



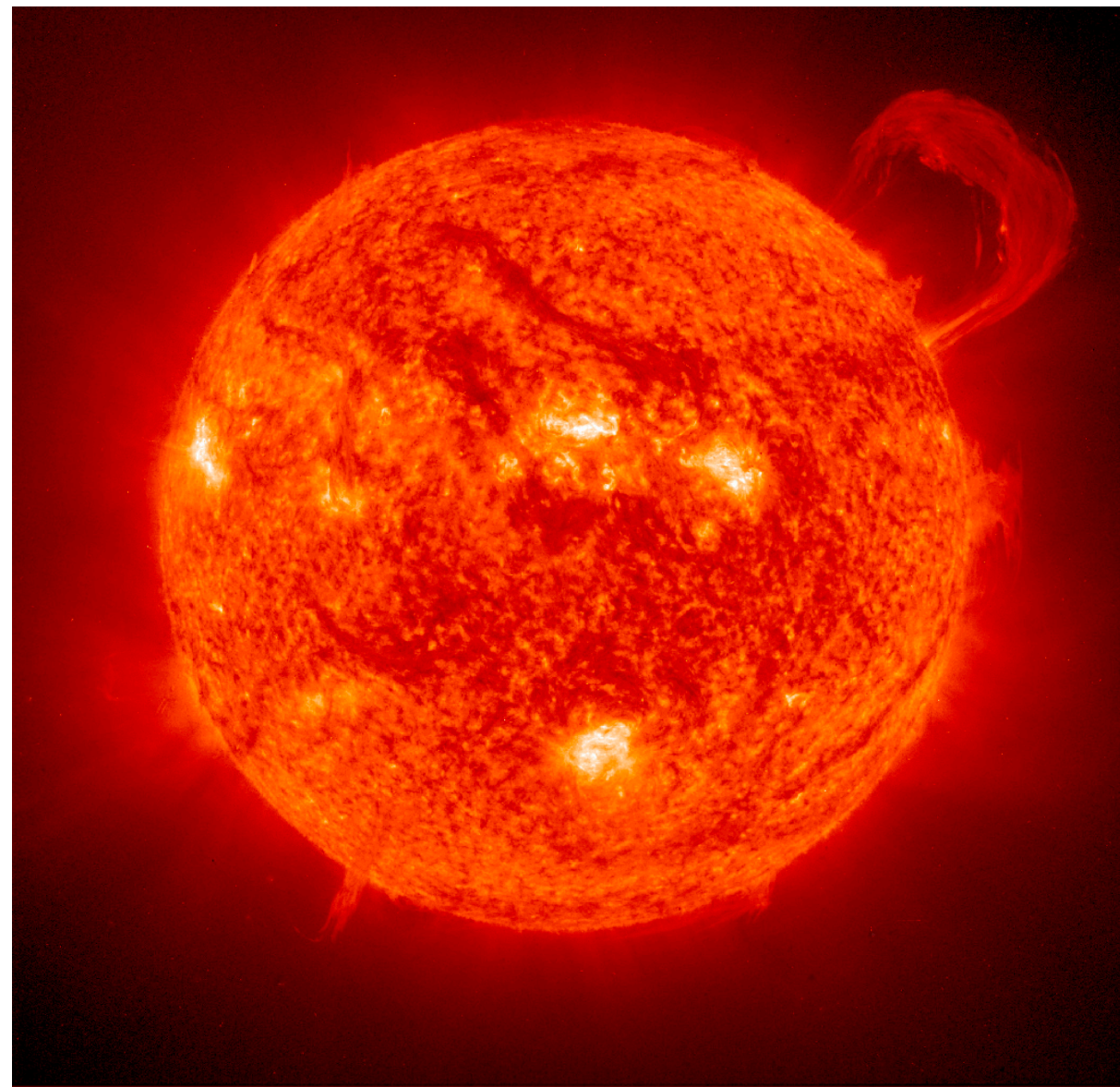
UNIVERSITÀ  
DEGLI STUDI  
DI PADOVA

# Stelle & evoluzione stellare

Argomento 5

Materiale da

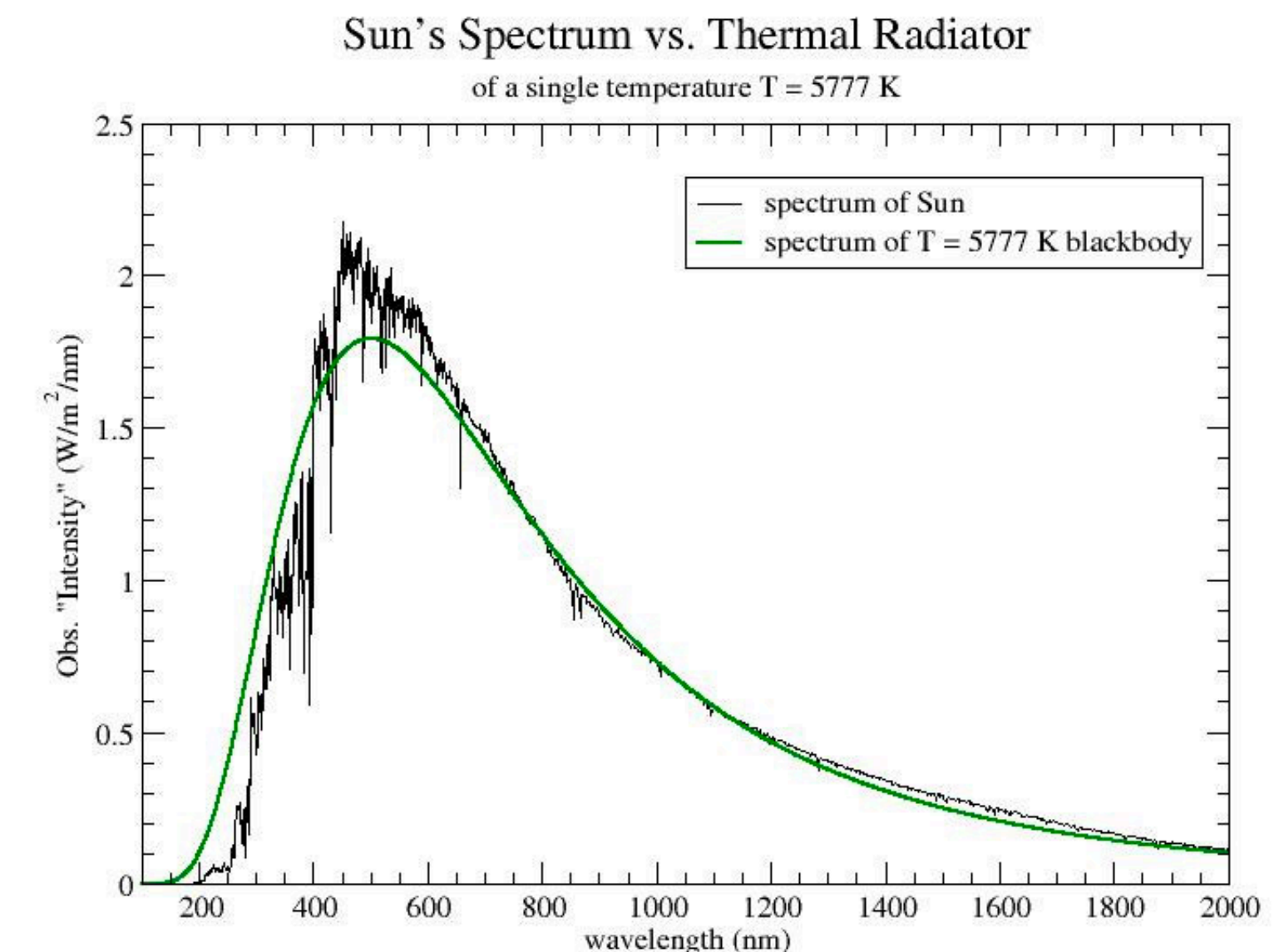
Cap. 9, 11, 12, 15 “Fundamental Astronomy” edition, by H. Karttunen, H. Oja, M. Poutanen, K. J. Donner



Le stelle sono in prima approssimazione sfere di gas (o plasma, cioè gas ionizzato perché molto caldo)

Nel loro nucleo reazioni termonucleari producono energia (tipicamente bruciando H in He)

In prima approssimazione le loro distribuzioni spettrali di energia si possono approssimare con quelle di corpi neri di diverse temperature



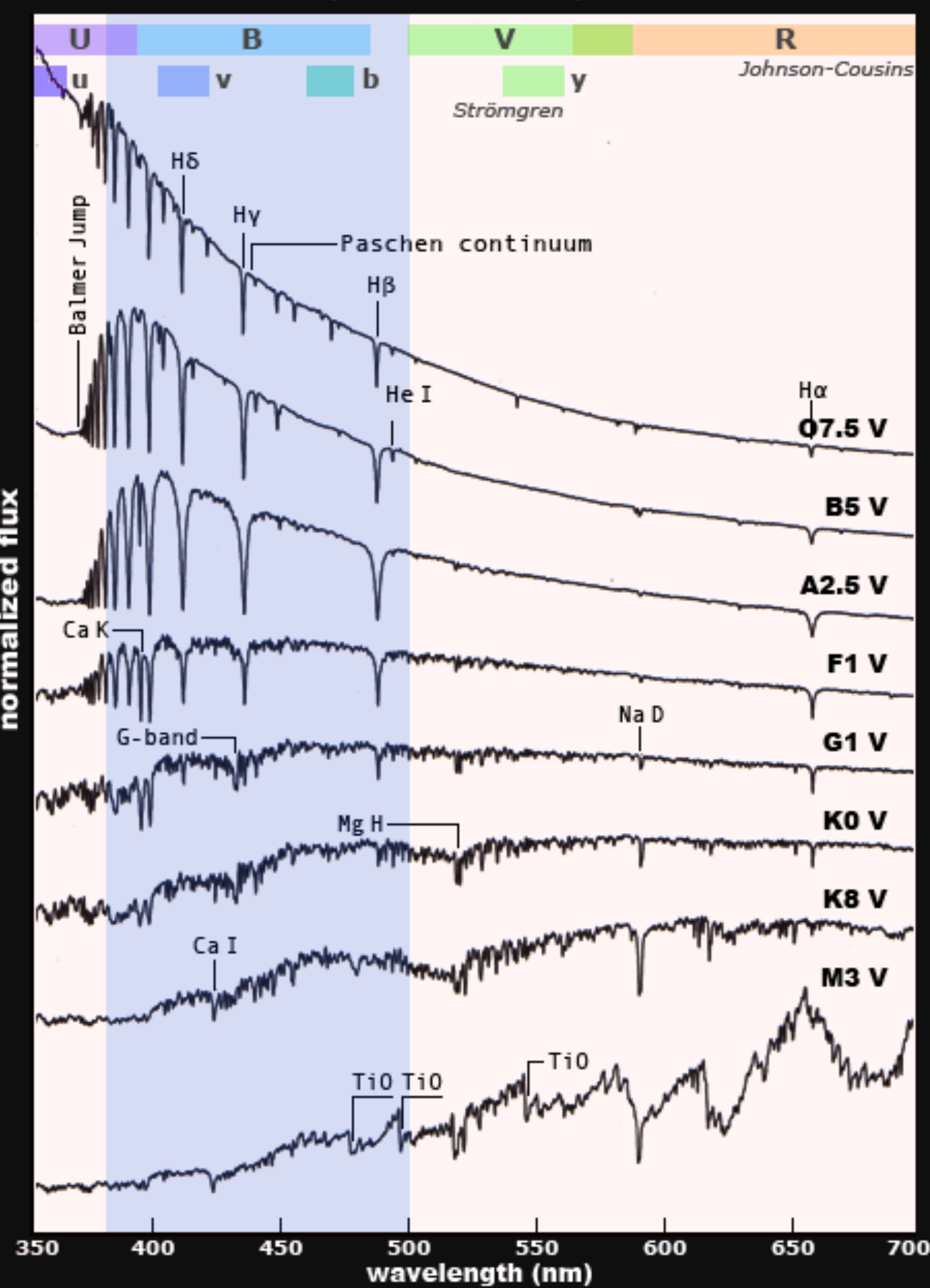


Gli spettri delle stelle possono essere classificati in base alle righe spettrali presenti:  
***classificazione spettrale di Harvard***

<b>Class</b>	<b>Temperatura (Kelvin)</b>	<b>Colore convenzionale</b>	<b>Colore apparente</b>	<b>Massa (masse solari)</b>
<b>O</b>	$\geq 33\,000$ K	blu	blu	$\geq 16 M_{\odot}$
<b>B</b>	10 000–33 000 K	azzurro	blu chiaro	2,1–16 $M_{\odot}$
<b>A</b>	7 500–10 000 K	bianco	azzurro	1,4–2,1 $M_{\odot}$
<b>F</b>	6 000–7 500 K	bianco-giallo	bianco	1,04–1,4 $M_{\odot}$
<b>G</b>	5 200–6 000 K	giallo	bianco-giallo	0,8–1,04 $M_{\odot}$
<b>K</b>	3 700–5 200 K	arancione	giallo-arancione	0,45–0,8 $M_{\odot}$
<b>M</b>	$\leq 3\,700$ K	rosso	arancio-rosso	0,08–0,45 $M_{\odot}$

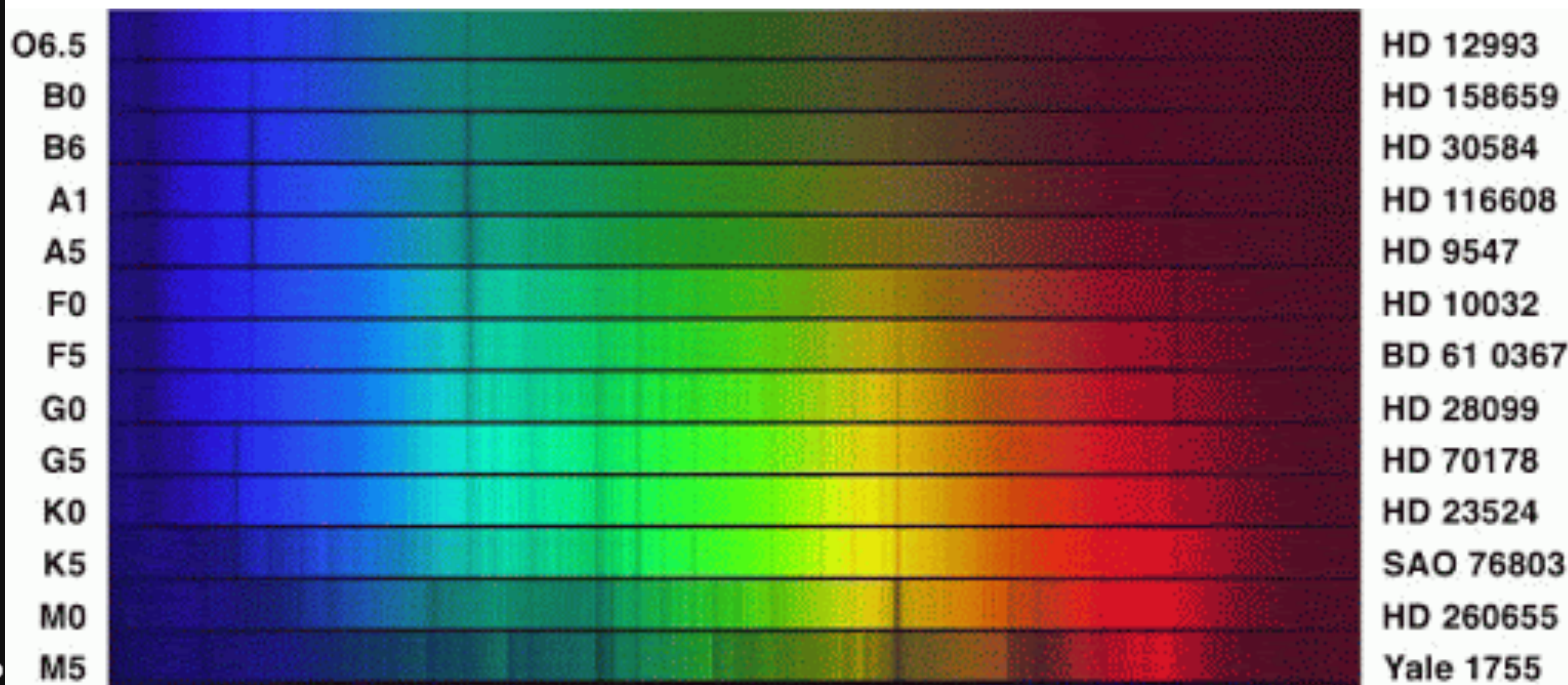
In pratica ad ogni tipo spettrale corrisponde un intervallo definito di temperatura

a sequence of stellar flux profiles



## Cosa cambia?

- forma dello spettro (corpo nero)
- righe differenti, di intensità differente
  - HI: forti nei tipi O, B, A, F, quasi assenti in G, K, M
  - righe alta ionizzazione: solo in O, B
  - K, M: profonde bande di assorbimento





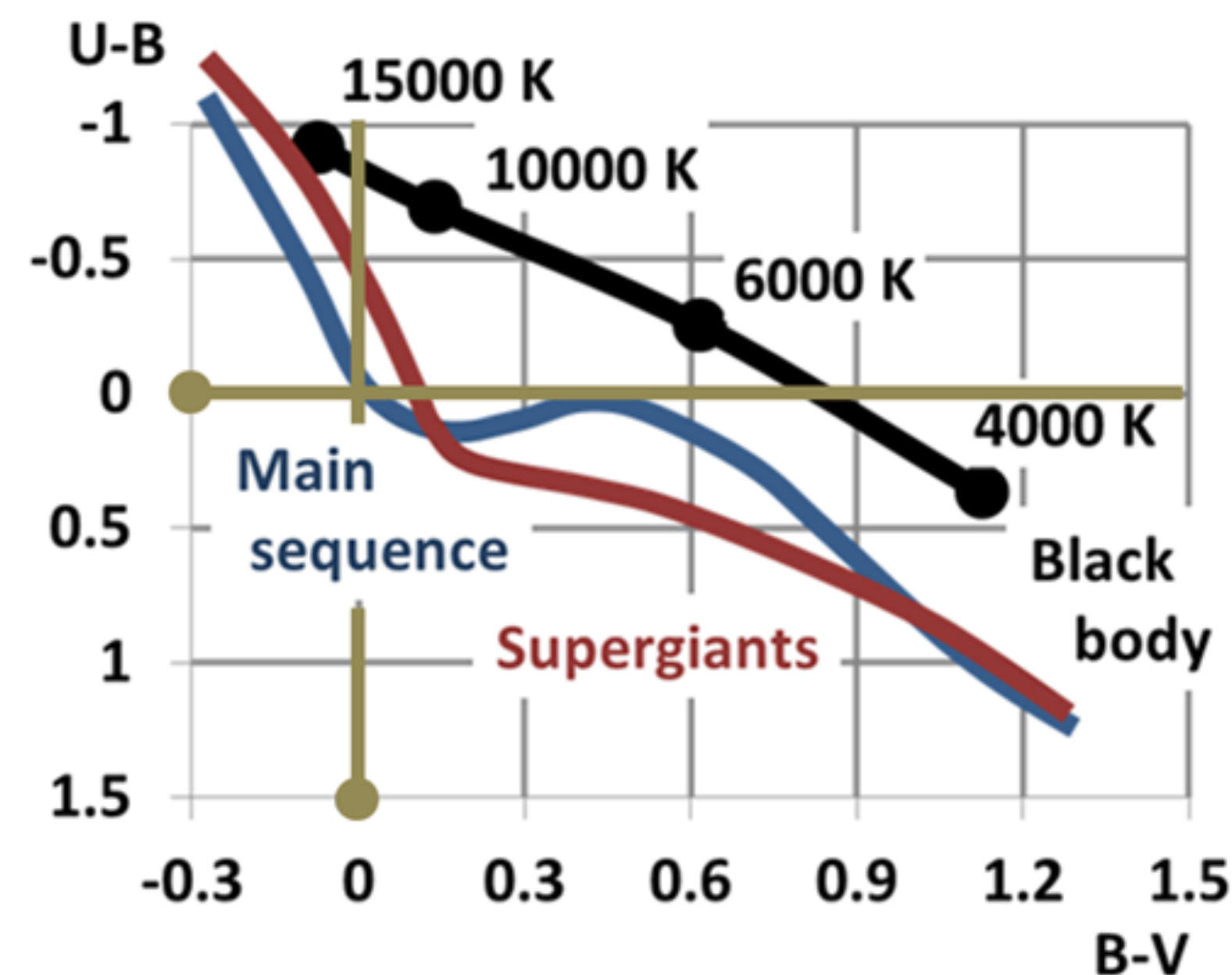
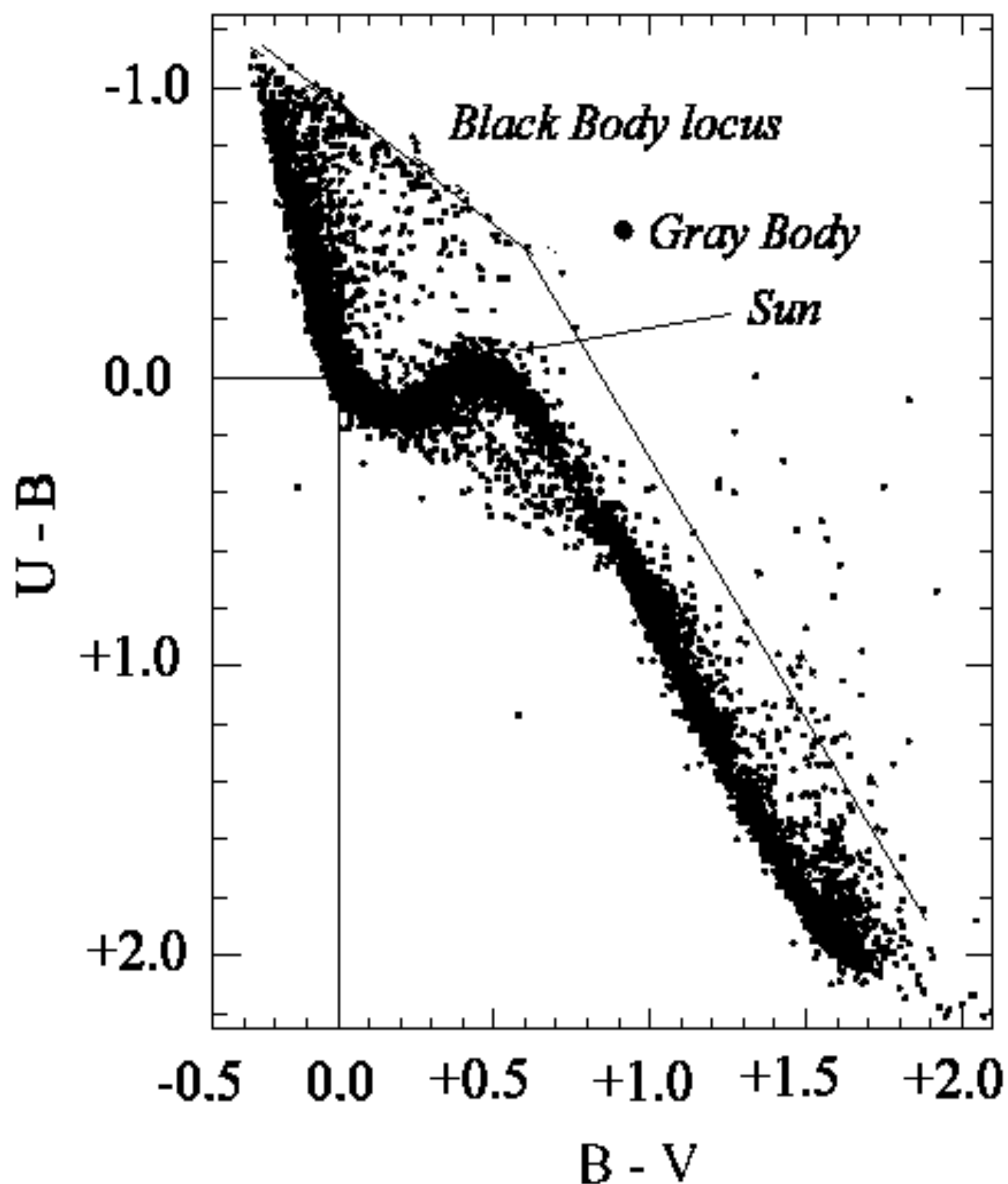
Le proprietà di una stella sono determinate dal suo raggio e dalla sua temperatura:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4$$

Ad ogni modo, le stelle non sono esattamente corpi neri. Si definisce temperatura efficace  $T_{\text{eff}}$  di una stella come la temperatura che un corpo nero di raggio  $R$  dovrebbe avere per irradiare la stessa luminosità della stella:

$$\sigma T_{\text{eff}}^4 \equiv \frac{L}{4\pi R^2}$$

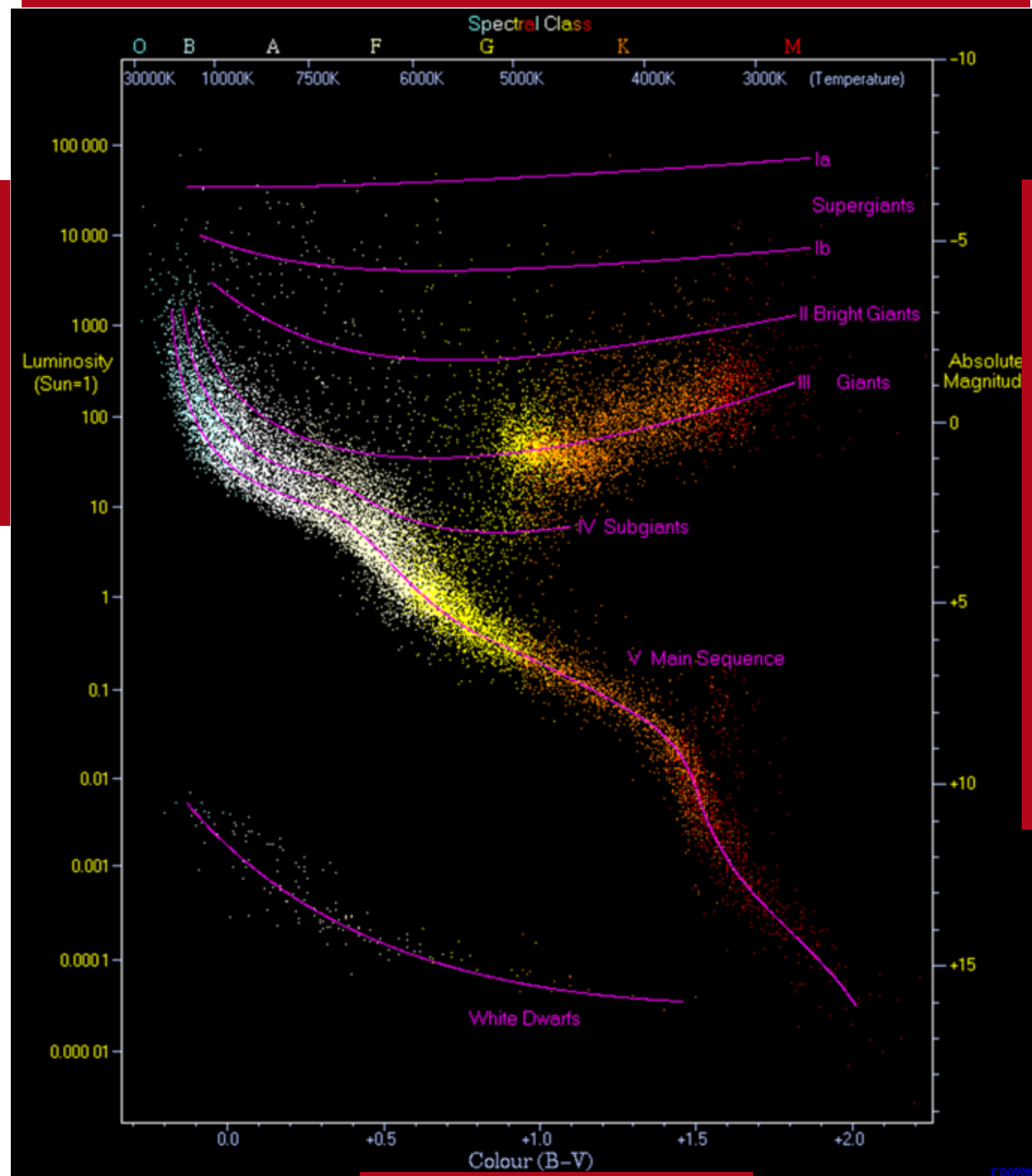
# Diagramma colore-colore per stelle brillanti $M < +7$



Le stelle occupano una banda ben definita chiamata **sequenza principale** che differisce dal luogo del corpo nero specialmente nella zona di stelle come Vega (ancora una volta, in realtà, **le stelle non sono corpi neri**). Il corpo grigio è un corpo ideale che emette la stessa energia nelle 3 bande UBV.

# Diagramma di Hertzsprung-Russell

Temperatura (o classe spettrale)



Luminosità

Magnitudine assoluta

Colore (B-V)

## Diagramma fondamentale:

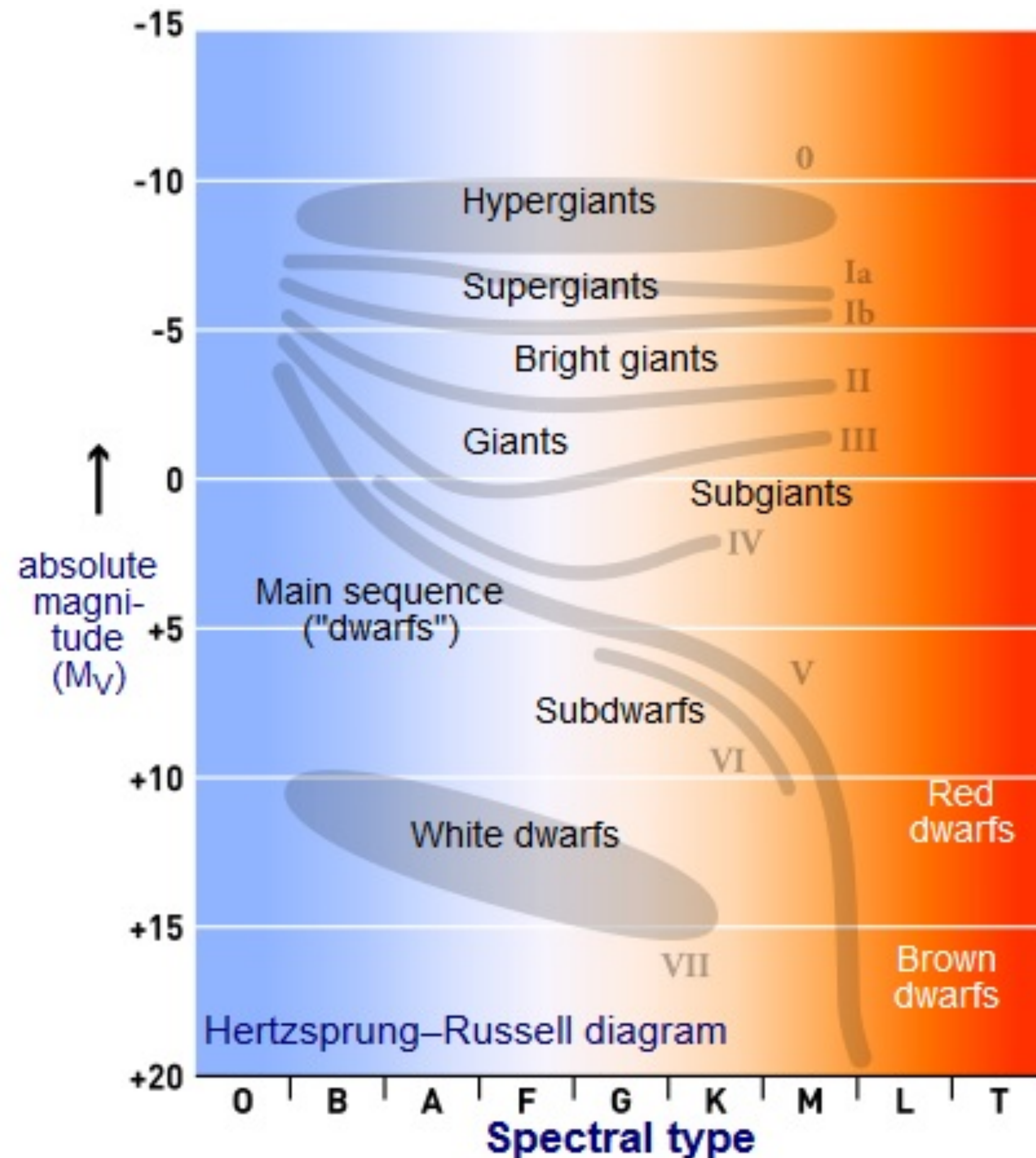
- colore vs magnitudine assoluta
- temperatura vs luminosità

Il colore B-V è una stima della **Temperatura di colore  $T_c$**  (definita in modo che un BB di temperatura  $T_c$  avrebbe lo stesso indice di colore).

La magnitudine assoluta determina la Luminosità della stella (e quindi il suo raggio)



# Diagramma di Hertzsprung-Russell

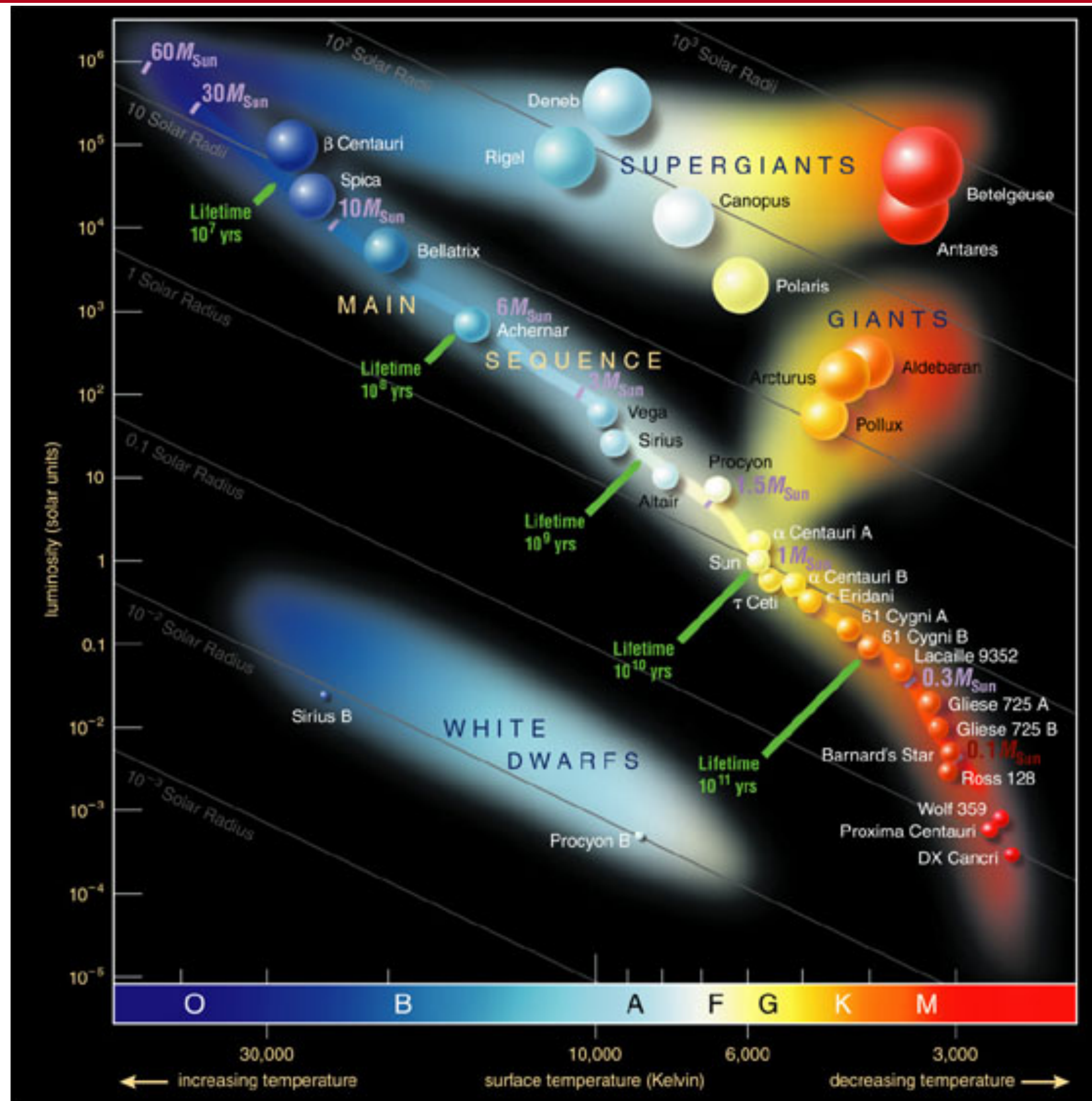


## Classi di luminosità:

- I Supergiganti
- II Giganti brillanti
- III Giganti
- IV Subgiganti
- V Stelle di sequenza principale
- VI Sub-nane
- VII Nane Bianche



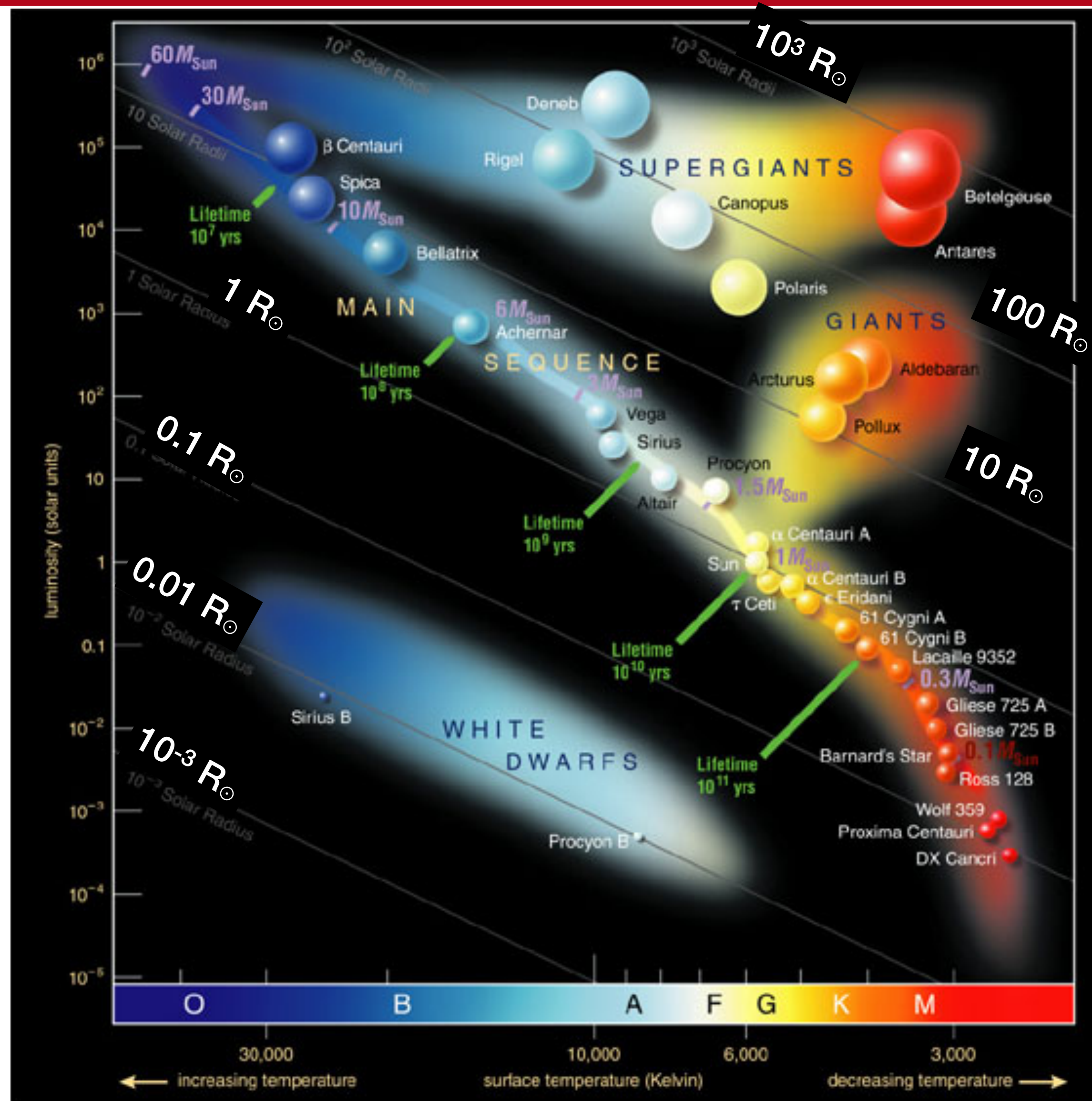
# Diagramma di Hertzsprung-Russell



Le stelle non riempiono casualmente il diagramma H-R ma si raggruppano in 4 gruppi principali:

