

Le stelle

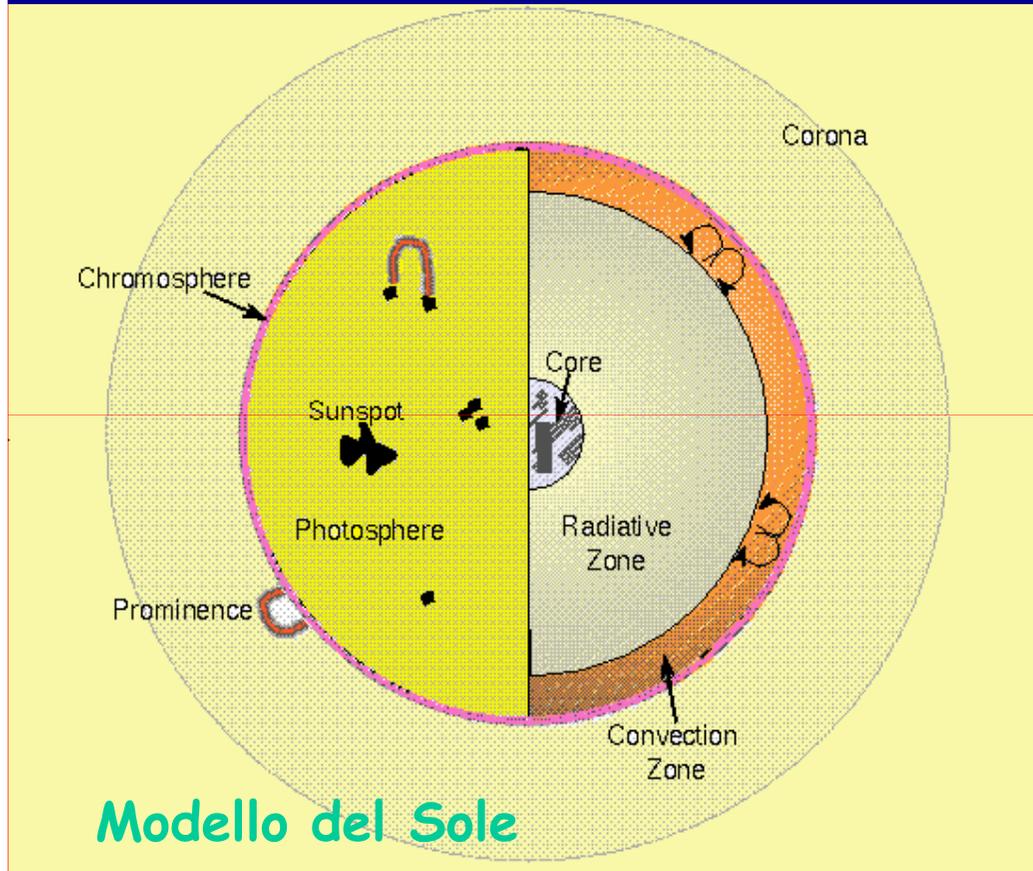
- ✓ LA STRUTTURA
- ✓ L'EVOLUZIONE



STRUTTURA STELLARE

- Classificazione, colori e spettri
- Composizione chimica
- Produzione e trasporto di energia
- Equazioni di equilibrio

UNA STELLA È FATTA DI GAS



- **MASSA** : $10^{29} - 10^{32}$ kg
(da 0,08 a 150 masse solari)
- **TEMPERATURA** :
1800 K - $5 \cdot 10^9$ K
- **COMPOSIZIONE CHIMICA**
(di partenza)
 - Idrogeno (*quasi 3/4*)
 - Elio (*quasi 1/4*)
 - Piccole percentuali (4% max)
di altri elementi
(O, C, Ne, Fe, N, Si, Mg, S, ...)

**TEMPERATURA E COMPOSIZIONE CHIMICA VARIANO DI MOLTO
CON L'EVOLUZIONE!**

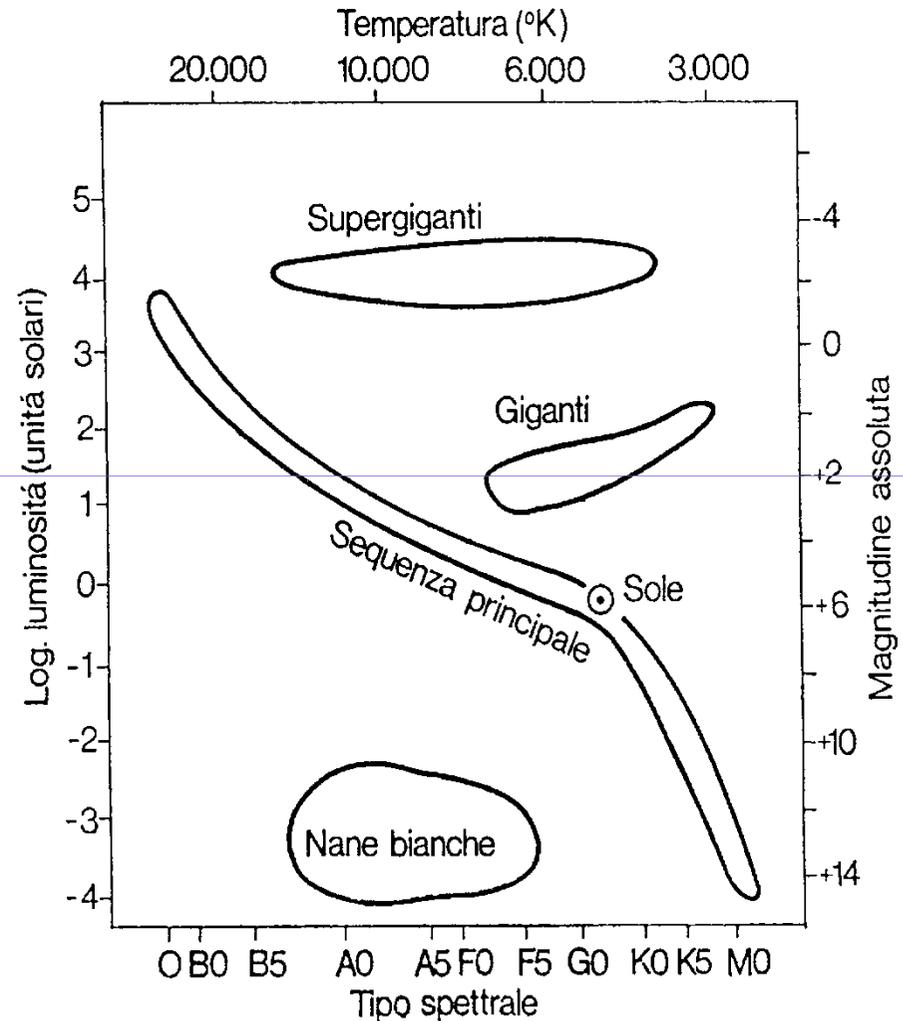
CLASSIFICAZIONE DELLE STELLE

Classe spettrale	Temperatura superficiale	Colore	Magnitudine assoluta
O3	50000 K	Blu intenso	- 6,5
B0	28000 K	Blu	- 4,1
A0	9900 K	Blu-bianco	+ 0,7
F0	7400 K	Bianco	+ 2,6
G0 (Sole = G2)	6000 K	Giallo	+ 4,4
K0	4900 K	Arancione	+ 5,9
M0	3480 K	Rosso-arancio	+ 9,0
R, N	3000 K	Rosso	
S	3000 K	Rosso	

