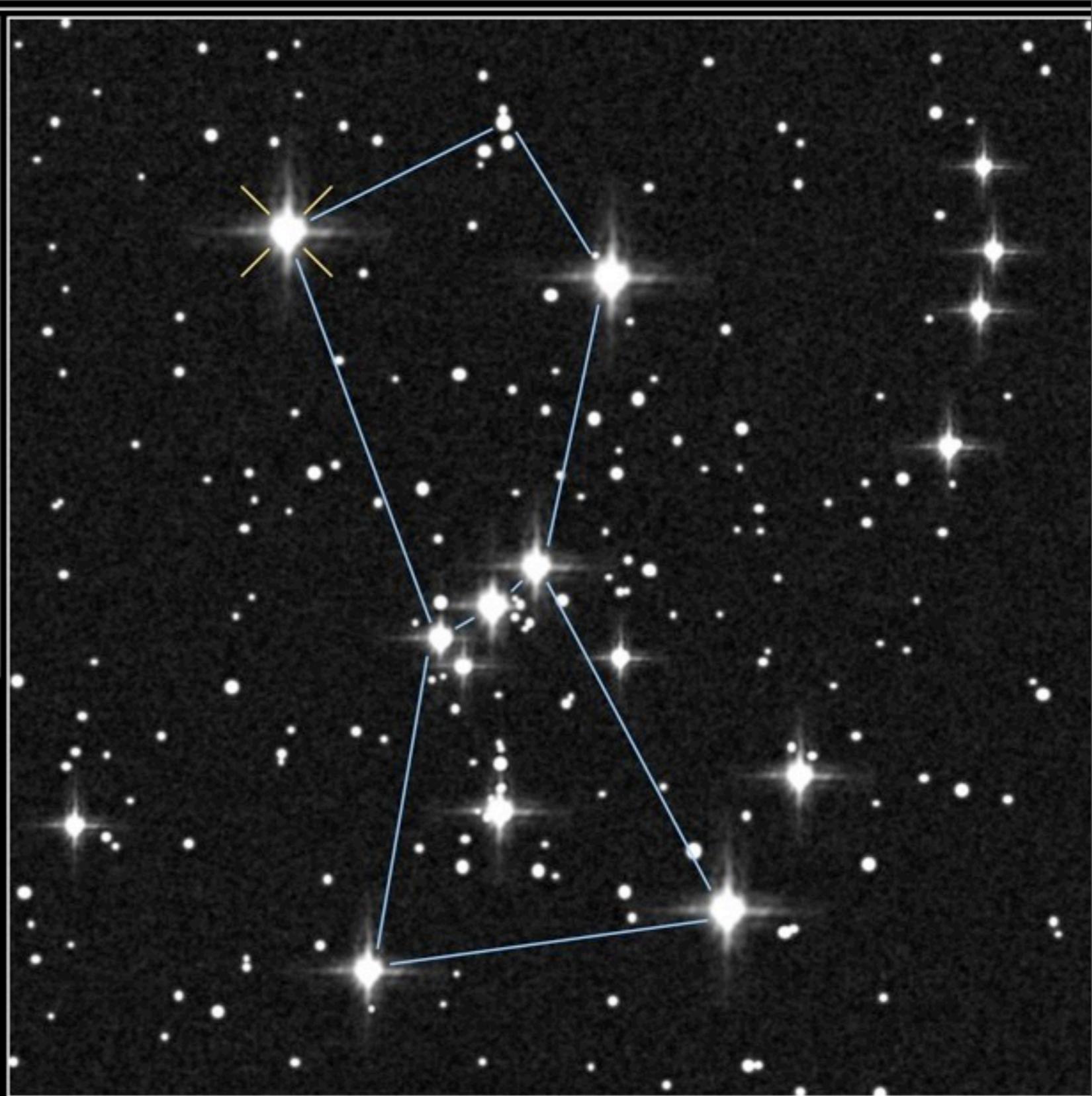
Size of Star



Size of Earth's Orbit

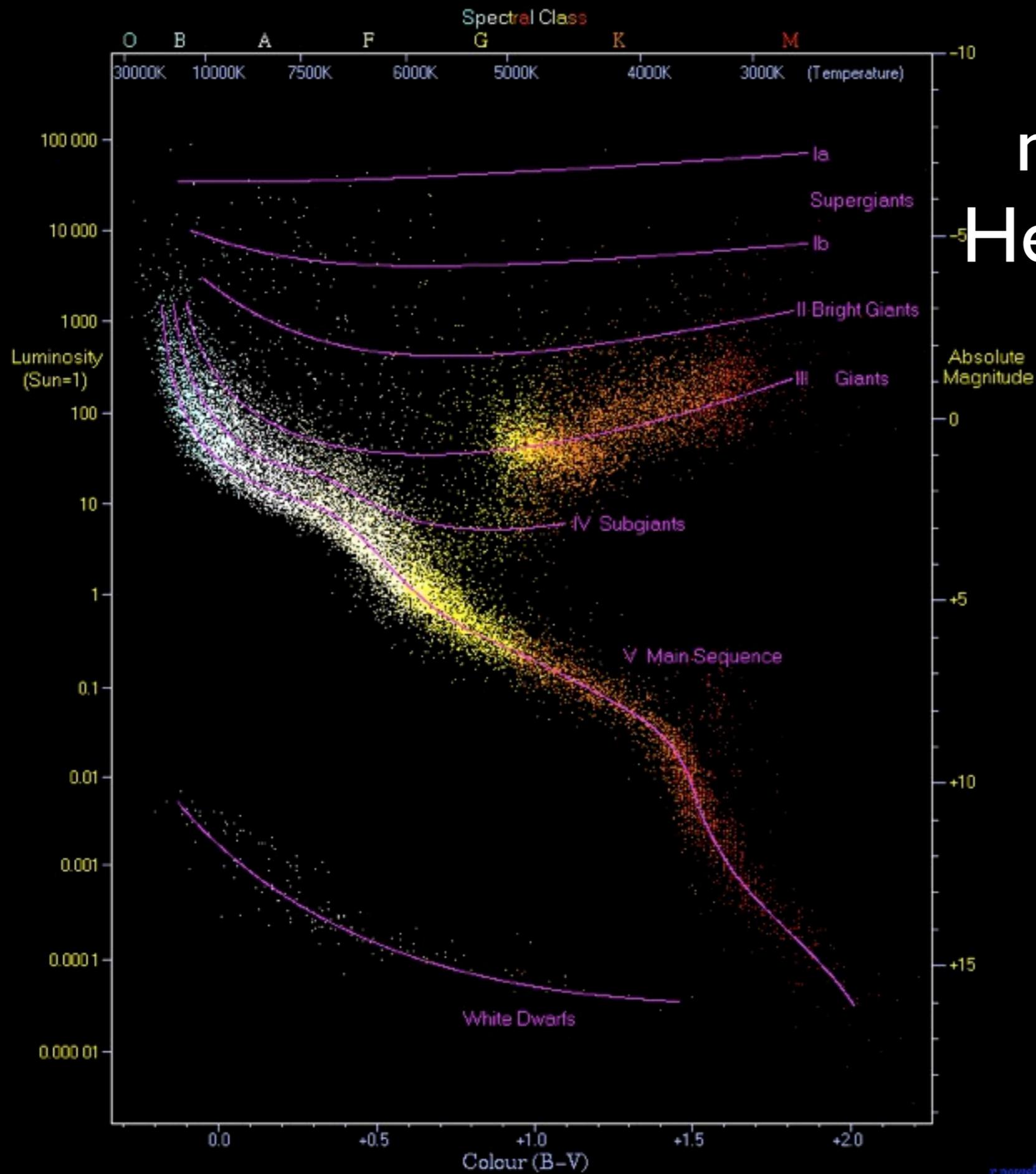


Size of Jupiter's Orbit



## Atmosphere of Betelgeuse · Alpha Orionis

Hubble Space Telescope · Faint Object Camera



# Evoluzione nel diagramma di Hertzsprung-Russell

La stella si sposta  
dalla  
sequenza principale  
al  
“ramo delle giganti”

c. poviell

# E poi?

- Col tempo si accumula elio nel nucleo
- L'idrogeno disponibile per la fusione si esaurisce, e la stella si contrae di nuovo, e il nocciolo si riscalda
- La stella usa l'elio per la fusione nucleare, trasformandolo in carbonio

# La materia degenere

- Data l'enorme densità nel nocciolo di elio, (quintali/tonnellate per  $\text{cm}^3$ ) la materia è in condizioni nuove
- Principio di esclusioni di Pauli: due elettroni non possono mai occupare lo stesso stato
- Non possiamo "impacchettare" troppo stretta la materia densa: la "pressione di degenerazione" degli elettroni domina quella ordinaria
- $P$  e  $T$  sono adesso indipendenti: il termostato di gas ideali non funziona più...