1. *Sequenza principale*
2. *Supergiganti*
3. *Giants*
4. *Nane bianche*

# Diagramma di Hertzsprung-Russell



Luoghi di raggio costante:

$$L = \sigma T^4 \cdot 4\pi R^2$$

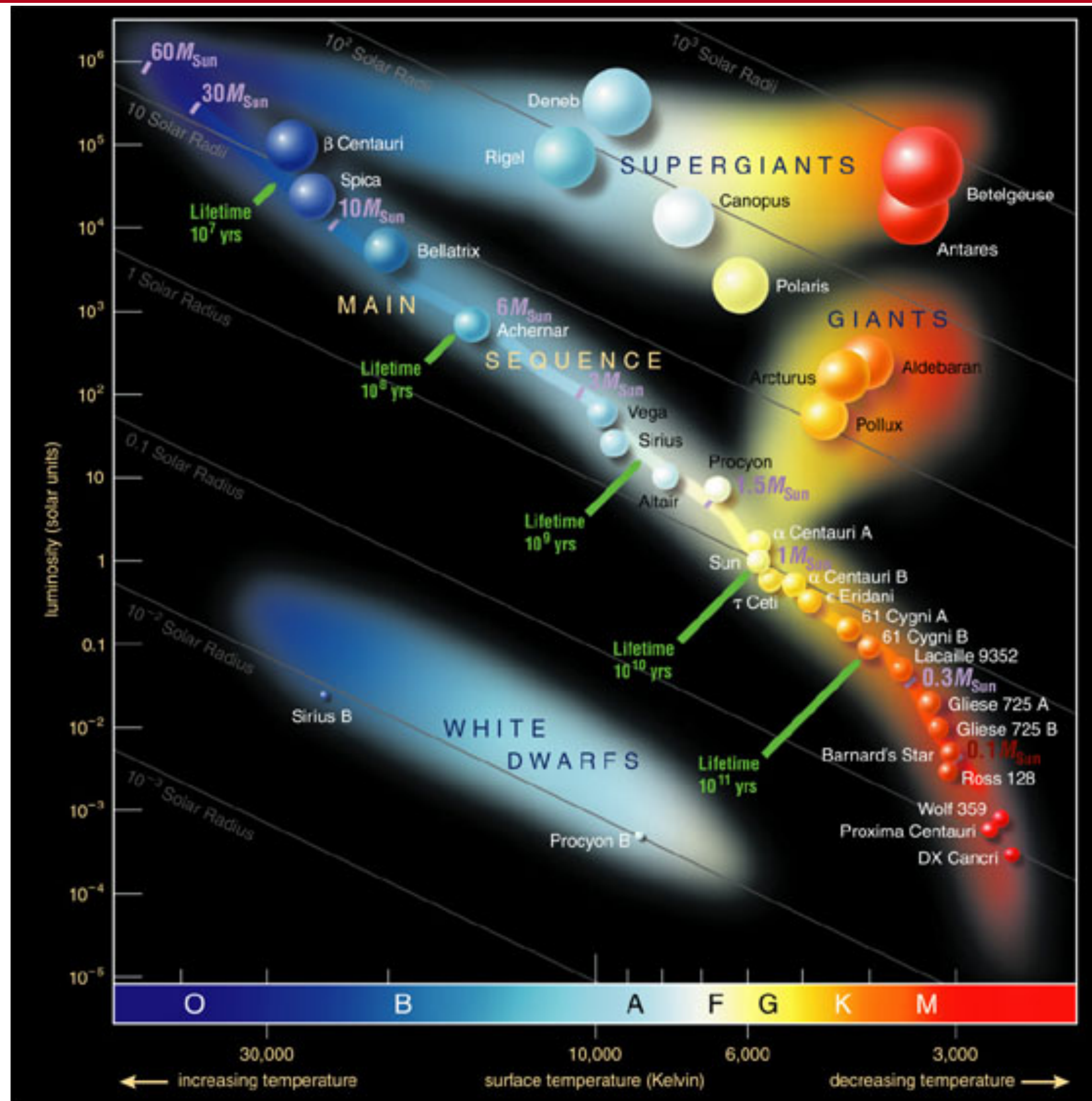
$$\log L = 4 \log T + 2 \log R + c$$

$$\log R = \frac{\log L}{2} - 2 \log T - c$$

Diagonali nel diagramma HR:

- Raggio cresce al crescere di L
- Raggio diminuisce al crescere di T

# Main sequence (sequenza principale)



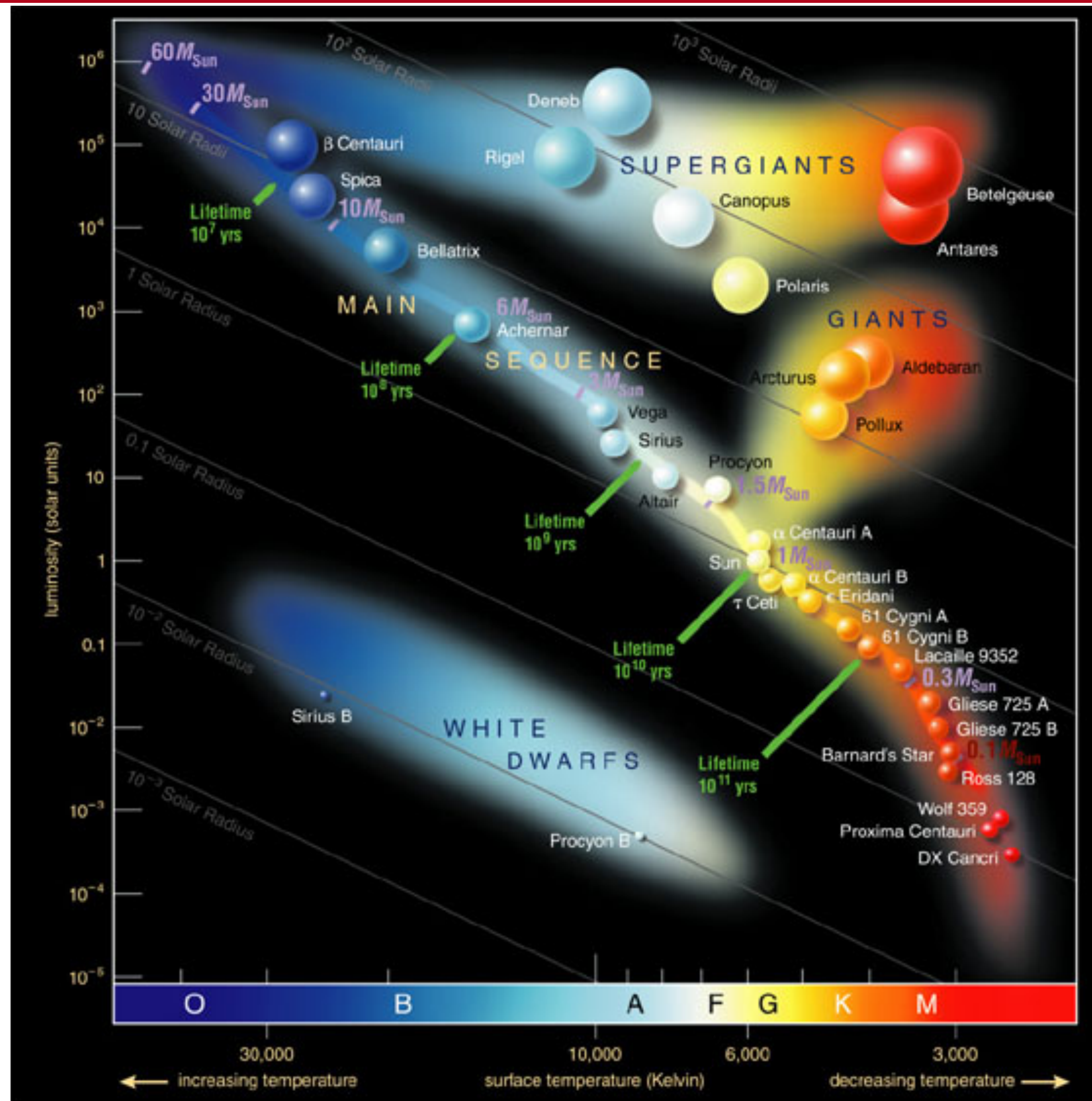
Tutte le stelle lungo la sequenza principale stanno fondendo H in He nei loro nuclei.

Si estende da stelle calde e molto massicce (in alto a sinistra) a stelle di piccola massa e fredde (in basso a destra)

Hanno raggi molto diversi (linee oblique nella figura), quindi gravità superficiali molto diverse:

$$g = \frac{GM}{R^2}$$

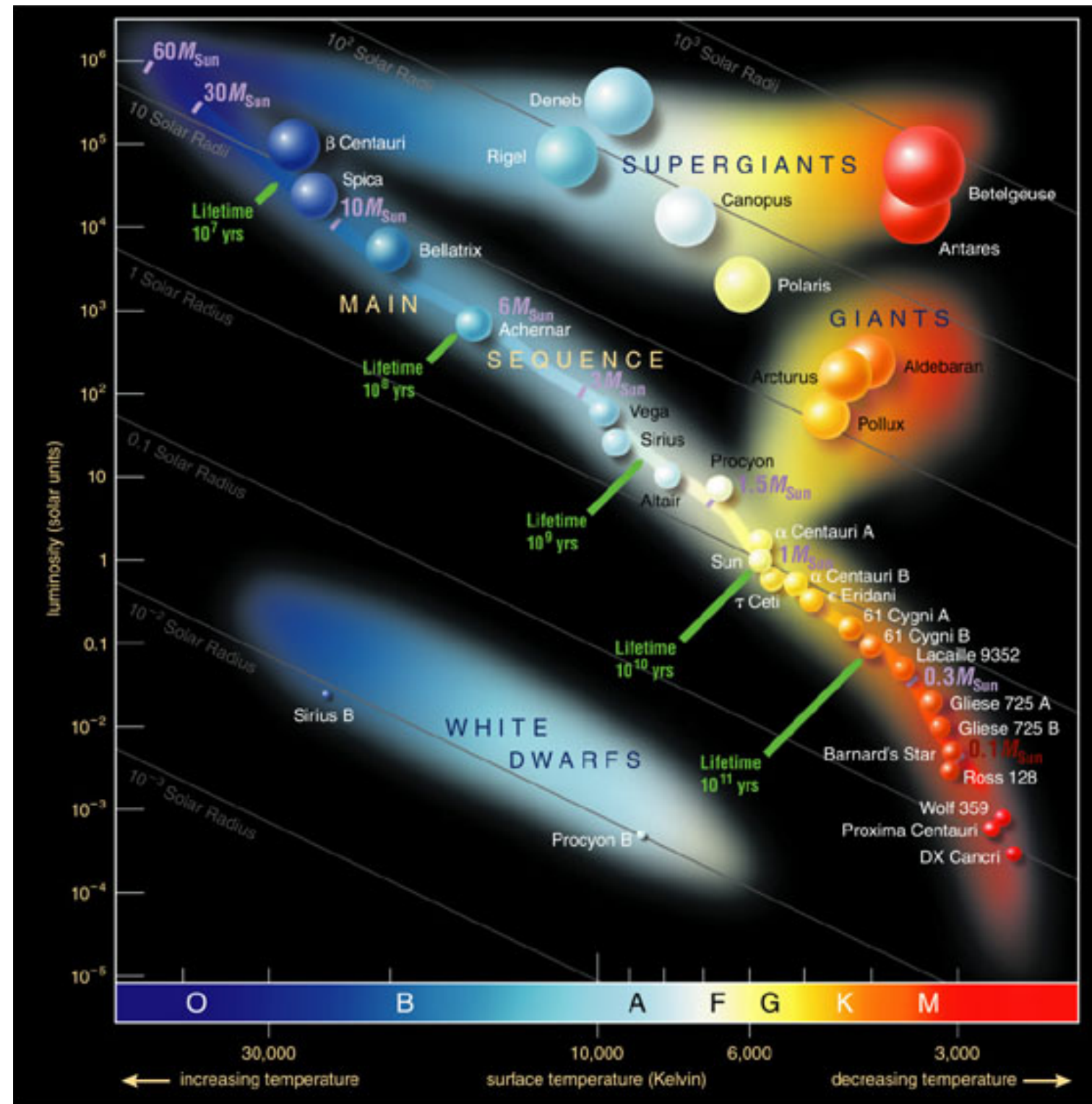
# Main sequence (sequenza principale)



Se la distanza di una stella, e quindi la sua luminosità, è nota e se in aggiunta la sua gravità superficiale viene ricavata dalla larghezza della linea in un'osservazione spettroscopica, otteniamo la massa stellare da questi parametri. Risulta che per stelle di sequenza principale:

$$\frac{L}{L_{\odot}} \approx \left( \frac{M}{M_{\odot}} \right)^{3.5}$$

# Durata fase di sequenza principale



Le stelle di sequenza principale bruciano al loro centro H in He

Quando al centro tutto H si trasforma in He le reazioni termonucleari si arrestano e questa fase finisce

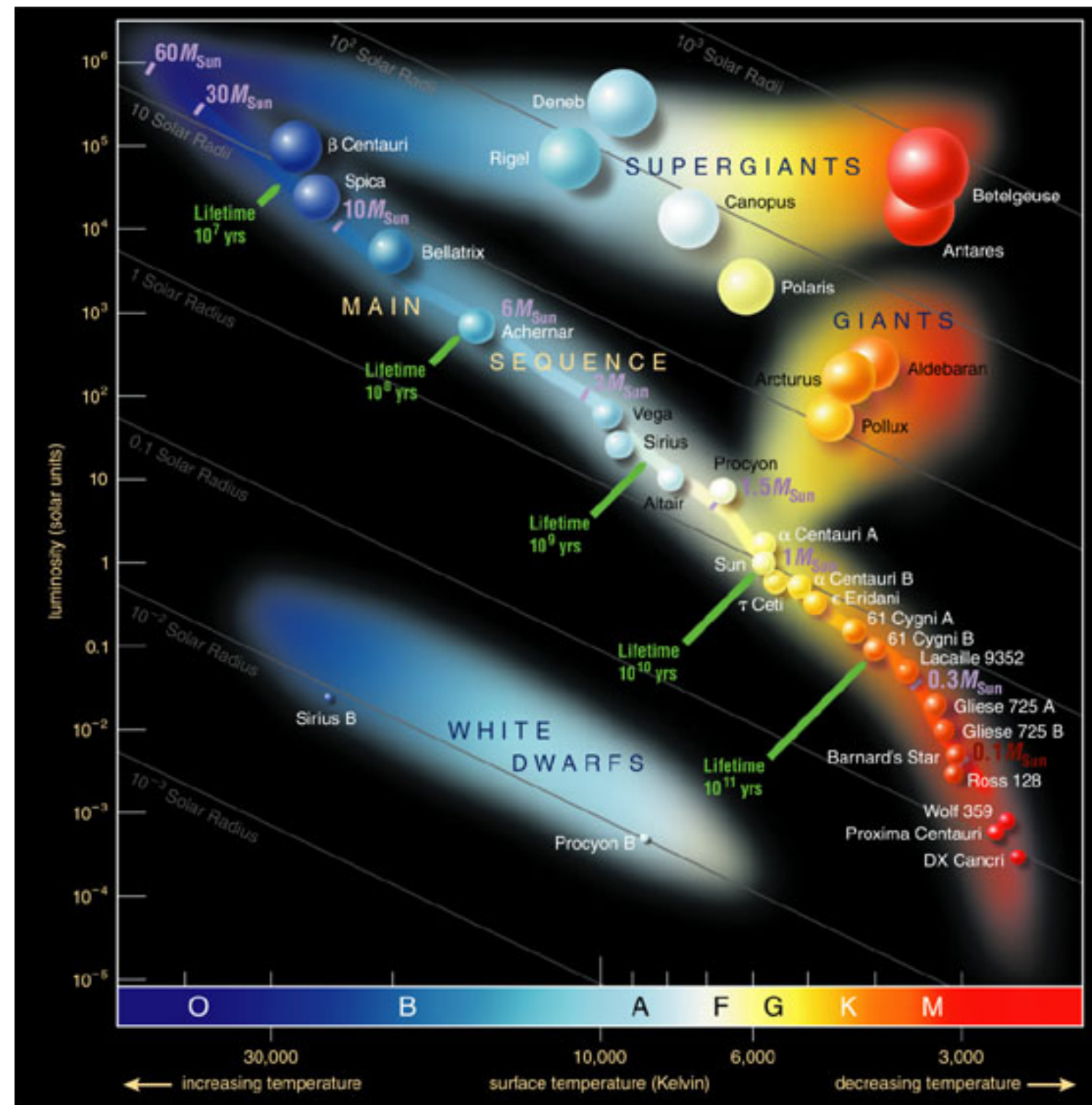
L'energia totale prodotta in questa fase è:

$$E_{MS} = 0.1 \times Mc^2 \times 0.007$$

Efficienza reazioni termonucleari

Frazione totale di H bruciato

# Durata fase di sequenza principale



Quindi la durata della fase di MS varrà:

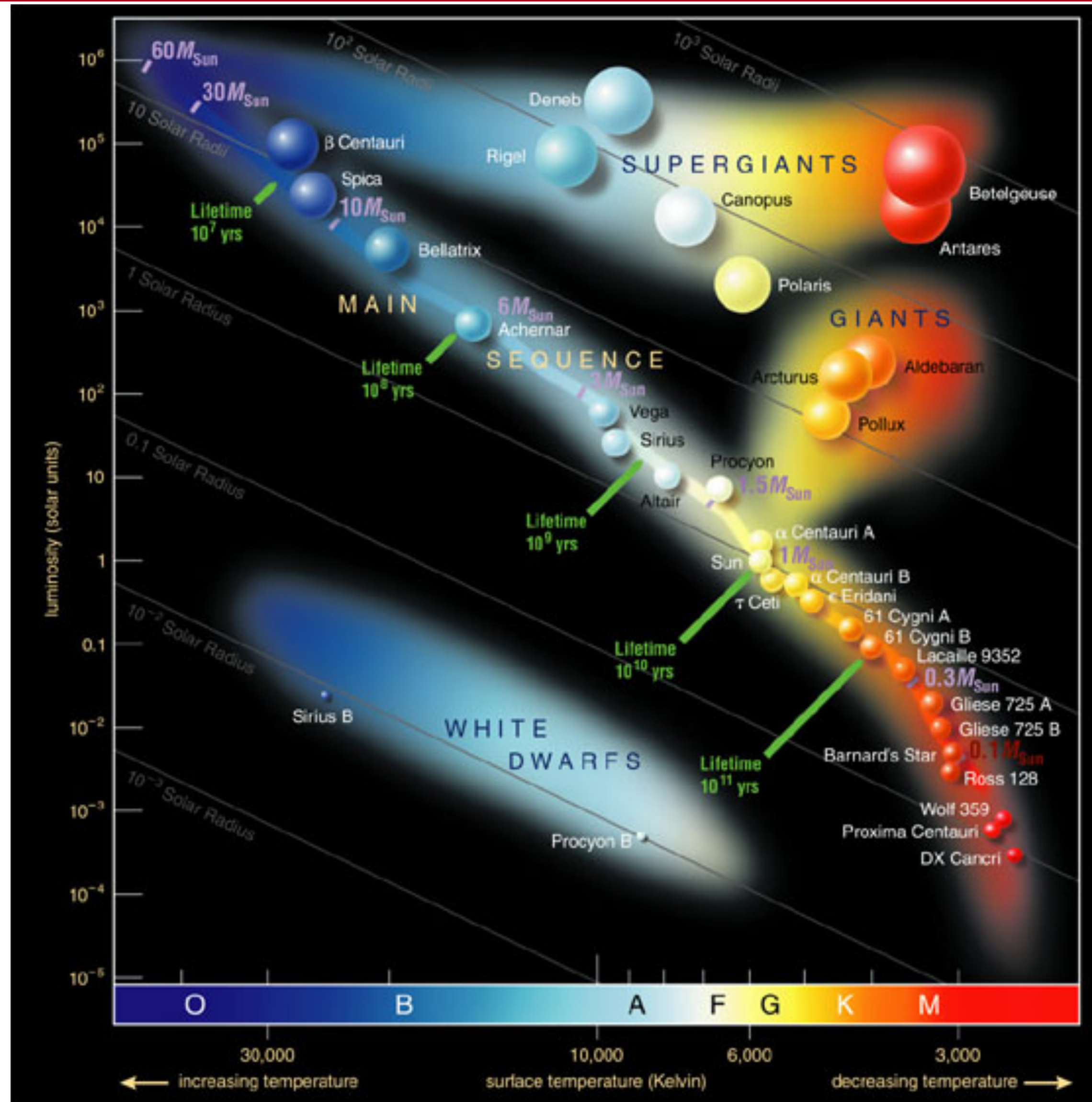
$$t_{MS} = \frac{E_{MS}}{L} \approx 8 \times 10^9 \frac{M / M_{\odot}}{L / L_{\odot}} \text{ yr} \approx$$

$$\approx 8 \times 10^9 \left( \frac{M}{M_{\odot}} \right)^{-2.5}$$

La vita di sequenza principale è inversamente proporzionale alla massa elevata alla 2.5

*Stelle meno massicce vivono molto più a lungo, cioè passano più tempo sulla sequenza principale, bruciando idrogeno*

# Durata fase di sequenza principale



La massa determina sia la temperatura superficiale  $T$  che la luminosità poiché è il fattore chiave nella velocità della stella della fusione H.

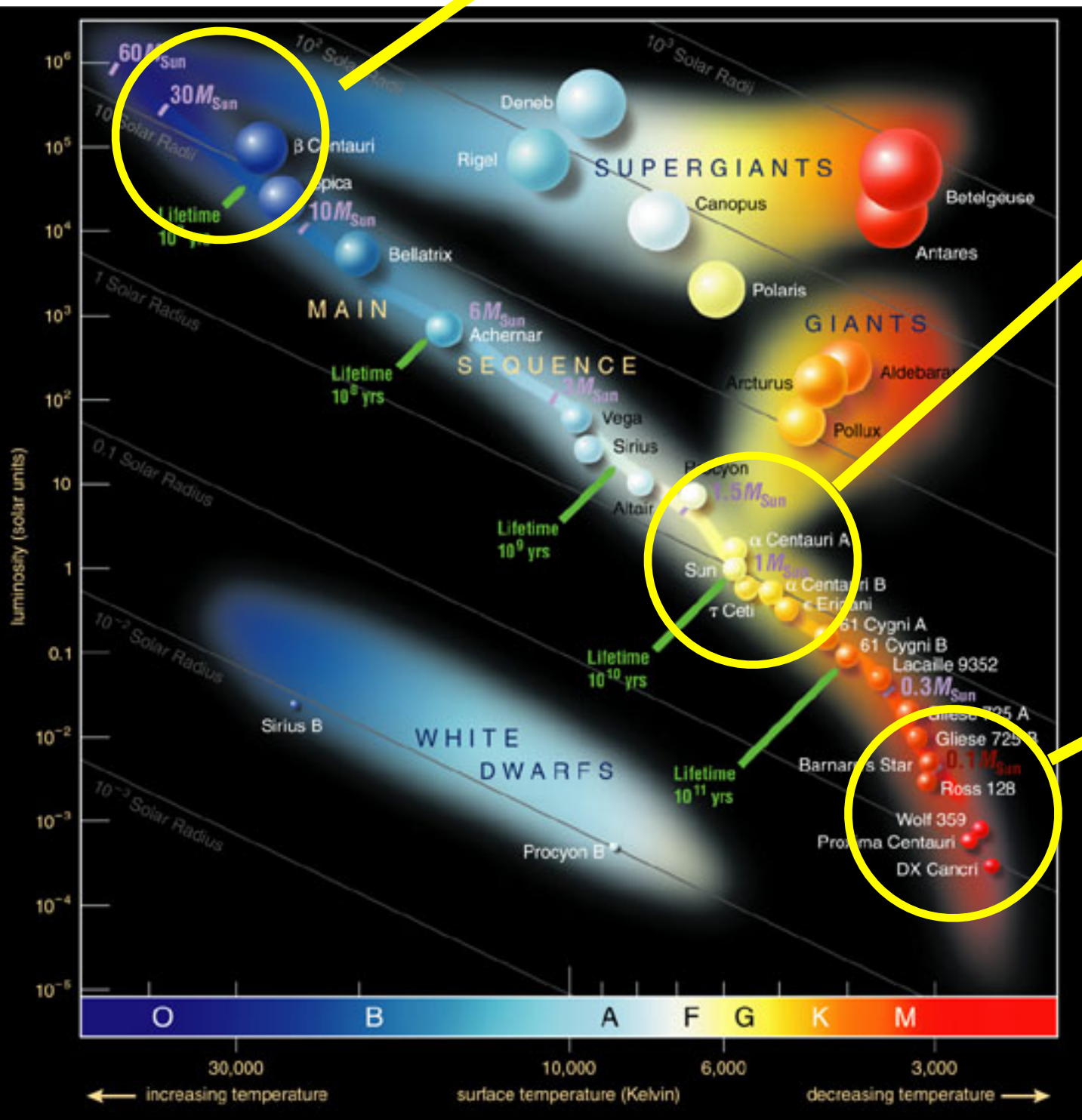
Le stelle massicce iniziano la loro vita con una scorta maggiore di H ma la bruciano molto velocemente (alta luminosità).

# Durata fase di sequenza principale

**Stelle O (30-60  $M_{\odot}$ ):  
passano in MS alcuni  
milioni di anni**

**Sole (1  $M_{\odot}$ ): passa  
in MS 8-10  
miliardi di anni**

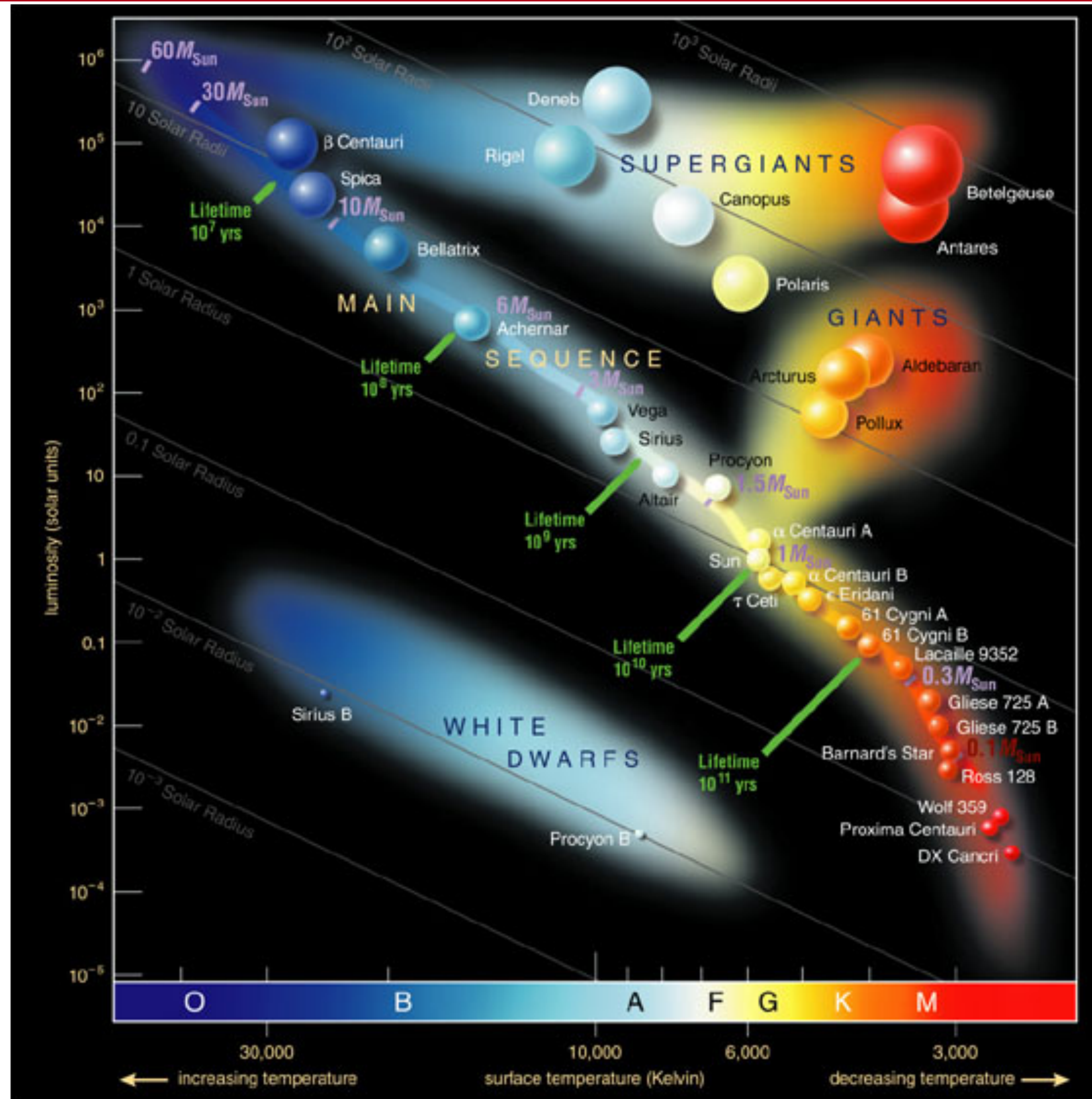
**Stelle con  $M < 0.7 M_{\odot}$ :  
passano in  
MS  $> 13.5$  miliardi di  
anni (età  
dell'Universo).  
Sono ancora tutte  
in MS!!!**



Mass $M_{\odot}$	$T_{MS}$
0.1	$2.5 \cdot 10^{12}$
0.5	$4.5 \cdot 10^{10}$
1.0	$8 \cdot 10^9$
1.25	$4.5 \cdot 10^9$
1.5	$3 \cdot 10^9$
3	$5 \cdot 10^8$
5	$1.4 \cdot 10^8$
9	$3.3 \cdot 10^7$
15	$9.2 \cdot 10^6$
25	$2.5 \cdot 10^6$



# Diagramma di Hertzsprung-Russell



1. Sequenza principale
2. **Supergiganti**
3. **Giants**
4. **Nane bianche**

# Equazioni della struttura stellare

Le stelle (come i pianeti) sono in **equilibrio idrostatico**

$dV = dA \cdot dr$  → volume cilindro inf. a distanza  $r$  dal centro

$dm = \rho dA dr$  → massa volume inf.

$$dF_g = - \frac{G M_r dm}{r^2} = - \frac{G M_r \rho}{r^2} dA dr$$

→ forza grav. su elemento  $dV$

$$dF_p = P dA - (P + dP) dA = -dP dA$$

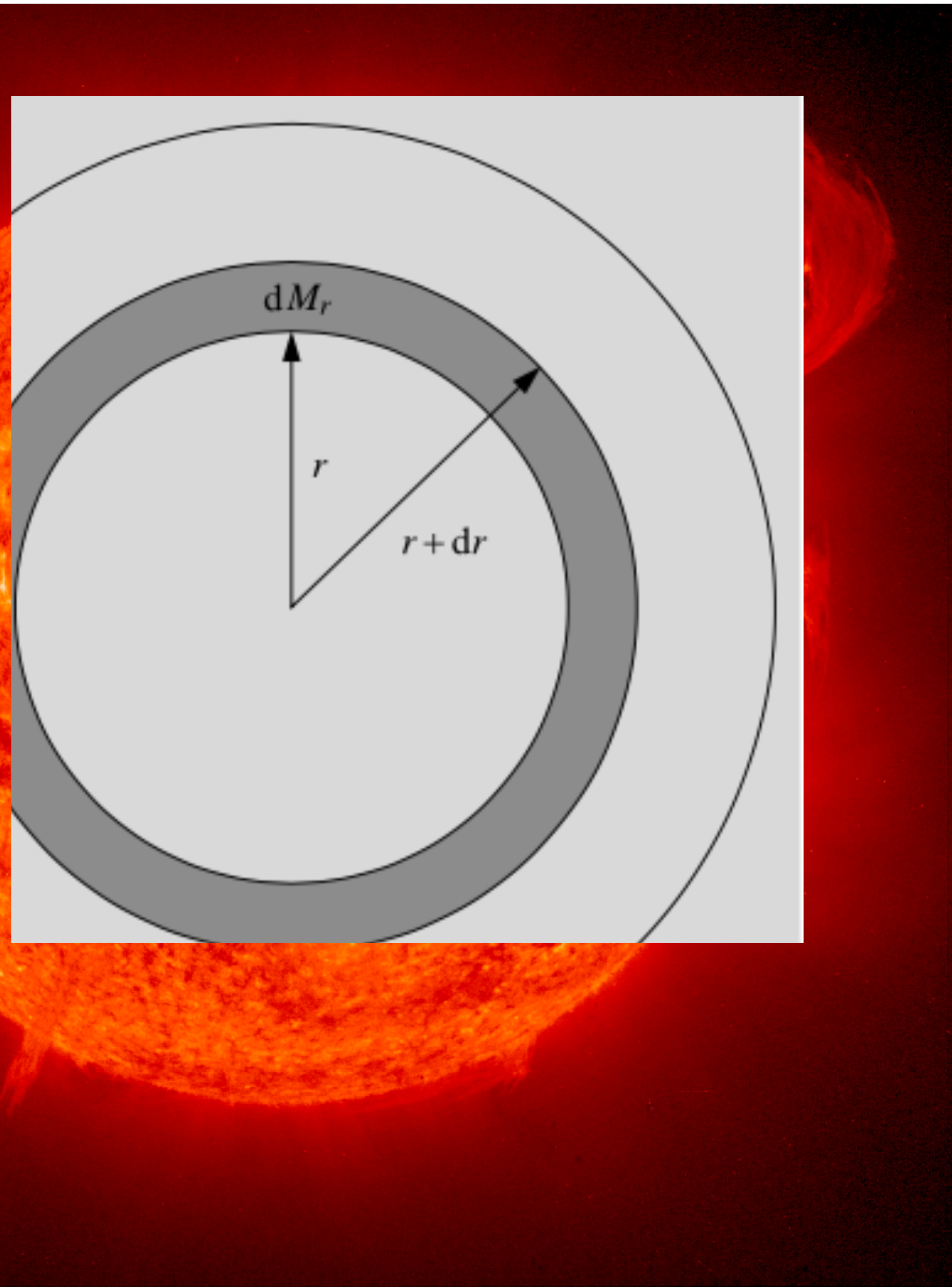
→ forza di pressione su elemento  $dV$

$$dF_g + dF_p = 0 \quad - \frac{G M_r \rho}{r^2} dA dr - dP dA = 0 \quad \rightarrow \text{equilibrio}$$

$$\boxed{\frac{dP}{dr} = - \frac{G M_r \rho}{r^2}}$$

**1. equazione  
equilibrio idrostatico**

# Equazioni della struttura stellare



$$dM_r = 4\pi r^2 \rho dr$$

→ massa contenuta in una shell di spessore  $dr$  a distanza  $r$  dal centro

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

**2. equazione di  
continuità della massa**

# Equazioni della struttura stellare

L'energia prodotta dalla stella deve essere trasportata in superficie ed emessa

$L_r$  → Energia che fluisce attraverso la sfera di raggio  $r$  per unità di tempo

$$\frac{dL_r}{dr} = L_{r+dr} - L_r = \epsilon dM_r = 4\pi r^2 \rho \epsilon dr$$

→ Energia prodotta nella shell  $dr$

$$\frac{dL_r}{dr} = 4\pi r^2 \rho \epsilon$$

**3. equazione della conservazione dell' energia**

L'energia viene prodotta essenzialmente nel core



# Equazioni della struttura stellare

$$\frac{dT}{dr}$$

→ andamento della temperatura in funzione della distanza dal centro

la forma di questo gradiente dipende dal meccanismo di trasporto dell'energia:

- 1. conduzione**
- 2. convezione**
- 3. radiazione**

1. richiede elettroni liberi che trasportino energia; poco efficiente in stelle normali, dove gli elettroni si spostano poco; efficiente solo in stelle compatte (nane bianche o stelle di neutroni)

2. è dovuta a moti macroscopici di materiale: “bolle” calde salgono, quelle fredde scendono; si ottiene un flusso netto di calore verso l'alto

3. il trasporto avviene tramite onde elettromagnetiche che trasportano energia



$\frac{dT}{dr}$  → andamento della temperatura in funzione della distanza dal centro

## 4. gradiente Temperatura

$$\frac{dT}{dr} = -\frac{3}{4ac} \cdot \frac{K\rho}{T^3} \cdot \frac{Lr}{4\pi r^2} \rightarrow \text{gradiente radiativo}$$