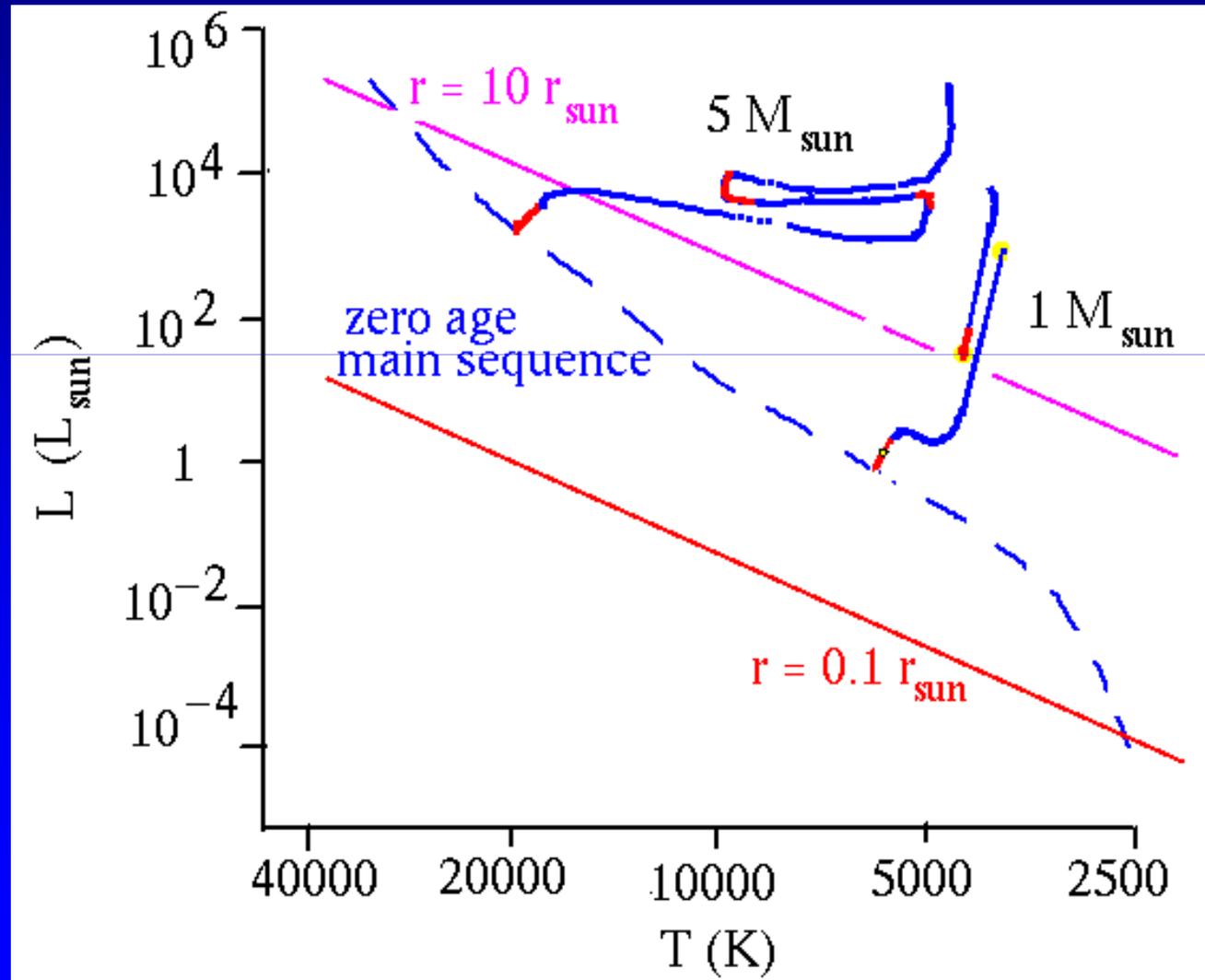
IL DIAGRAMMA H-R

Se si costruisce un grafico che ha in ascissa la temperatura superficiale (o il tipo spettrale) delle stelle e in ordinata la loro luminosità reale, i punti non si dispongono a caso ma si raggruppano in due fasce molto strette.

Tali fasce furono denominate *sequenza principale* e *ramo delle giganti*, per ragioni evolutive; il grafico è oggi noto come *diagramma H-R* (diagramma di Hertzsprung e Russell, dal nome degli astronomi che lo scopersero indipendentemente nel 1913).