# Fusione in ambiente degenere

- La fusione dell'elio ( $T \sim 3 \times 10^8$  K) immette energia che riscalda il nocciolo, che però non si espande (termostato disinserito!)
- T alta aumenta il ritmo delle reazioni, che aumentano T (ciclo instabile!!)
- $L \sim 10^{11} L_{\odot}$  per pochi secondi (quanto una galassia intera)!!
- Il “flash dell'elio” aumenta T, e il termostato si riaccende: la combustione procede in ambiente non degenere

# Fasi finali di stelle come il Sole: nebulose planetarie

- Instabilità dovute alla fusione dell'elio  
( $\epsilon \sim T^{40}$ )
- L'involucro esterno è soggetto a una serie di pulsazioni, che progressivamente lo staccano dal nocciolo
- Si forma una nebulosa planetaria



Abell 39

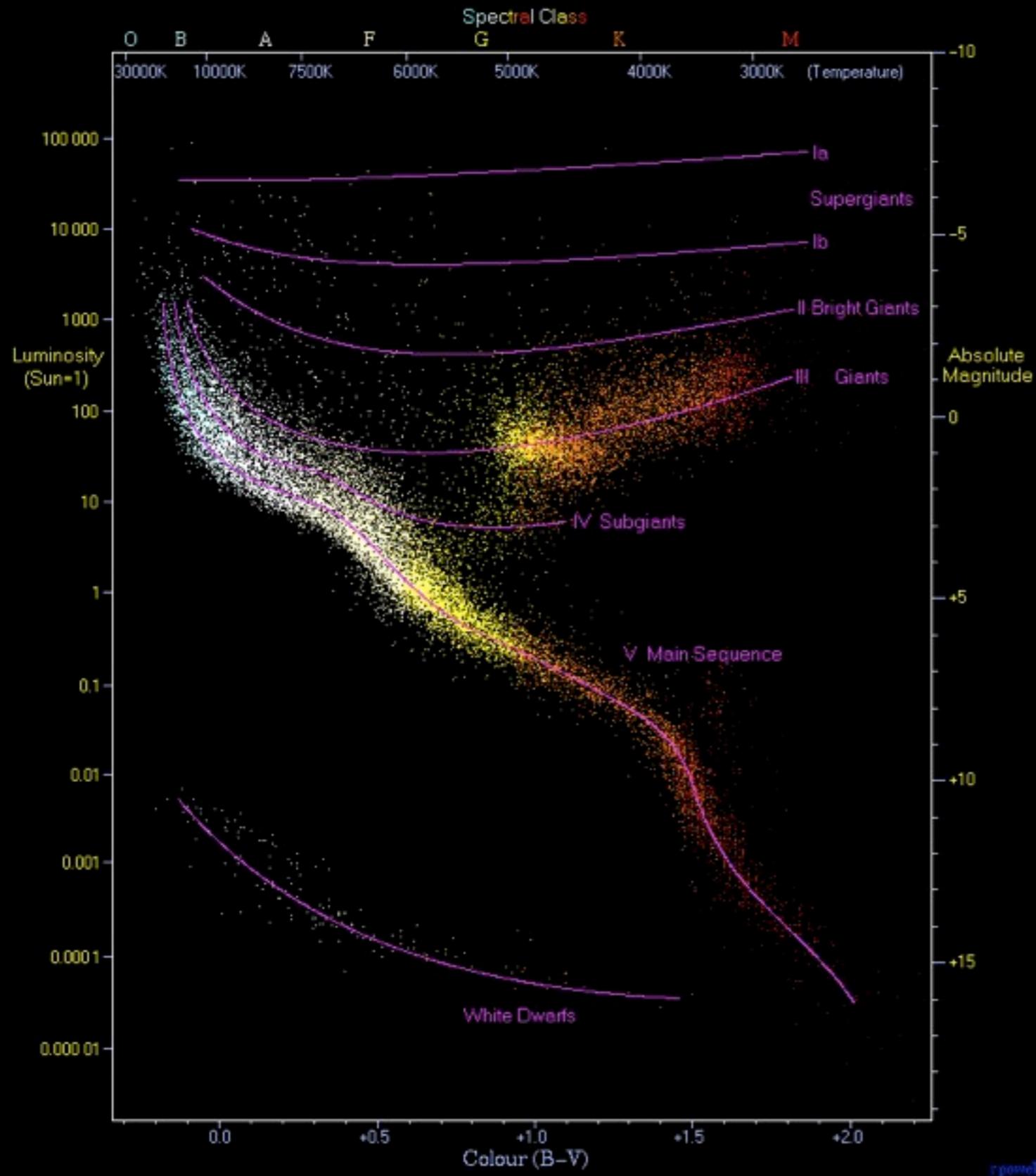


Caldwell 39

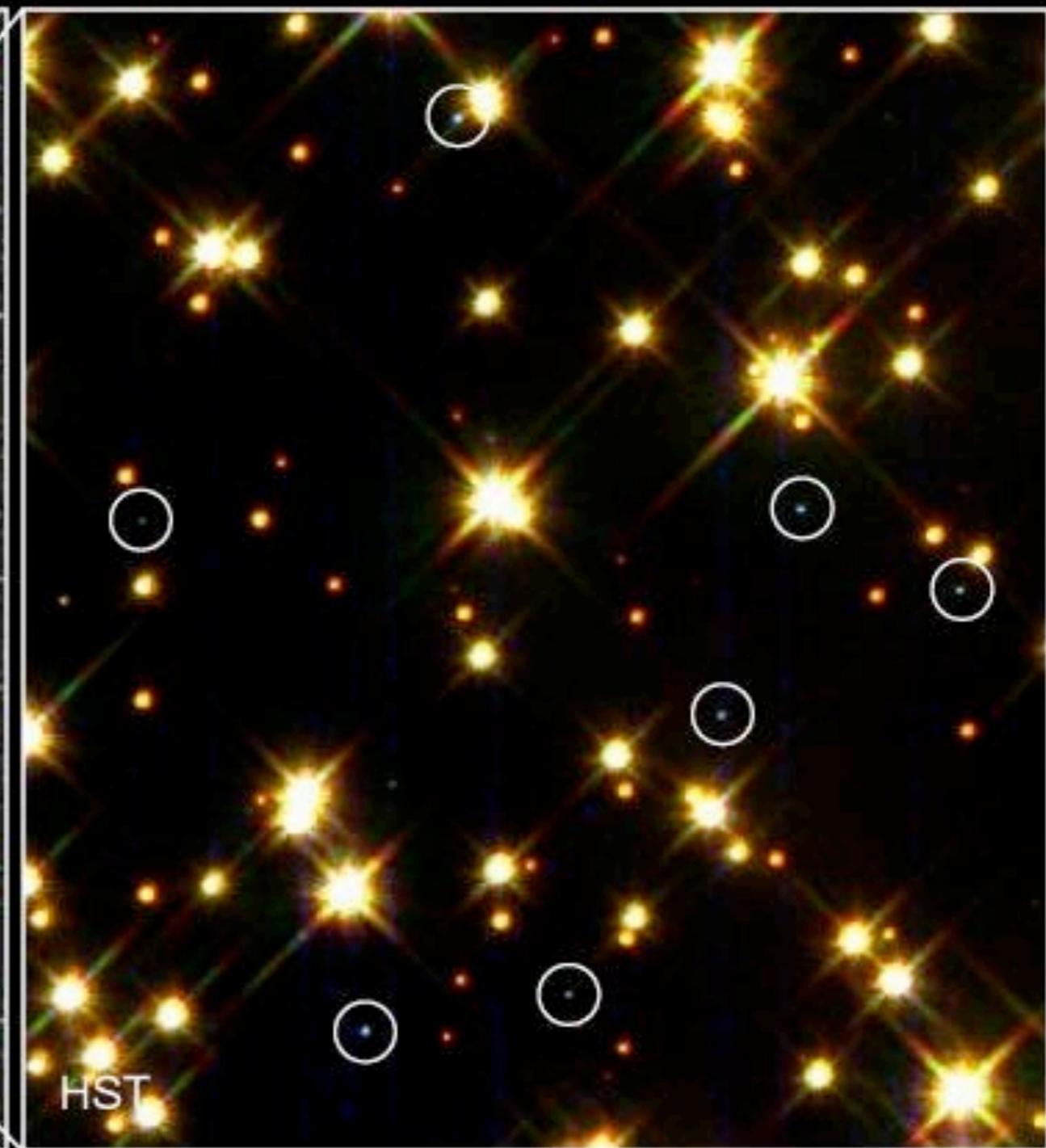
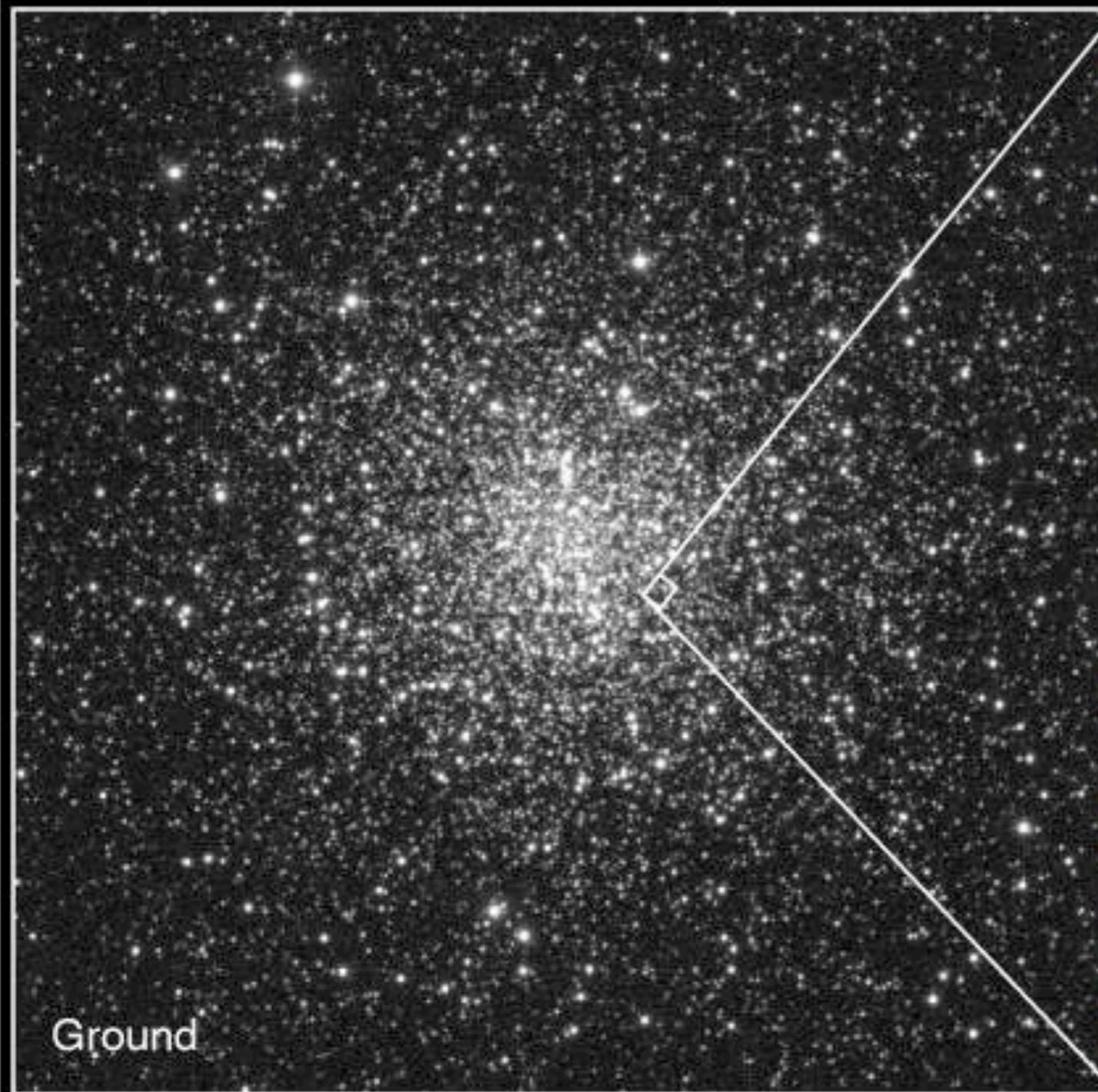
# Nane bianche

- Esaurito il combustibile (He), il nocciolo della stella si contrae
- $M \sim M_{\odot}$   $R \sim 10^4$  km: nana bianca
- Carbonio e ossigeno degeneri
- Pressione di degenerazione degli elettroni
- ...sopporta fino a  $M \sim 1.4 M_{\odot}$ ! (limite di Chandrasekhar)
- Il destino finale di una nana bianca è quello di raffreddarsi lentamente