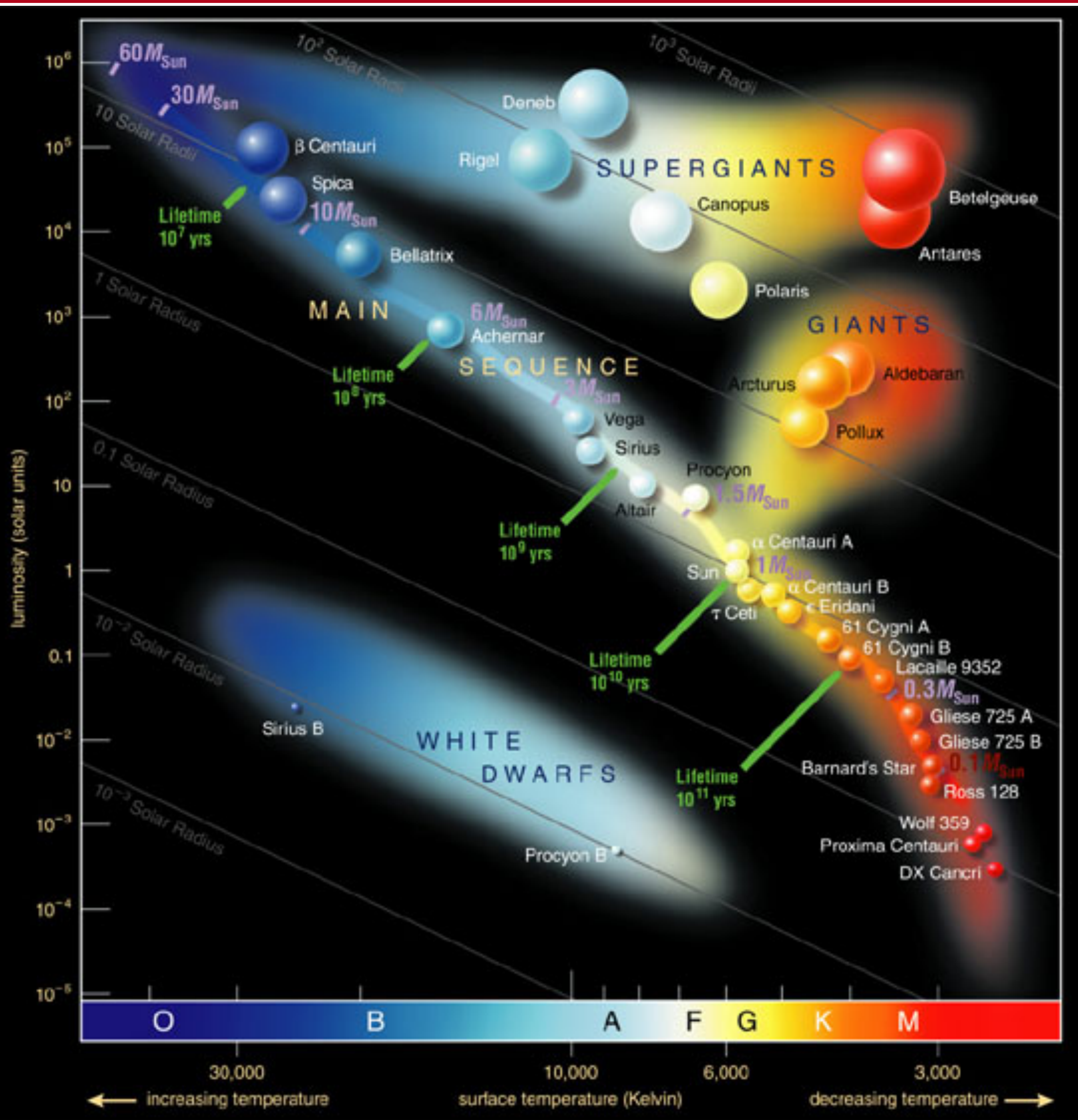
$$a = \frac{4\sigma}{c}$$

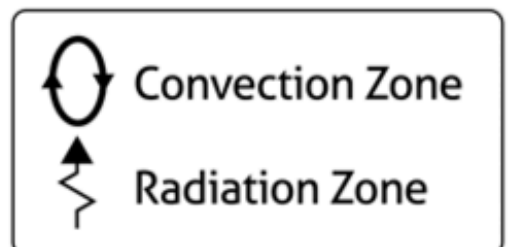
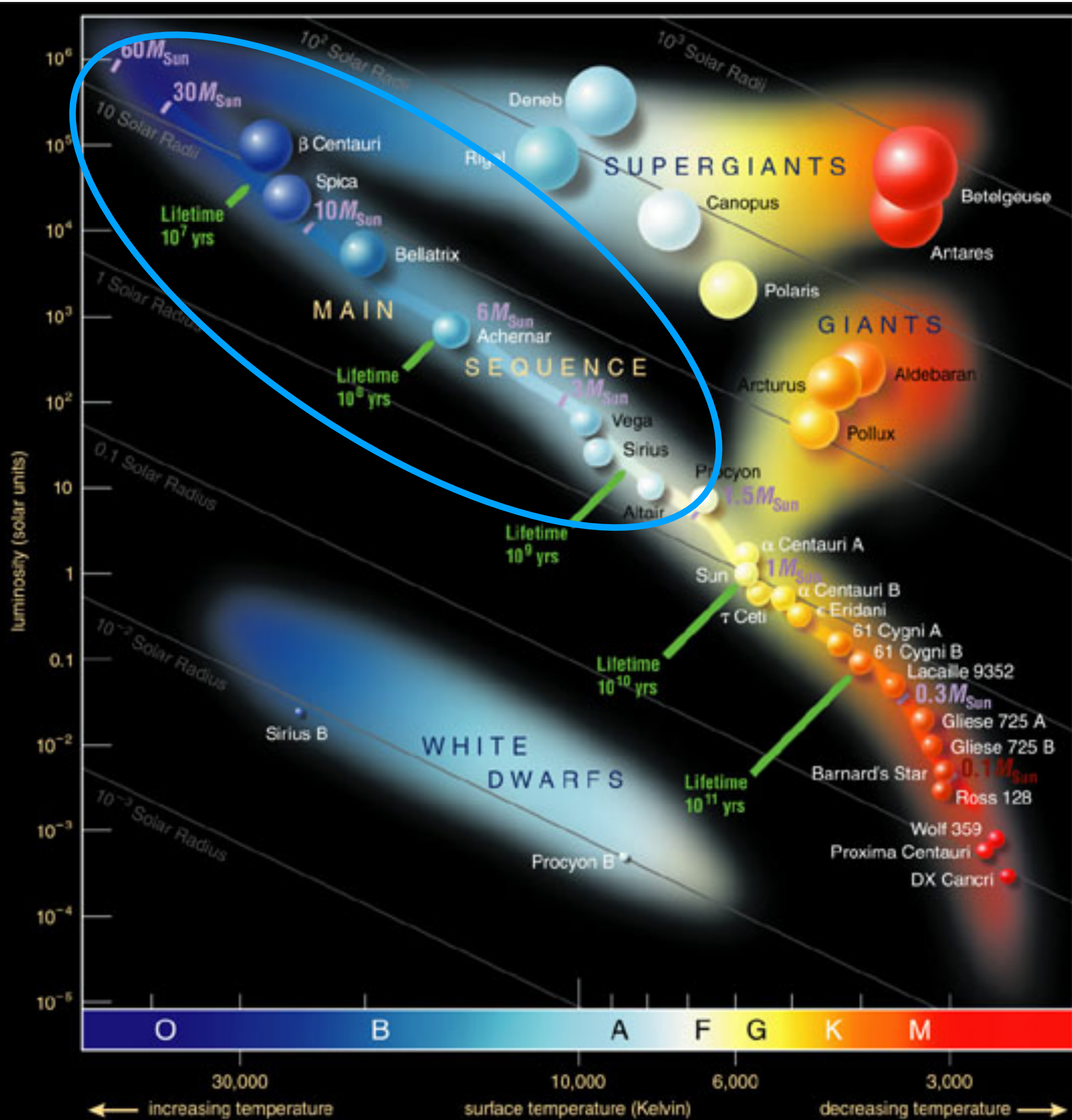
$K$  → coefficiente di assorbimento

$$\frac{dT}{dr} = \left(1 - \frac{1}{\gamma}\right) \frac{T}{P} \frac{dP}{dr} \rightarrow \text{gradiente convettivo}$$

$\gamma$  → esponente adiabatico

si usa l'uno o l'altro a seconda di quale sia il meno ripido; una zona diventa convettiva se il gradiente radiativo supera quello convettivo

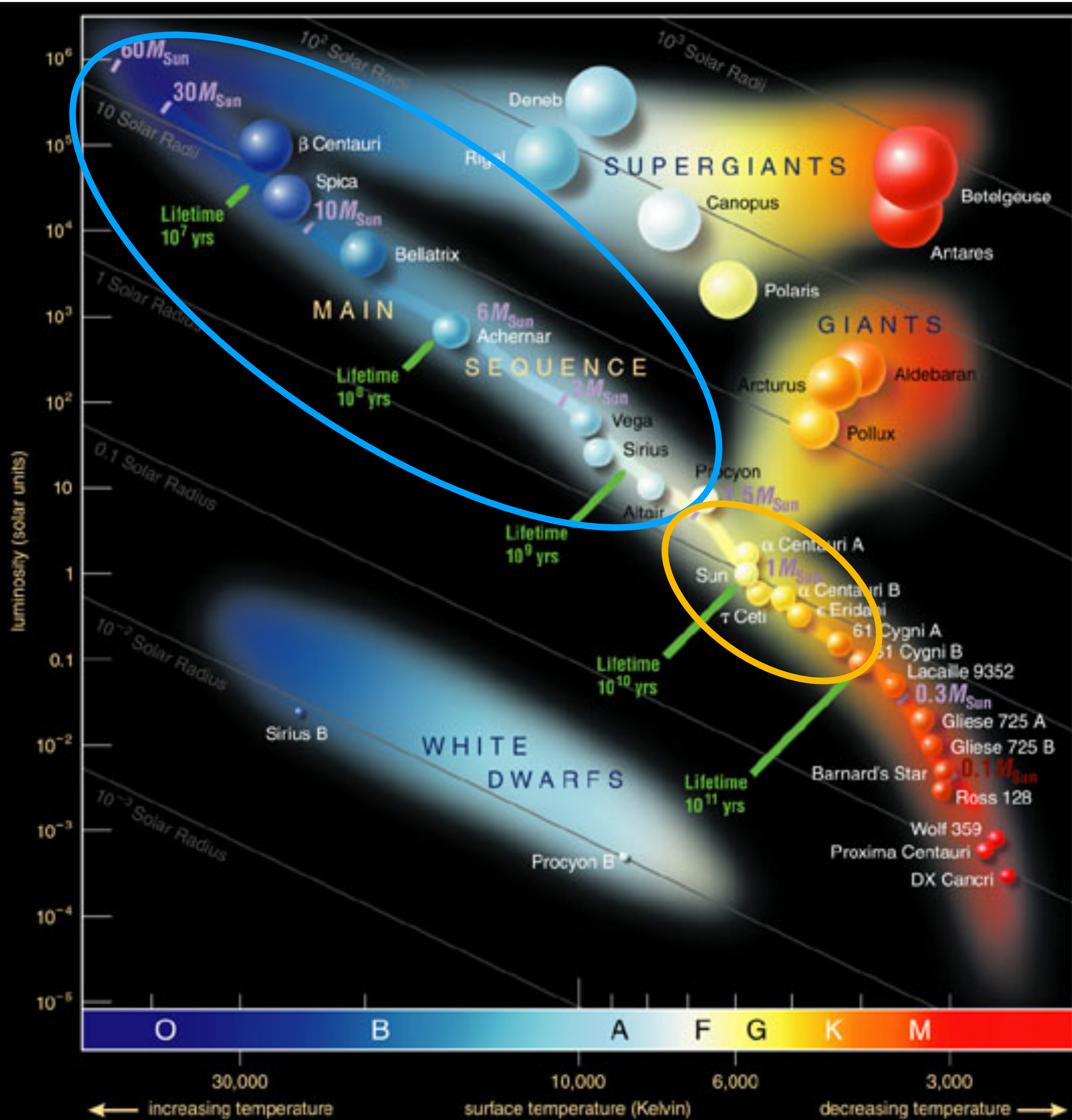




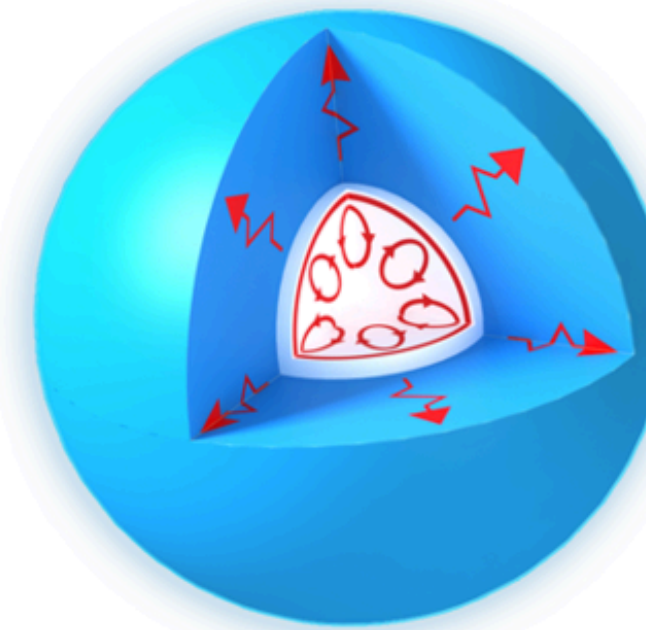
$M > 1.5M_{\odot}$ :  
Core convettivo,  
esterno radiativo



# Trasporto radiativo stelle

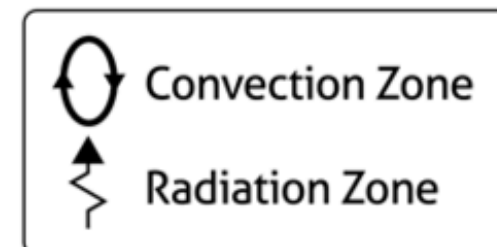


> 1.5 solar masses



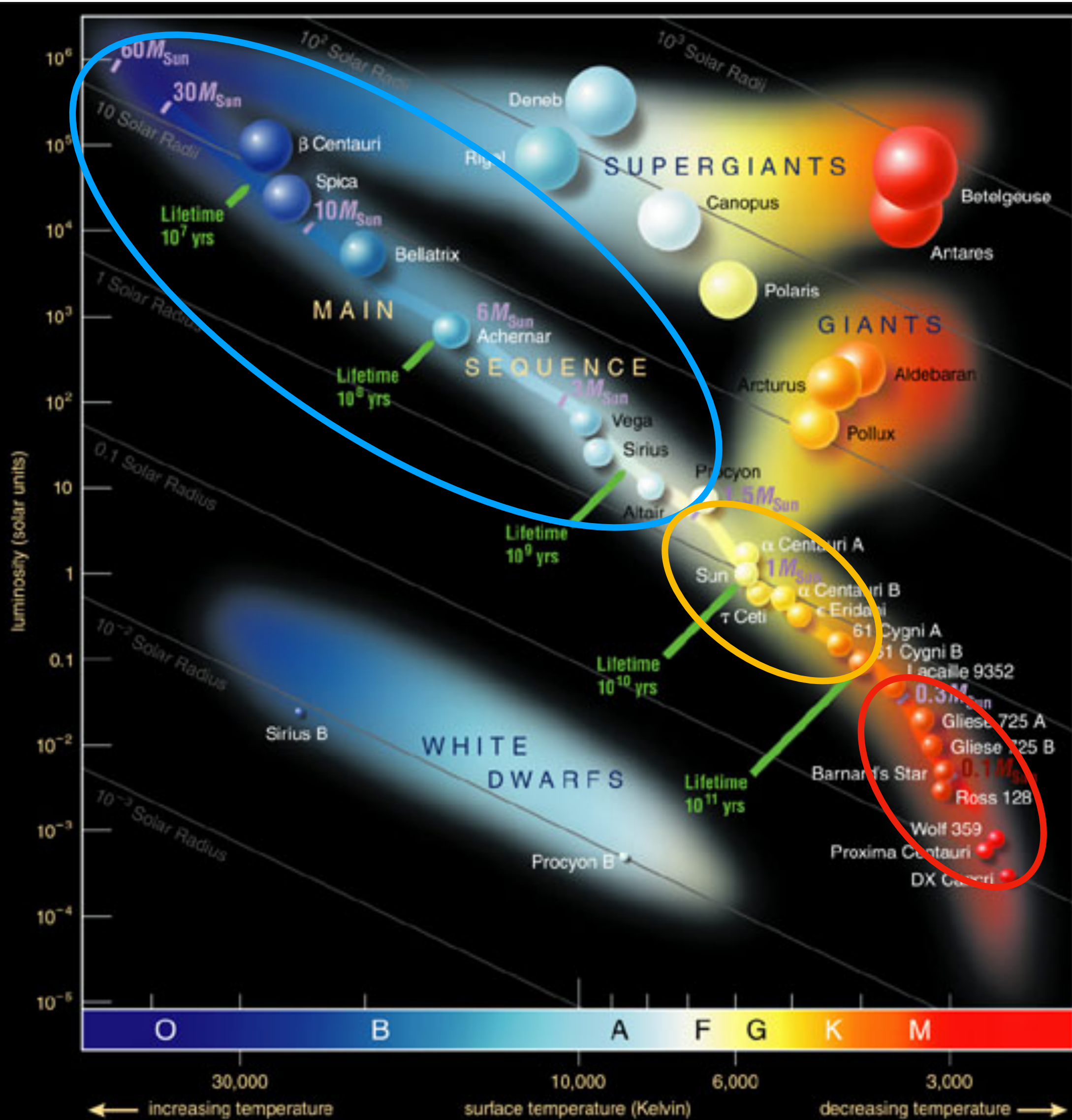
$0.5 M_{\odot} < M < 1.5 M_{\odot}$ :  
Core radiativo,  
esterno convettivo

0.5 - 1.5 solar masses

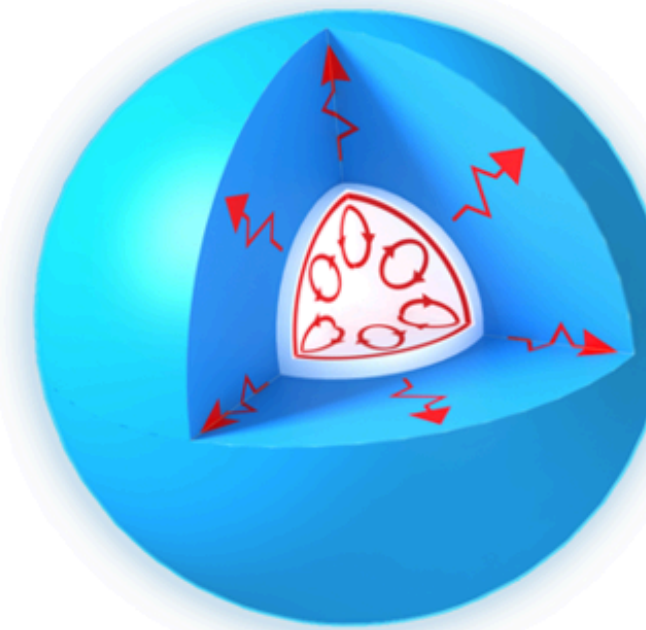


$M > 1.5 M_{\odot}$ :  
Core convettivo,  
esterno radiativo

# Trasporto radiativo stelle



> 1.5 solar masses

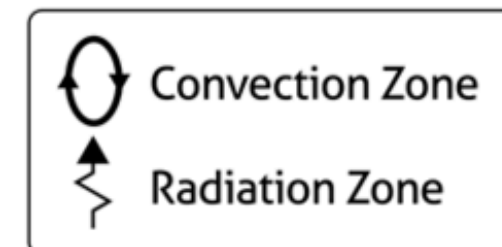


$0.5 M_{\odot} < M < 1.5 M_{\odot}$ :  
Core radiativo,  
esterno convettivo

0.5 - 1.5 solar masses



< 0.5 solar masses



$M > 1.5 M_{\odot}$ :  
Core convettivo,  
esterno radiativo

$M < 0.5 M_{\odot}$ :  
tutto convettivo



Le temperature al centro delle stelle possono raggiungere i milioni di gradi  
→ sufficienti a alimentare reazioni termonucleari di fusione

(N.B.: la massa minima di un corpo celeste perché nel nucleo partano reazioni di fusione è  $0.08 M_{\odot}$ )

Nella fusione, elementi più leggeri vengono fusi in elementi più pesanti; i prodotti hanno una massa totale minore di quella iniziale; la differenza viene rilasciata sotto forma di energia:  $E = mc^2$

$m_p$  = massa protone

$m_n$  = massa neutrone

$Z$  = numero atomico

$N$  = numero di neutroni

$A = Z + N$  = peso atomico

$m(Z, N)$  = massa del nucleo

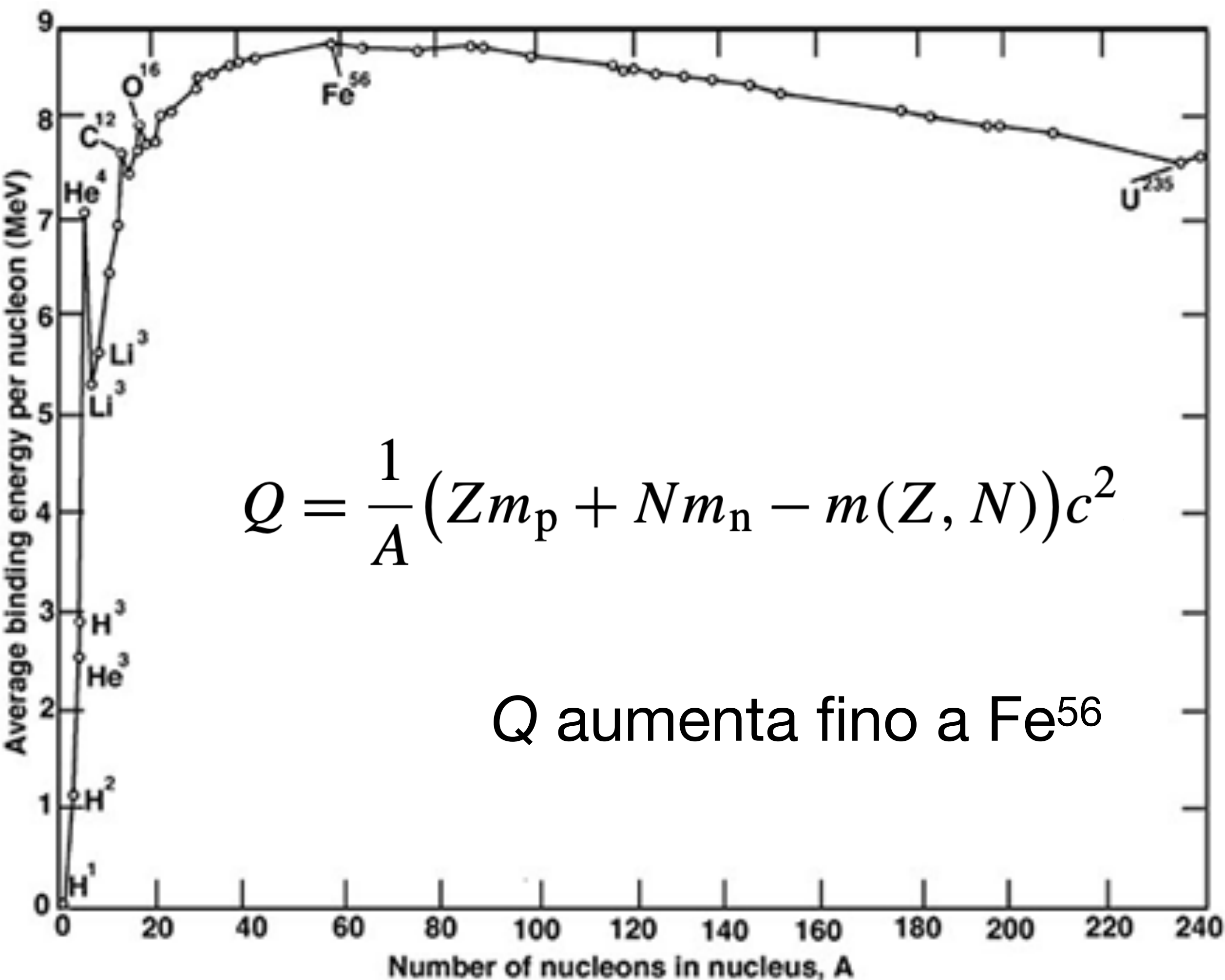
La massa del nucleo è più piccola della somma della massa dei nucleoni (protoni e neutroni)

Questa differenza in massa, trasformata in energia, si chiama energia di legame (per nucleone):

$$Q = \frac{1}{A} (Zm_p + Nm_n - m(Z, N))c^2$$

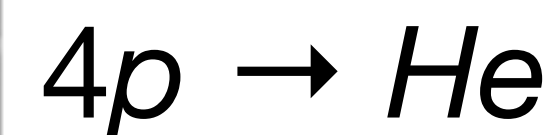


# Sorgenti di energia



$$Q = \frac{1}{A} (Zm_p + Nm_n - m(Z, N))c^2$$

**fusione di 4 nuclei di H in un nucleo di He:**



$$4 \times 1.672 \cdot 10^{-27} \text{kg} \rightarrow 6.688 \cdot 10^{-27} \text{kg}$$

$$(6.688 - 6.644) \cdot 10^{-27} \text{kg} = 4.6 \cdot 10^{-29} \text{kg}$$

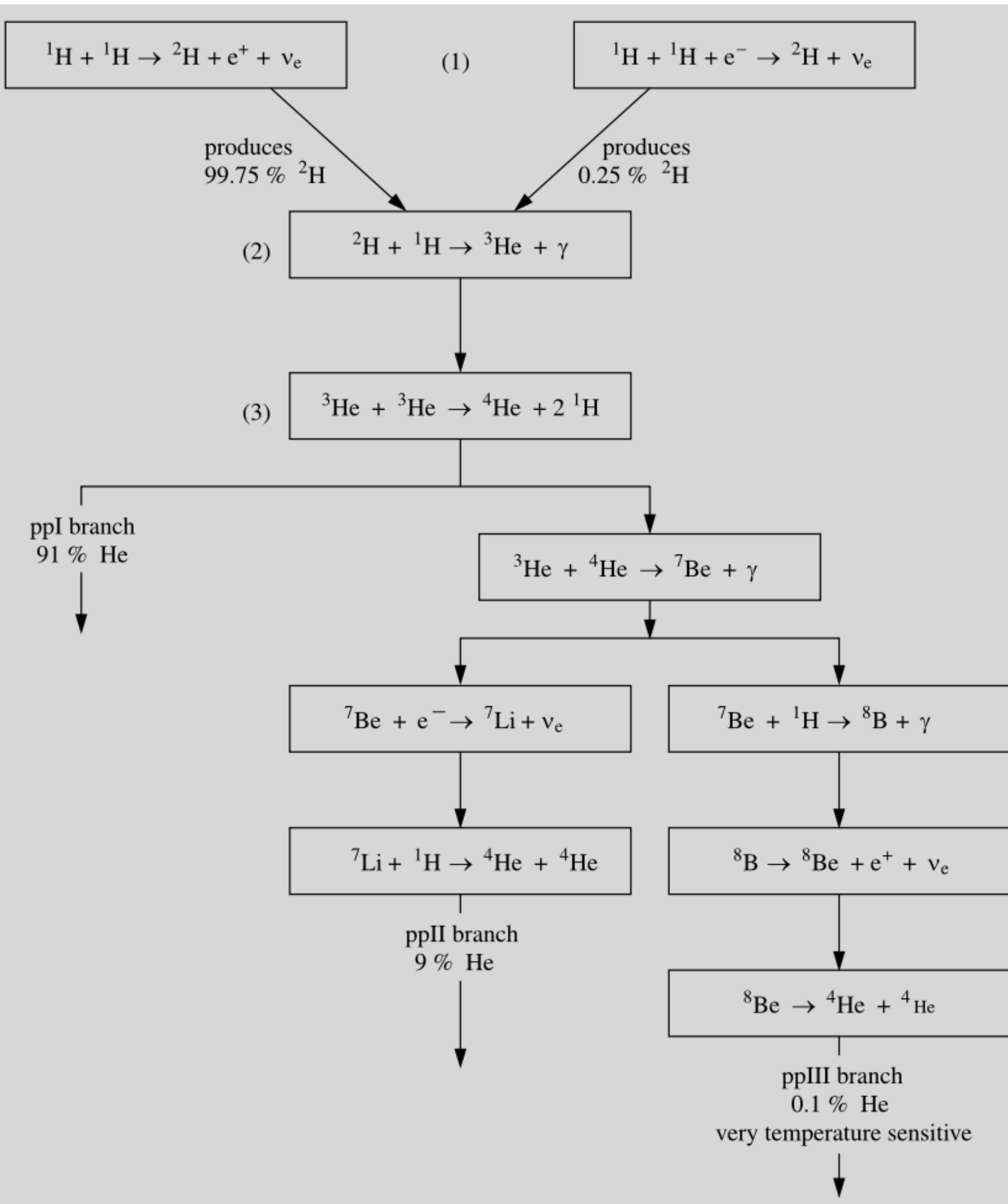
$$E = mc^2 \rightarrow E = 4.14 \cdot 10^{-12} \text{J}$$

Massa bruciata  $4.6 / (6.688 \cdot 100) = 0.7\%$ ;  
per 1 kg di H,  $E = 6.4 \cdot 10^{14} \text{J}$

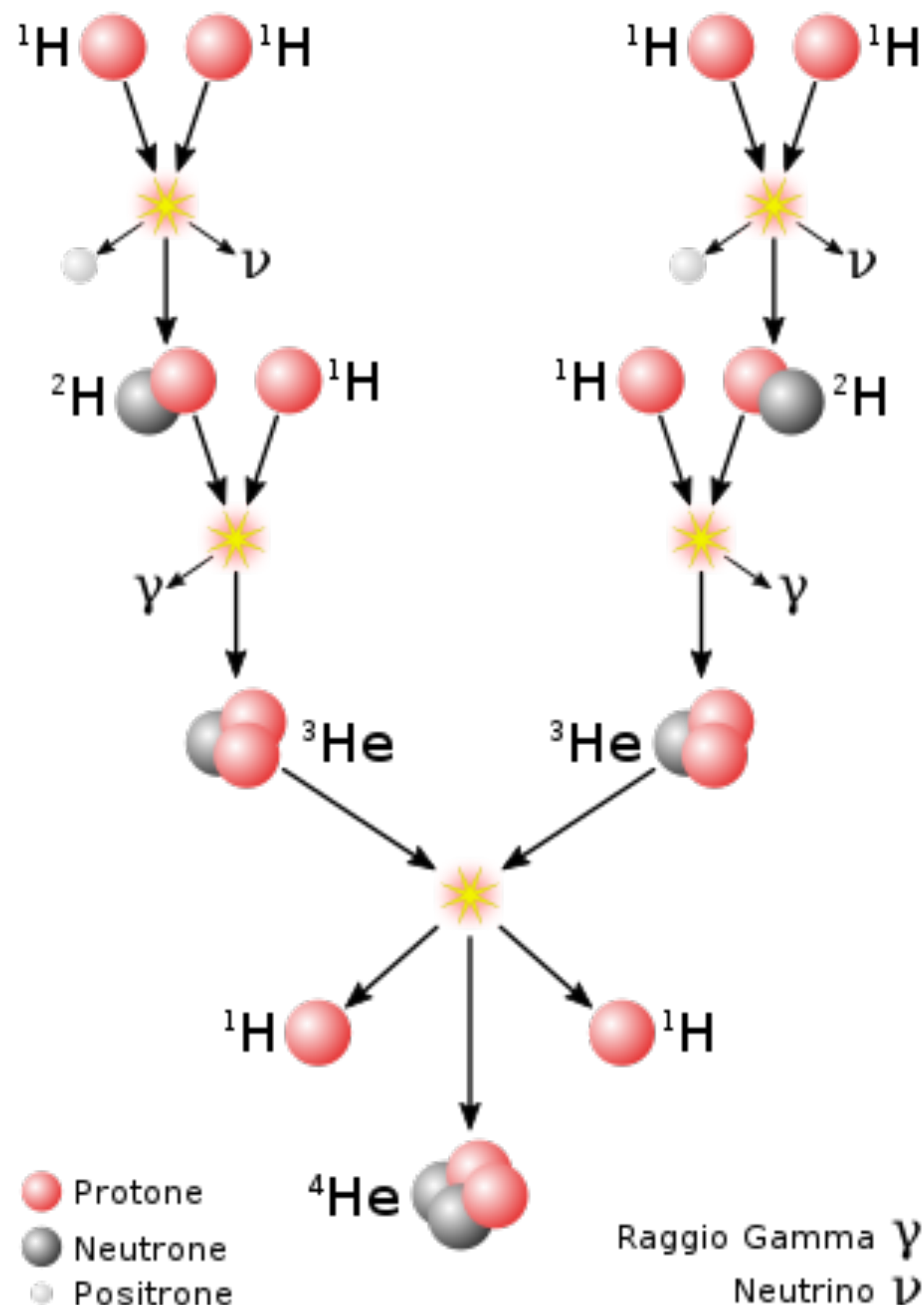


**canale principale in stelle con  $M < 1.5 M_{\odot}$   
( $T < 20 \cdot 10^6$  K)**

- tempo medio impatto p+p:  $10^{10}$  yr (altrimenti il Sole si sarebbe esaurito molto tempo fa)
- il neutrino prodotto nella prima reazione scappa dal Sole e porta via energia
- il positrone si annichila istantaneamente con un elettrone
- il 91% dell'energia del Sole avviene tramite il ramo ppl (ramo più probabile)
- la seconda reazione è molto più rapida della prima: poco deuterio nel Sole

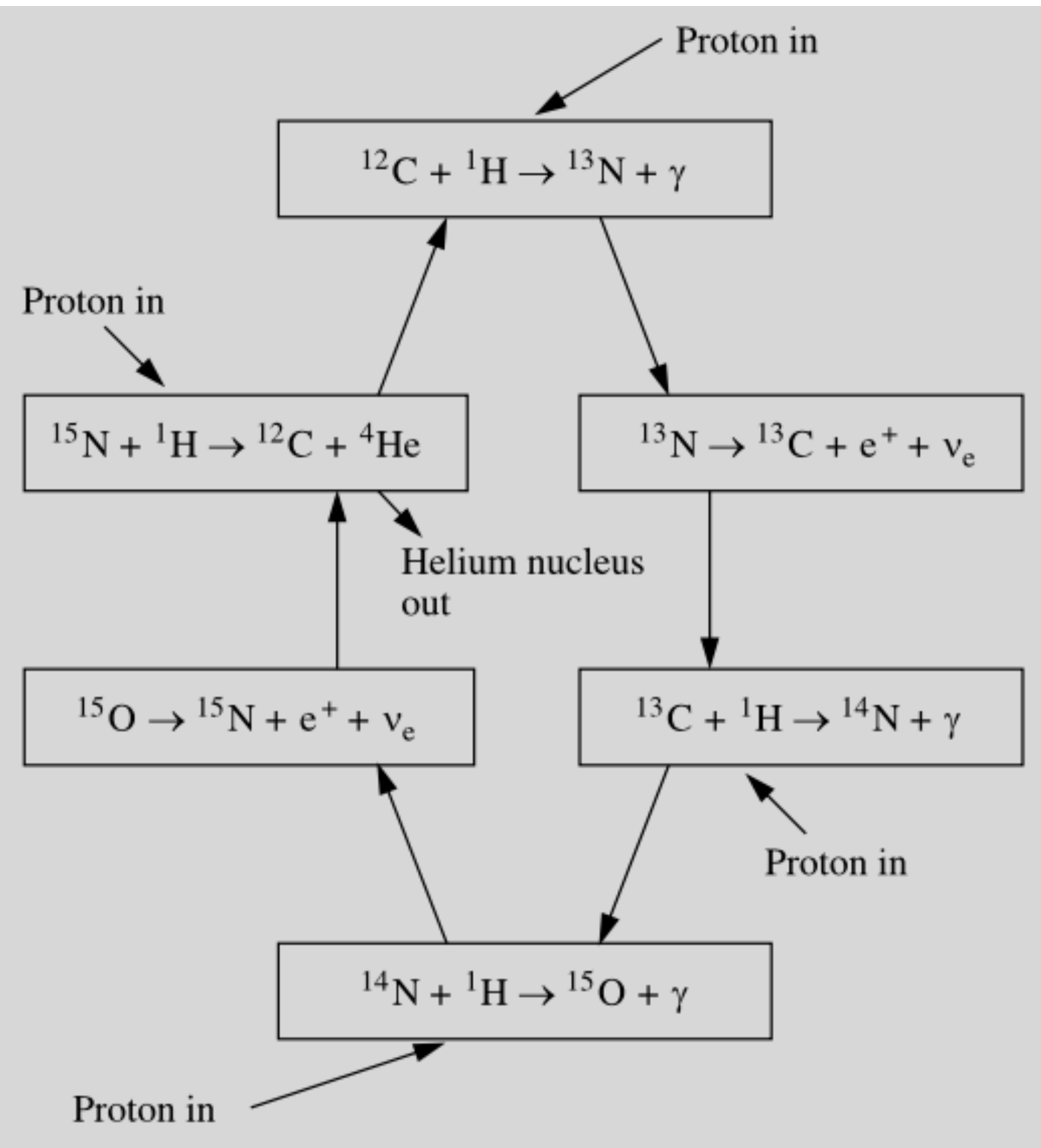


## ppl branch



**canale principale in stelle con  $M < 1.5 M_{\odot}$**   
**( $T < 20 \cdot 10^6$  K)**

- tempo medio impatto p+p:  $10^{10}$  yr (altrimenti il Sole si sarebbe esaurito molto tempo fa)
- il neutrino prodotto nella prima reazione scappa dal Sole e porta via energia
- il positrone si annichila istantaneamente con un elettrone
- il 91% dell'energia del Sole avviene tramite il ramo ppl (ramo più probabile)
- la seconda reazione è molto più rapida della prima: poco deuterio nel Sole



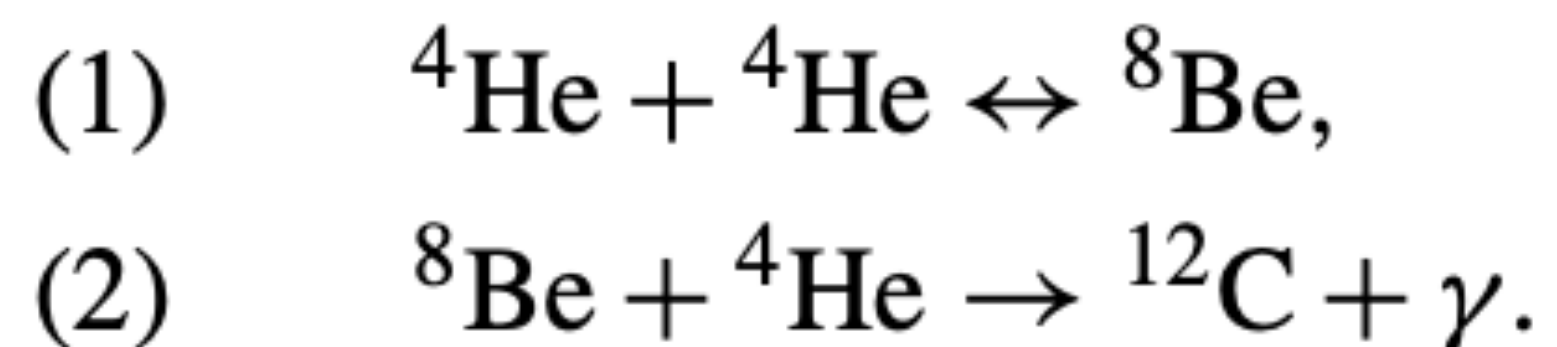
**canale principale in stelle con  $M > 1.5 M_{\odot}$   
( $T > 20 \cdot 10^6 \text{ K}$ )**

- Carbonio, Azoto e Ossigeno funzionano da catalizzatori
- È in pratica un ciclo, con l'ingresso di 4 protoni
- $^{14}\text{N} + ^1\text{H} \rightarrow ^{15}\text{O} + \gamma$  è la più lenta e determina la velocità del canale (~milione di anni)
- produce leggermente meno energia, perché più energia è estratta dai neutrini