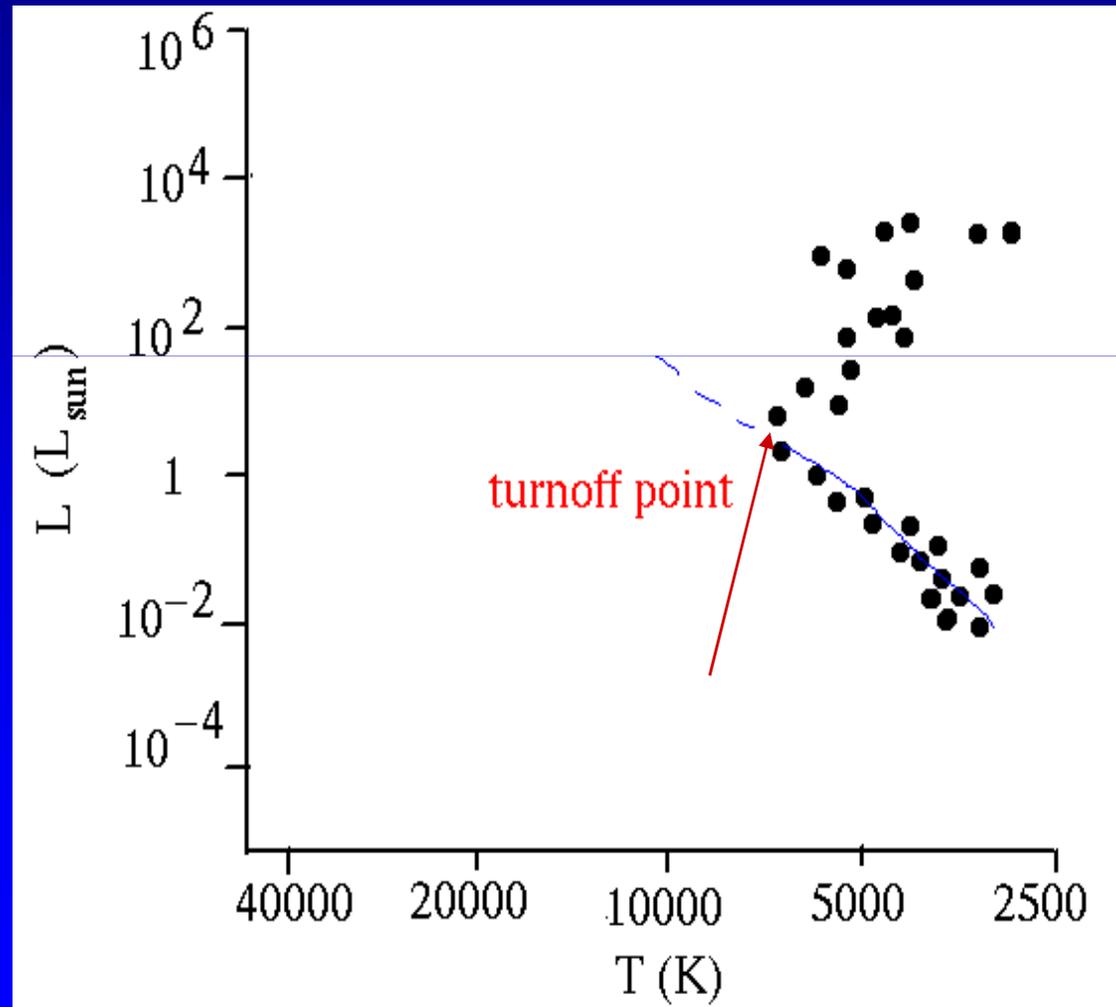


USO DEL DIAGRAMMA H-R PER L'EVOLUZIONE STELLARE

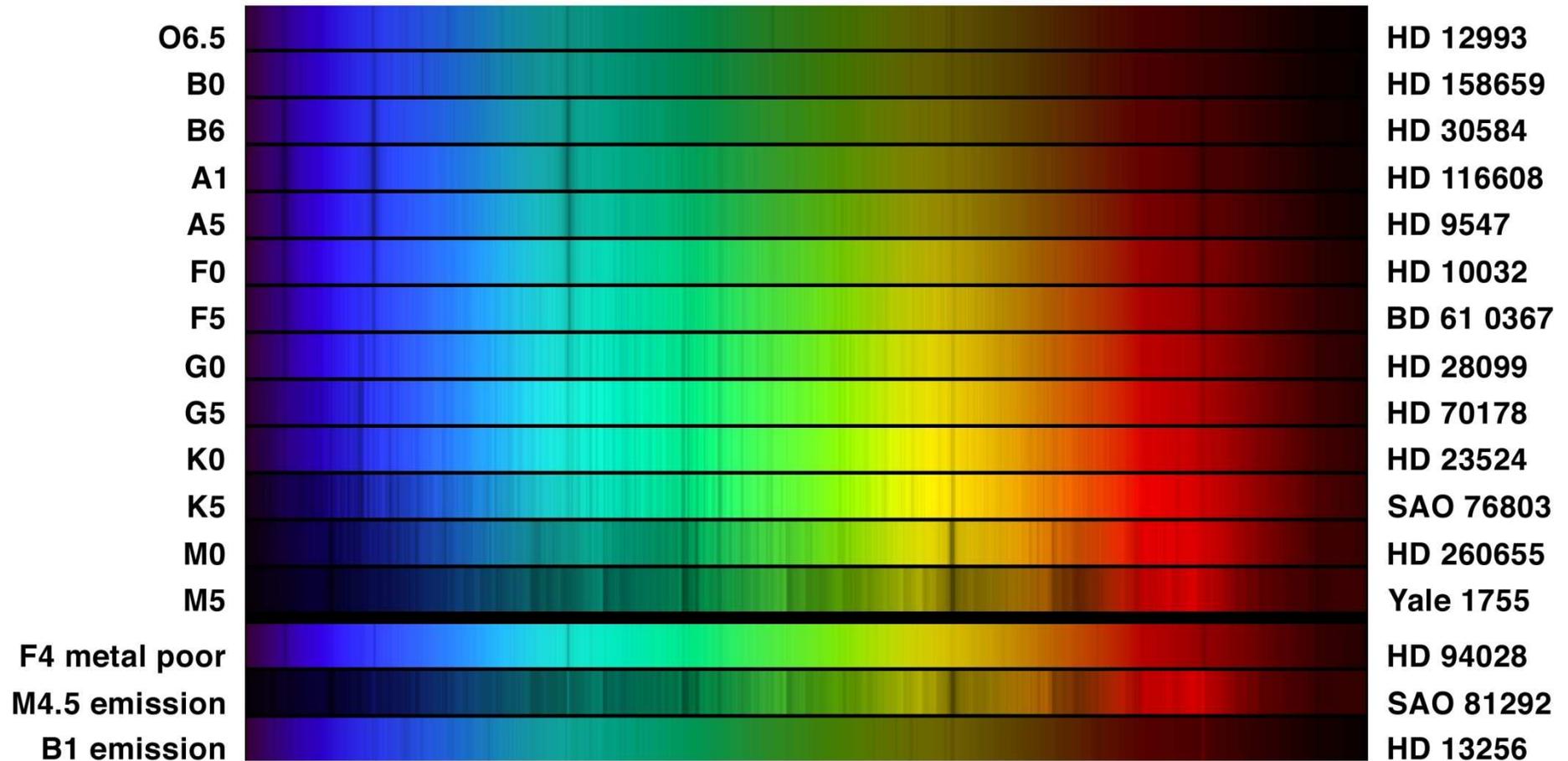


USO DEL DIAGRAMMA H-R

EVOLUZIONE DI UN AMMASSO STELLARE



SPETTRI STELLARI



I COLORI DELLE STELLE

Aldebaran

Gigante rossa (K5)
m=0,8 - d=68 a.l.
37 R_☉



Betelgeuse

Supergigante rossa (M2)
m=0,8 - d=650 s.l.
800 R_☉



Capella

Gialla (G5)
m=0,1 - d=43 a.l.



Deneb

Ipergigante bianca (A2)
m=1,2-1,3 - d=8300 a.l.



Mintaka

Azzurra (B0)
m=2,1-2,3 - d=900 a.l.



Prozione

Gialla (F5)
m=0,4 - d=11 a.l.