# Nane bianche nel diagramma HR



rpanel



# White Dwarf Stars in M4

PRC95-32 · ST ScI OPO · August 28, 1995 · H. Bond (ST ScI), NASA

HST · WFPC2

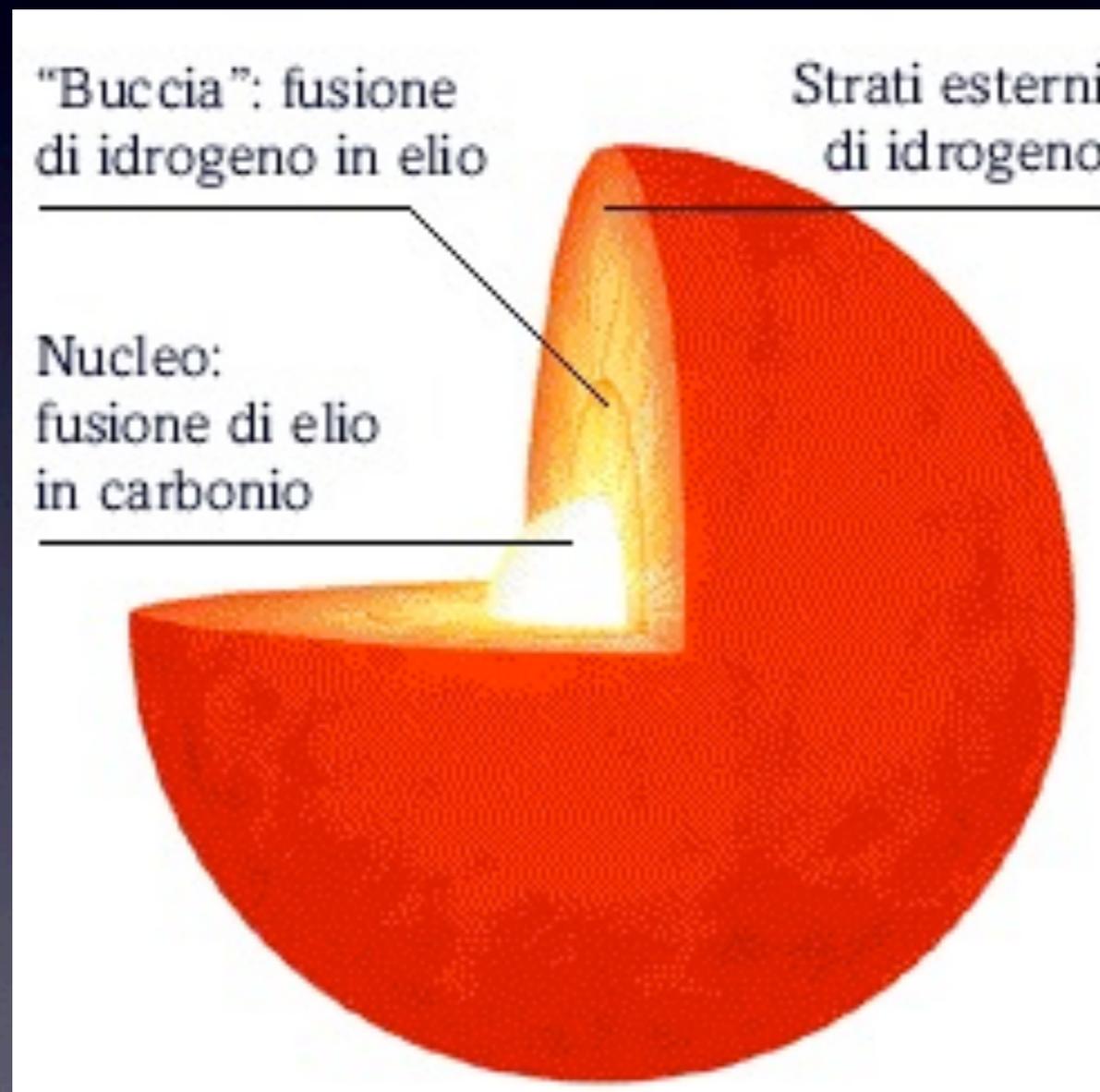
# Evoluzione di stelle massicce

# Stelle massicce

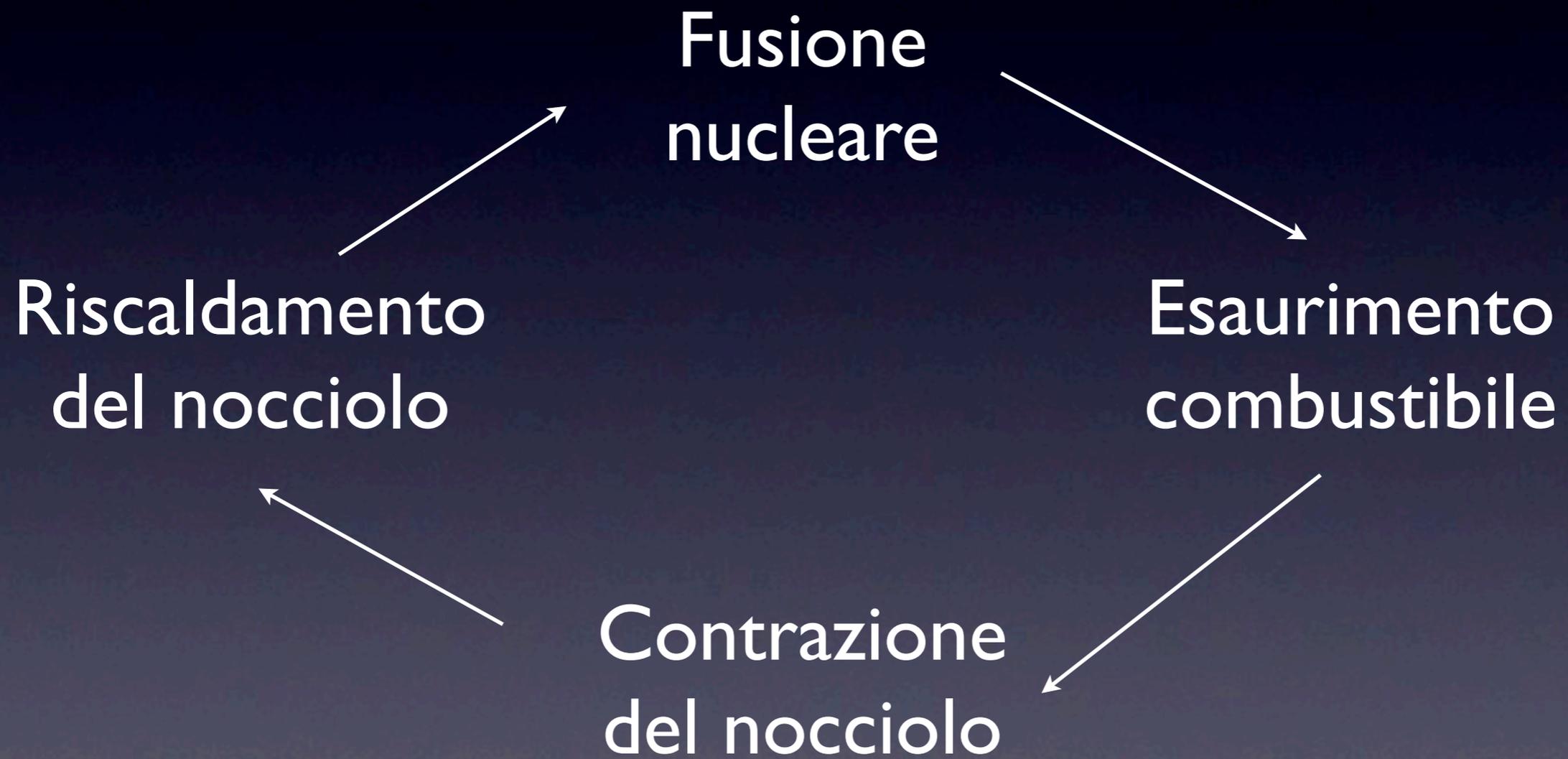
## $(M \gtrsim 10 M_{\odot})$

- Hanno massa sufficiente per comprimere il nocciolo e riscaldarlo fino a  $T \sim 10^8 - 10^9$  K
- Fusione di elementi pesanti!!
- Limite del Ferro!!