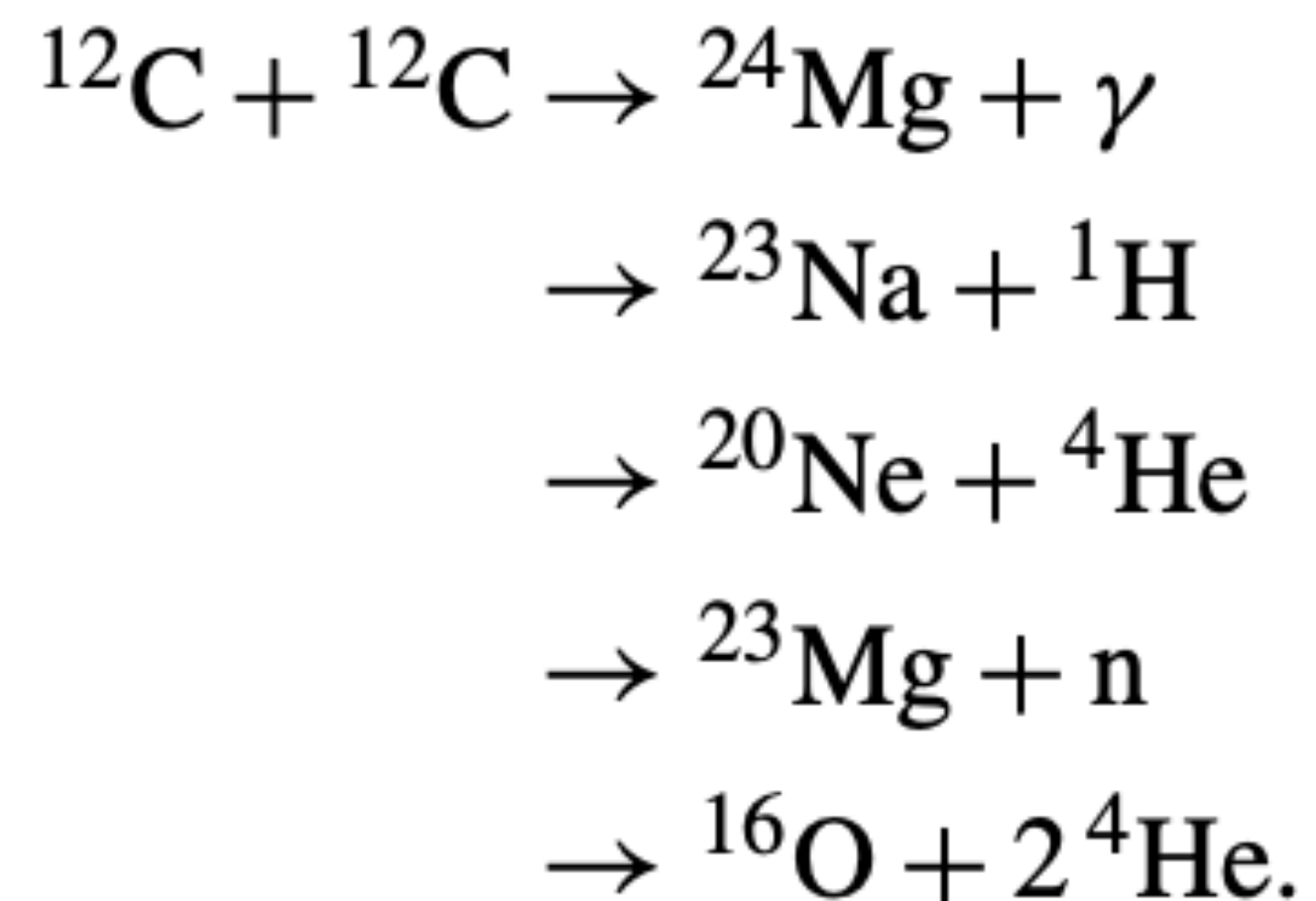
**particella  $\alpha$ :** nucleo He,  $2p+2n$

## Processo triplo- $\alpha$



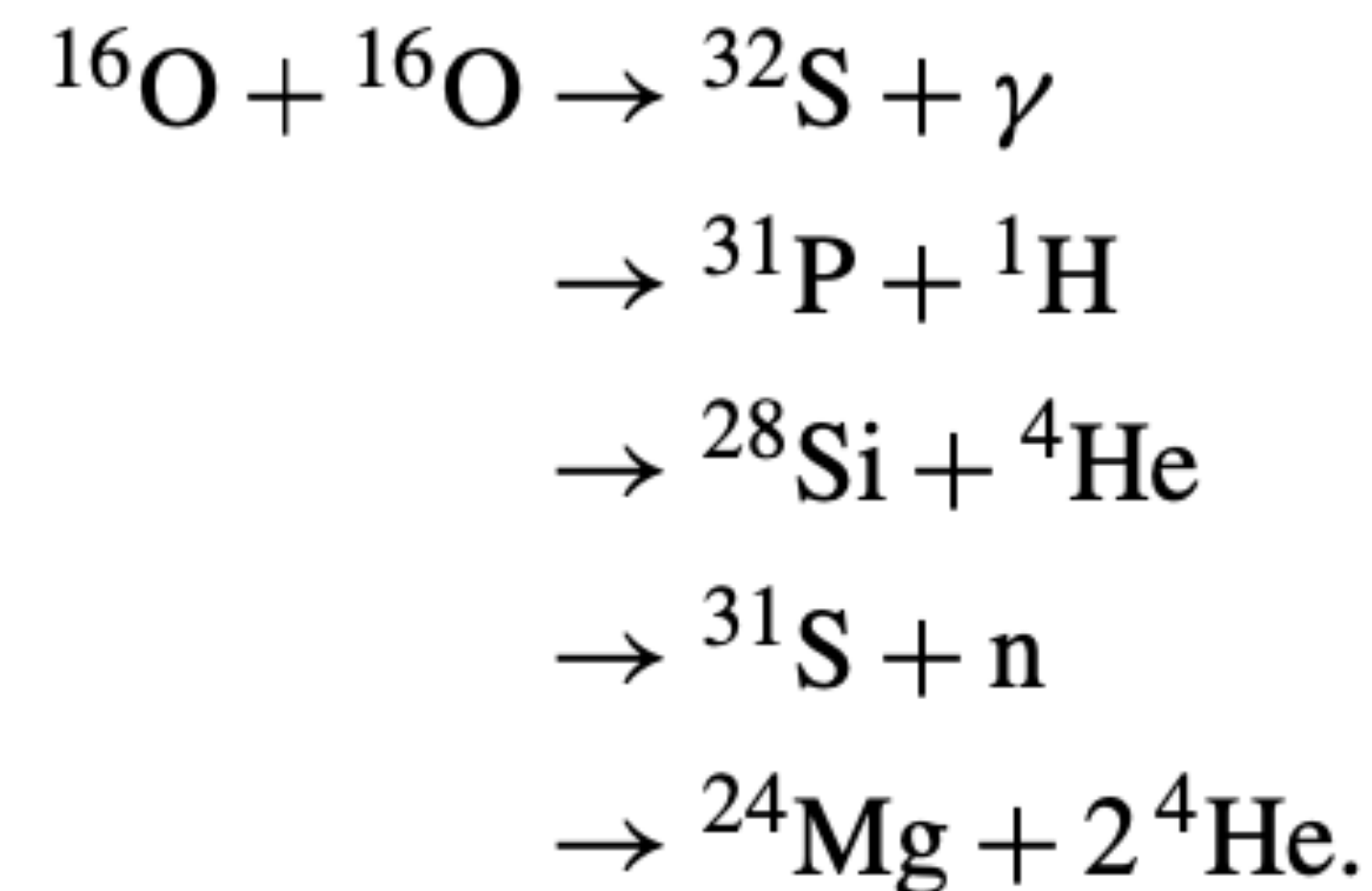
- Richiede la collisione pressoché simultanea di 3 particelle  $\alpha$
- $T > 10^8$  K

## Bruciamento Carbonio



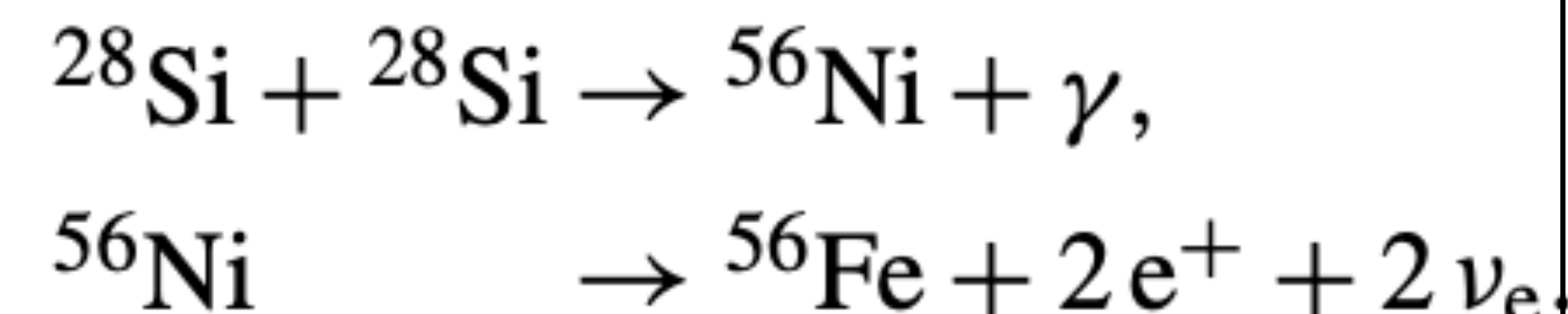
- $T > 5-8 \cdot 10^8$  K

## Bruciamento Ossigeno



- $T > 10^9$  K

## Bruciamento Silicio



Elementi più pesanti del Ferro necessitano di energia:

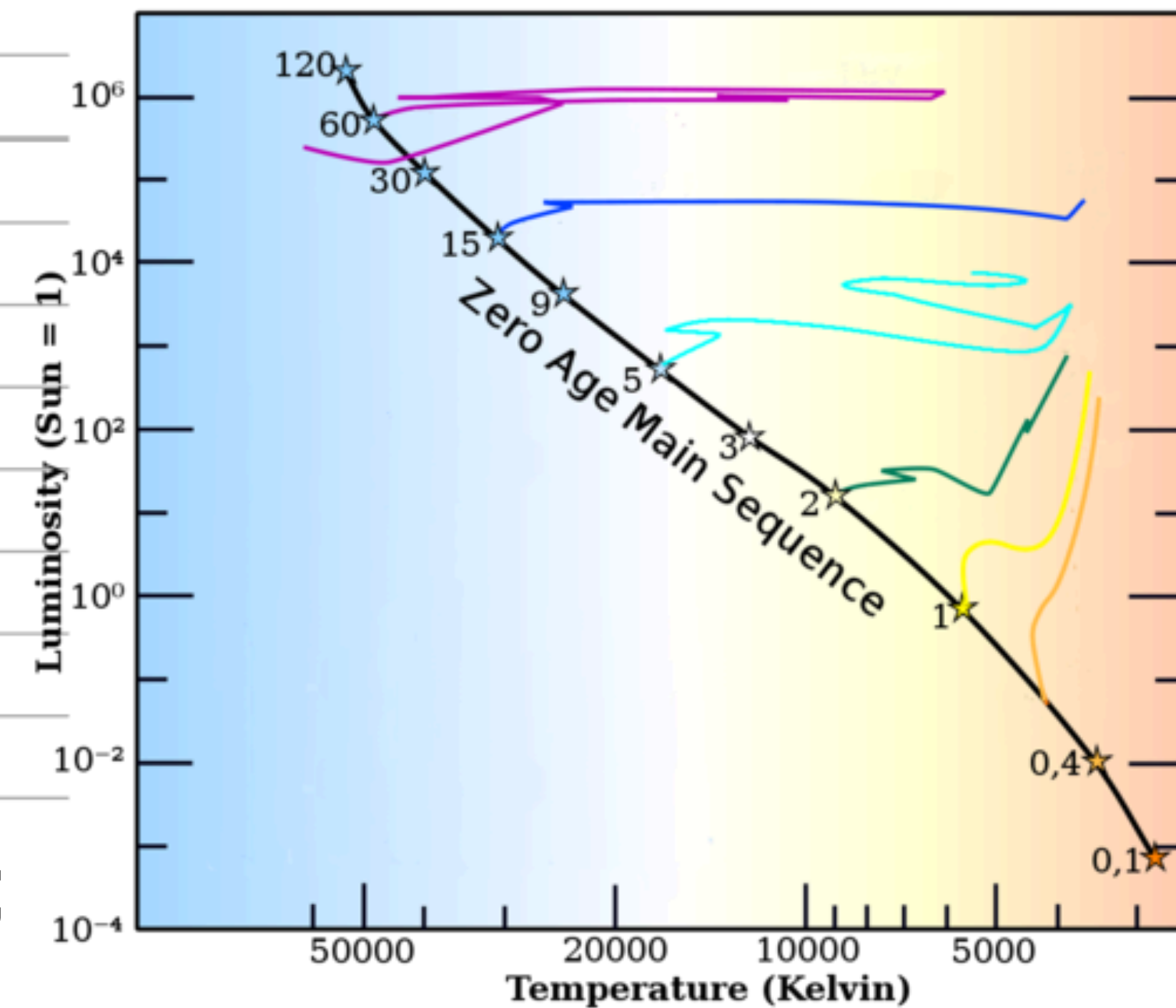
- non si formano per reazioni termonucleari
- si formano solo per cattura di neutroni nelle fasi finali dell'evoluzione stellare



Risolvendo le 4 equazioni differenziali della struttura stellare, fissata la massa e la composizione chimica, si ottiene un modello teorico stellare

**Table 11.1** Properties of zero age main sequence stars. ( $T_c$  = central temperature;  $\rho_c$  = central density;  $M_{ci}$  = relative mass of convective interior;  $M_{ce}$  = relative mass of convective envelope)

$M [M_\odot]$	$R [R_\odot]$	$L [L_\odot]$	$T_c$ [K]	$T_c [10^6 \text{ K}]$	$\rho_c$ [kg/m <sup>3</sup> ]	$M_{ci} [M]$	$M_{ce} [M]$
30	6.6	140,000	44,000	36	3000	0.60	0
15	4.7	21,000	32,000	34	6200	0.39	0
9	3.5	4500	26,000	31	7900	0.26	0
5	2.2	630	20,000	27	26,000	0.22	0
3	1.7	93	14,000	24	42,000	0.18	0
1.5	1.2	5.4	8100	19	95,000	0.06	0
1.0	0.87	0.74	5800	14	89,000	0	0.01
0.5	0.44	0.038	3900	9.1	78,000	0	0.41



- appena formate, le stelle hanno composizione omogenea;
- si dispongono sulla Zero Age Main Sequence (ZAMS):  
luogo dei punti nel diagramma HR di stelle con età 0



UNIVERSITÀ  
DEGLI STUDI  
DI PADOVA

# Evoluzione stellare



# Tempi evolutivi

3 tempi evolutivi determinano  
l'evoluzione delle stelle

## Tempo scala nucleare

Tempo in cui una stella irradia tutta  
l'energia prodotta dalle reazioni  
termonucleari

$$t_n \approx \frac{\underbrace{0.007}_{\text{efficienza}} \times \underbrace{0.1}_{\text{frazione di massa nel nucleo}} \underbrace{Mc^2}_{\text{energia emessa}}}{L}$$

da il tempo di sequenza principale

## Tempo scala termico

Tempo di trasporto dell'energia dal centro alla  
superficie (tempo per irradiare tutta l'energia se le  
reazioni termonucleari fossero spente). Dal  
teorema del viriale, energia cinetica = 0.5 energia  
potenziale:

$$t_t \approx \frac{0.5 GM^2 / R}{L}$$

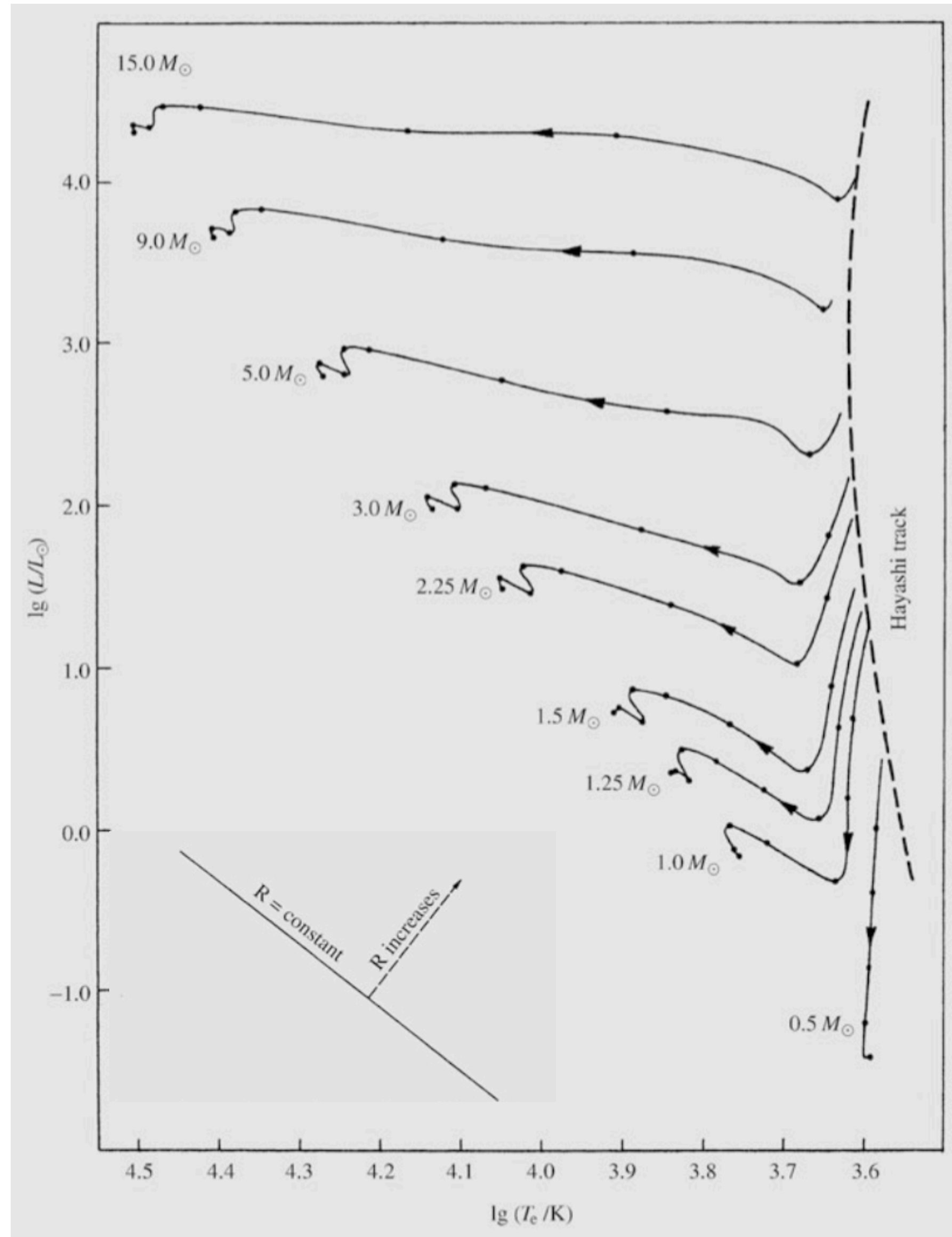
## Tempo scala dinamico

Tempo di collasso della stella se la pressione  
venisse a mancare (tempo di free fall dalla  
superficie):

$$t_d = \frac{2\pi}{2} \sqrt{\frac{(R/2)^3}{GM}} \approx \sqrt{\frac{R^3}{GM}}$$



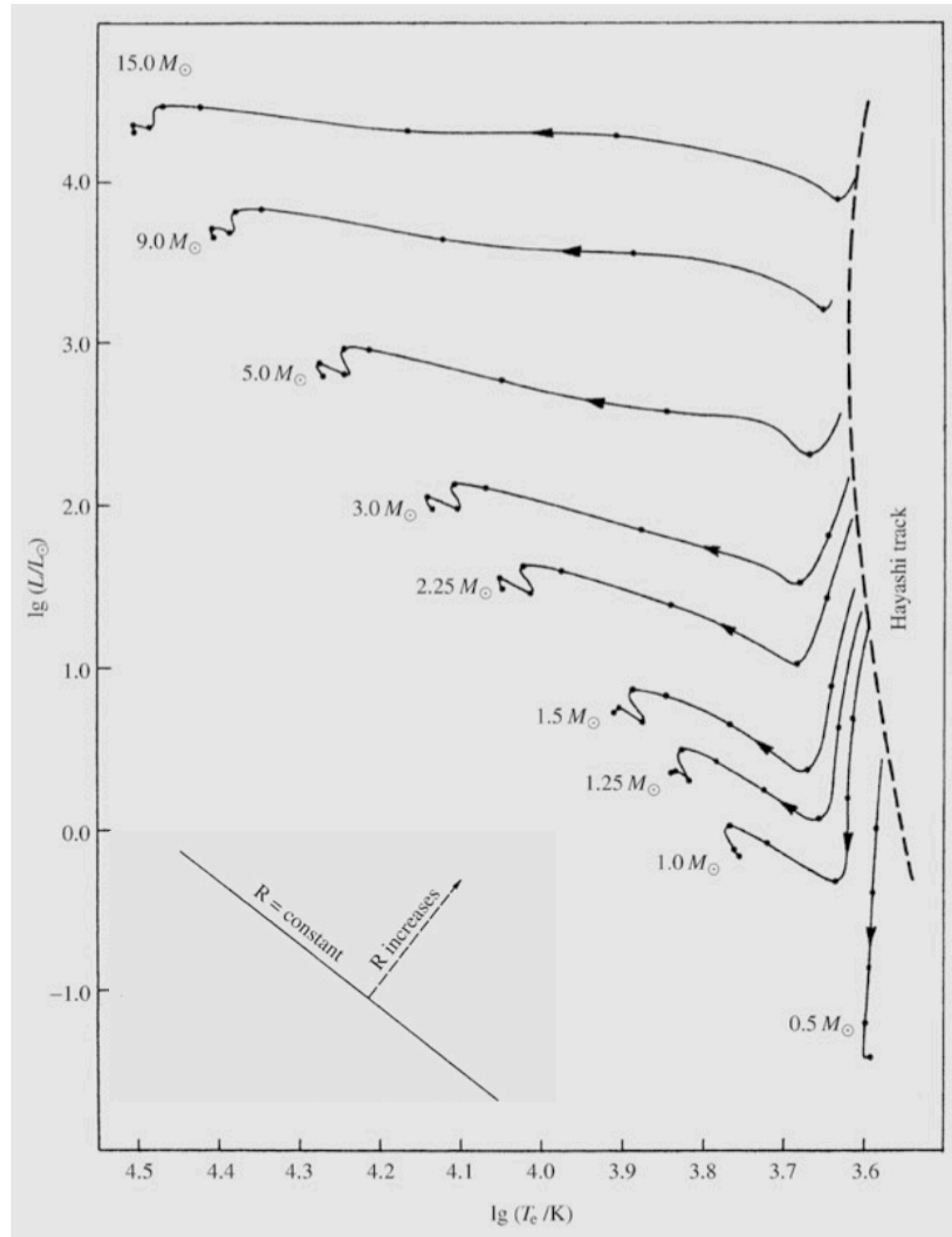
# Contrazione in sequenza principale



- Durante la contrazione della nube protostellare, l'energia potenziale viene trasformata in energia termica e radiazione
- Inizialmente, la radiazione può fuggire liberamente
- Poi l'opacità (capacità del gas di assorbire la radiazione) aumenta, il gas si scalda, e la pressione dagli strati sottostanti aumenta
- Questo avviene più rapidamente al centro, quindi nel nucleo rallenta la contrazione
- All'aumentare della temperatura, le molecole sono dissolte in atomi, poi gli atomi sono ionizzati
- Finora la luminosità è prodotta dalla conversione dell'energia potenziale
- Tutto ciò avviene in un *tempo dinamico*, poi...
- ...la stella raggiunge un equilibrio, è fatta di plasma, interamente convettiva, non abbastanza calda da accendere reazioni termonucleari → *Hayashi line*



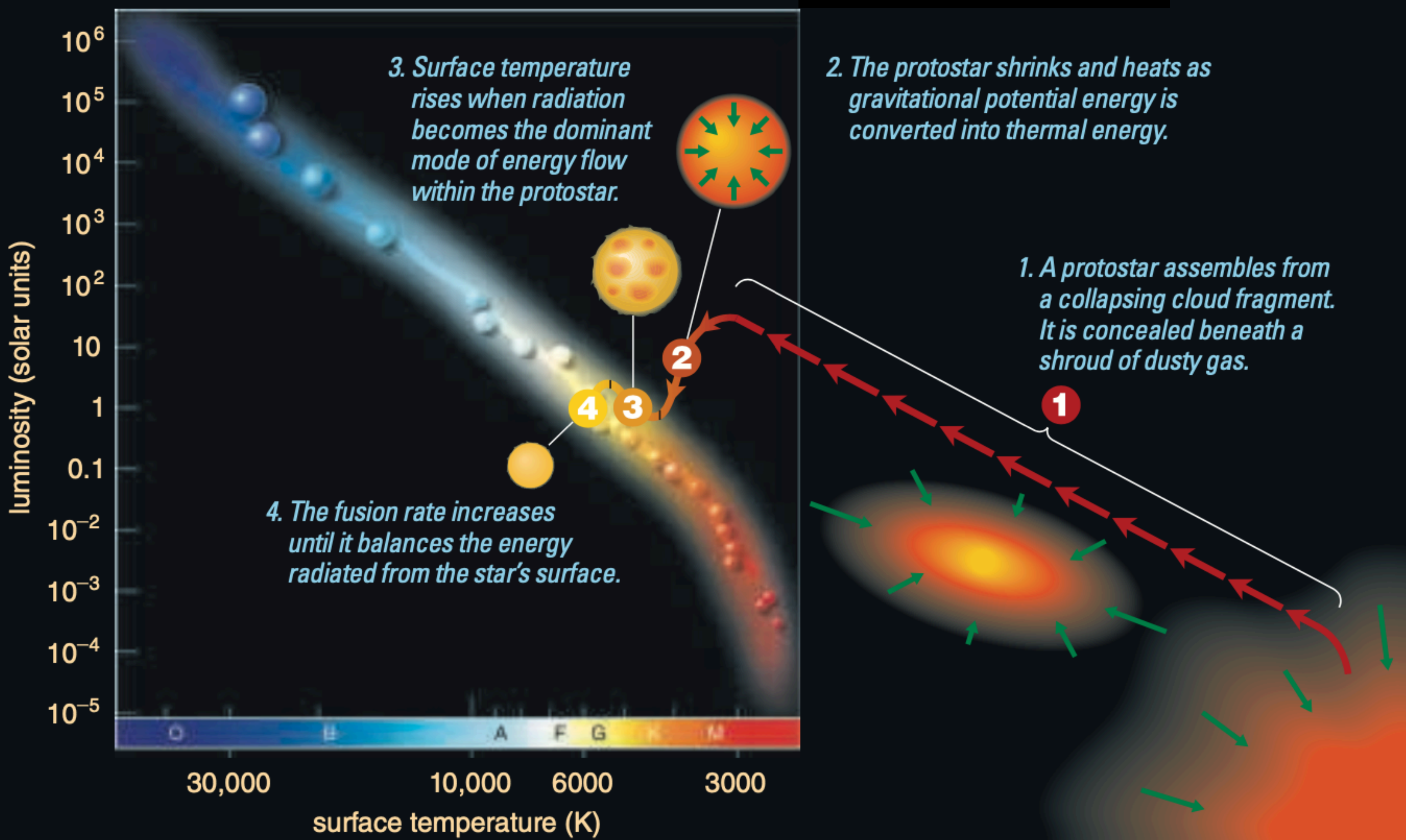
# Contrazione in sequenza principale



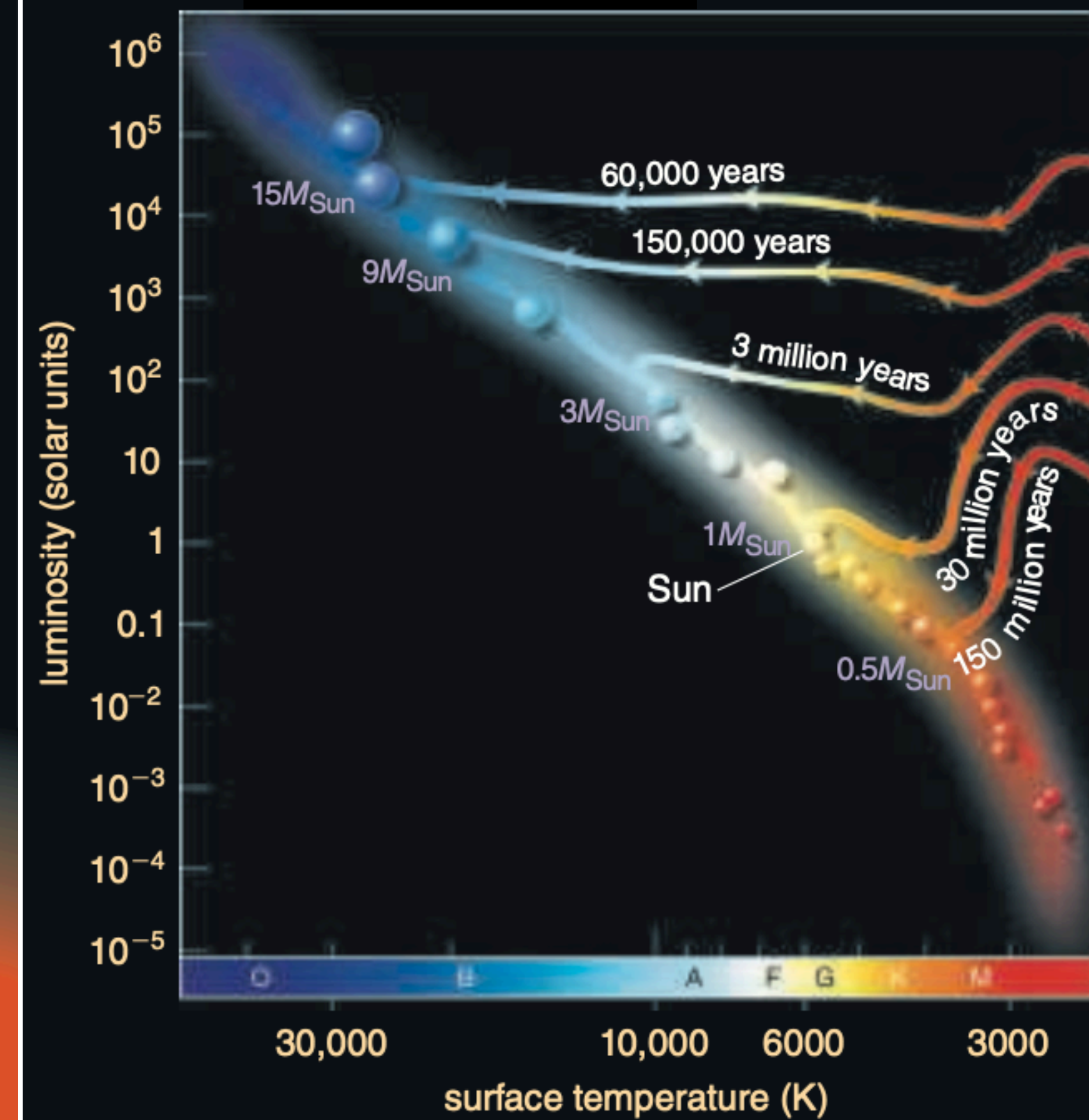
- la fase successiva avviene su un tempo più lungo: *tempo termico*
- la stella si contrae, muovendosi verticalmente verso il basso → diventa meno luminosa, il raggio diminuisce
- la temperatura aumenta al centro, l'opacità diminuisce, il nucleo diventa radiativo
- si accendono le reazioni termonucleari al centro, la luminosità aumenta → la stella si muove verso l'alto a sinistra (per le stelle più massicce, questo avviene prima, perché essendo più calde iniziano prima le reazioni termonucleari al centro)
- questa fase dura da 60,000 yr per le stelle più massicce fino a  $\sim 10^8$  yr per le stelle di  $0.1 M_{\odot}$

# Preseguenza stelle

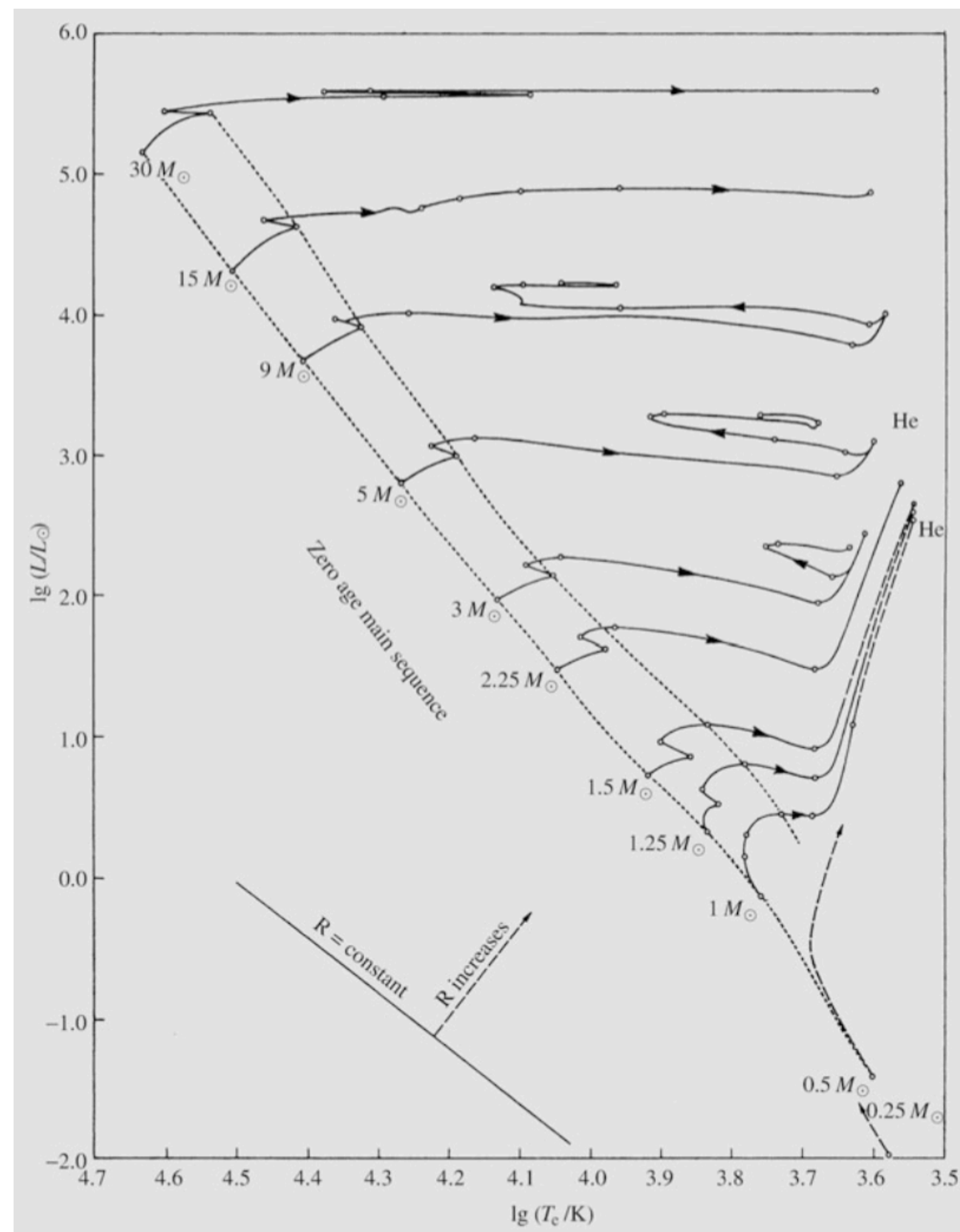
## 1 M<sub>⊙</sub> (Sole)



## Altre stelle

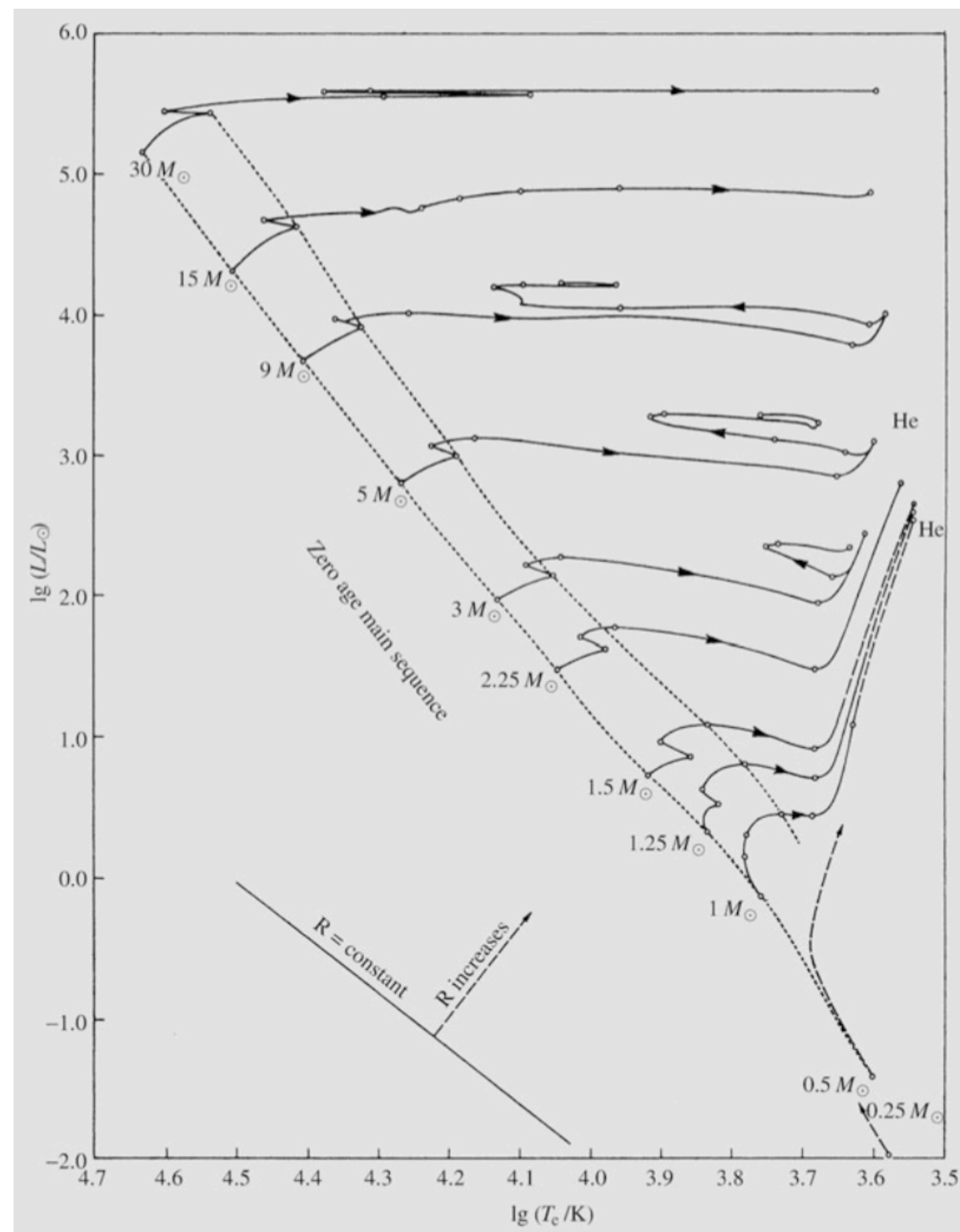


# Fase di sequenza principale



- è la fase in cui la sorgente principale di luminosità di una stella è il bruciamento dell'idrogeno in elio nel nucleo
- avviene su *tempi scala nucleari*
- è la fase più lunga, per questo la maggior parte delle stelle sono in sequenza principale
- c'è un limite superiore alla massa di una stella: se la massa eccede quel limite, la pressione di radiazione dagli strati inferiori impedisce di accrescere ulteriore gas; calcolo teorico  $M_{\text{lim}}=120M_{\odot}$  (comunque rarissime)
- limite inferiore alla massa di una stella: sotto le  $0.08 M_{\odot}$  la temperatura centrale non sale a sufficienza per accendere il bruciamento dell'idrogeno → *brown dwarf*, nane brune
- Upper main sequence: canale CNO
- Lower main sequence: catena p+p