Rigel

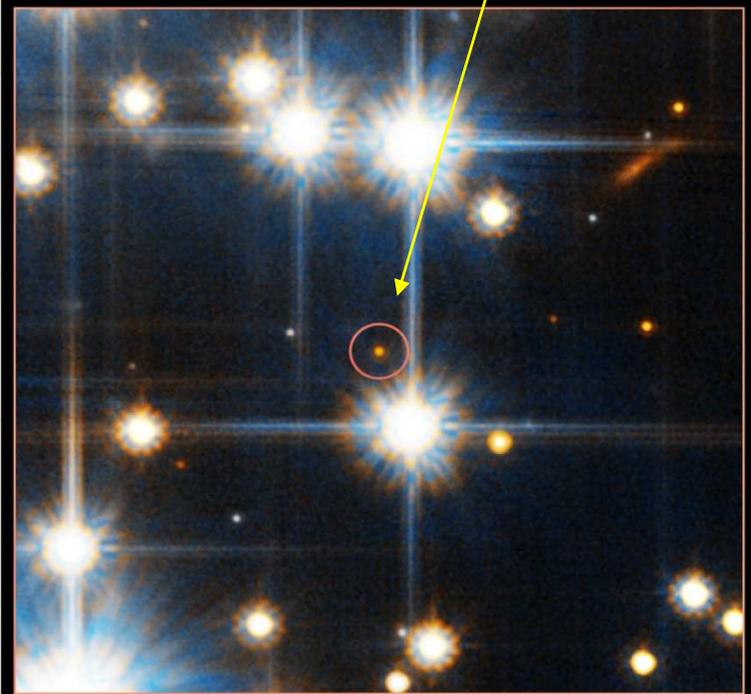
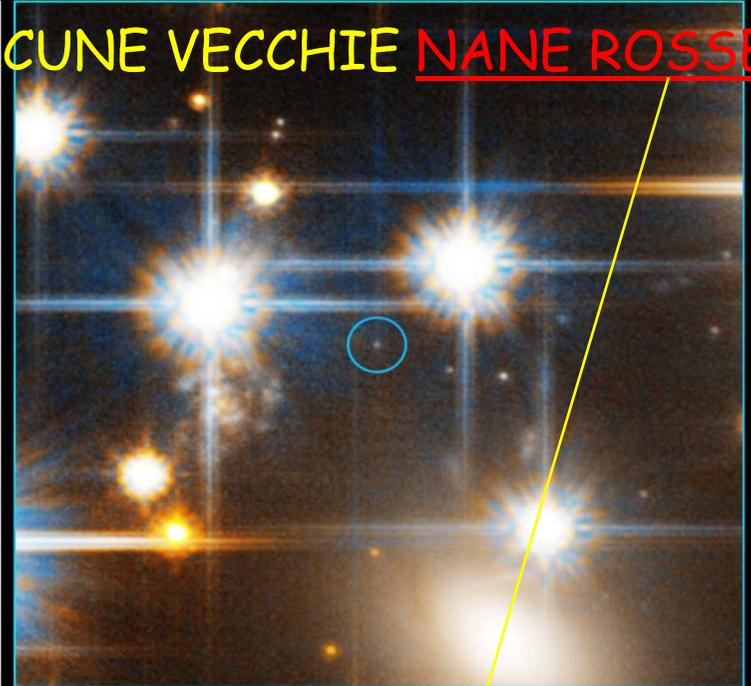
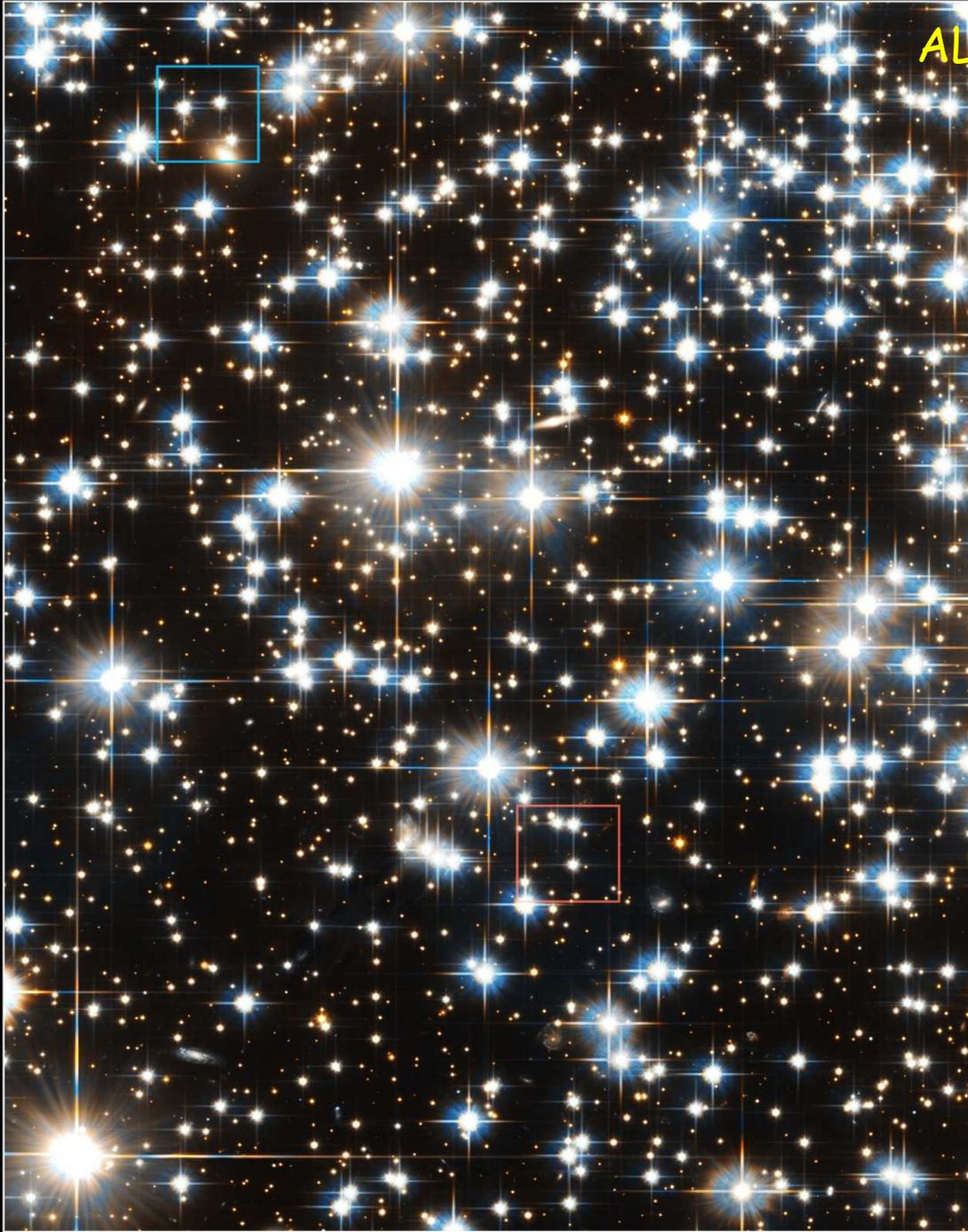
Azzurra (B8)
m=0,1 - d=900 a.l.



UN PO' DI STATISTICA...

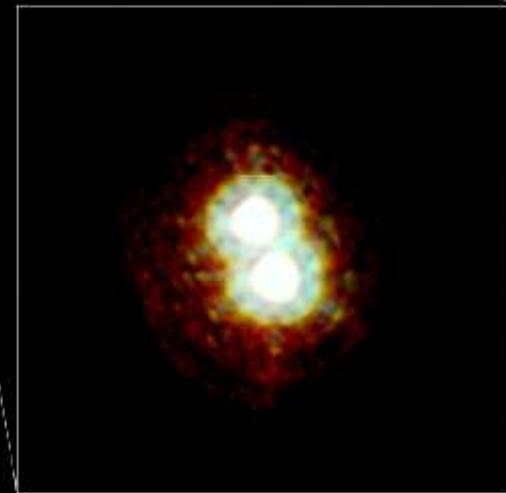
- ✓ I processi di formazione stellare privilegiano le piccole masse: circa tre quarti delle stelle che compongono la Via Lattea sono **NANE ROSSE** di tipo spettrale **M** (con un massimo intorno al tipo M4)
- ✓ Un conteggio più accurato fornisce (sempre nella Via Lattea), per ogni stella di tipo spettrale **O**
 - 3 400 stelle di tipo spettrale B
 - 17 000 stelle di tipo spettrale A
 - 85 000 stelle di tipo spettrale F
 - 221 000 stelle di tipo spettrale G
 - 255 000 stelle di tipo spettrale K
 - 1 700 000 stelle di tipo spettrale M

ALCUNE VECCHIE NANE ROSSE



LE STELLE PIÙ MASSICCE

(~150 masse solari)



Supermassive Star System Pismis 24
Hubble Space Telescope • WFPC2 • ACS

PERCHÉ LA STELLA DEVE PRODURRE ENERGIA?