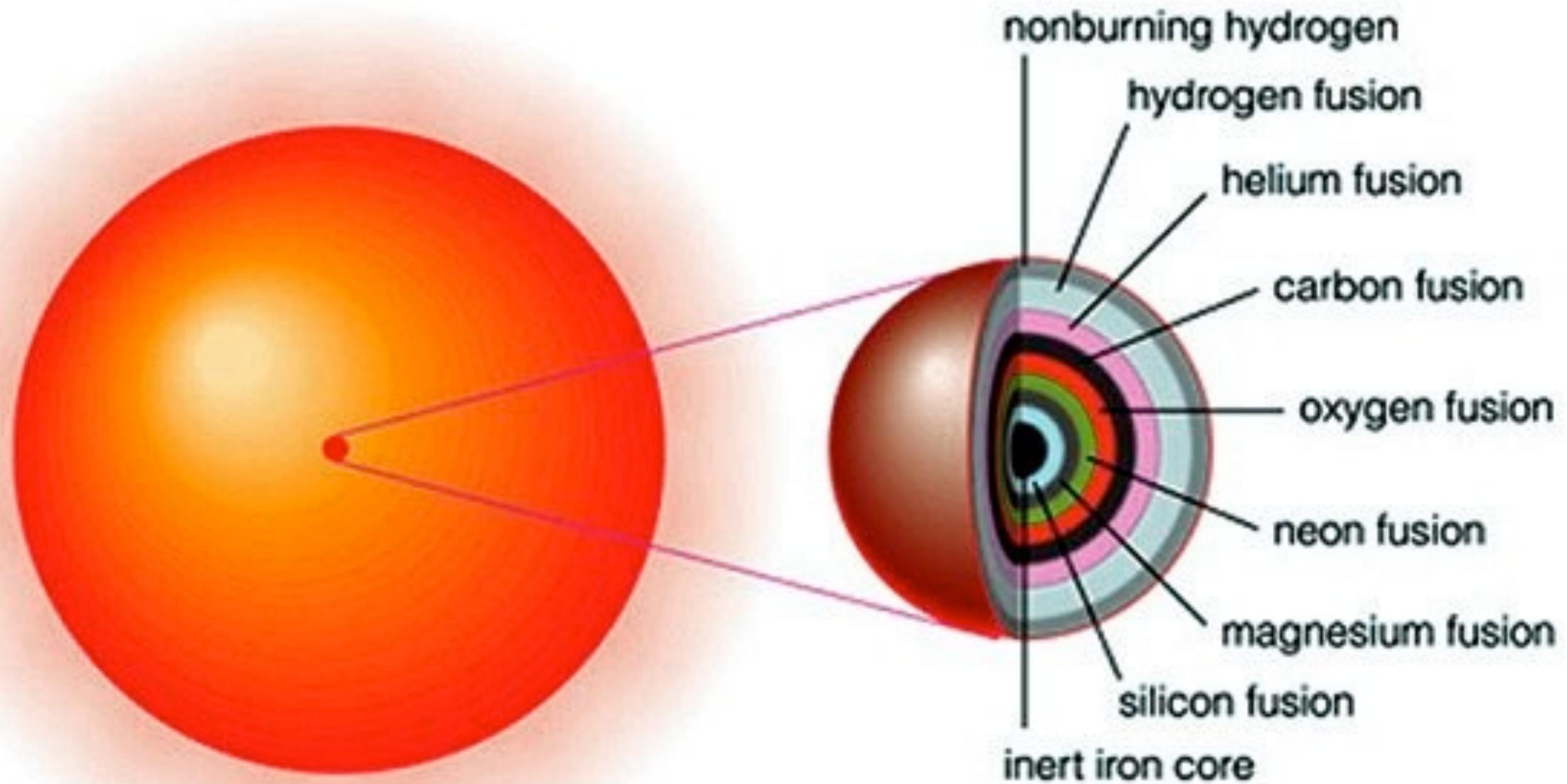
# Combustione He, formazione nucleo di C