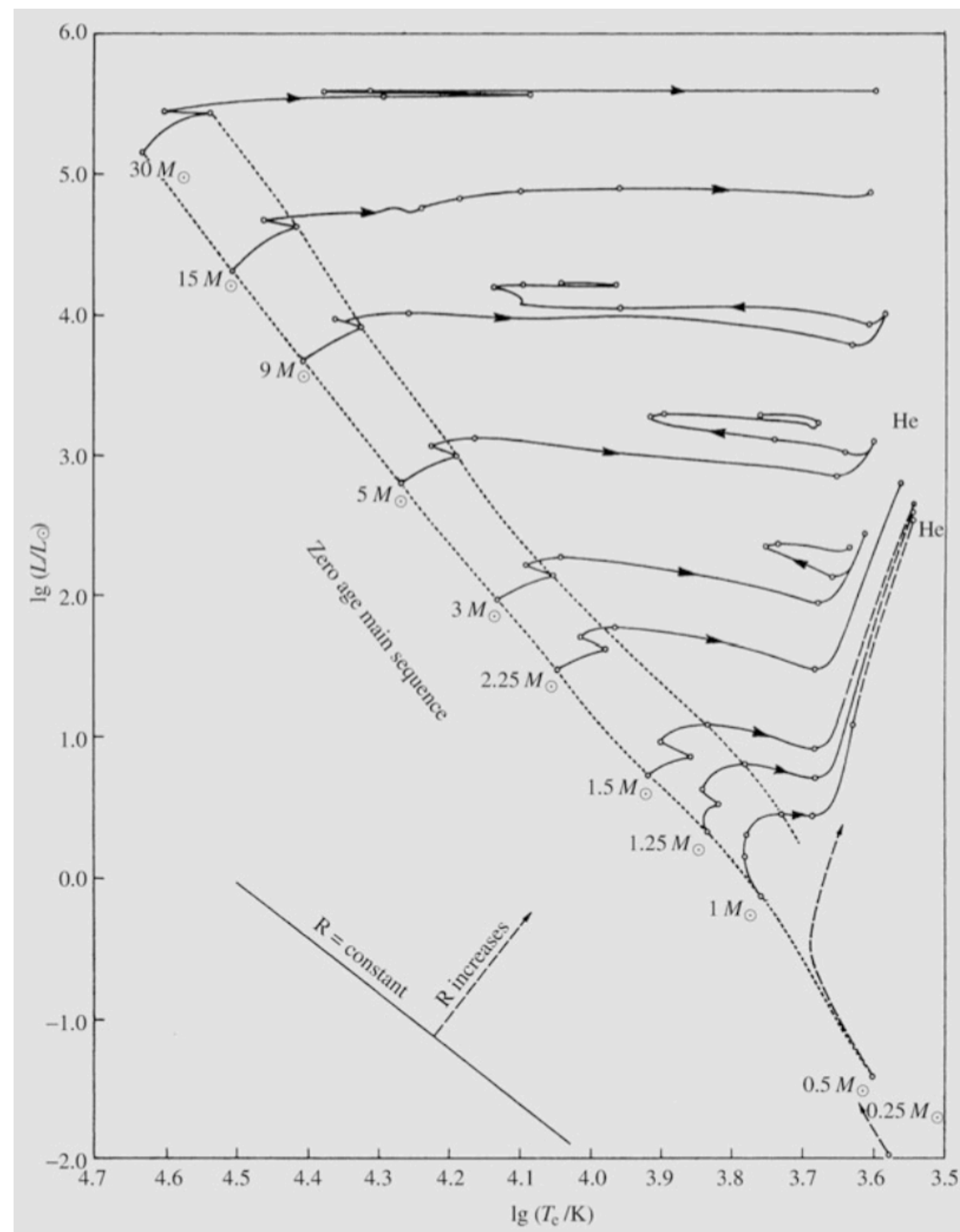
# Fasi post-sequenza principale



- La fase di sequenza principale termina quando si esaurisce l'idrogeno al centro: **la stella non è più in equilibrio**
- Nella fase immediatamente successiva, l'idrogeno è bruciato in una shell attorno al nucleo → **fase di subgigante (SGB)**
  - Lenta per stelle di piccola massa, rapida per stelle massicce; il bruciamento dell'idrogeno nella shell fa aumentare il raggio: le stelle si muovono verso destra, raggiungono la linea di Hayashi e la risalgono (la loro luminosità aumenta)
    - **ramo delle giganti (RGB)**
- Ora la temperatura centrale è sufficiente per bruciare He nel nucleo → Helium flash; la stella si contrae e la luminosità diminuisce
- Poi le stelle si sistemano sul **ramo orizzontale (HB)** a bruciare He nel centro



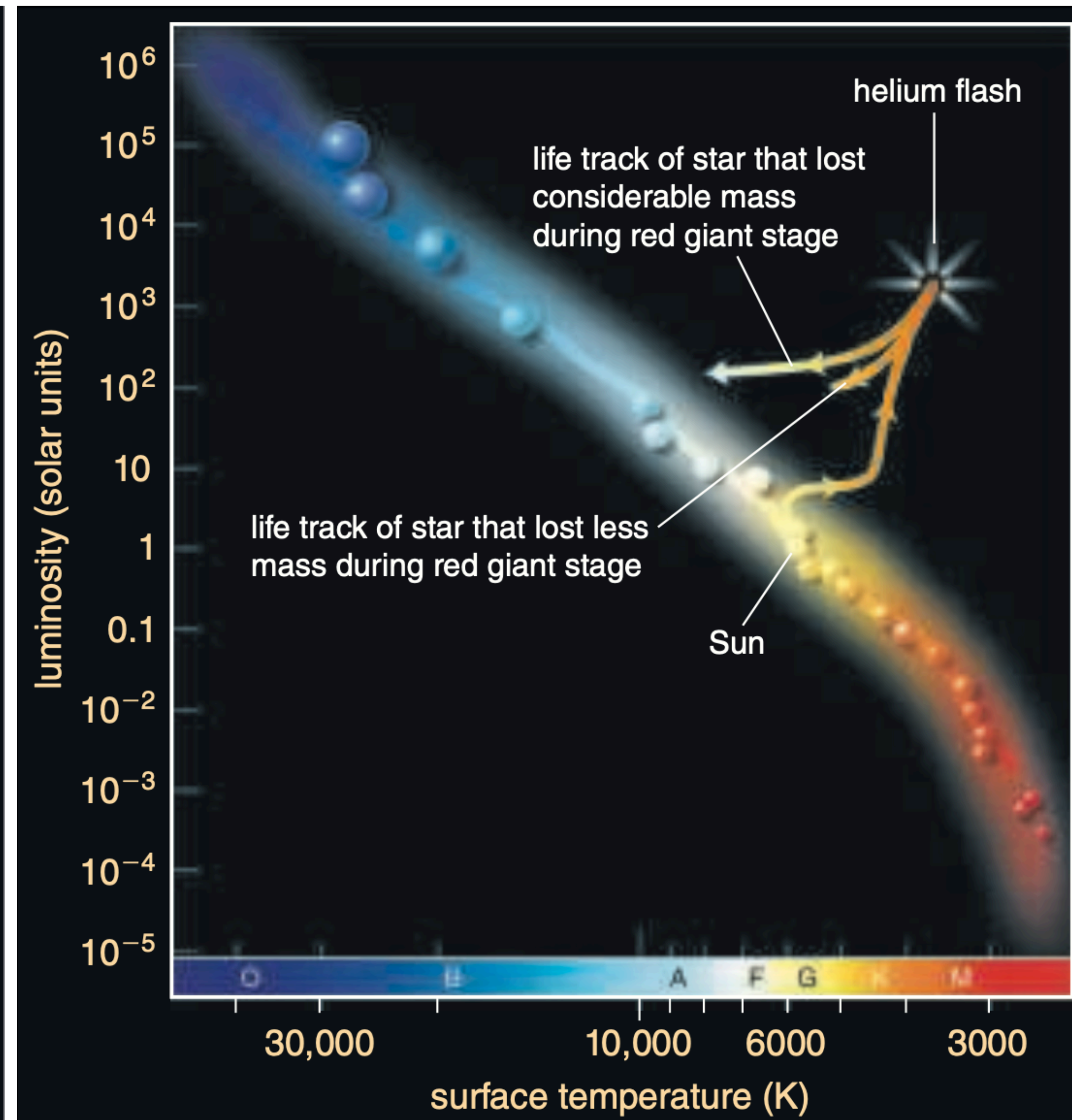
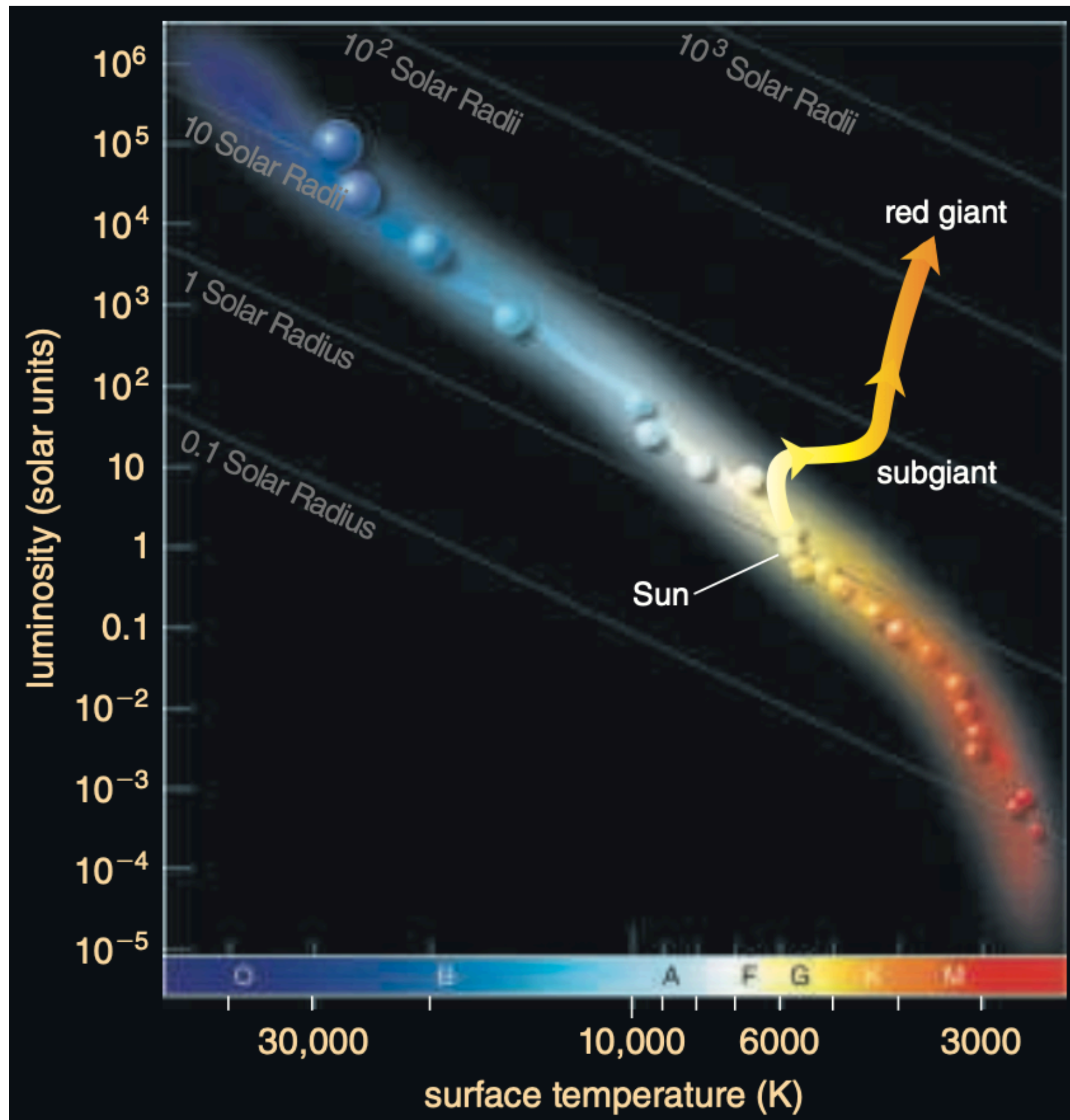
# Fasi post-sequenza principale



- La fase successiva a quella di bruciamento dell'elio al centro dipende dalla massa stellare, che determina la temperatura che si può raggiungere al centro
- Il bruciamento di elio nel centro si è esaurito, si sposta in shell, la stella diventa più luminosa e si espande → **fase di AGB: asymptotic giant branch** (quasi parallelo al RGB)
- la stella comincia ad alternare fasi di bruciamento di idrogeno ed elio in shell → **Pulsi Termici (TP-AGB)**
- questa fase finisce quando la pressione di radiazione ha espulso tutti gli strati esterni → **Nebulosa Planetaria**
- Stelle con  $M < 8 M_{\odot}$  non diventano mai abbastanza calde da bruciare Carbonio; quelle di più piccola massa (es. Sole) finiscono come nana bianca; quelle più massicce esplodono come **supernova**
- Stelle con  $M > 8 M_{\odot}$  possono bruciare C in Fe

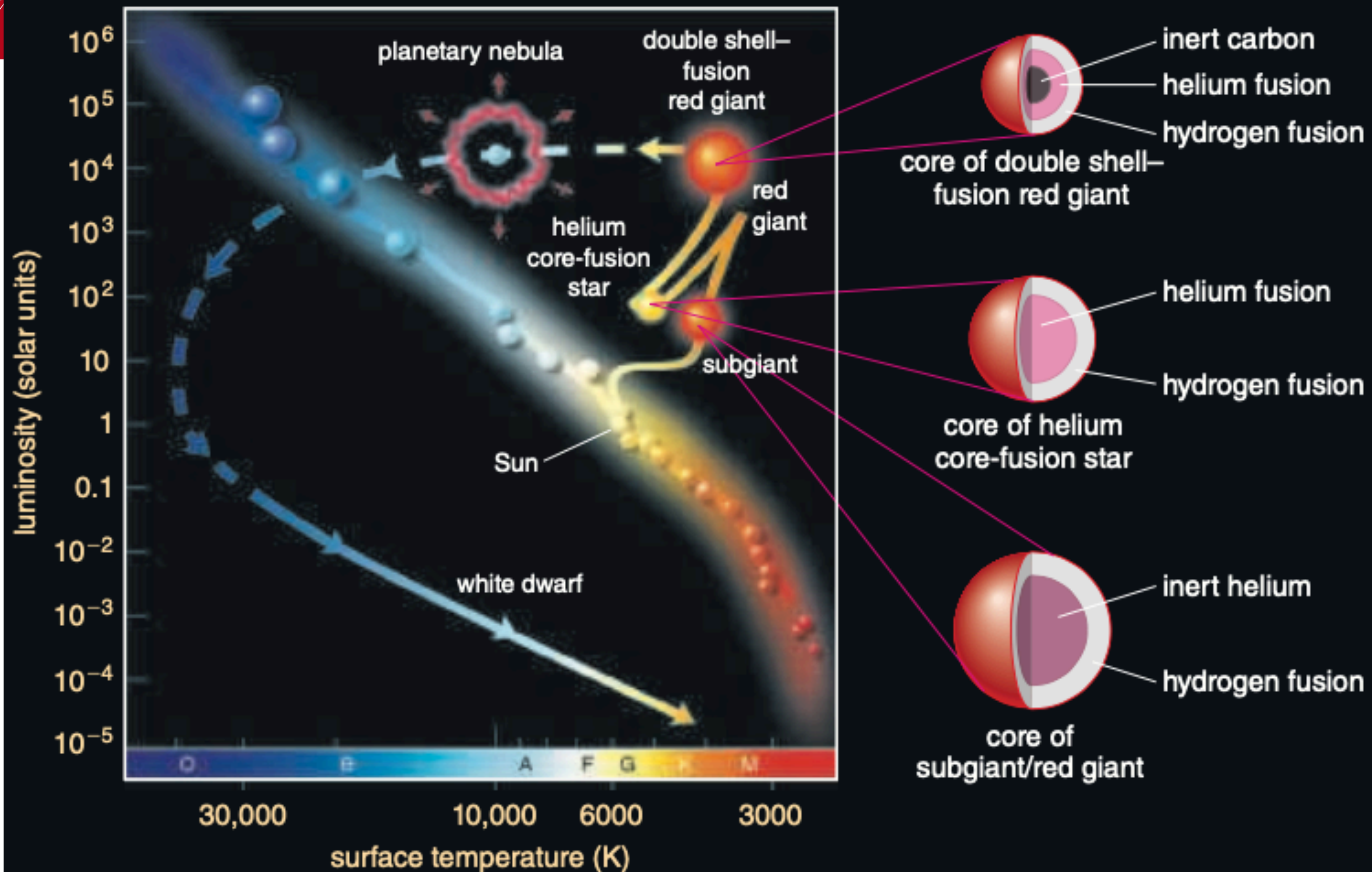


# Fasi post-MS stella 1 M<sub>⊙</sub> (Sole)

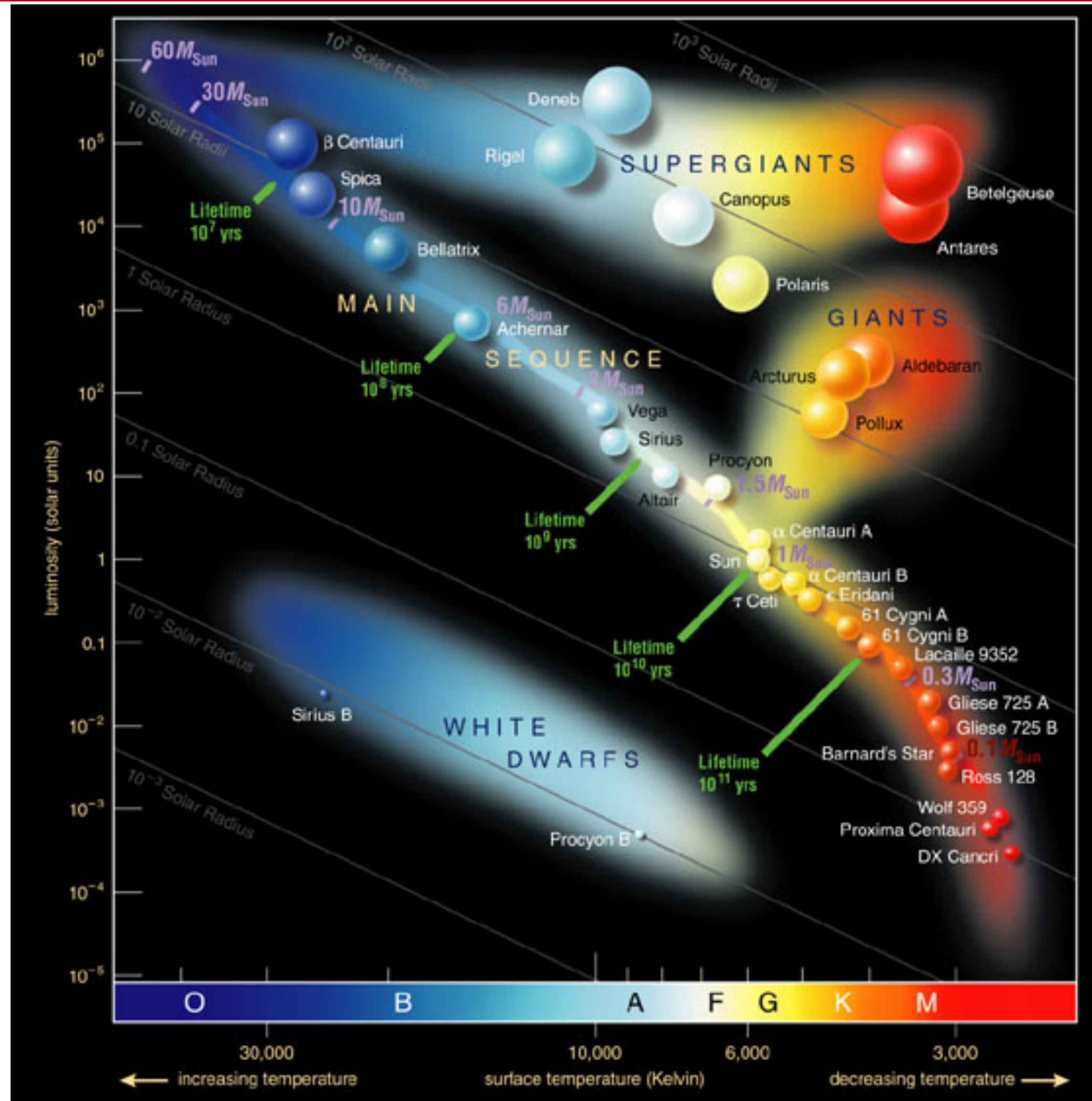




# Fasi post-MS stella 1 M<sub>⊙</sub> (Sole)



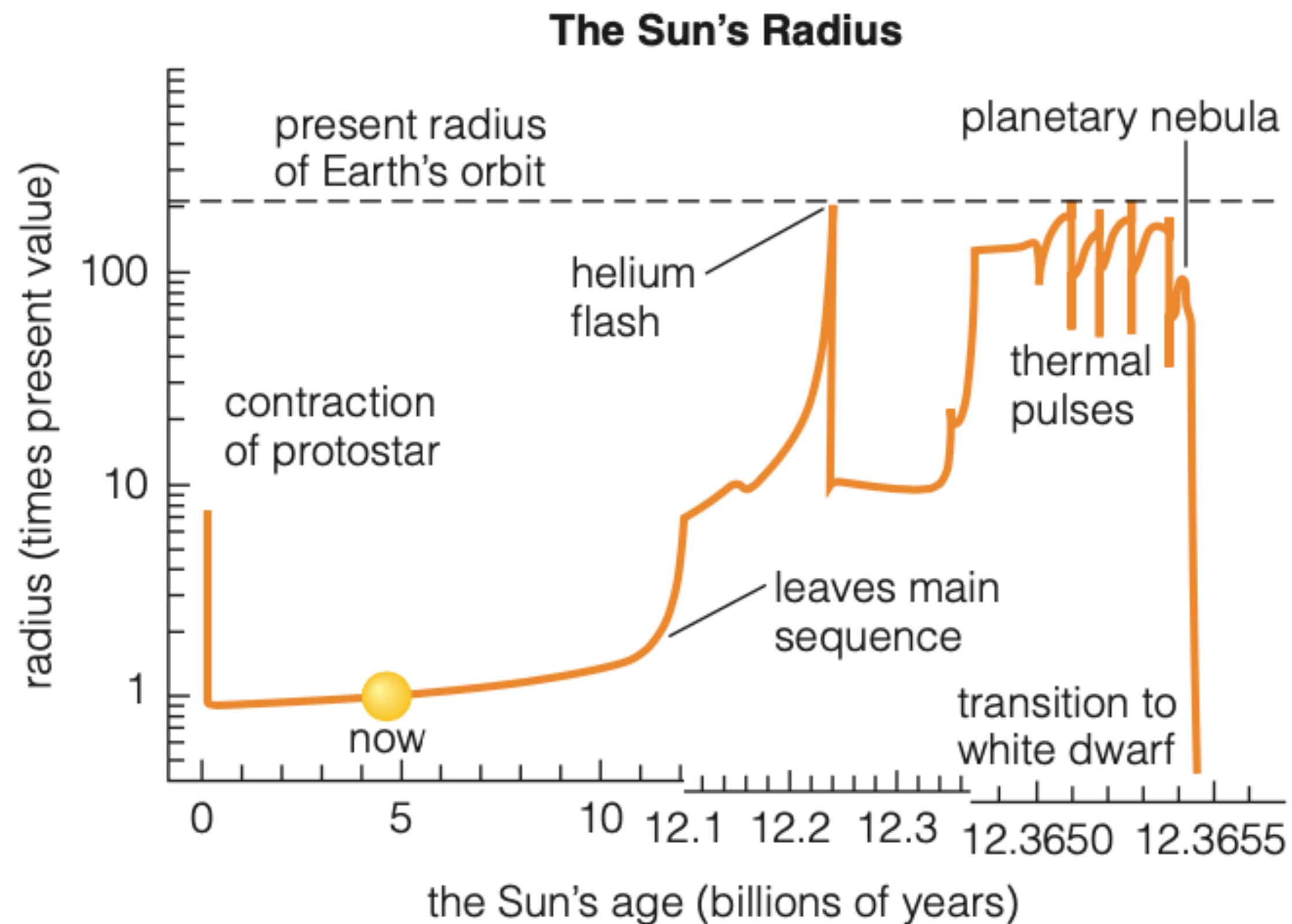
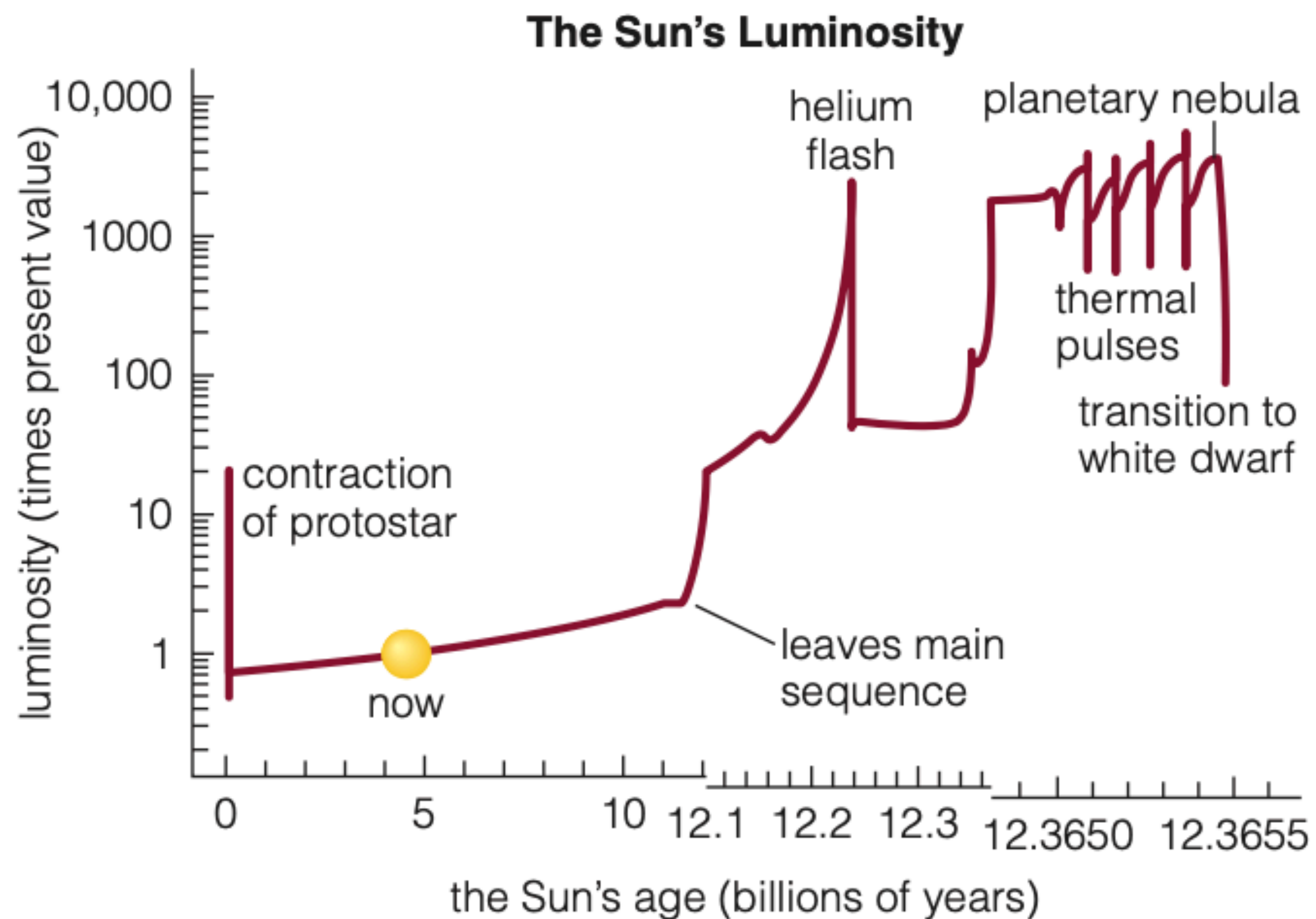
# Nane bianche



Nuclei quiescenti di stelle giganti (composti per lo più di materia elettro-degenere, cioè plasma di nuclei ed elettroni non legati) dove le reazioni nucleari sono cessate. Sono caldi perché sono nuclei stellari esposti e irradiano solo il loro calore residuo nello spazio (emissione di energia termica immagazzinata). Oggetto estremamente compatto (massa come il Sole, dimensioni come la Terra), ad es. Sirius B.



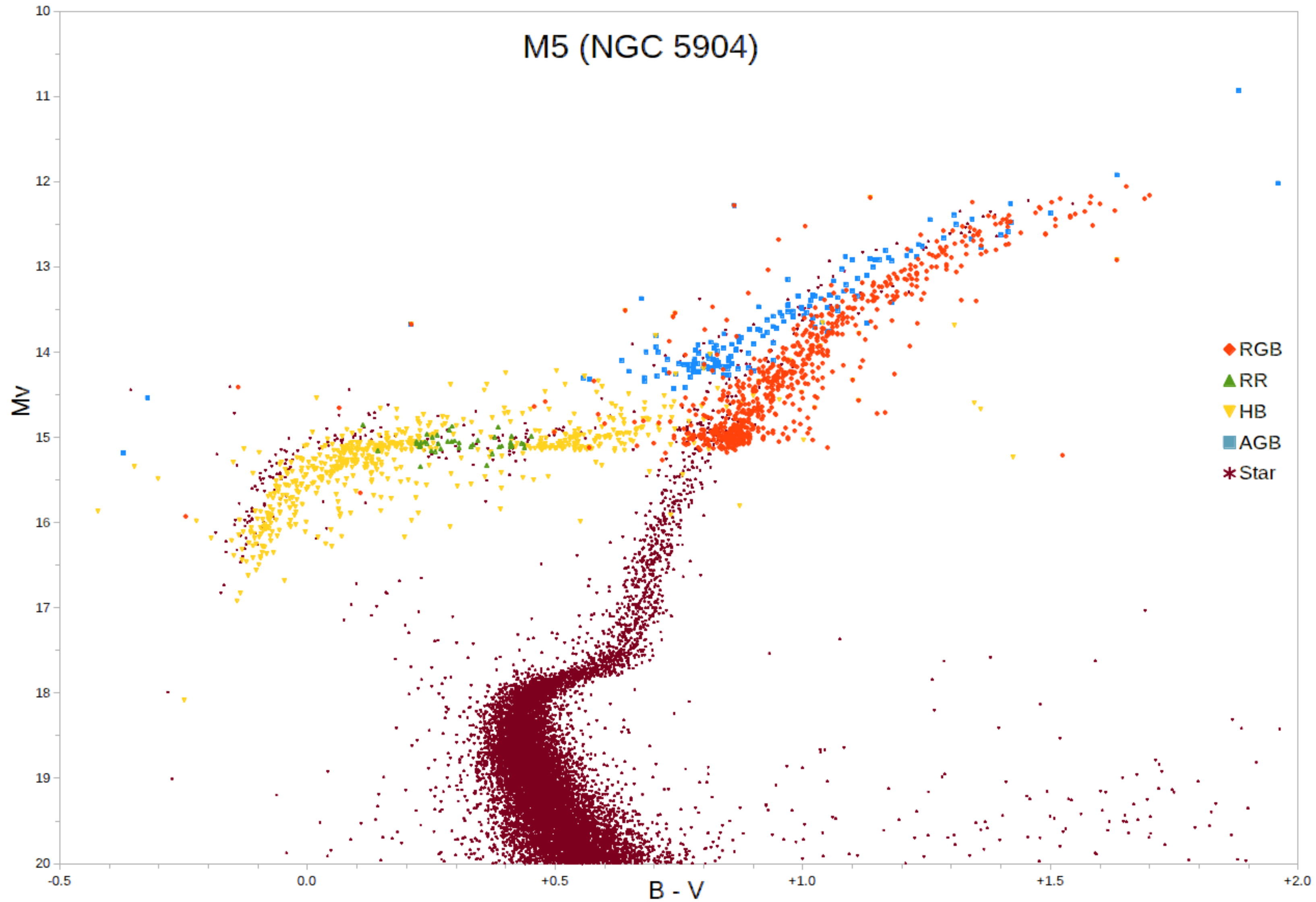
# Evoluzione stella 1 M<sub>⊙</sub> (Sole)



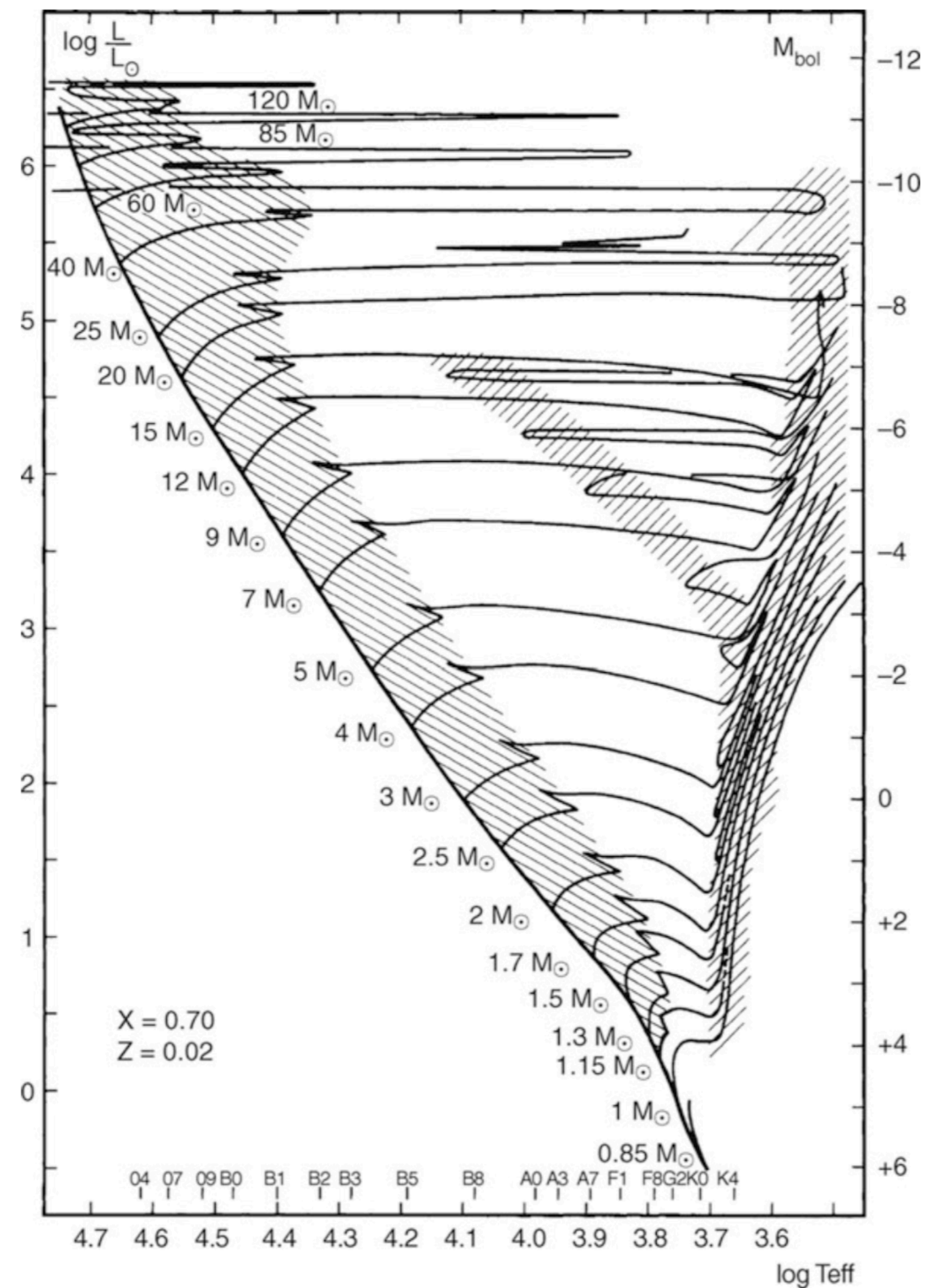


UNIVERSITÀ  
DEGLI STUDI  
DI PADOVA

# Fasi post-sequenza principale



# Diagramma HR come diagramma evolutivo

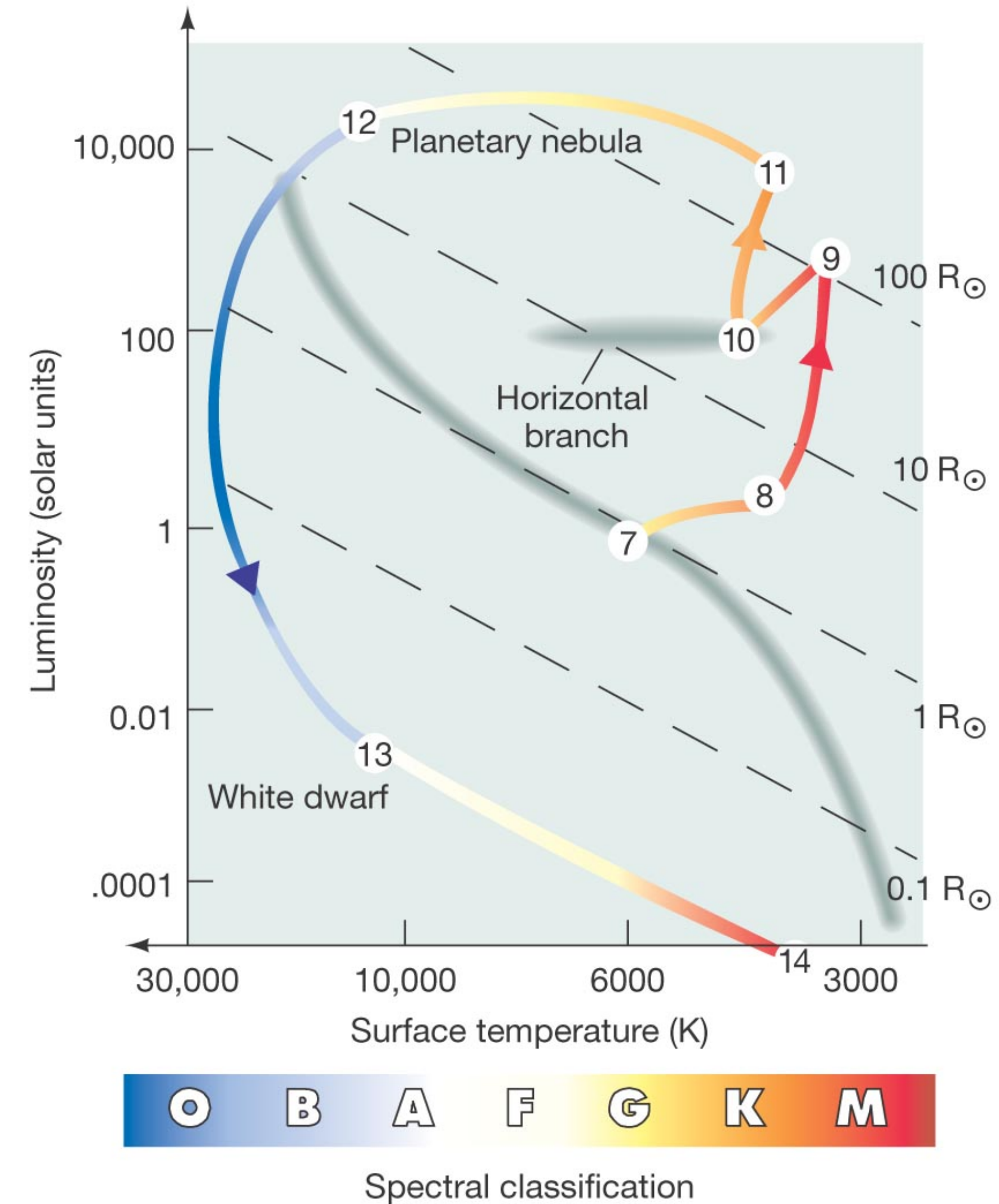
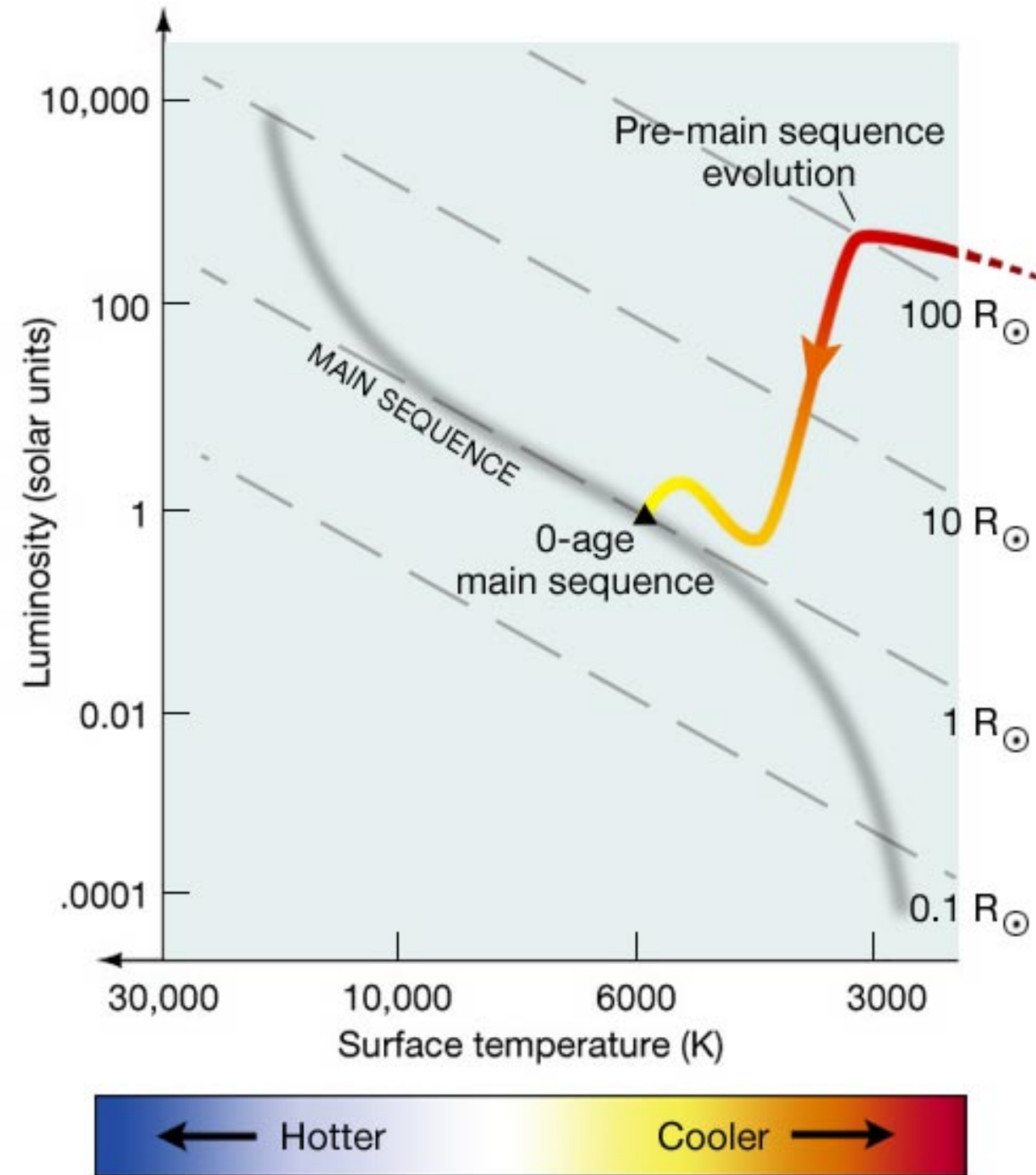