- La gravità tende a far cadere il gas stellare verso il centro
- La stella **HA BISOGNO** di qualcosa che contrasti la gravità
- Questo qualcosa è la **pressione di radiazione**, dovuta all'emissione di energia
- La stella deve produrre continuamente energia
- L'unica sorgente **DUREVOLE** di energia è costituita dalle **REAZIONI NUCLEARI**

PRODUZIONE DI ENERGIA

- L'emissione continua di energia, finché dura, sostiene l'equilibrio della stella...
- ...ed è proporzionale alla gravità
- La forza di gravità è proporzionale alla massa della struttura
- La massa della stella determina allora la produzione di energia...
- ... e quindi anche luminosità, temperatura e tipo di reazioni nucleari che avvengono all'interno della stella (purché vi siano gli elementi adatti a fungere da combustibile)

MASSA E COMPOSIZIONE CHIMICA SONO I PARAMETRI ESSENZIALI PER CAPIRE COME FUNZIONANO LE STELLE

MECCANISMI DI PRODUZIONE DELL'ENERGIA

➤ DINAMICI (sempre TRANSITORI)

(temperatura insufficiente o combustibile in esaurimento)

CONTRAZIONE KELVIN - HELMHOLTZ

➤ NUCLEARI (stabili e prolungati)

H → He (cicli p-p, ciclo CNO)

He → C (reazione 3α)

Cicli successivi (sempre MENO stabili)

CONTRAZIONE KELVIN-HELMHOLTZ

È la contrazione della struttura stellare sotto l'azione della propria gravità.
Il processo è molto rapido: la contrazione diminuisce il raggio, il che a sua volta fa crescere ancor più la gravità, e così via.

Il meccanismo produce energia, metà della quale viene emessa all'esterno...
ma il processo non può durare a lungo

Una formula utile: il tempo di contrazione (T) è inversamente proporzionale alla radice della densità (ρ) della stella:

$$T \sim \frac{1}{\sqrt{\rho}}$$

ESEMPIO: Se il Sole si spegnesse improvvisamente, la sua stessa gravità lo farebbe collassare in circa un'ora

idrogeno



deuterio



positrone



protone



neutrino



raggi gamma



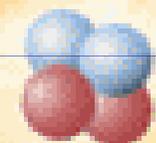
protone



elio - 3



elio - 4



protone



raggi gamma



Il ciclo p-p



positrone



neutrino



deuterio



elio - 3



elio - 4



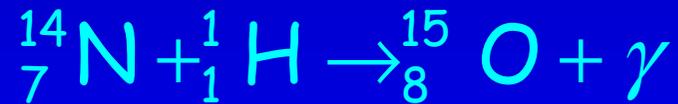
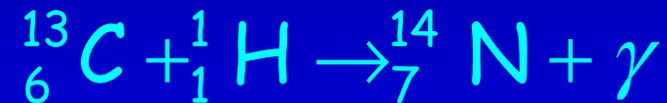
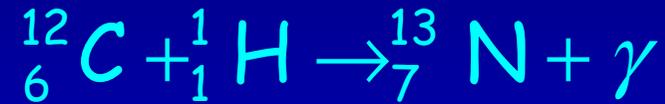
protone



raggi gamma



Ciclo CNO



(nel Sole contribuisce solo per l'1,5 %)

IL TRASPORTO DI ENERGIA

- **Conduzione:** scarsamente efficace
(il gas stellare è un **cattivo** conduttore)
- **IRRAGGIAMENTO:** trasporto **radiativo** (diffusione dei fotoni, opacità della struttura)
- **CONVEZIONE:** trasporto di **materia**
(il meccanismo più complesso e meno chiarito)

IRRAGGIAMENTO

- L'energia prodotta all'interno si manifesta all'esterno come flusso di radiazione elettromagnetica (fotoni) e di altre particelle (soprattutto neutrini)
- Il gas stellare è opaco e ostacola la fuoriuscita dei fotoni (ad esempio, un fotone prodotto al centro del sole impiega in media un milione di anni per giungere alla superficie)
- Se il gradiente di temperatura all'interno della stella non è molto elevato, l'irraggiamento è sufficiente a trasportare l'energia all'esterno.

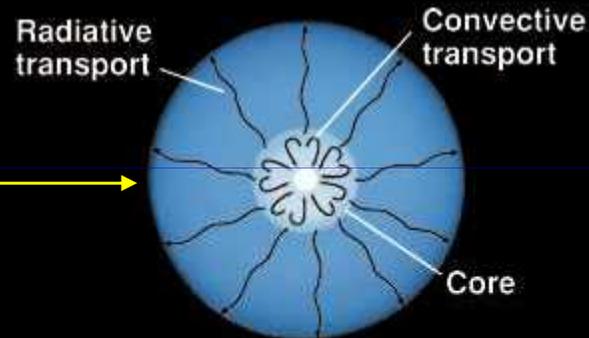
ALTRIMENTI ...

... CONVEZIONE

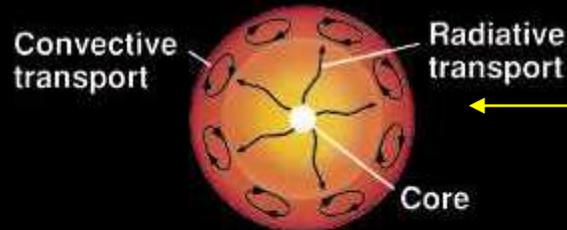
- ... quando le differenze di temperatura sono troppo elevate si attiva un altro canale di trasporto per l'energia prodotta: la **CONVEZIONE**
- Si creano flussi circolari di materia (**CELLE CONVETTIVE**) che rimescolano il gas, contribuendo a dissipare più efficacemente il calore in eccesso
- La turbolenza rende **difficilissimo** lo studio matematico del trasporto convettivo

EFFETTO DEL TRASPORTO ENERGETICO SULLA STRUTTURA STELLARE

Stelle di ALTA sequenza ($M > 1,3M_{\odot}$)