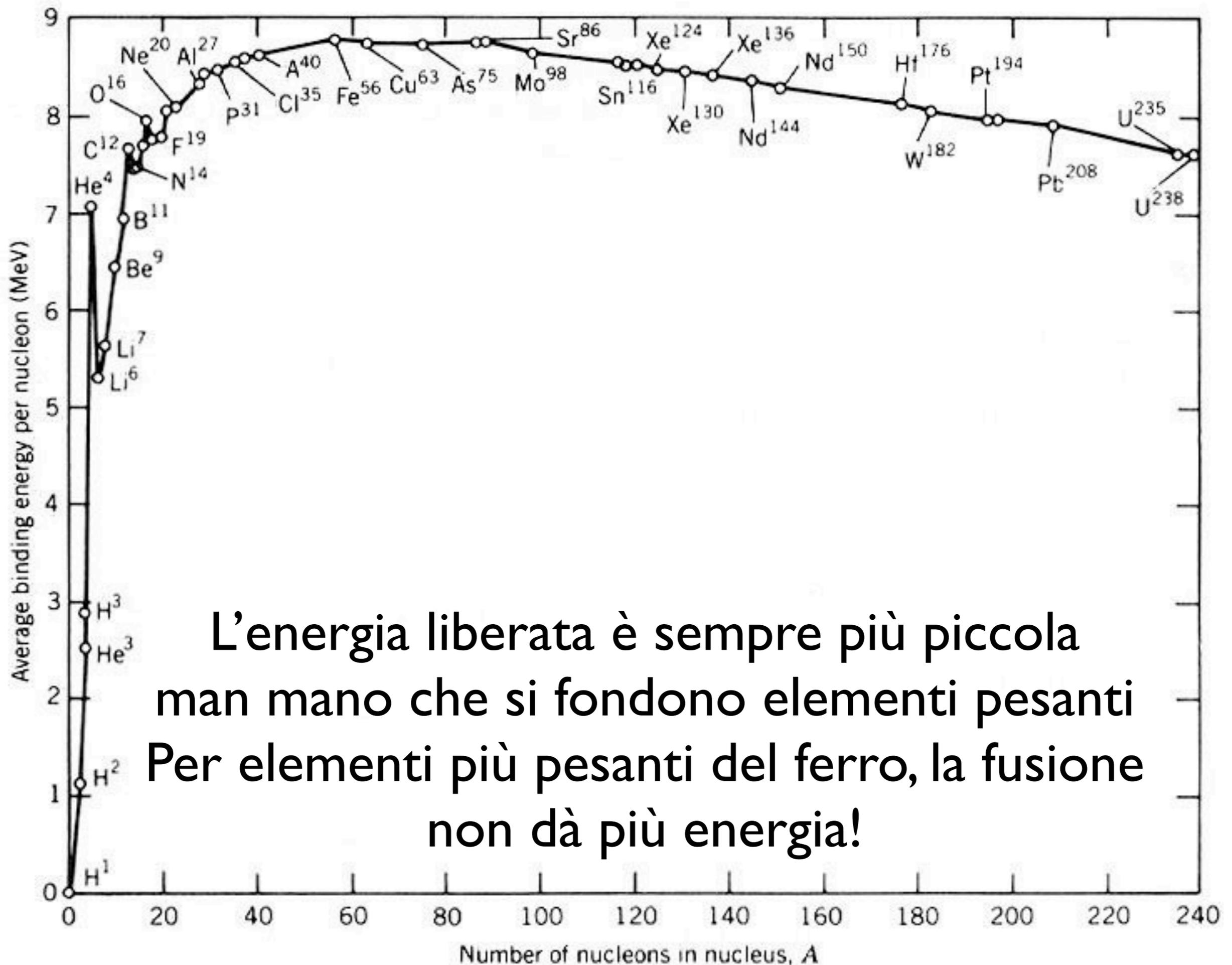


# Cicli successivi

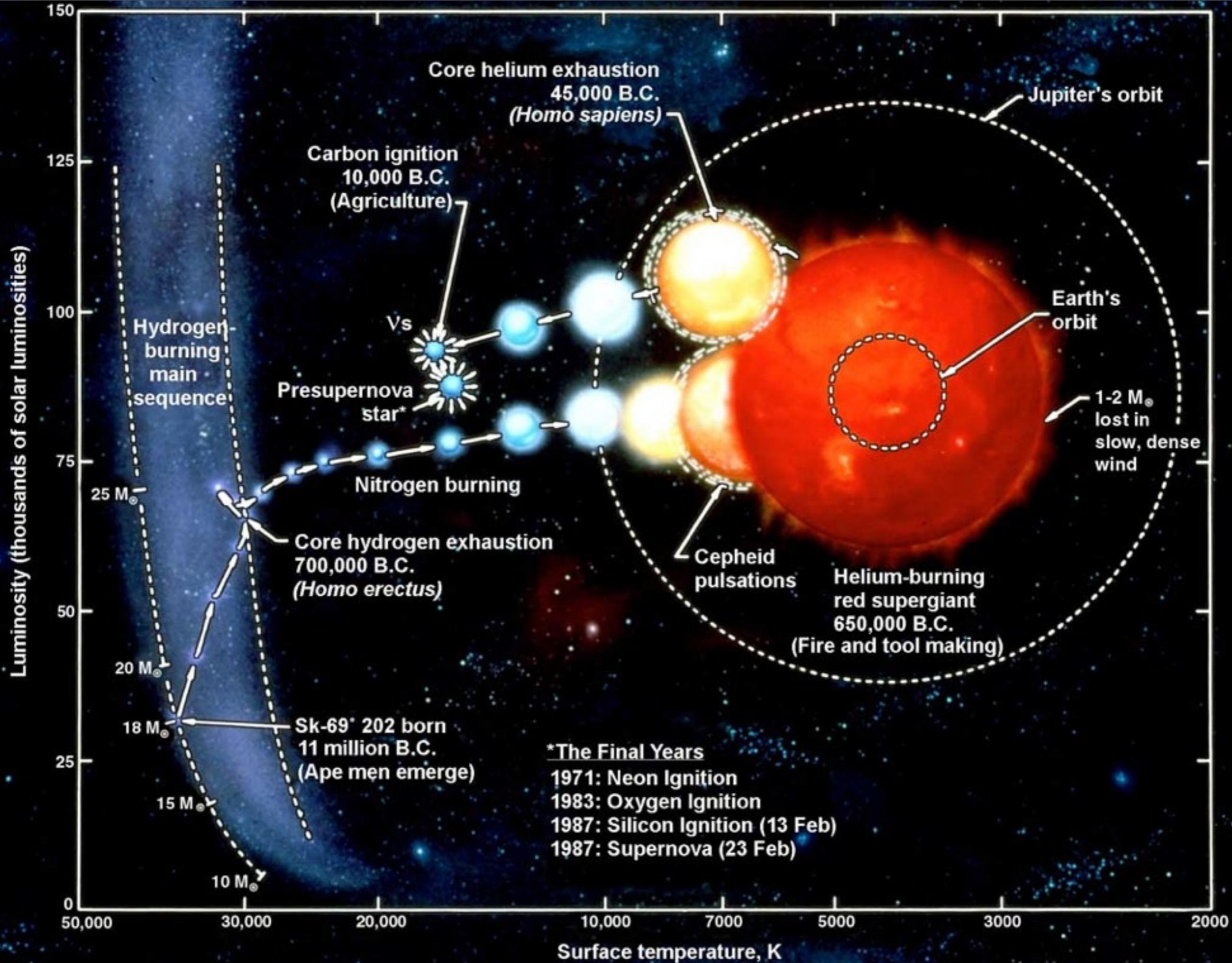


# Struttura interna





L'energia liberata è sempre più piccola  
 man mano che si fondono elementi pesanti  
 Per elementi più pesanti del ferro, la fusione  