Evoluzione di stelle con diverse masse iniziali sul diagramma HR

Le zone ombreggiate del diagramma sono quelle dove l'evoluzione è più lenta, per cui risultano più popolate nel diagramma HR di una certa popolazione



# Evoluzione del Sole

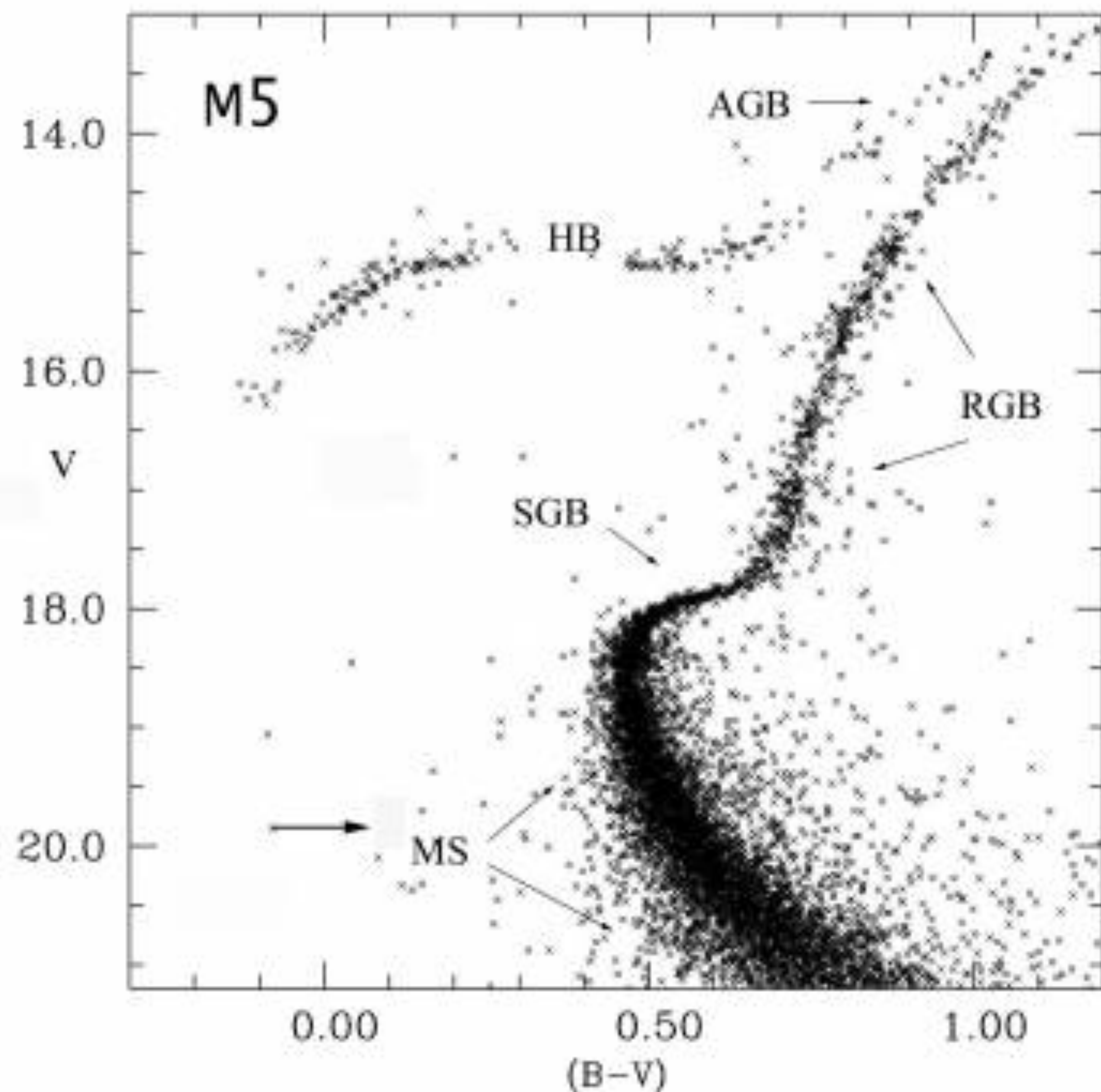


Copyright © 2008 Pearson Education, Inc., publishing as Pearson Addison-Wesley.

Il diagramma HR è anche un diagramma evolutivo!



# Diagramma HR di un ammasso globulare

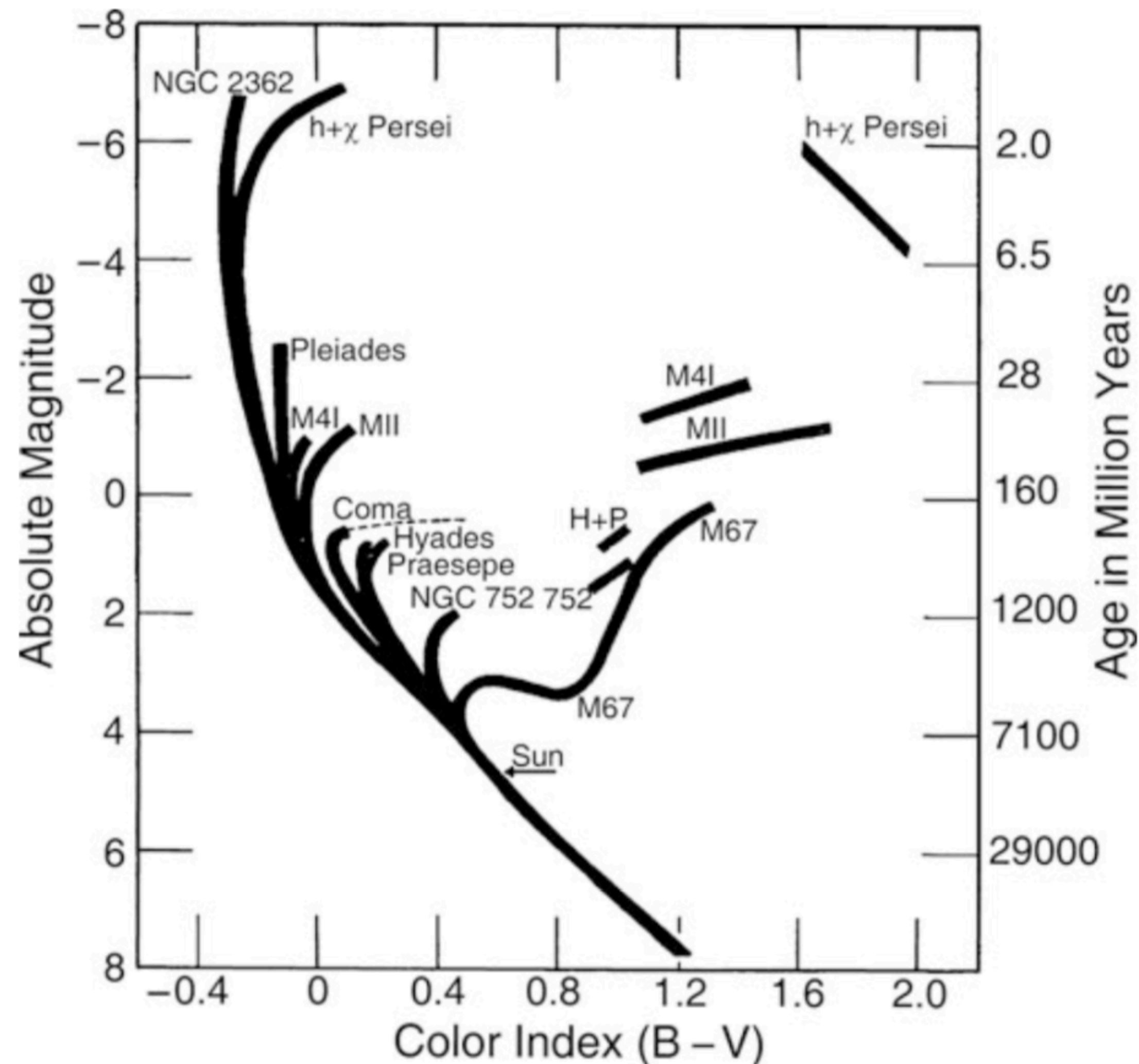


In prima approssimazione, è una popolazione di stelle nate tutte allo stesso tempo

Equivale a prendere un'istantanea: la curva dove si trovano le stelle è **un'isocrona**

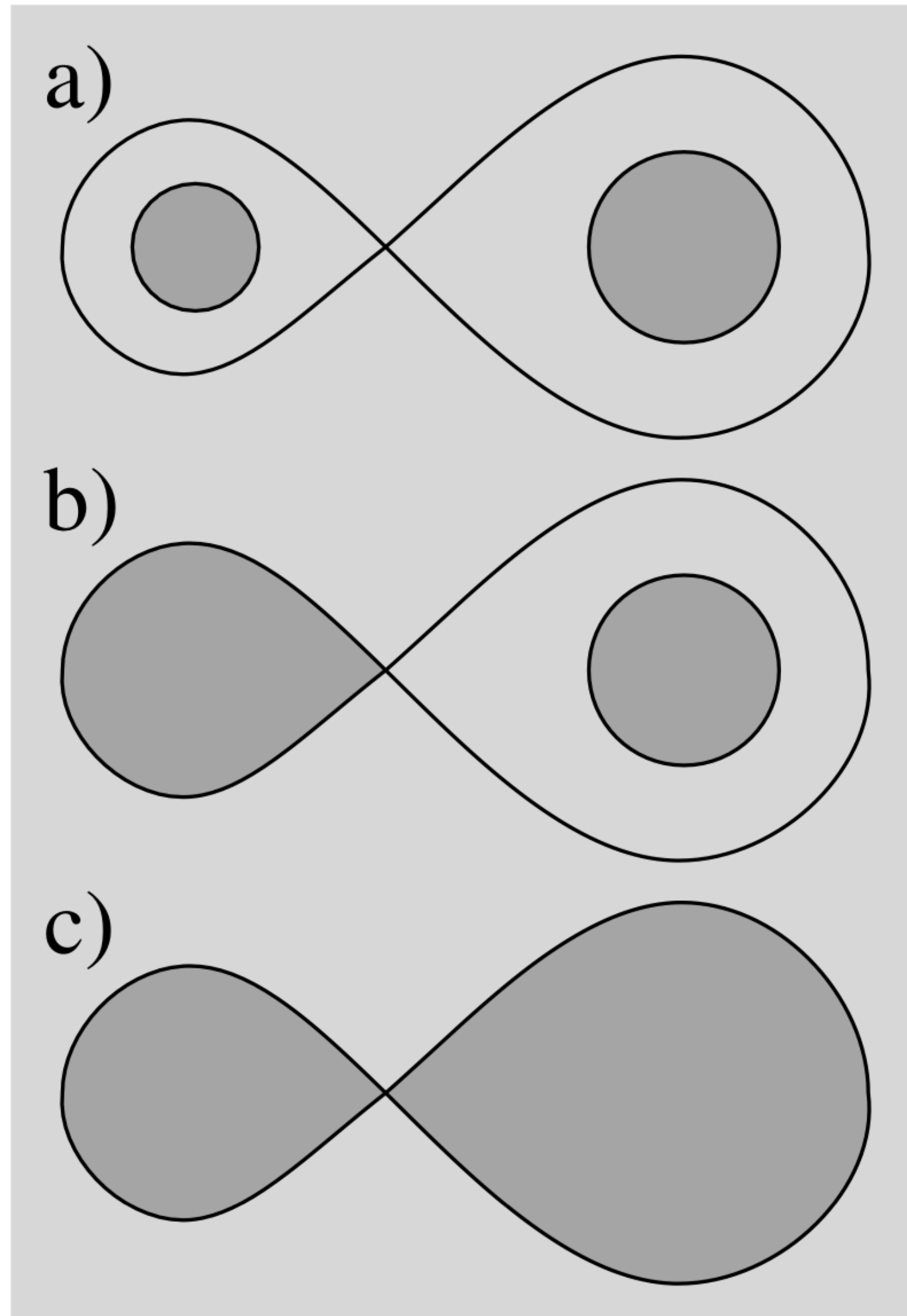
Come determinare l'età di una popolazione stellare (ad esempio di un ammasso globulare)? **Dalla posizione del turn over della MS**

# Determinazione età ammassi con il diagramma HR



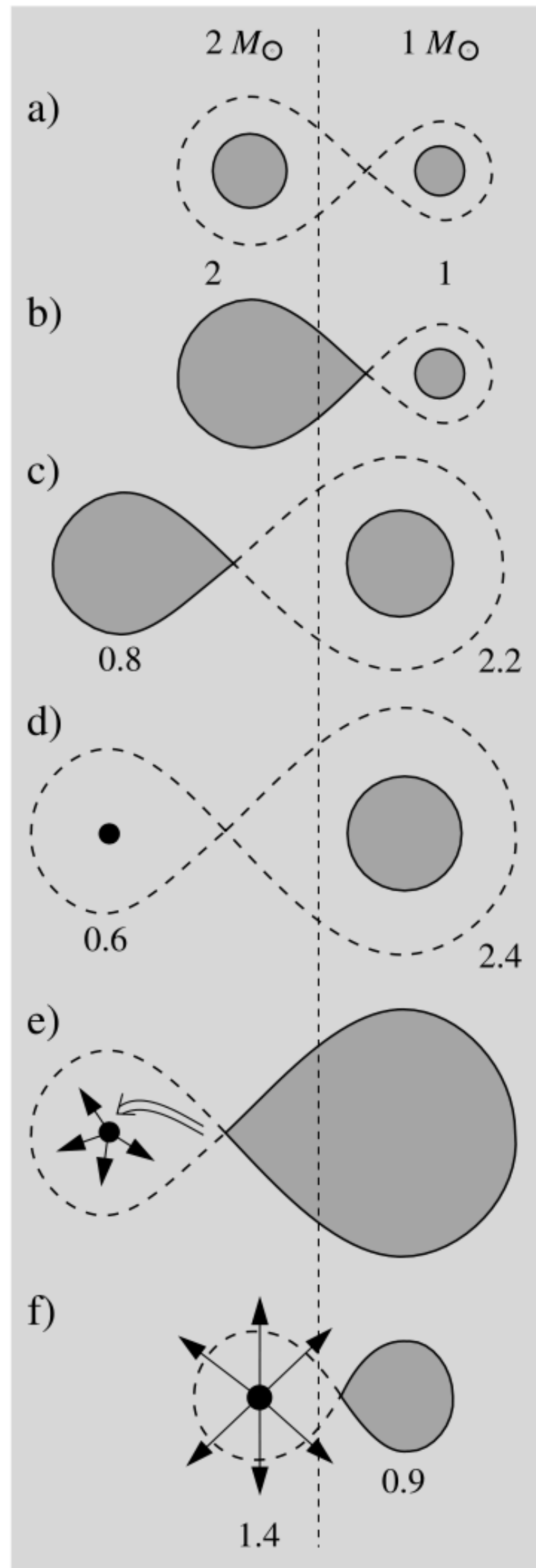
Le stelle più luminose hanno una vita sulla sequenza principale inferiore rispetto a quelle meno luminose. Il *turnoff* dalla sequenza principale corrisponde quindi a quella massa stellare per cui la durata della sequenza principale è uguale all'età dell'ammasso.

L'età è specificata sull'asse destro in funzione della posizione del turnoff; il Sole lascerà la sequenza principale dopo circa 10 miliardi di anni.



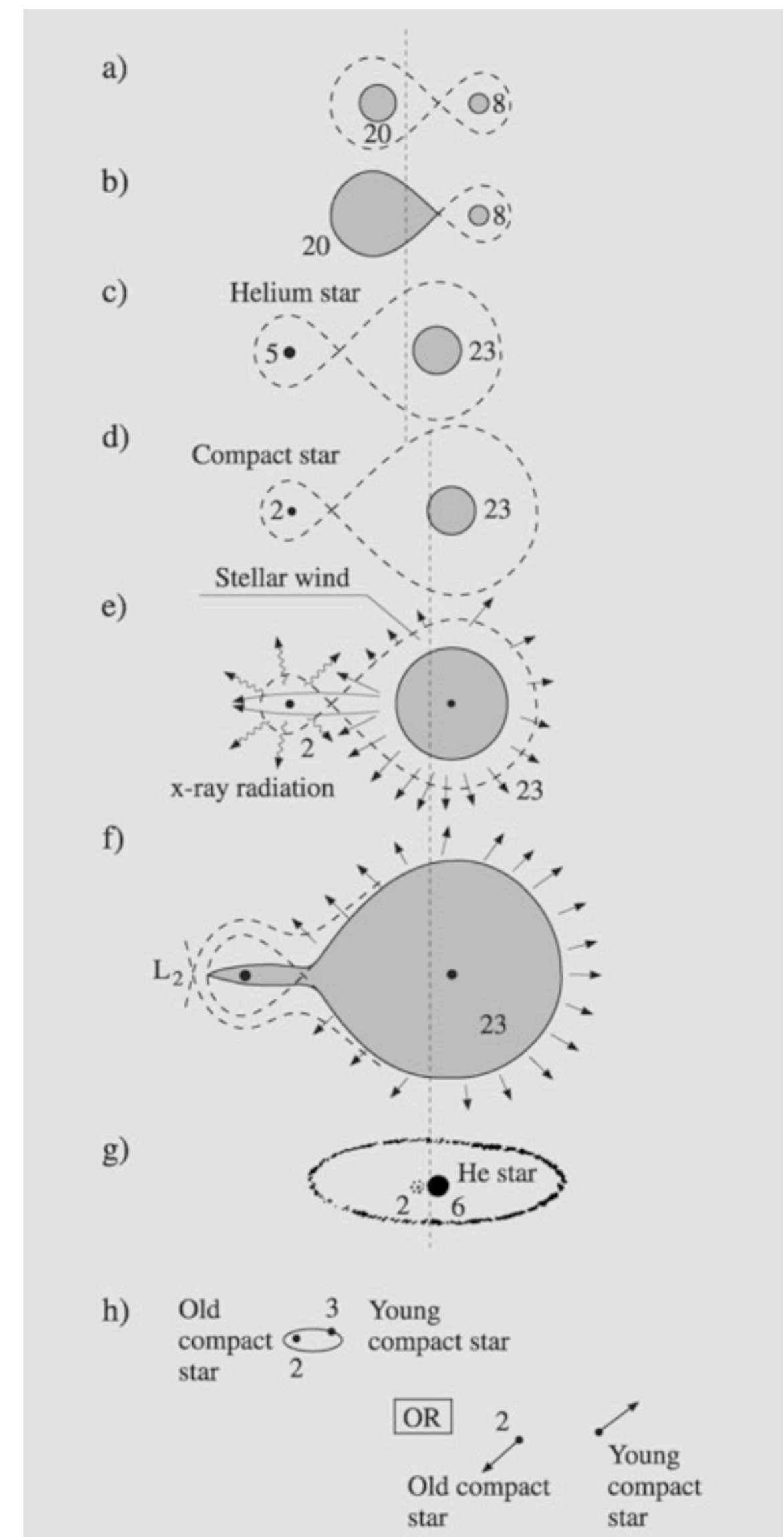
## La maggior parte delle stelle è in realtà in sistemi binari

- Lobo di Roche: superficie equipotenziale, se la stella si espande fino ad esso, comincia un trasporto di massa sulla compagna
- a) sistema “detached”; b) sistema semi-detached; c) sistema a contatto
- Durante la MS, le stelle sono ben dentro il lobo di Roche
- Quando la più massiccia evolve fuori sequenza, può riempire il suo lobo di Roche e iniziare un mass transfer sull'altra; ad un certo punto sarà l'altra ad essere più massiccia



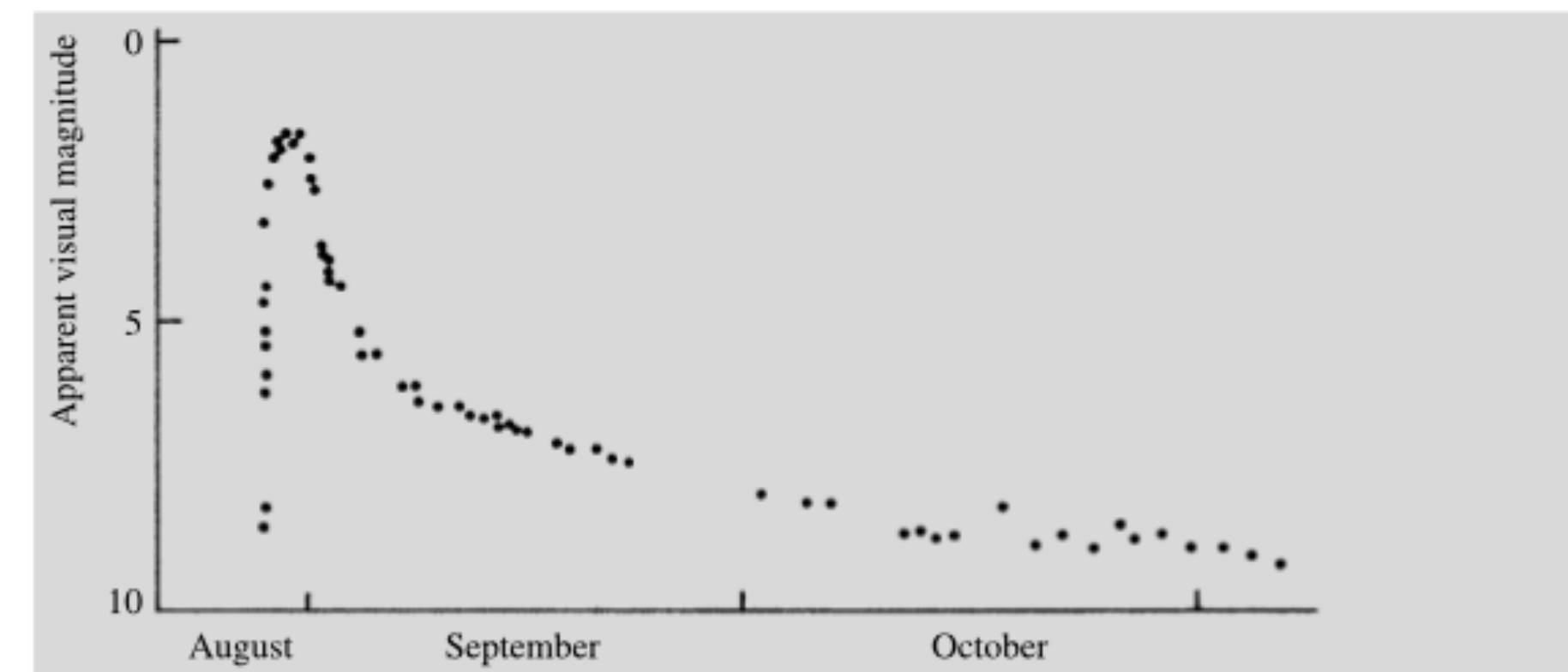
**Fig. 12.10** Evolution of a low-mass binary: (a) both components on the main sequence; (b) mass transfer from the more massive component; (c) light subgiant and massive main sequence star; (d) white dwarf and main sequence star; (e) mass transferred to the white dwarf from the more massive component leads to nova outbursts; (f) the white dwarf mass exceeds the Chandrasekhar mass and explodes as a type I supernova

**Fig. 12.11** Evolution of a massive binary. It has been assumed that the supernova explosion of a  $5 M_{\odot}$  helium star leaves a  $2 M_{\odot}$  compact remnant (neutron star or black hole). (a) Main sequence phase; (b) beginning of the first mass transfer phase; (c) end of the first mass transfer phase; the first Wolf–Rayet phase begins; (d) the helium star (Wolf–Rayet star) has exploded as a supernova; (e) the  $23 M_{\odot}$  component becomes a supergiant; the compact component is a strong X-ray source; (f) beginning of the second mass transfer phase; the X-ray source is throttled and large-scale mass loss begins; (g) second Wolf–Rayet phase; (h) the  $6 M_{\odot}$  helium star has exploded as a supernova; the binary may or may not be disrupted, depending on the remaining mass



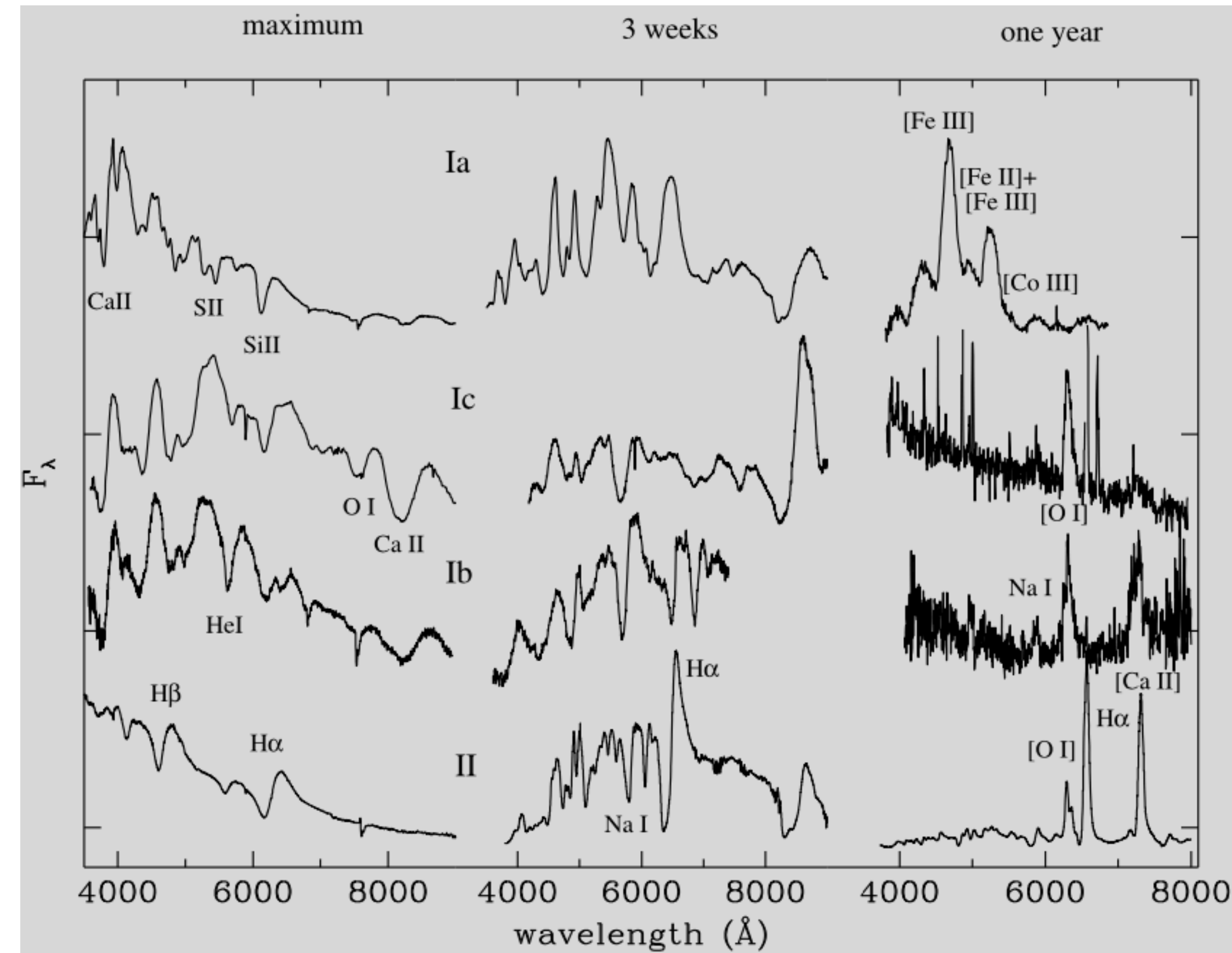
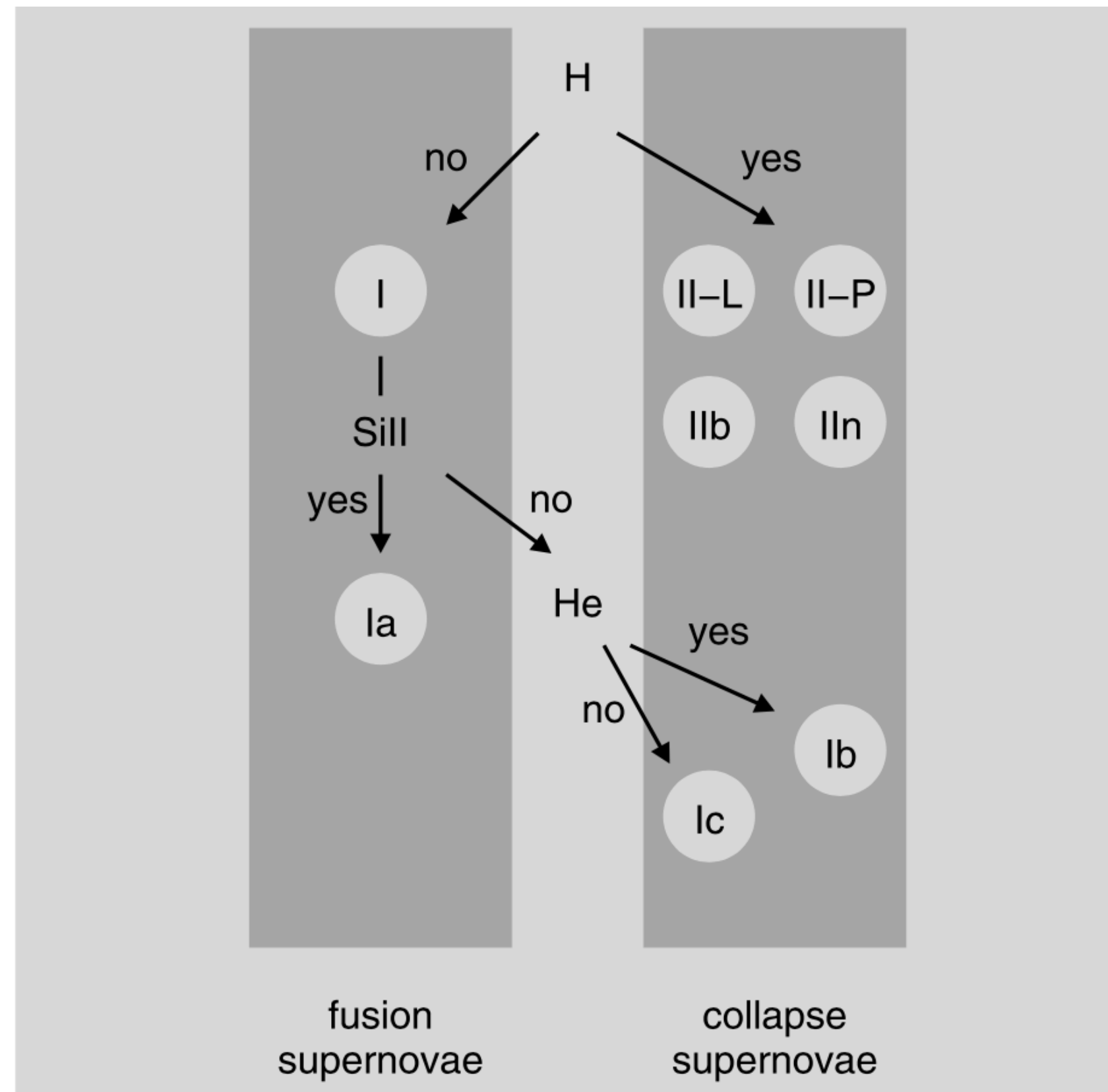
# Fine stelle di grande massa

- Le stelle più massicce terminano la loro vita con un nucleo di Ferro; il ferro non può essere combustibile di reazioni termonucleari di fusione
- Tale nucleo di solo ferro non ha pressione di radiazione per supportare la gravità, collassa in un oggetto compatto (stella di neutroni, buco nero)
- Nel collasso si libera un'energia enorme (100x l'energia irradiata dal sole in tutta la sua vita)
- Quest'energia provoca un'esplosione chiamata **supernova**; così luminosa da essere visibile a distanze cosmologiche
- È in questa fase che si formano elementi più pesanti del ferro, per cattura di neutroni



# Supernovae

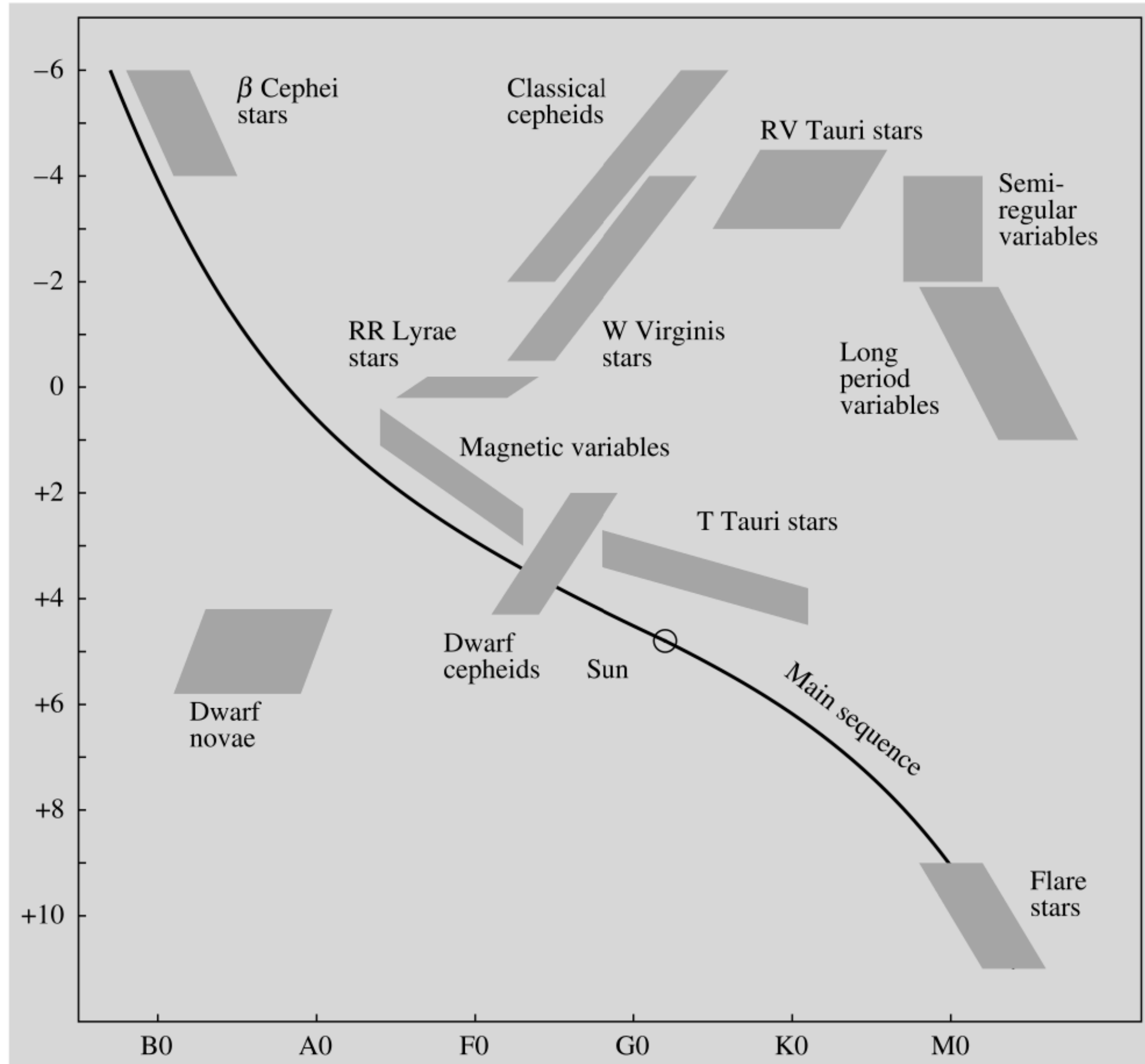
- Classificazione originaria in base allo spettro (presenza o meno di idrogeno)