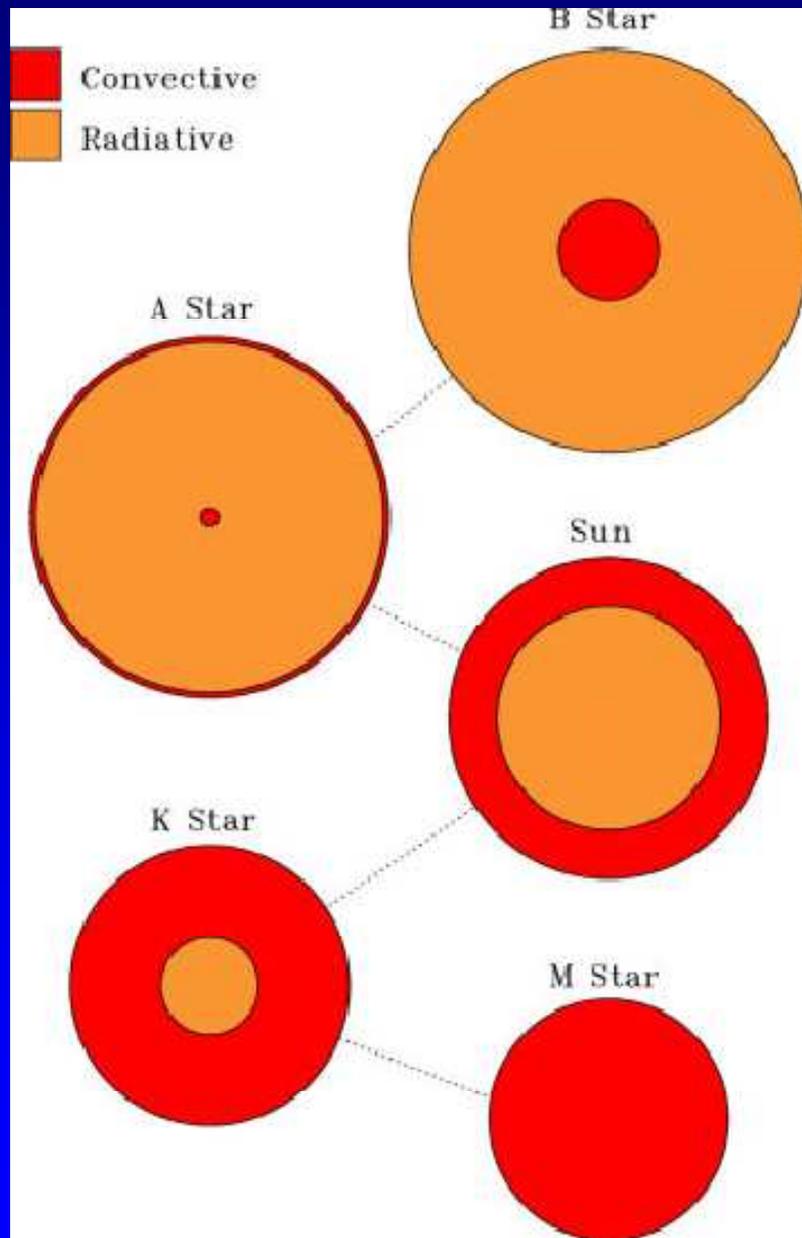


Upper main-sequence star



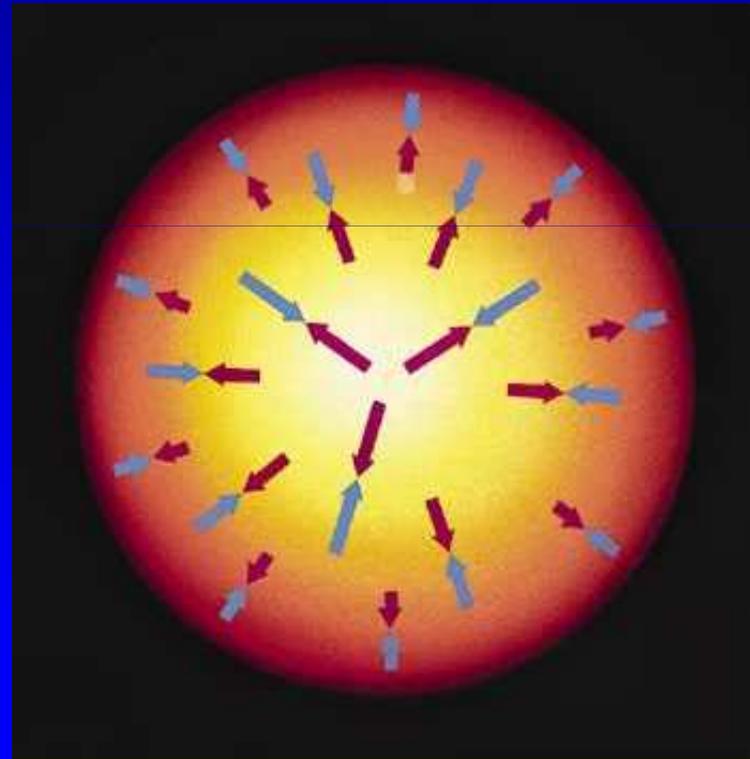
Lower main-sequence star

Stelle di BASSA sequenza ($M < 1,3M_{\odot}$)



LE EQUAZIONI DI UNA STRUTTURA STELLARE

- Equilibrio idrostatico
- Conservazione della massa
- Equazione di stato del gas
- Produzione di energia
- Gradiente termico

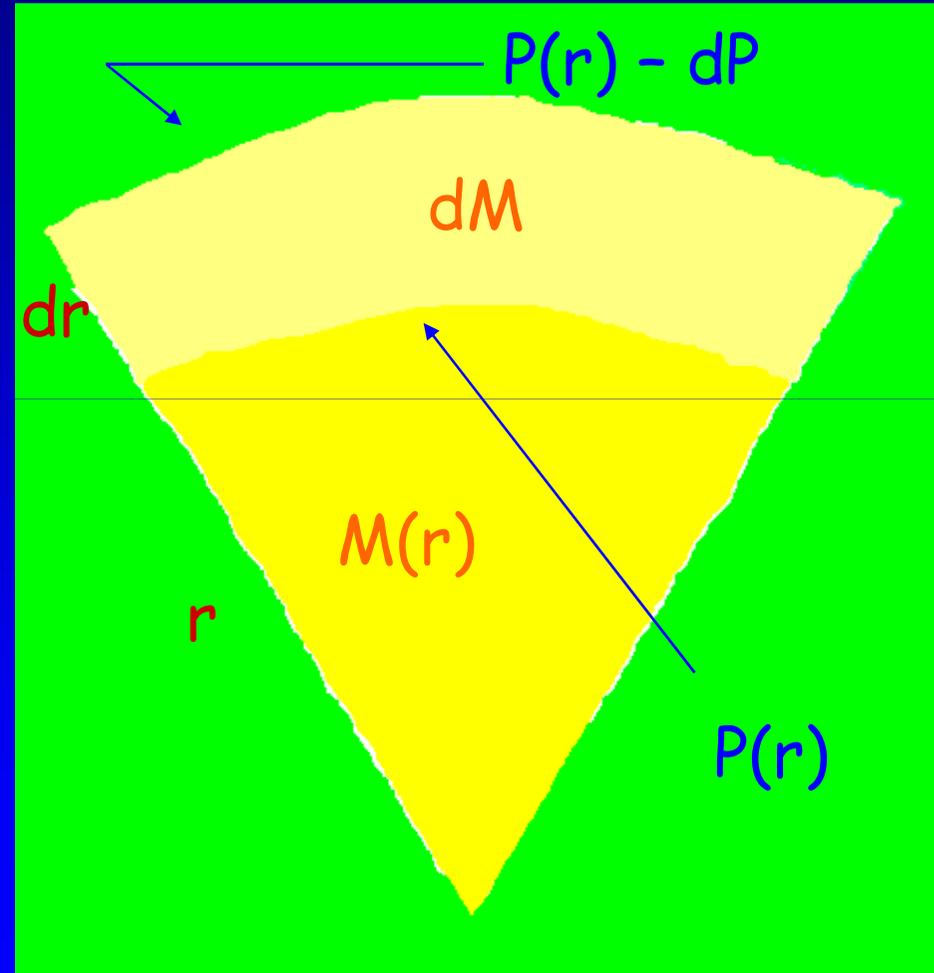


EQUILIBRIO IDROSTATICO

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

➤ Traduzione in italiano

La pressione interna genera una spinta che sostiene il peso degli strati soprastanti