 non dà più energia!





SN1987A MARCH 1987

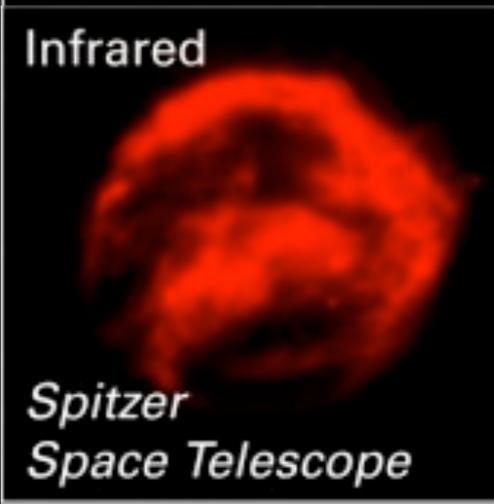
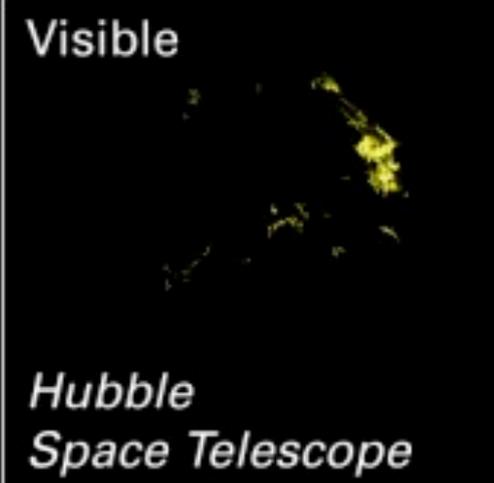
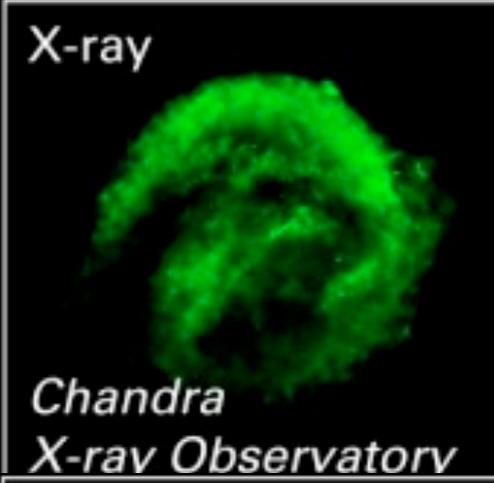
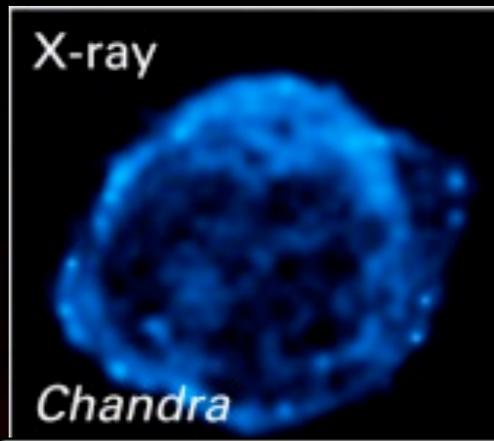
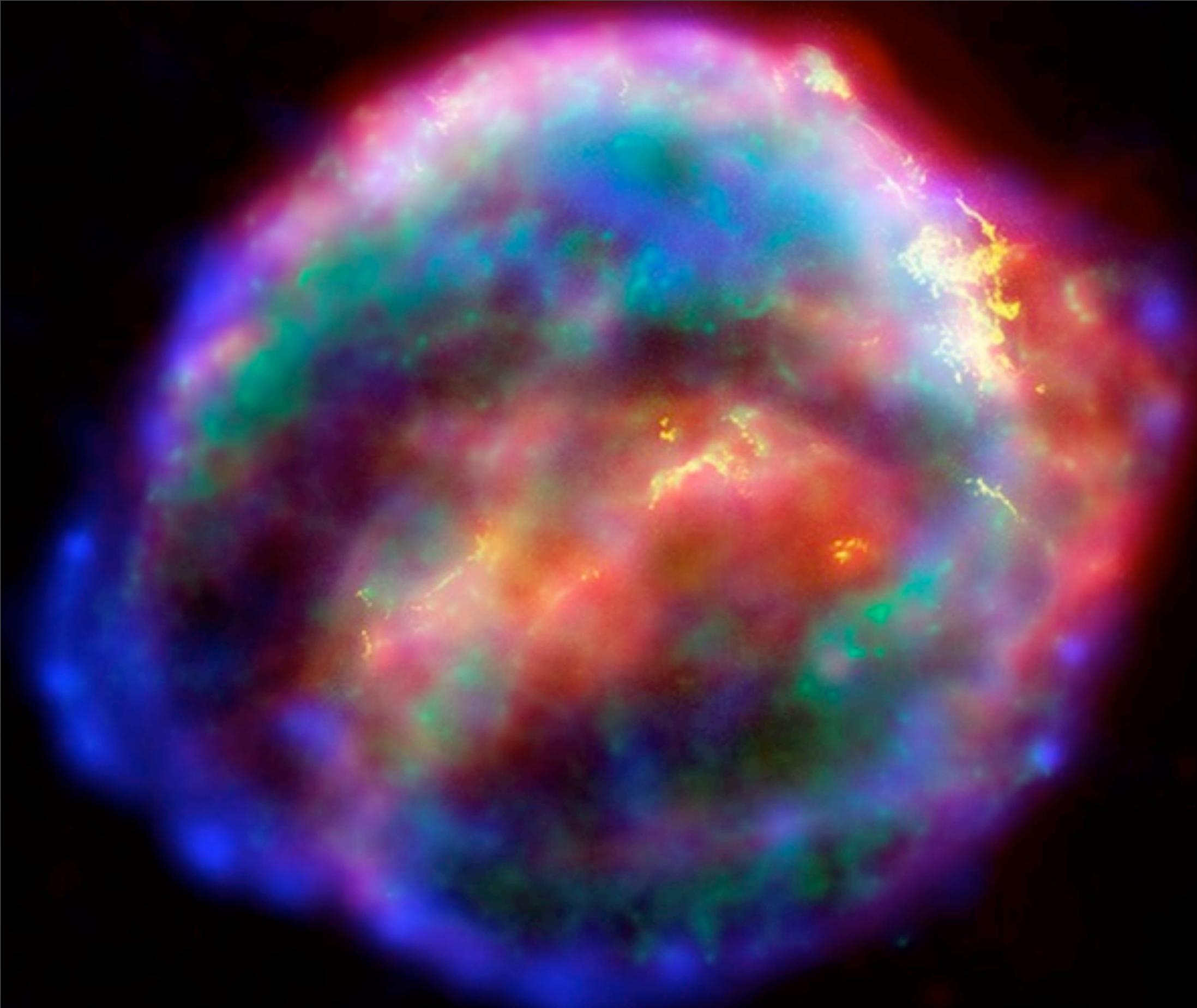
1984