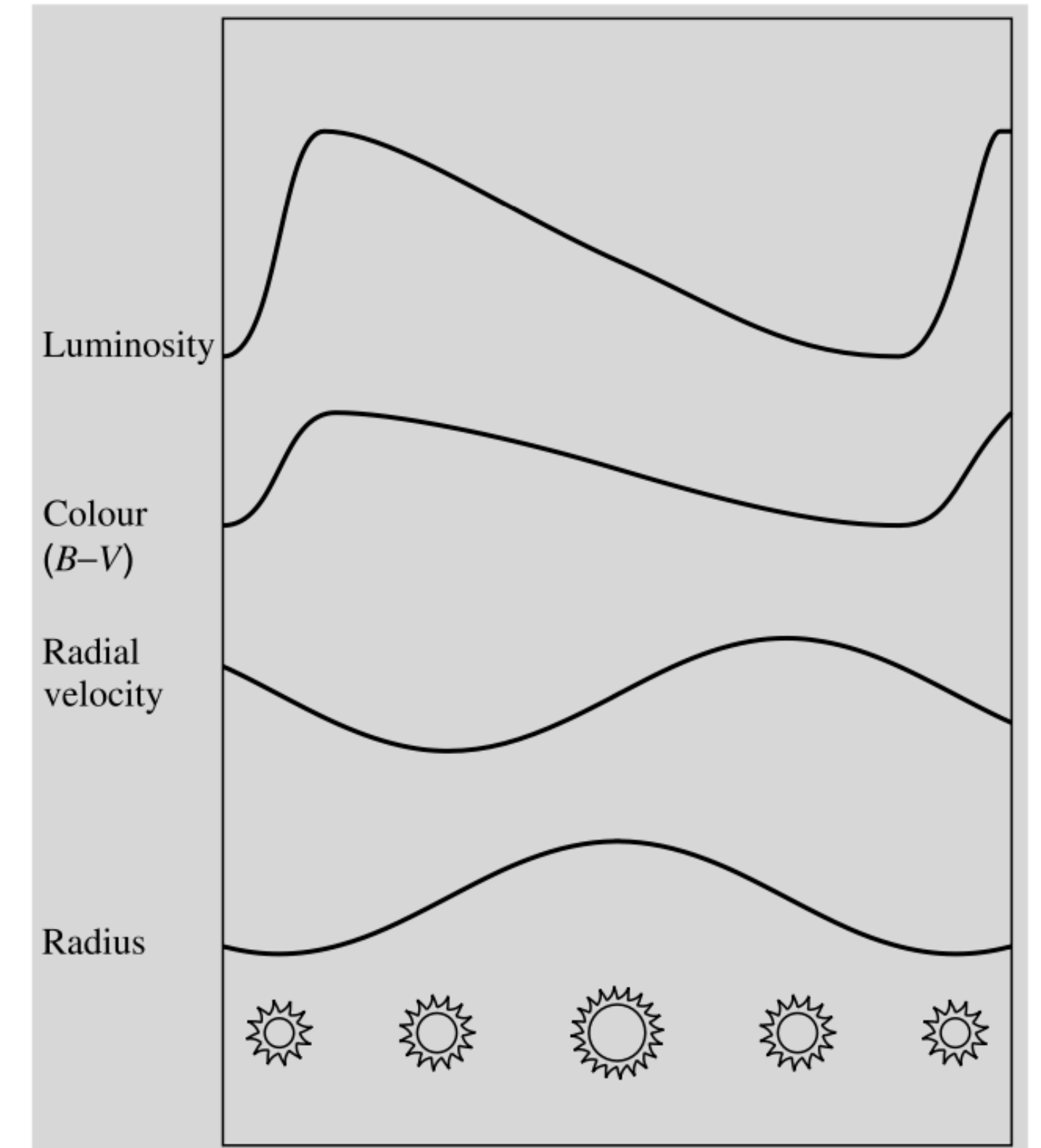
- Tipo Ia: si formano da sistemi binari di una nana bianca e una compagna (in sistemi più evoluti)
- Tipo II: esplosione di stelle massicce (quindi prevalentemente in popolazioni giovani)



# Stelle variabili

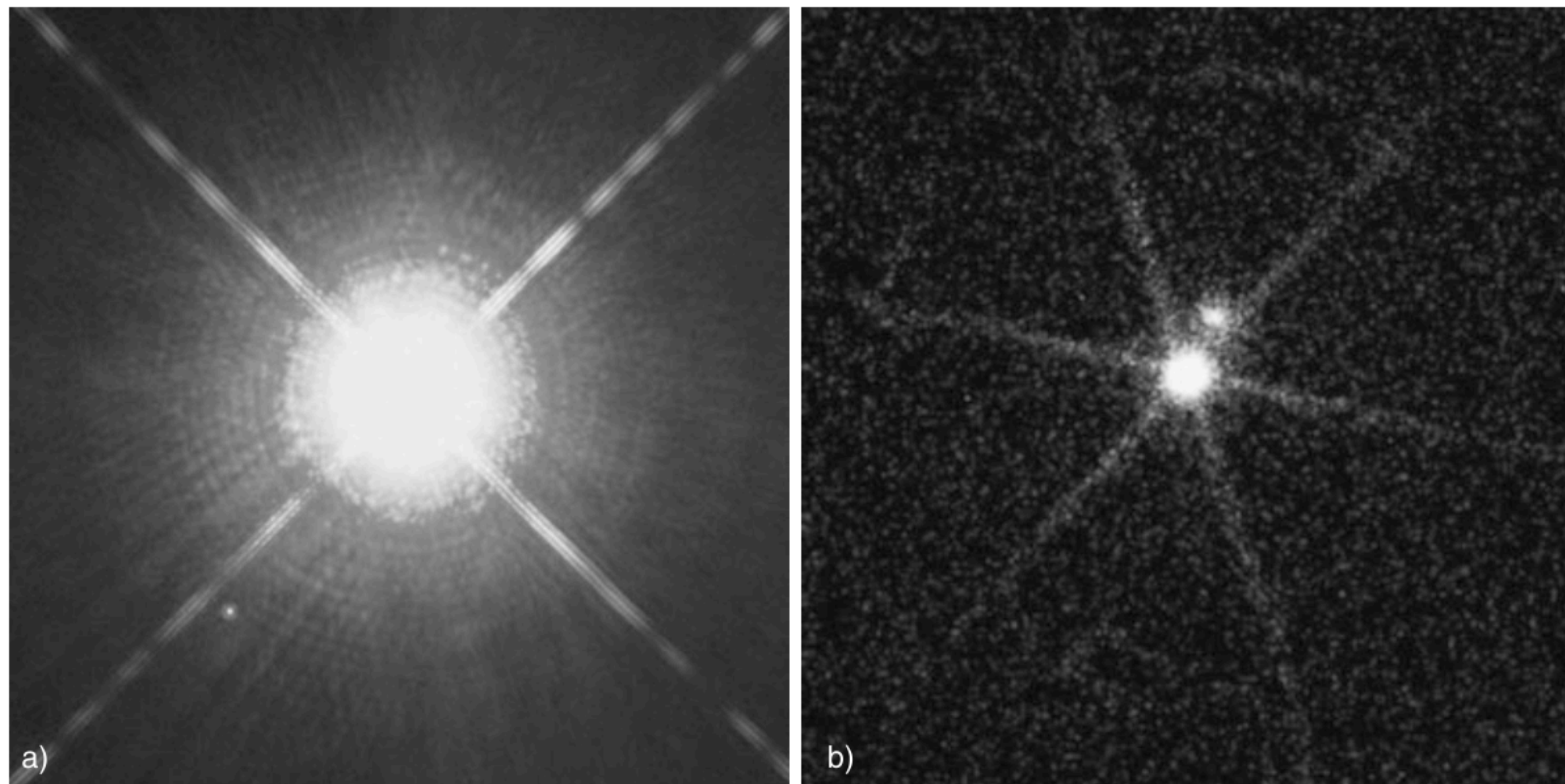


In varie fasi dell'evoluzione stelle di diversa massa passano per fasi instabili in cui la loro luminosità varia nel tempo, più o meno periodicamente



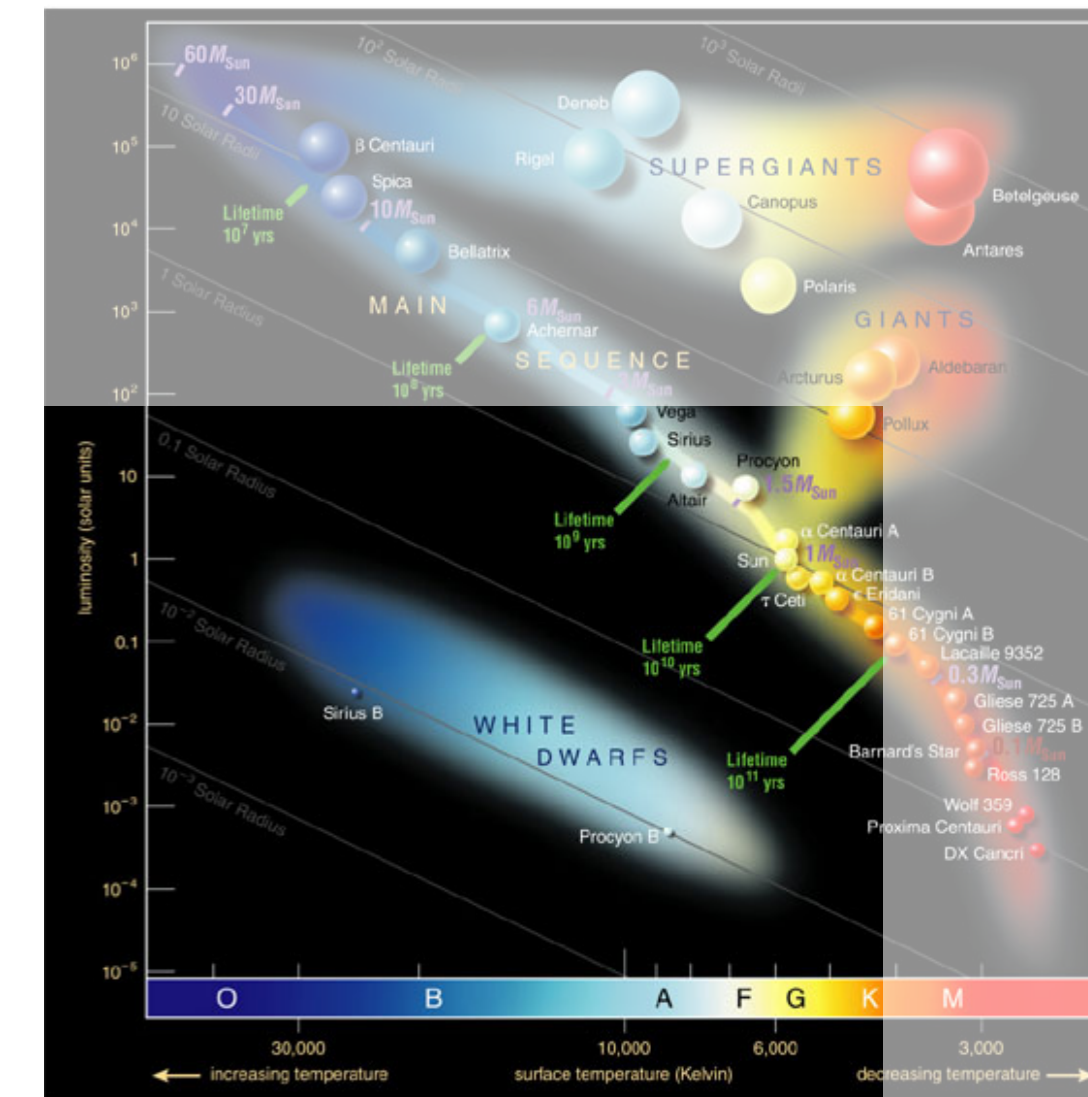
Esempio: cefeidi

# Stelle compatte: nane bianche



**Fig. 15.1** Two views of the best-known white dwarf Sirius B, the small companion to Sirius. *On the left*, a picture in visible light by the Hubble Space Telescope. Sirius B is the tiny white dot on lower left from the overexposed image of Sirius. *On the right*, an X-ray picture of the pair

taken by the Chandra X-ray observatory. Sirius B is now the brighter source, and Sirius is weaker, because its surface is much cooler than the surface of the white dwarf. (Photos NASA / HST and Chandra)



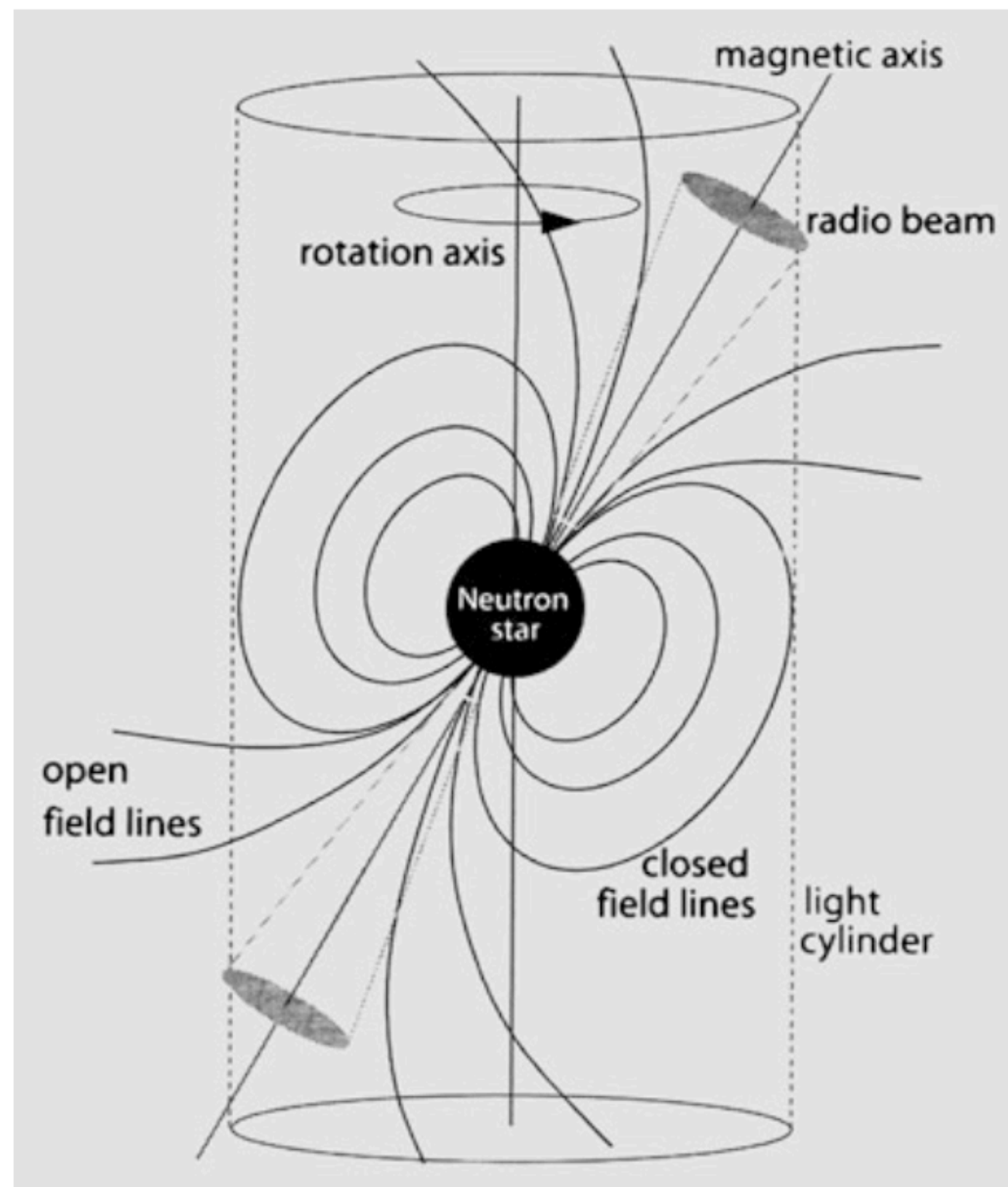
- Stelle in cui gli elettroni sono degeneri
- Massa limite di Chandrasekar:  $1.4 M_{\odot}$
- Anche se la pressione aumenta, la temperatura rimane costante; non si accendono reazioni termonucleari



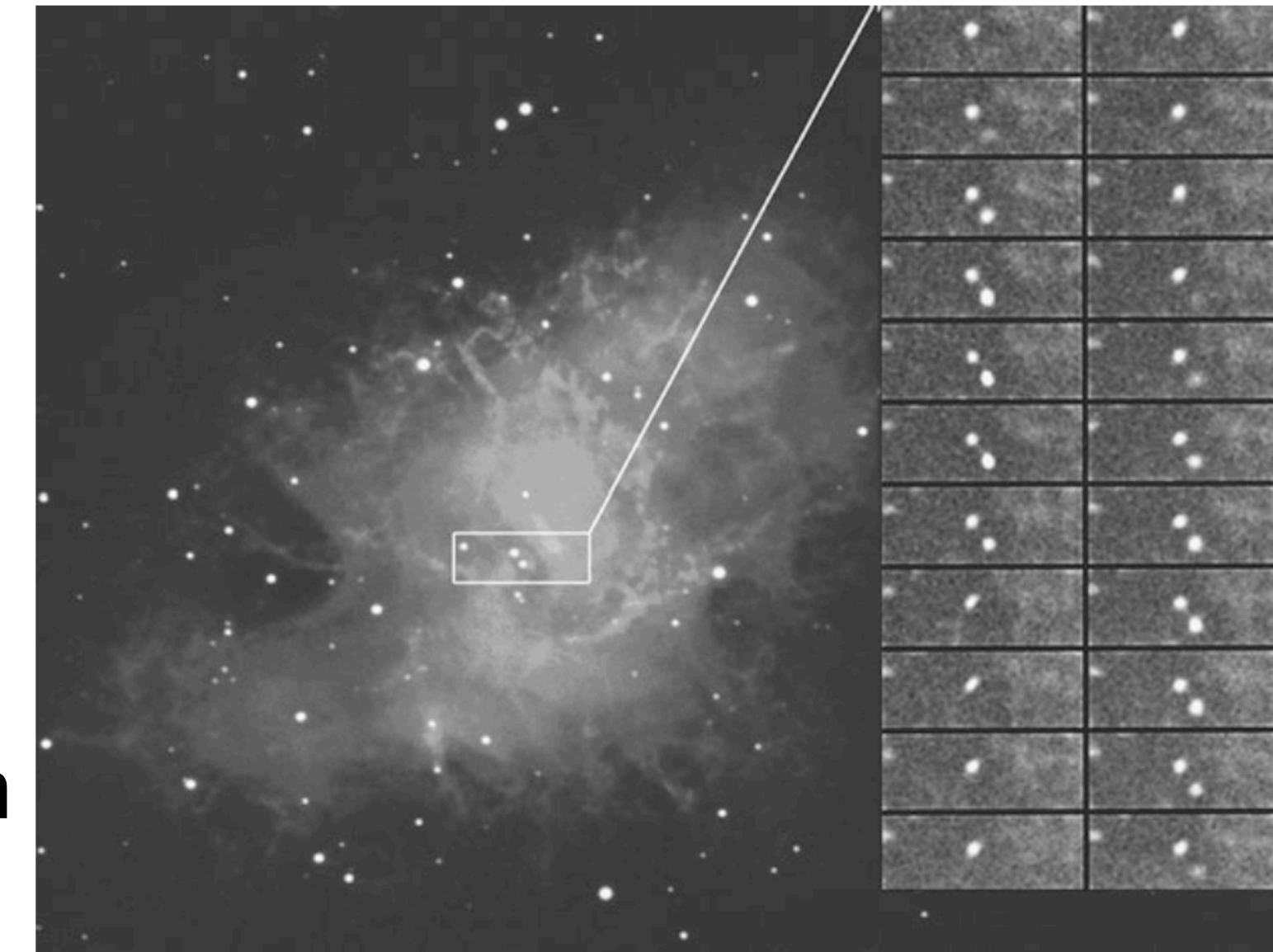


# Stelle compatte: stelle di neutroni

- Un remnant stellare con massa superiore a quella di Chandrasekar:  $1.4 M_{\odot}$
- La densità è così grande che protoni e elettroni si fondono in neutroni
- Ancora più dense delle nane bianche (raggi  $\sim 10\text{km}$ , atmosfera di qualche cm)
- Tipicamente ruotano molto velocemente



- Una stella di neutroni rotante è circondata da un forte campo magnetico che trascina gli elettroni dalla superficie e li accelera a velocità relativistiche dai poli magnetici.
- Quando gli elettroni vengono accelerati lungo le linee del campo magnetico, irradiano
- Poiché l'asse magnetico è disallineato con l'asse di rotazione, le stelle di neutroni si muovono nel cielo come in un faro.
- se la Terra è allineata con il beam  $\rightarrow$  *pulsar*





# Stelle compatte: buchi neri

- Un remnant stellare con massa ancora superiore può diventare un buco nero
- Oggetto così denso che neanche la luce ha velocità maggiore di quella di fuga

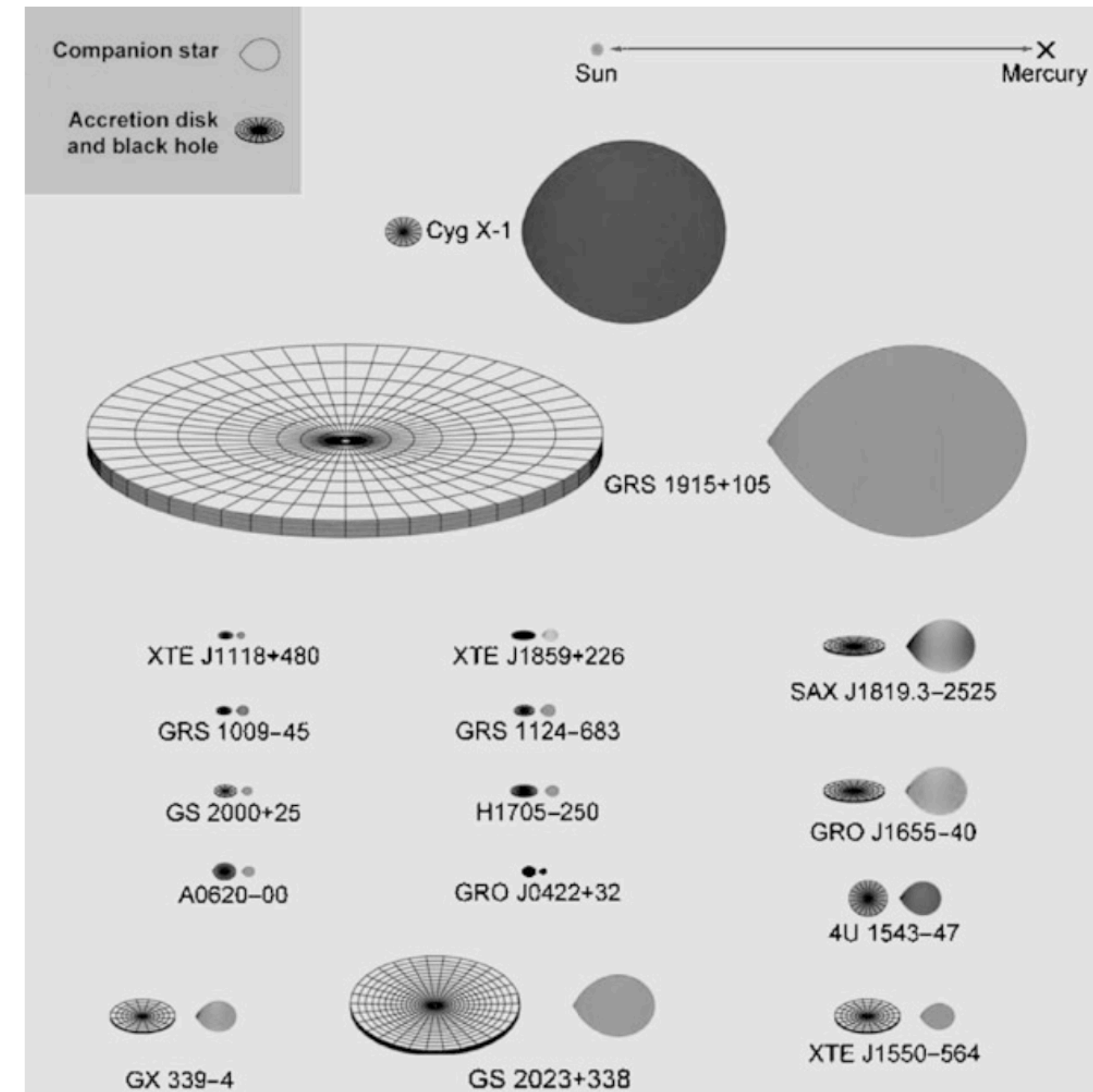
$$v_e = \sqrt{\frac{2GM}{R}}$$

Velocità di fuga da  
un corpo di massa  $M$   
e raggio  $R$

Se  $R < R_s$  allora  $v_e > c$

$$R_s = 2GM/c^2.$$

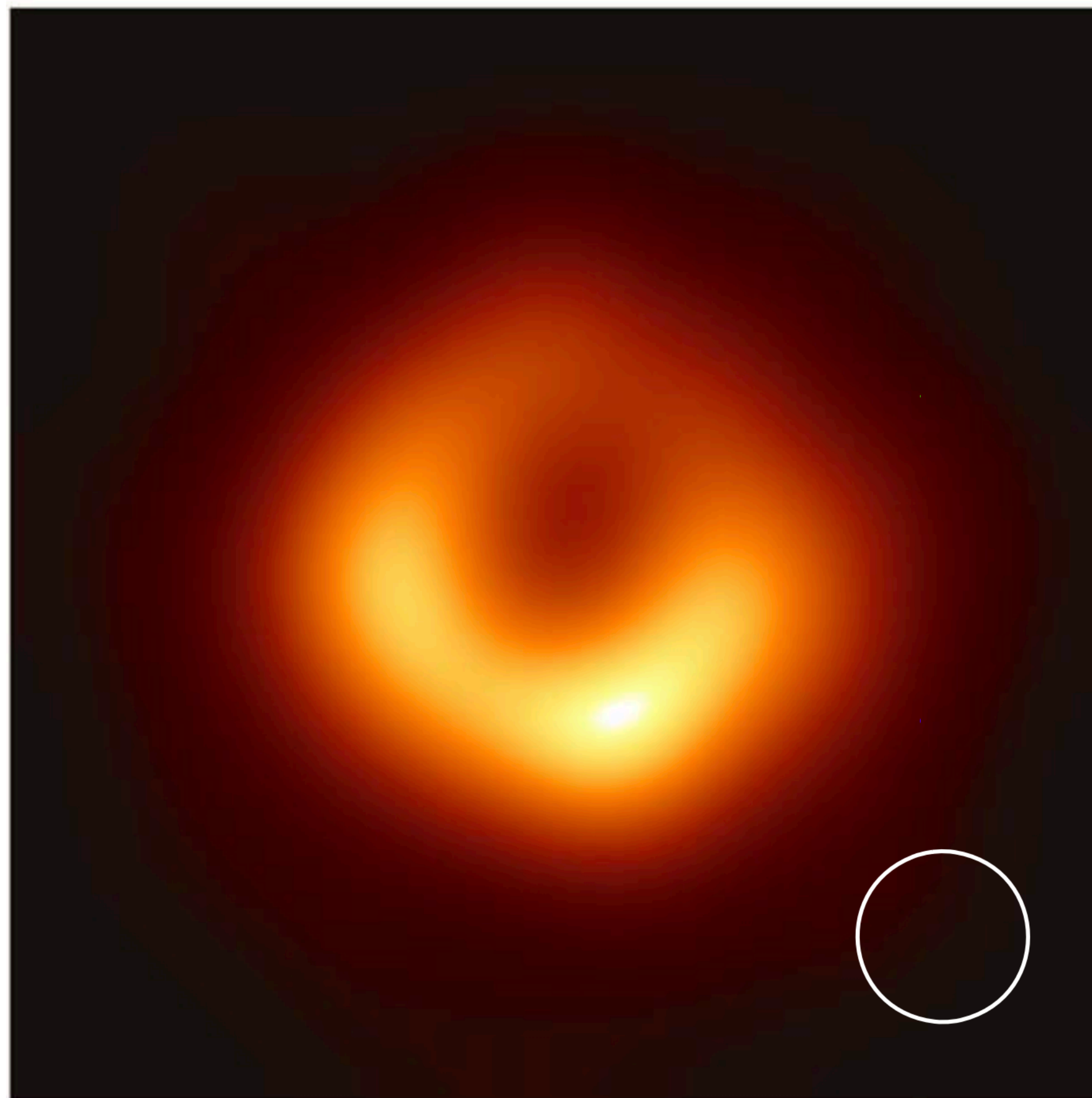
$R_s$  raggio di Schwarzschild



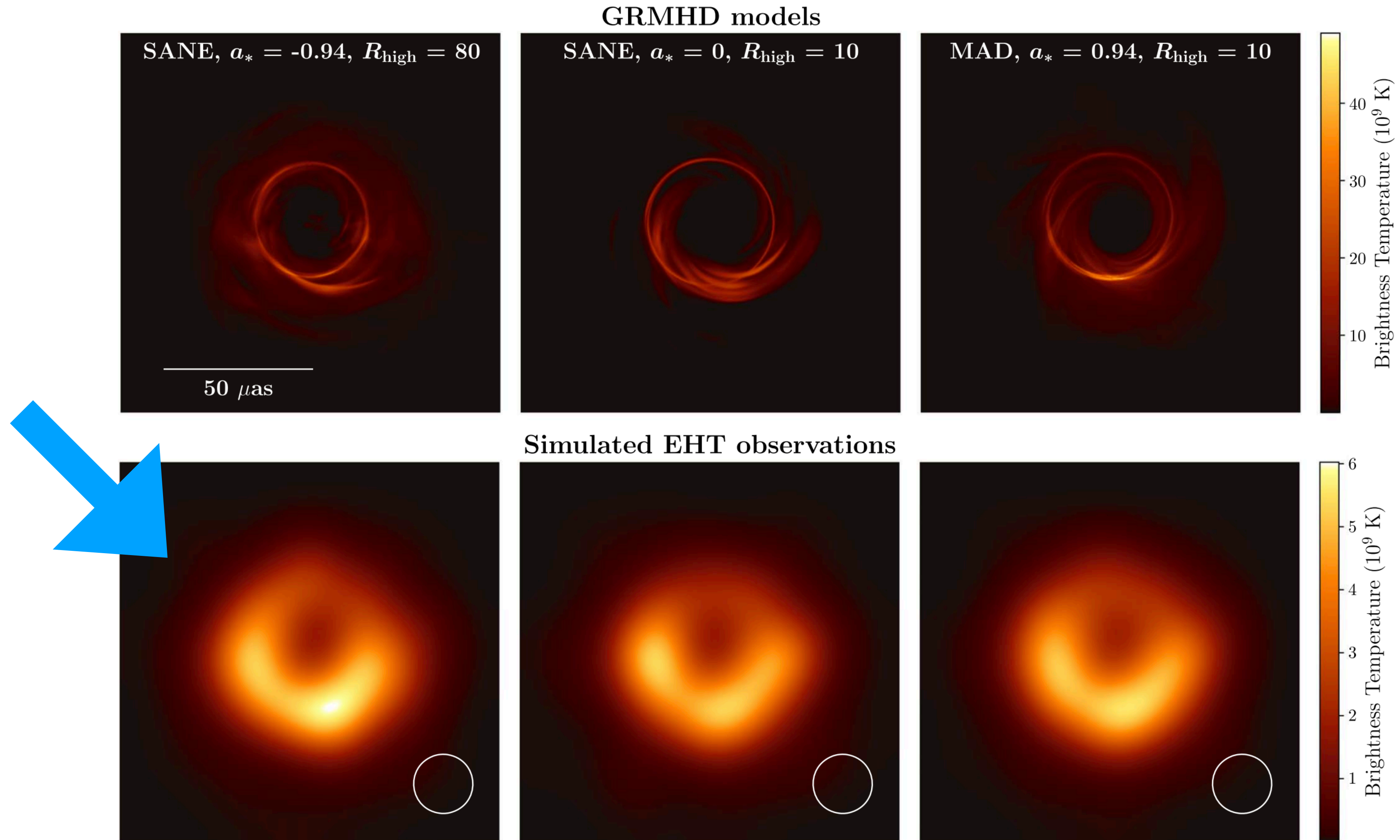
- Per il Sole  $R_s \sim 3\text{km}$
- Ma il Sole non può diventare un buco nero;  $R_s$  minimo buco nero  $\sim 10\text{ km}$
- Proprietà buchi neri  $\rightarrow$  teoria relatività generale
- Orizzonte eventi: l'informazione non ne esce; per un osservatore che ci cade dentro niente di speciale; per un'osservatore distante, niente sembra caderci dentro (appare rallentare mano a mano che ci si avvicina)



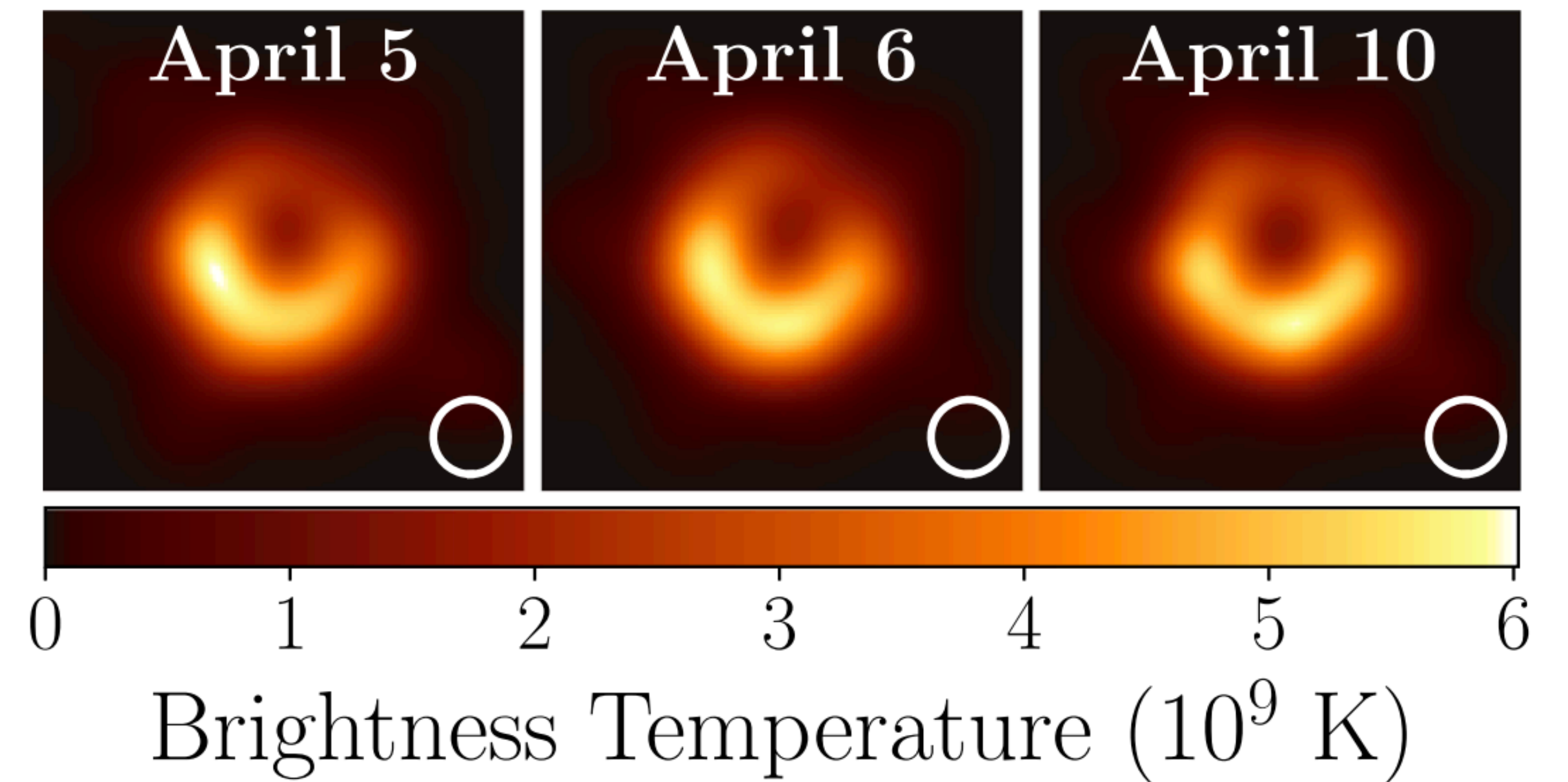
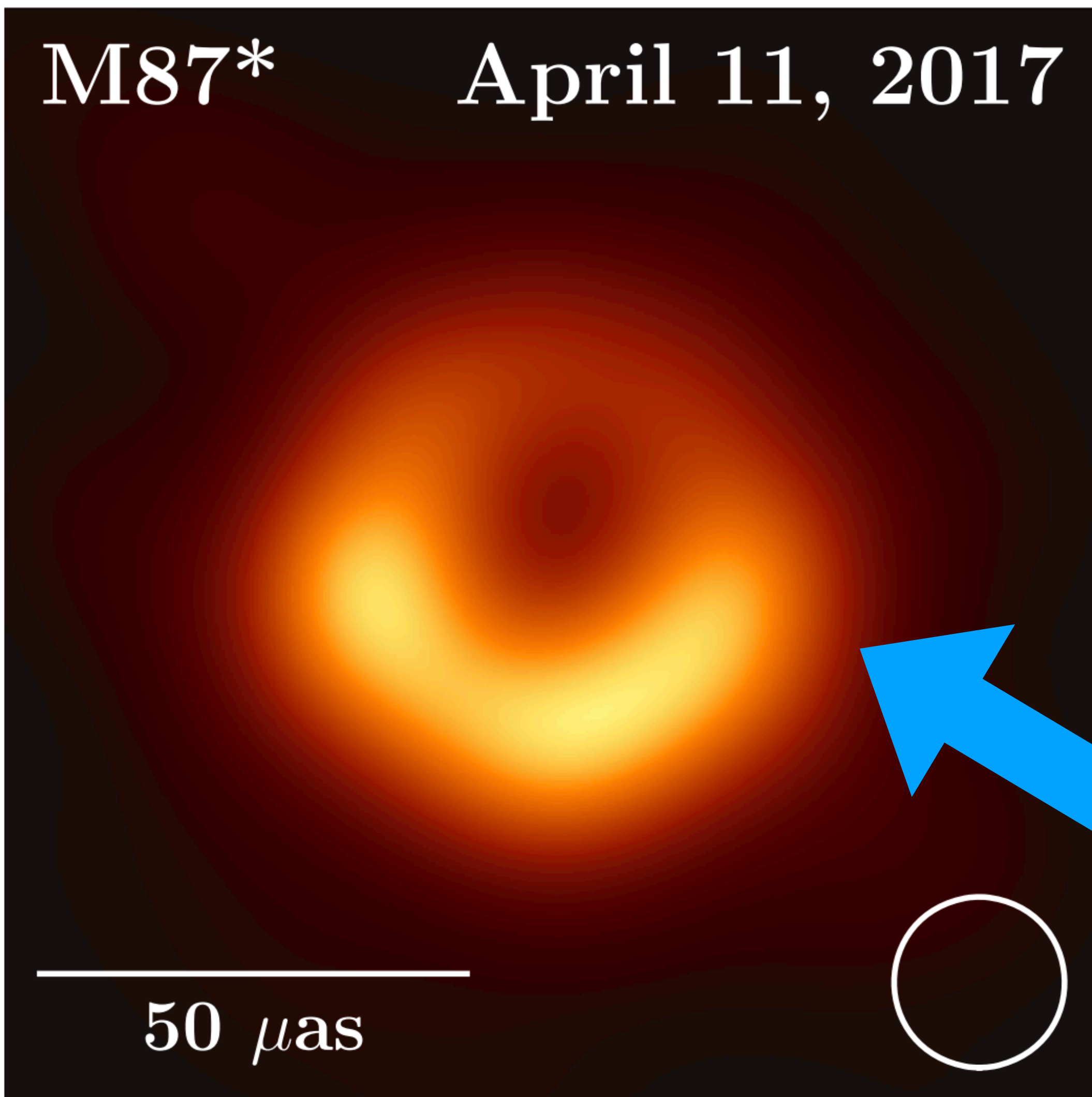
Che immagine è questa?