CONSERVAZIONE DELLA MASSA

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

➤ Traduzione in Italiano

Il gas stellare si considera **incomprimibile**:
in un elemento di volume del gas è presente
sempre la stessa quantità di materia

➤ L'ipotesi NON è valida durante le fasi dinamiche (contrazioni)

EQUAZIONE DI STATO DEL GAS

$$P = P_{GAS} + P_{RADIAZIONE}$$

dove P_{GAS} è proporzionale alla temperatura T (legge dei gas perfetti) e $P_{RADIAZIONE}$ è invece proporzionale a T^4 (legge di Stefan-Boltzmann)

➤ Traduzione in Italiano

All'interno della stella la pressione verso l'esterno è la somma di due termini: la normale pressione del gas, più un termine dovuto all'irraggiamento. Il secondo termine cresce molto più rapidamente (T^4) all'aumentare di T , quindi

LA PRESSIONE DI RADIAZIONE DOMINA LE STELLE PIÙ CALDE E IMPONE UN LIMITE SUPERIORE DI STABILITÀ

LA PRODUZIONE DI ENERGIA

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

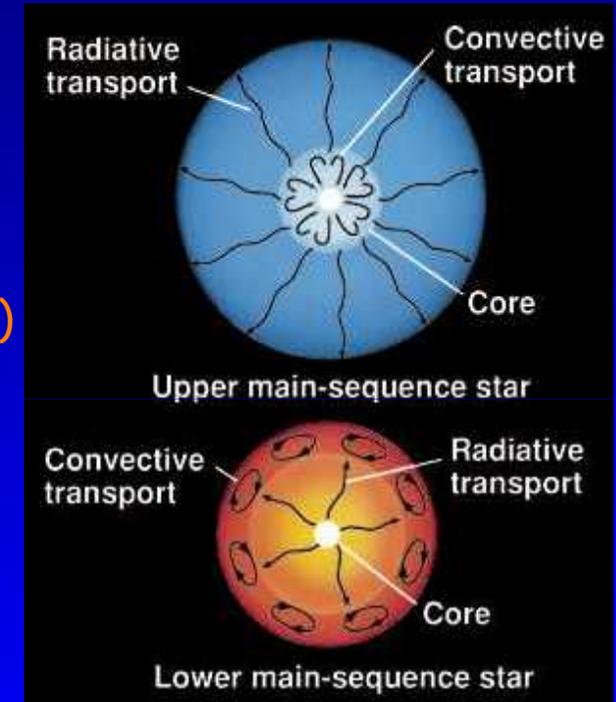
➤ Traduzione in Italiano

L'equazione esprime la conservazione dell'energia, calcolando la luminosità della stella in funzione della quantità ε , che esprime l'energia (per unità di massa) prodotta nella struttura alla distanza r dal centro. Ricordando i meccanismi di produzione energetica, si ha

$$\varepsilon = \varepsilon_{\text{DINAMICA}} + \varepsilon_{\text{NUCLEARE}}$$

GRADIENTE TERMICO

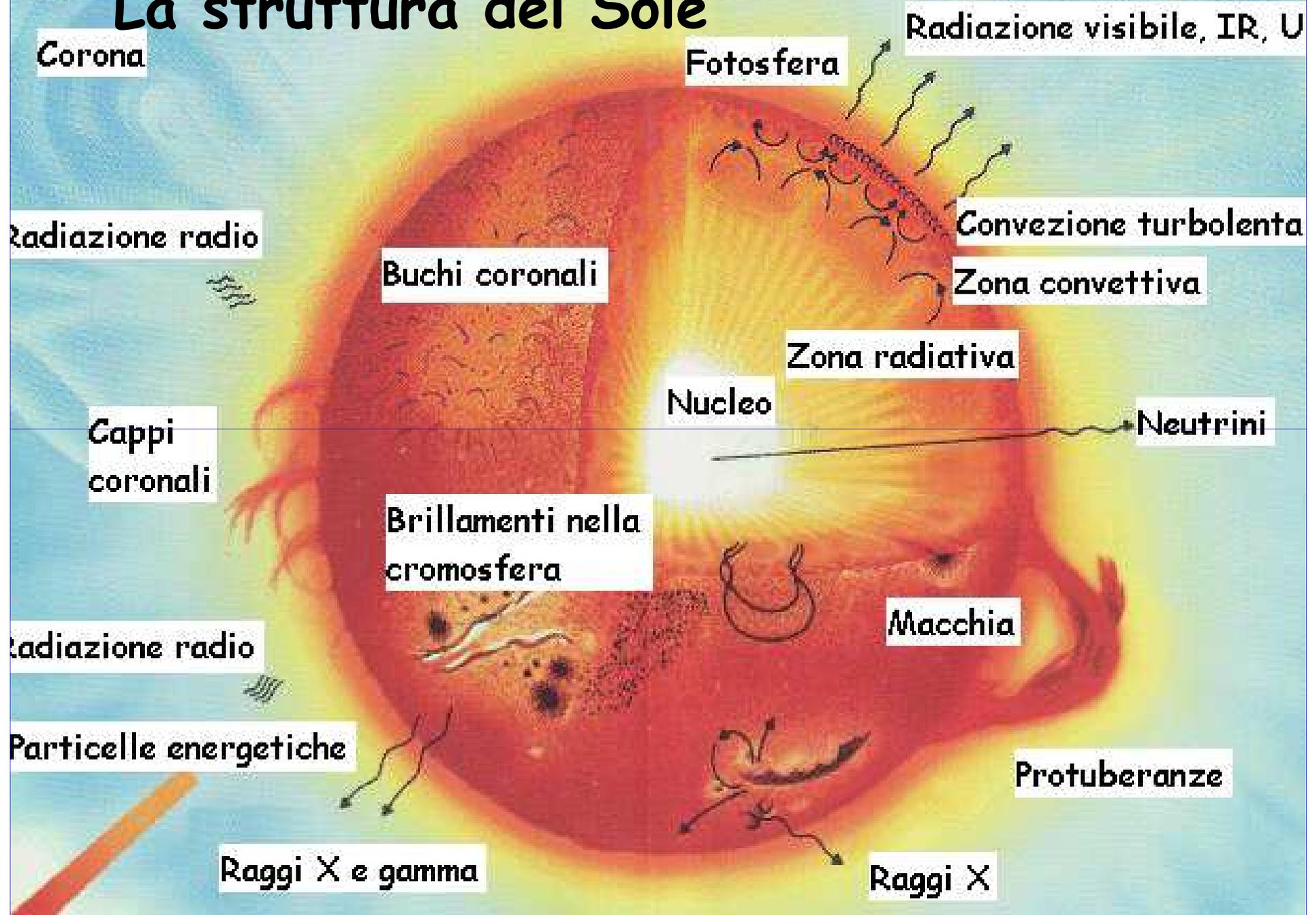
$$\frac{dT}{dr} = \begin{cases} < \left[\frac{dT}{dr} \right]_{AD} & : \text{gradiente RADIATIVO} \\ & \text{(involuppi di alta sequenza, nuclei di bassa sequenza)} \\ \approx \left[\frac{dT}{dr} \right]_{AD} & : \text{convezione "ADIABATICA"} \\ & \text{(nuclei di alta sequenza)} \\ > \left[\frac{dT}{dr} \right]_{AD} & : \text{convezione largamente DOMINANTE} \\ & \text{(involuppi di bassa sequenza)} \end{cases}$$