LARGE MAGELLANIC CLOUD

Photo by David Malin and Ray Sharples with the Anglo-Australian Telescope

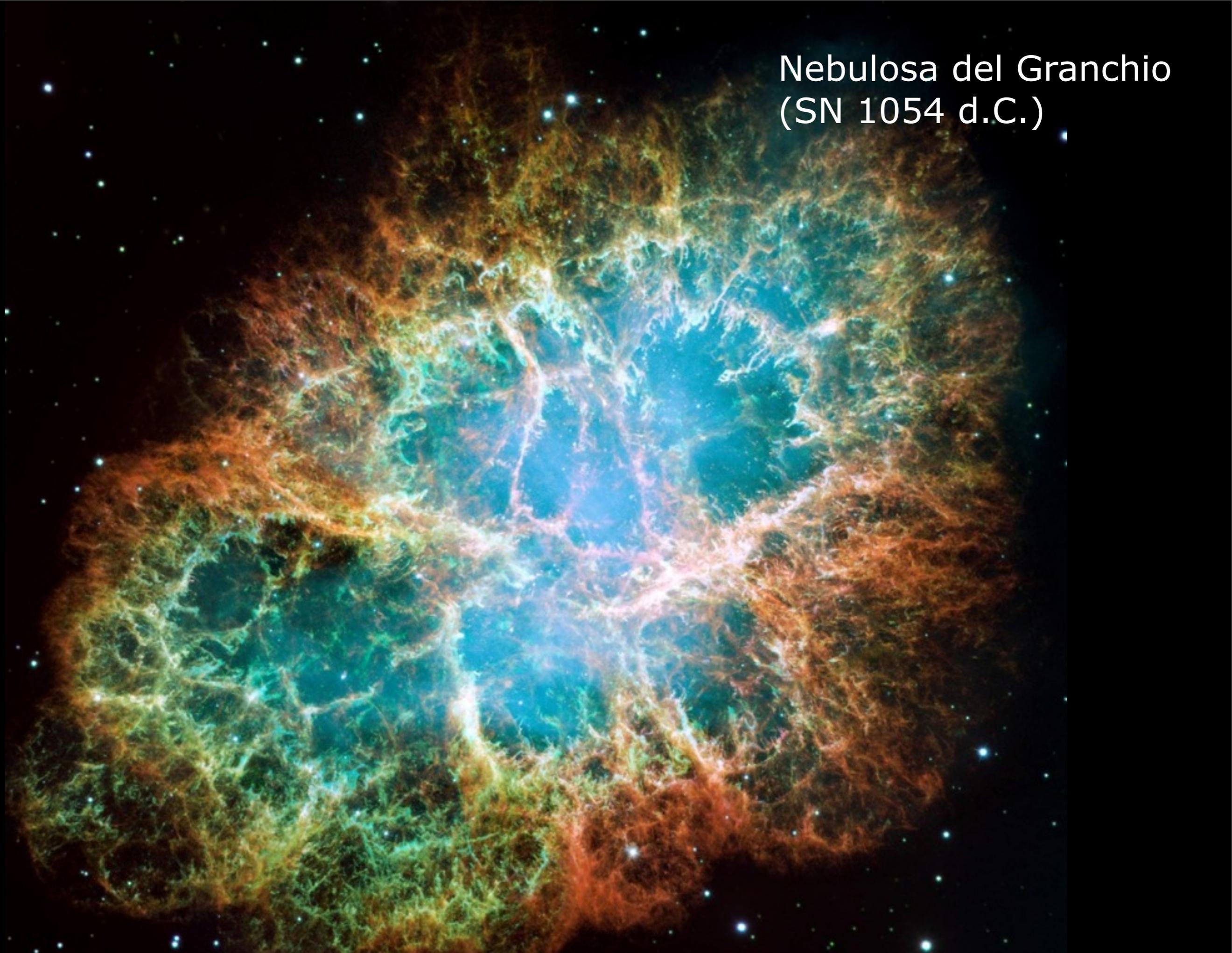
# Supernova 1994 D nella galassia NGC 4526





# Relitto della SN di Keplero (1604)

Nebulosa del Granchio  
(SN 1054 d.C.)