# È solo una simulazione

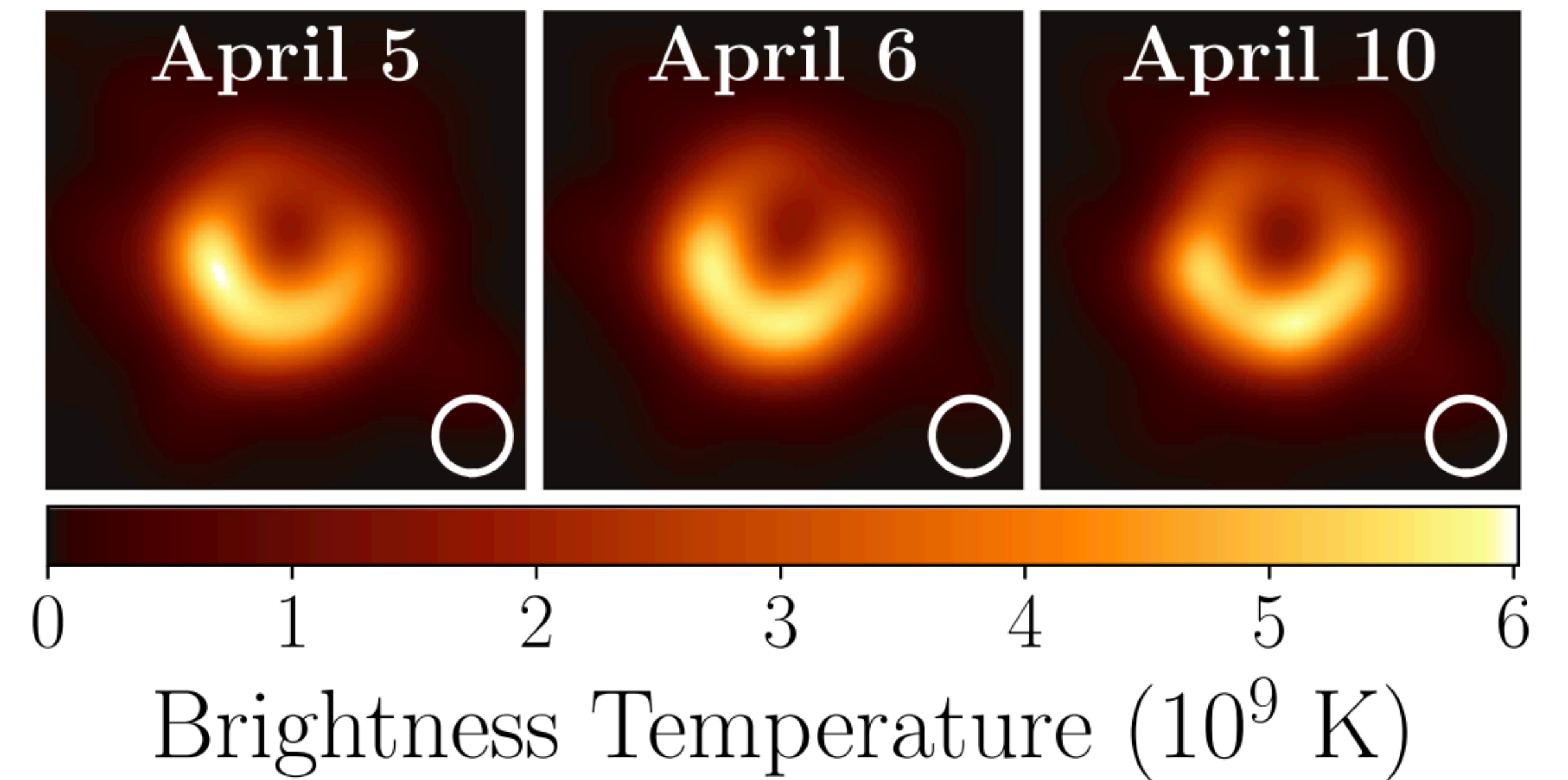
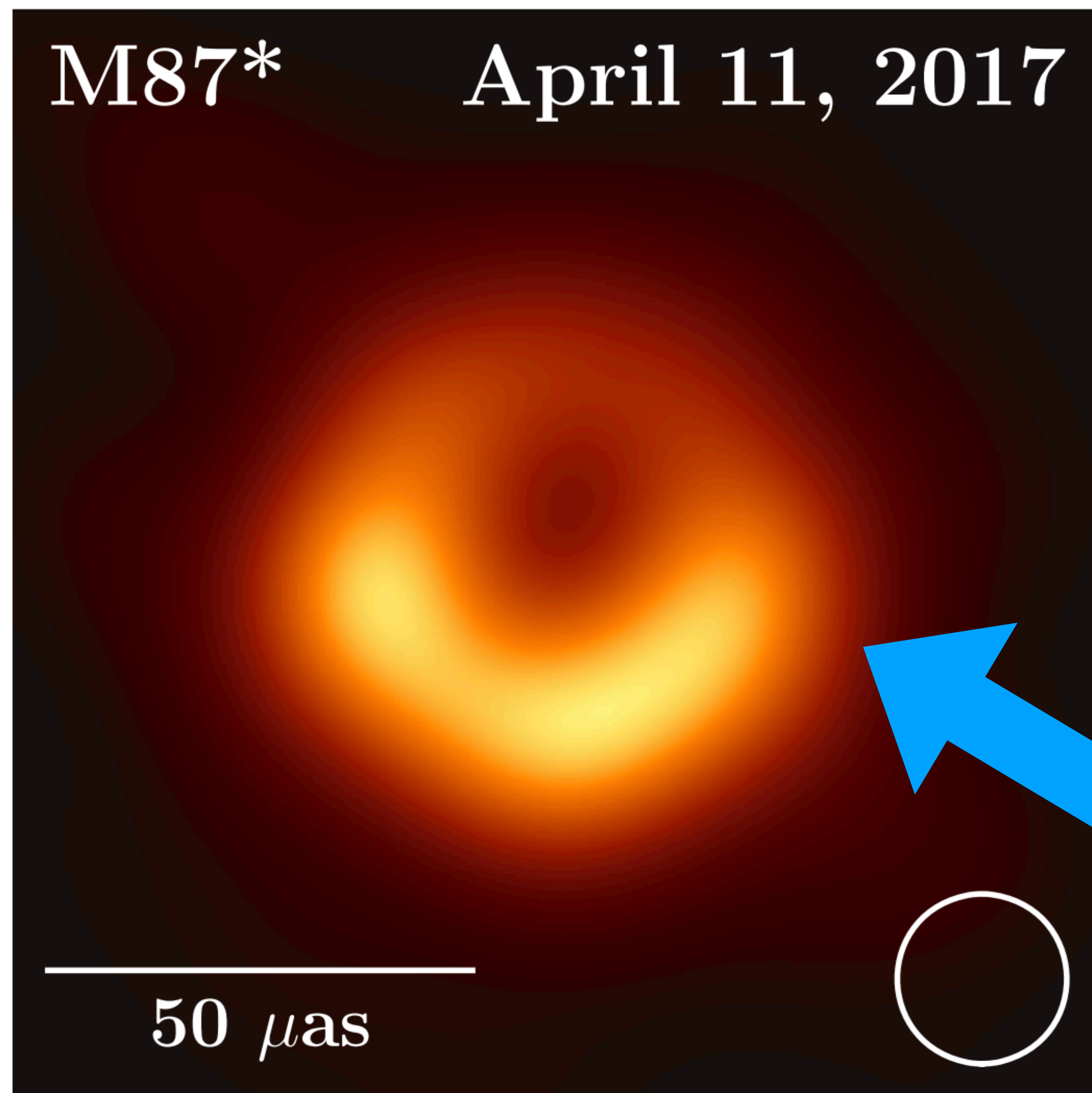


# La prima immagine mai ottenuta di un buco nero



**Questa è la vera “immagine”**

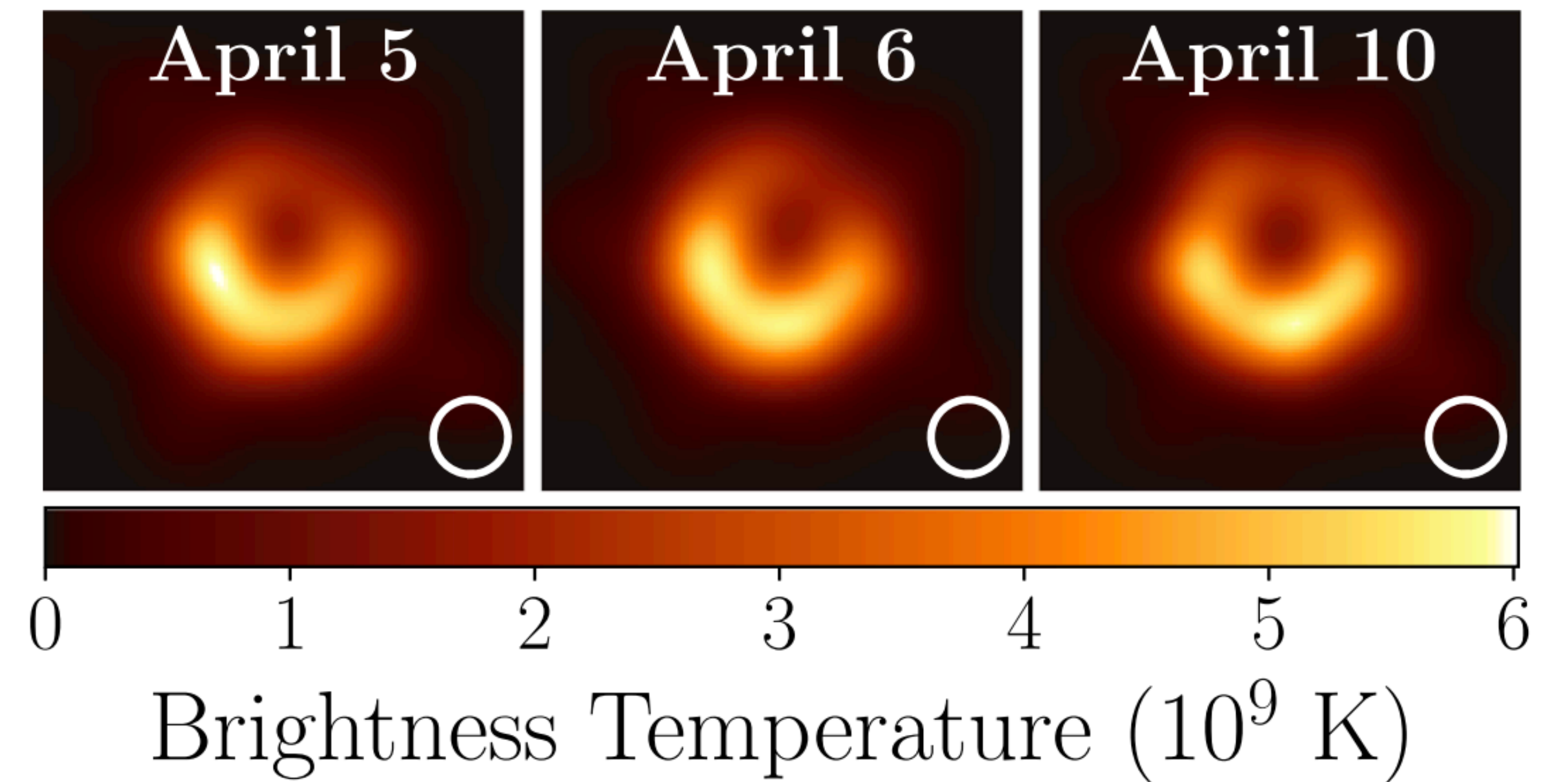
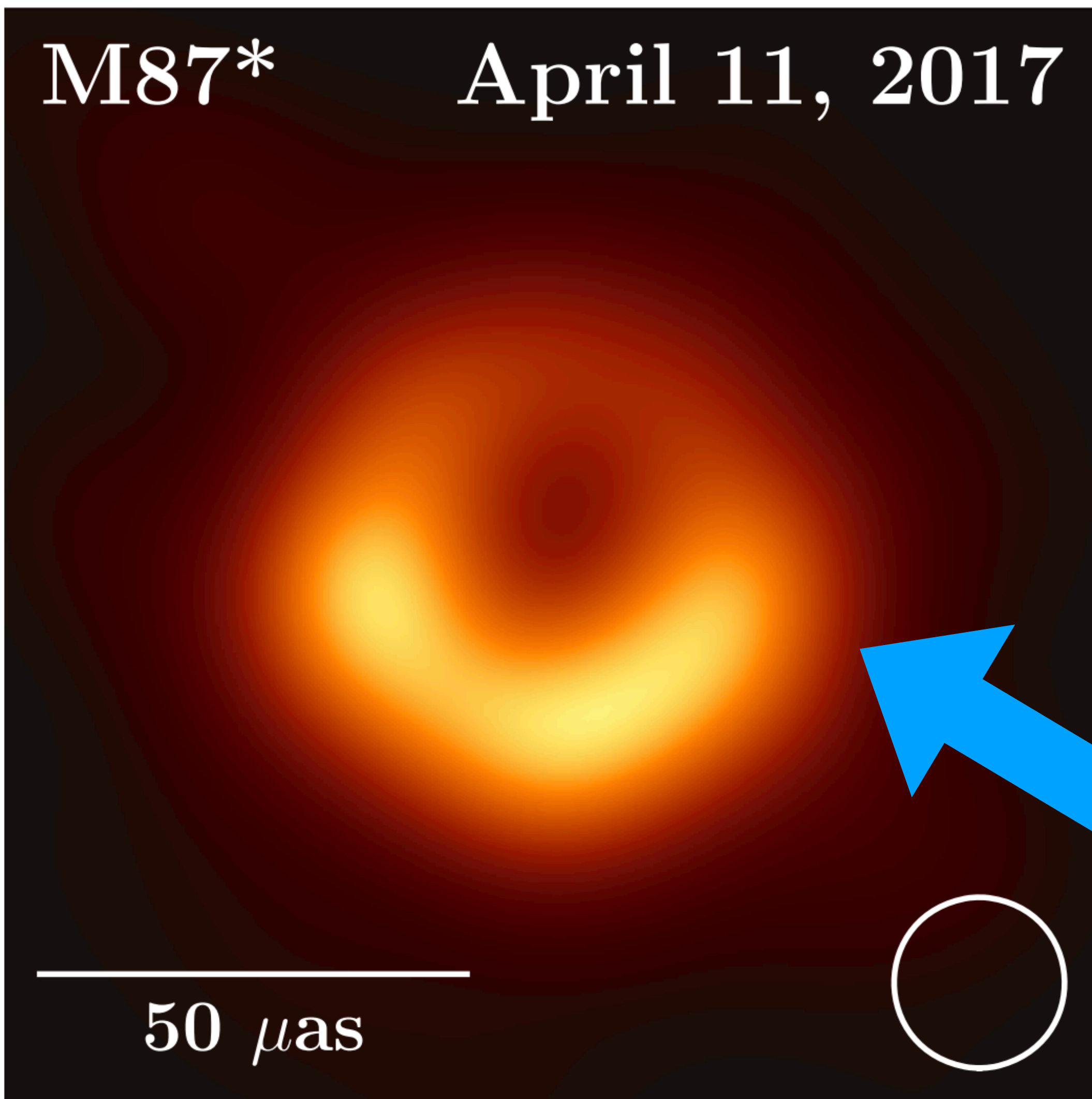
# La prima immagine mai ottenuta di un buco nero



**Questa è la vera "immagine"**

*Gli astronomi sono ottimi simulatori!*

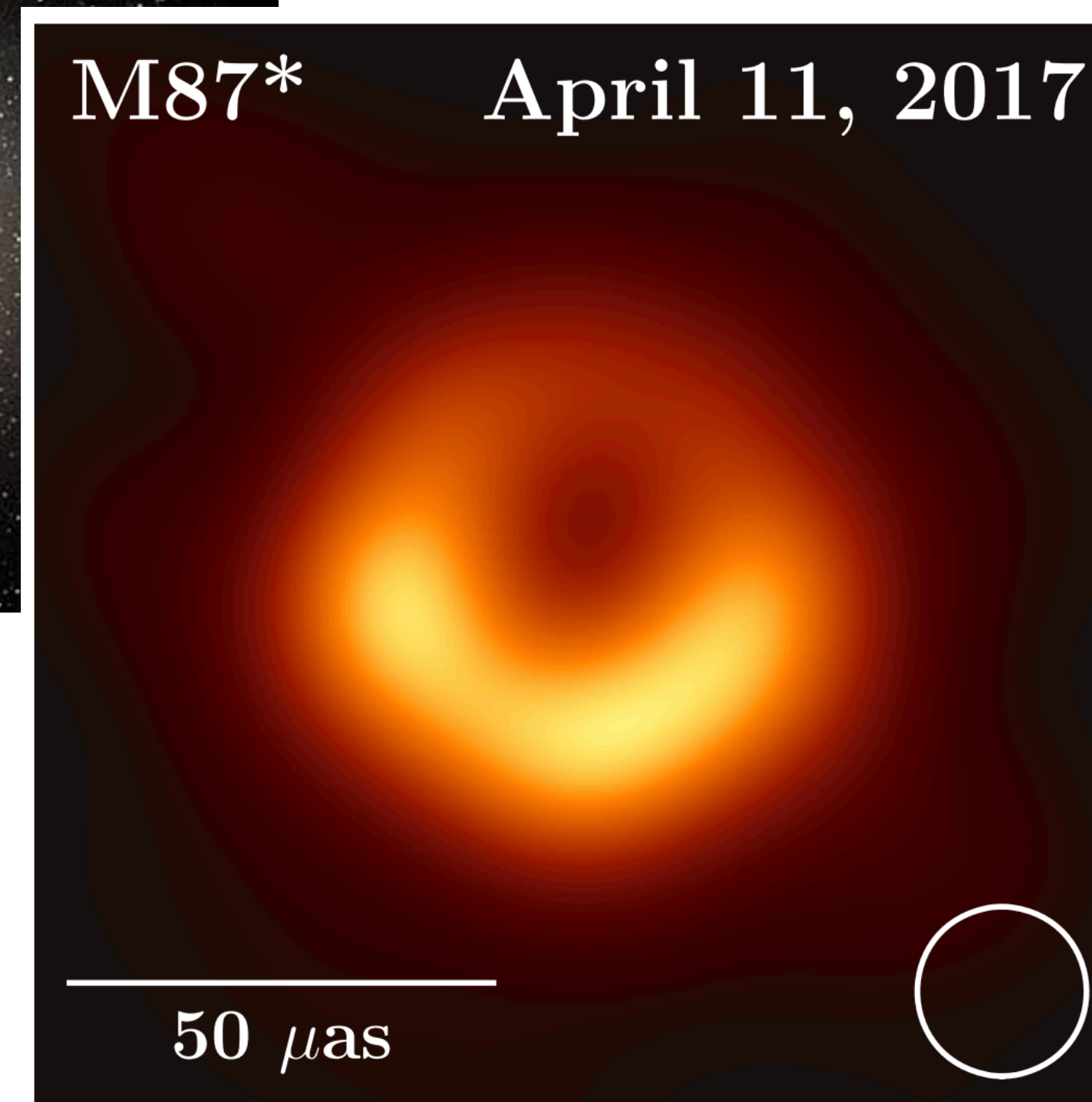
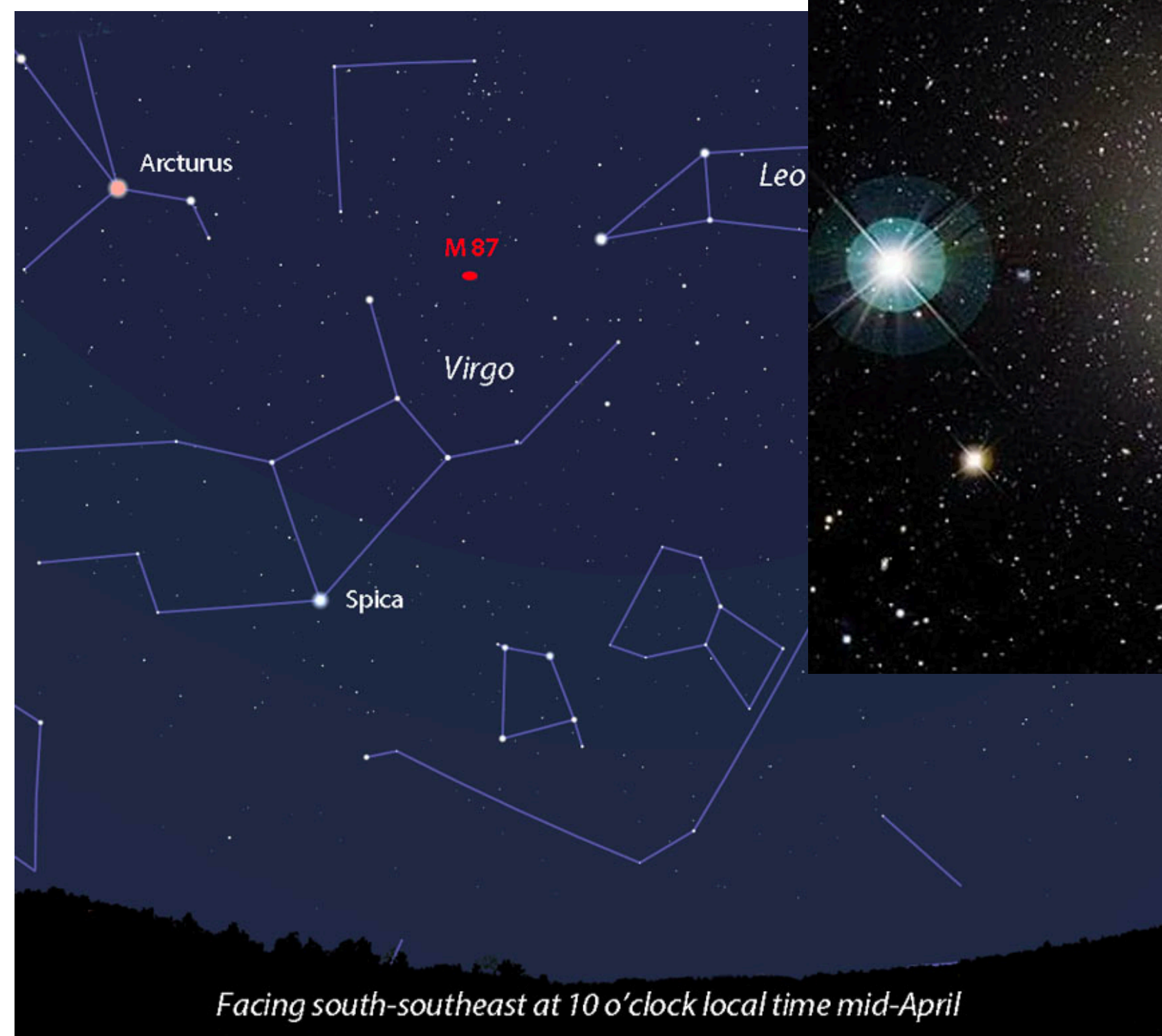
# La prima immagine mai ottenuta di un buco nero



**Questa è la vera “immagine”**



*Gli astronomi sono ottimi simulatori!*





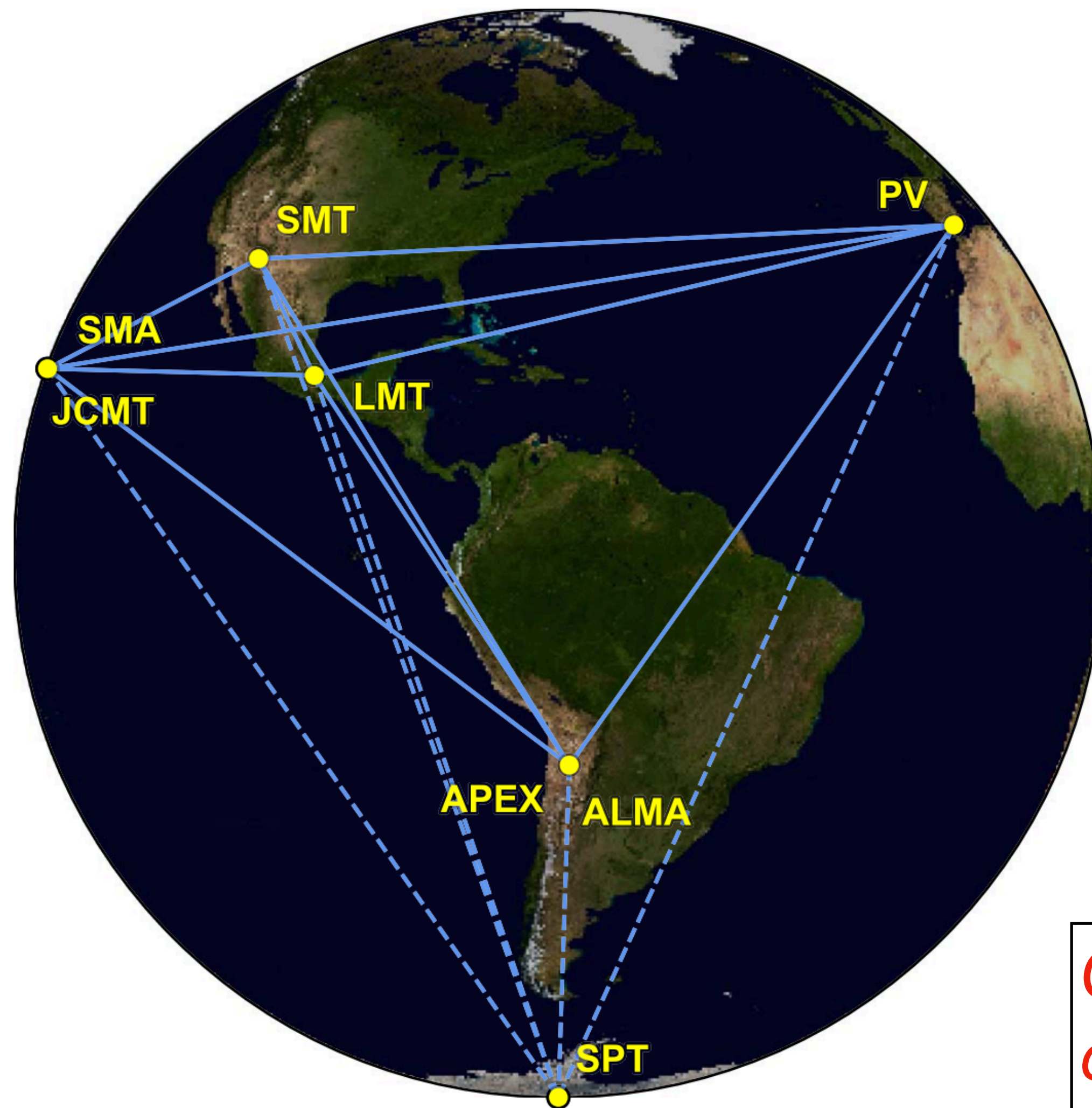
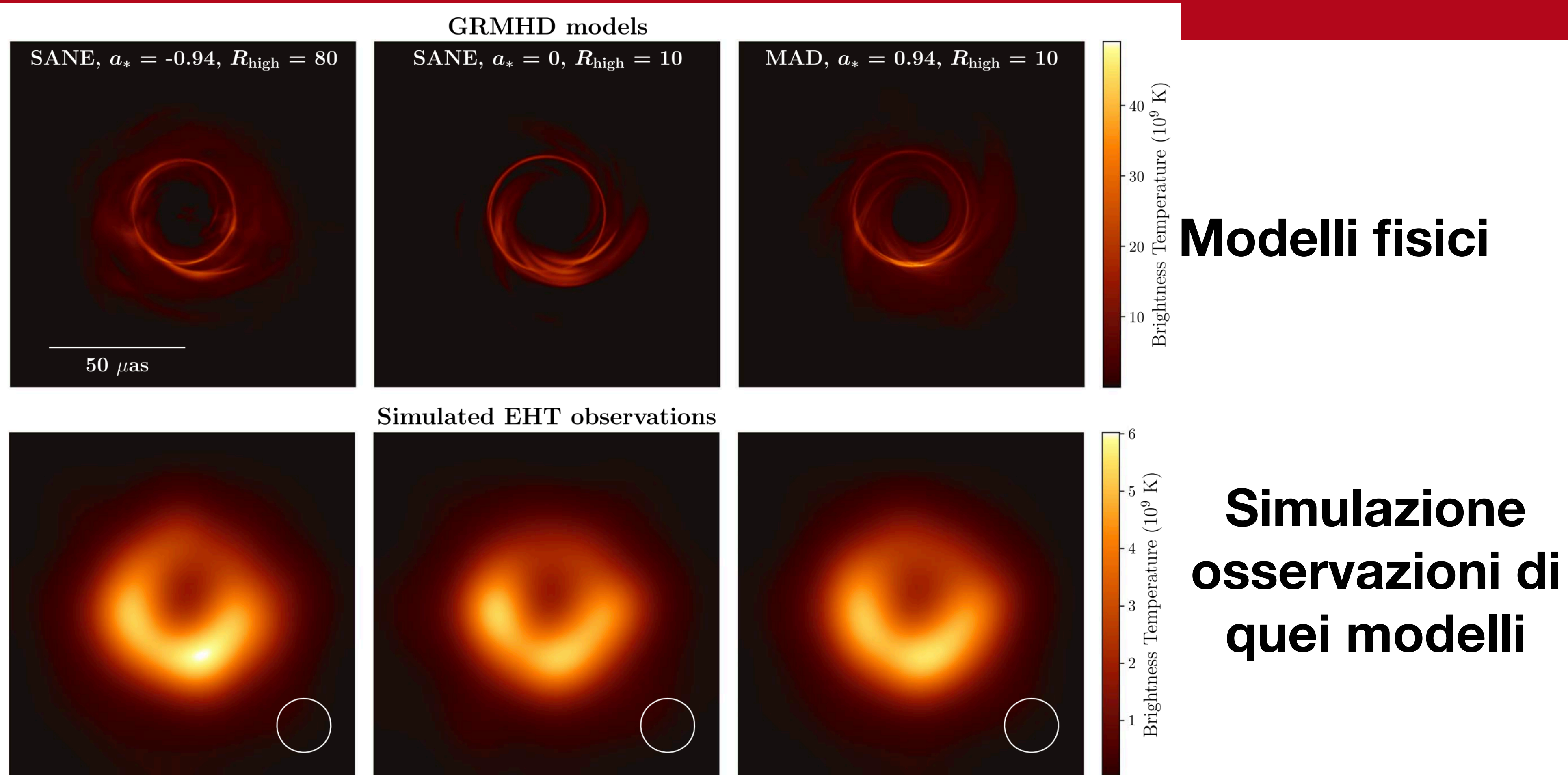


Immagine ottenuta  
combinando il segnale di 8  
osservatori radio

1. Si migliora la sensitività  
delle osservazioni

2. Ma soprattutto la  
risoluzione angolare, la  
capacità cioè di separare  
dettagli molto piccoli

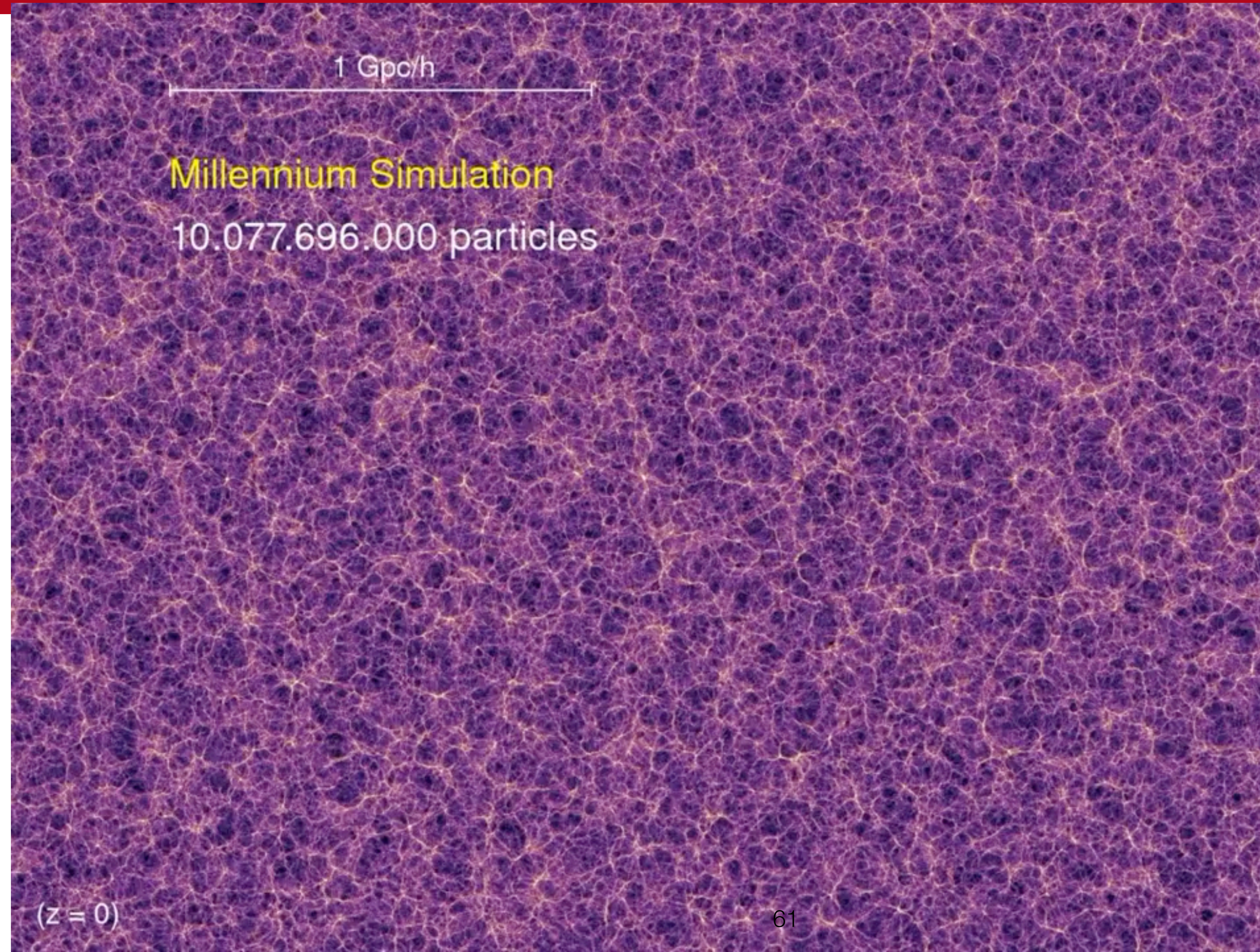
*Osservare il buco nero nel centro  
di M87 è come cercare di vedere  
un'arancia sulla Luna*



Le simulazioni sono fondamentali per estrarre informazioni dalle osservazioni e interpretarle

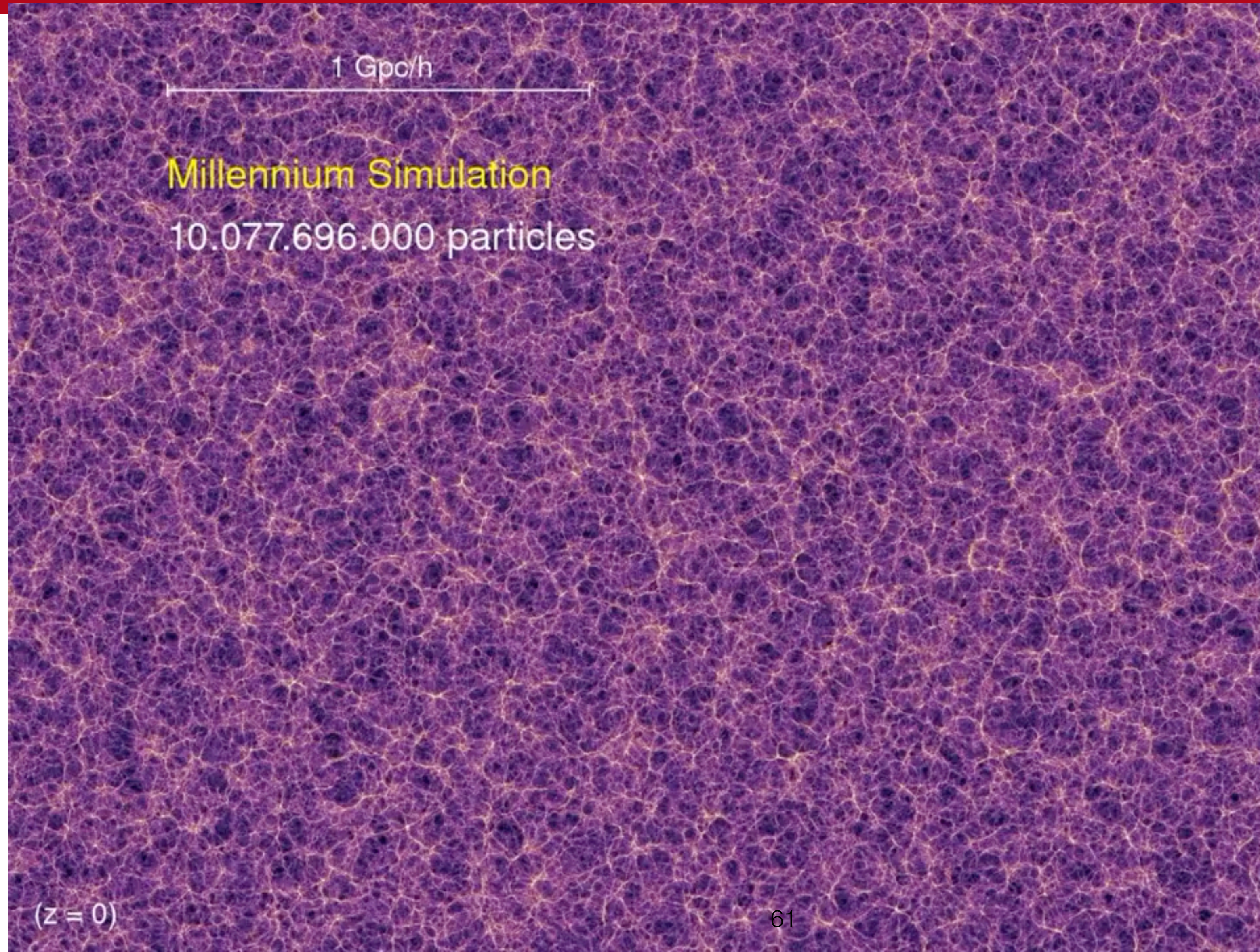


# Simulazione della distribuzione di materia nell'Universo





# Simulazione della distribuzione di materia nell'Universo





# Simulazione della distribuzione di materia nell'Universo