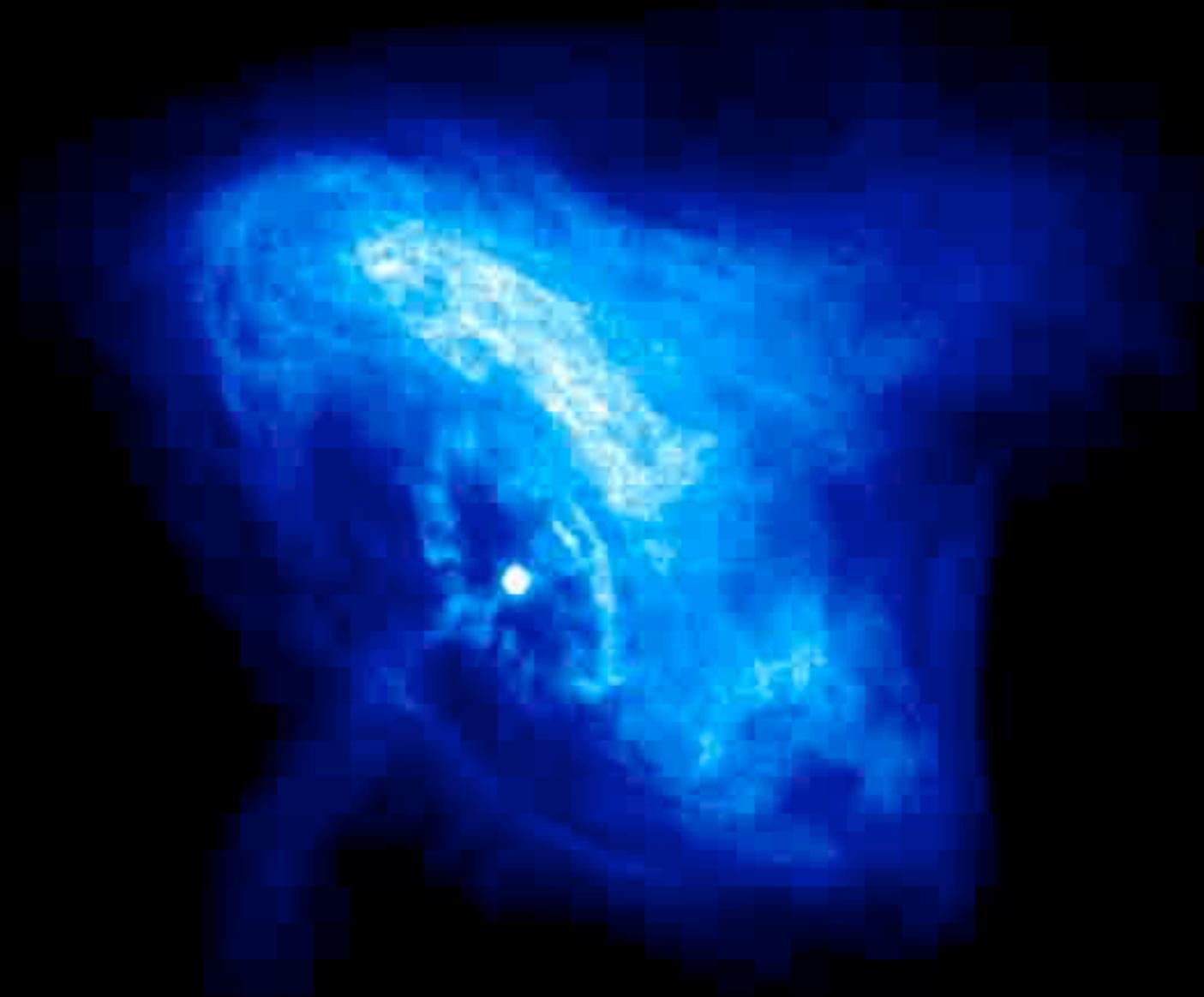
# Stelle di neutroni

- La stella non va totalmente distrutta nell'esplosione: il nocciolo, estremamente degenere, sopravvive
- “Neutronizzazione” della materia
- Nocciolo supportato dalla pressione di degenerazione dei neutroni ( $\sim 2000$  volte più forte di quella degli elettroni)
- Stella di neutroni:  $M \approx 1.4 M_{\odot}$        $R \sim 10$  km
- Densità  $\sim 10^{14}$  g/cm<sup>3</sup> (!!!)

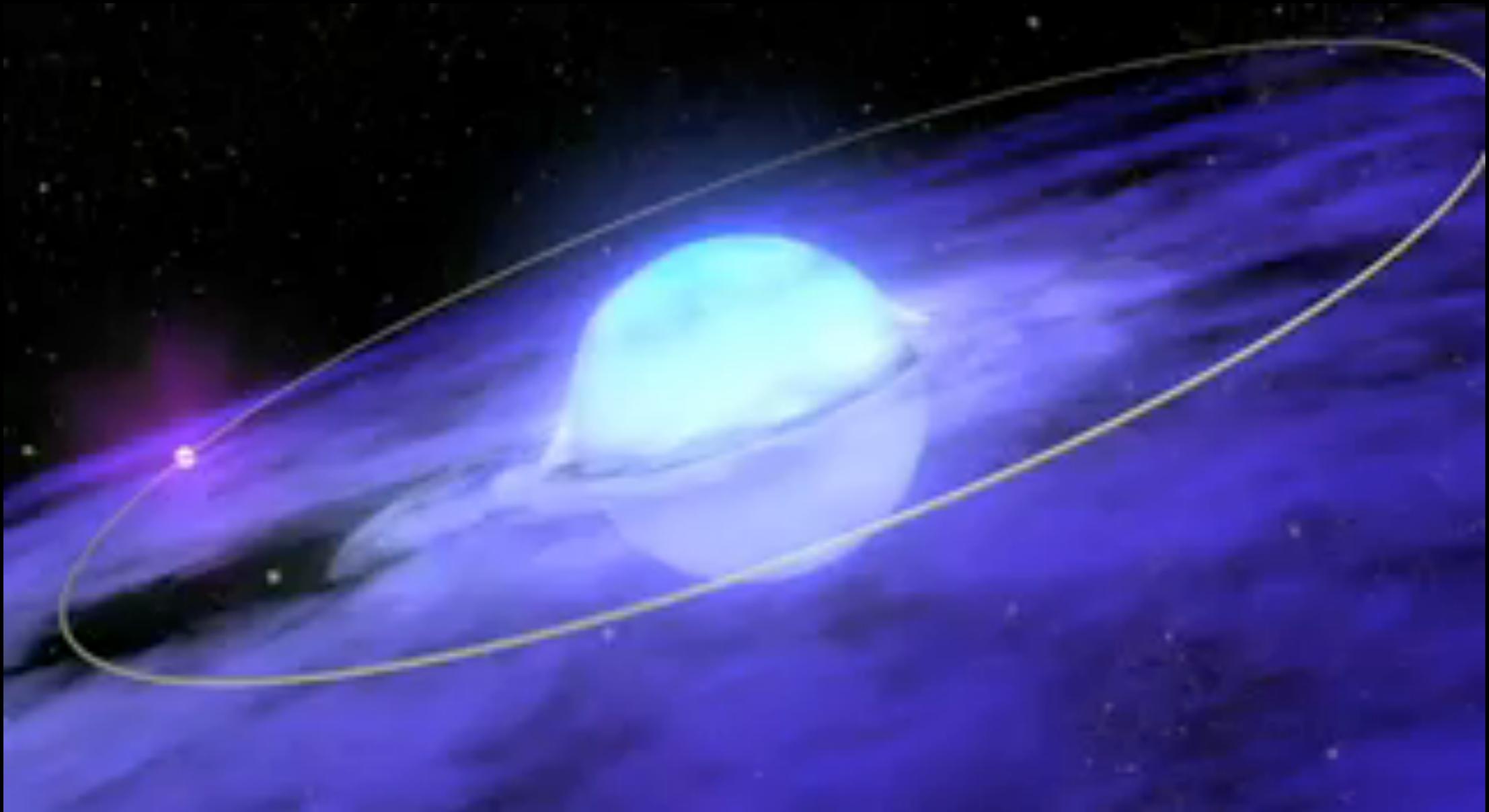
# Segnali dalle stelle di neutroni: le pulsar

- Rotazione rapidissima ( $\sim$ pochi ms)
- Campo magnetico enorme ( $\sim 10^{13}$  G)
- Rotazione e campo magnetico generano campi elettrici intensi che accelerano gli elettroni intorno alla ns a velocità vicine a quelle della luce: emissione radio collimata e sincrona con la rotazione

# Pulsar nella nebulosa del Granchio



radio + raggi X



# Stelle di neutroni in sistemi binari

# Buchi neri



# Buchi neri

- La pressione di degenerazione dei neutroni regge fino a ca.  $4 M_{\odot}$  (limite di Tolman-Oppenheimer-Volkoff)
- Niente può fermare il collasso di una stella più pesante!
- Il collasso procede, finché la gravità superficiale non lascia sfuggire nemmeno la luce
- Buco nero



V. Van Gogh, Notte Stellata

# Per saperne di più

- P. Maffei, *Al di là della Luna*, Mondadori (1973)
- P. Maffei, *I Mostri del Cielo*, Mondadori (1976)
- P. Maffei, *L'Universo nel Tempo*, Mondadori (1982)
- (\*) V. Castellani, *Astrofisica Stellare*, Zanichelli (1985)
- (\*) D. D. Clayton, *Principles of Stellar Evolution and Nucleosynthesis* (1965)
- (\*\*) R. Kippenhahn, A. Weigert, *Stellar Structure and Evolution*, Springer (1994)