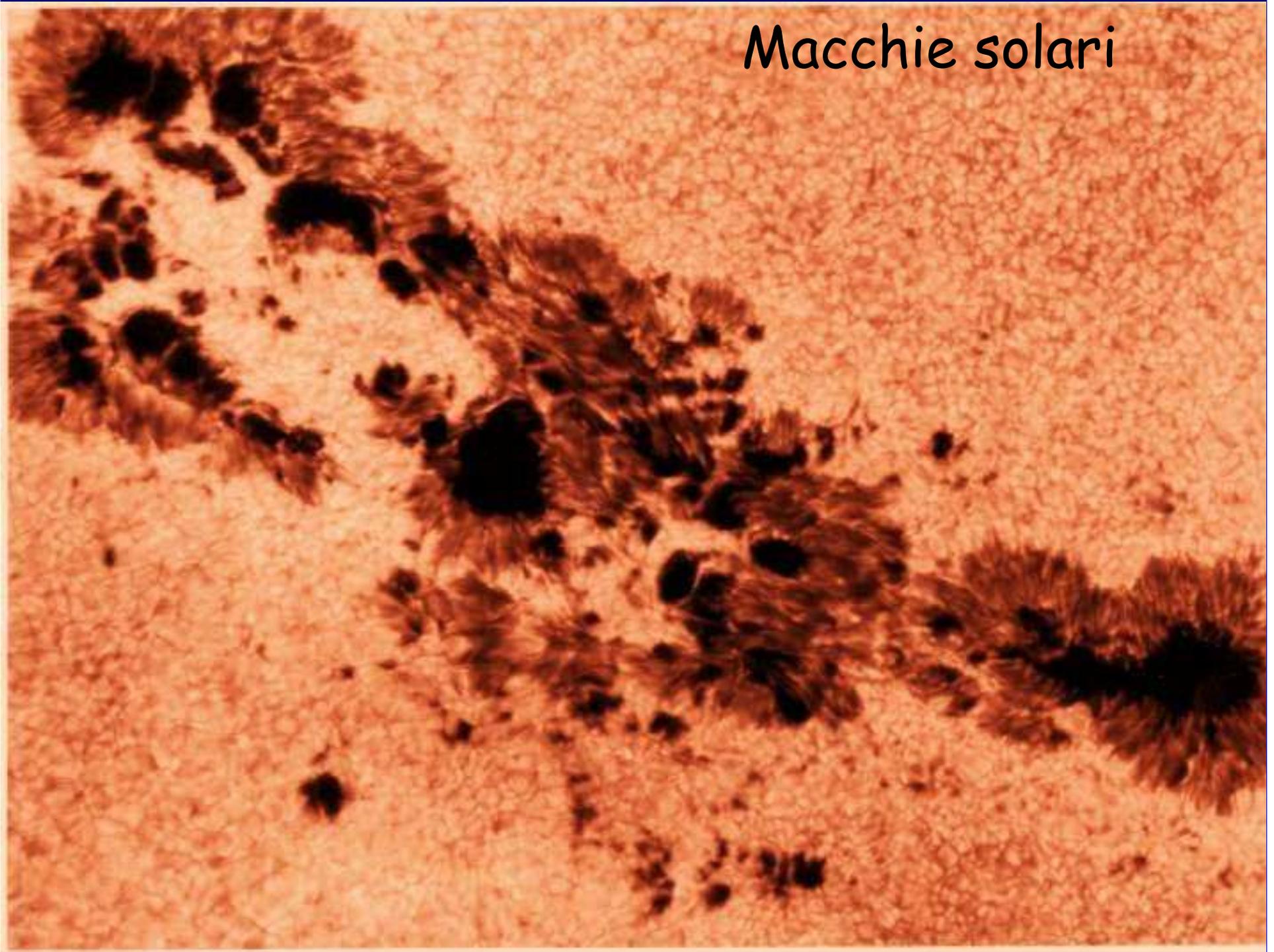
I MODELLI STELLARI

- Le equazioni stellari compongono un sistema che, salvo casi particolari, non ammette soluzione analitica: occorre far ricorso a metodi numerici e usare il computer.
- I primi modelli stellari completi risalgono solo alla fine degli anni '50.
- Oggi programmi raffinati e flessibili descrivono quasi ogni aspetto della vita di una stella, una volta date massa e composizione chimica
- In generale si parte da una configurazione iniziale grossolana che viene poi elaborata con cicli successivi di approssimazioni (metodo del fitting, metodo di Henyey, eccetera)

La struttura del Sole

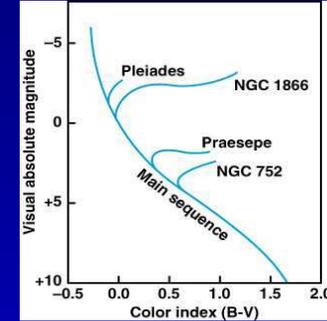


Macchie solari



EVOLUZIONE STELLARE

- Contrazione e collasso della nube
- Innesco delle reazioni nucleari
- Combustione dell'idrogeno. Sequenza principale
- Esaurimento dell'idrogeno. Combustione a shell e giganti rosse
- Combustione dell'elio e fase di braccio orizzontale
- Innesco del carbonio: biforcazioni evolutive
- Fasi terminali. Nane bianche, supernovae, stelle di neutroni, buchi neri



GLI INIZI ...

Le stelle nascono dal gas presente nelle galassie (le spirali come la nostra lo concentrano lungo i bracci)

M42 - Nebulosa di Orione
A 1500 a.l. ha un diametro di circa 30 a.l.

GLI INIZI ...



Il gas è costituito di:
nubi molecolari di idrogeno neutro ($T \sim 10 \text{ K}$)
regioni di idrogeno ionizzato ($T \sim 10000 \text{ K}$)

B33 - Nebulosa Testa di Cavallo

GLI INIZI ...

Le nubi ospitano anche molecole organiche complesse (polisaccaridi), depositate su minuscoli **GRANI** solidi

NGC7000 - Nebulosa Nord America

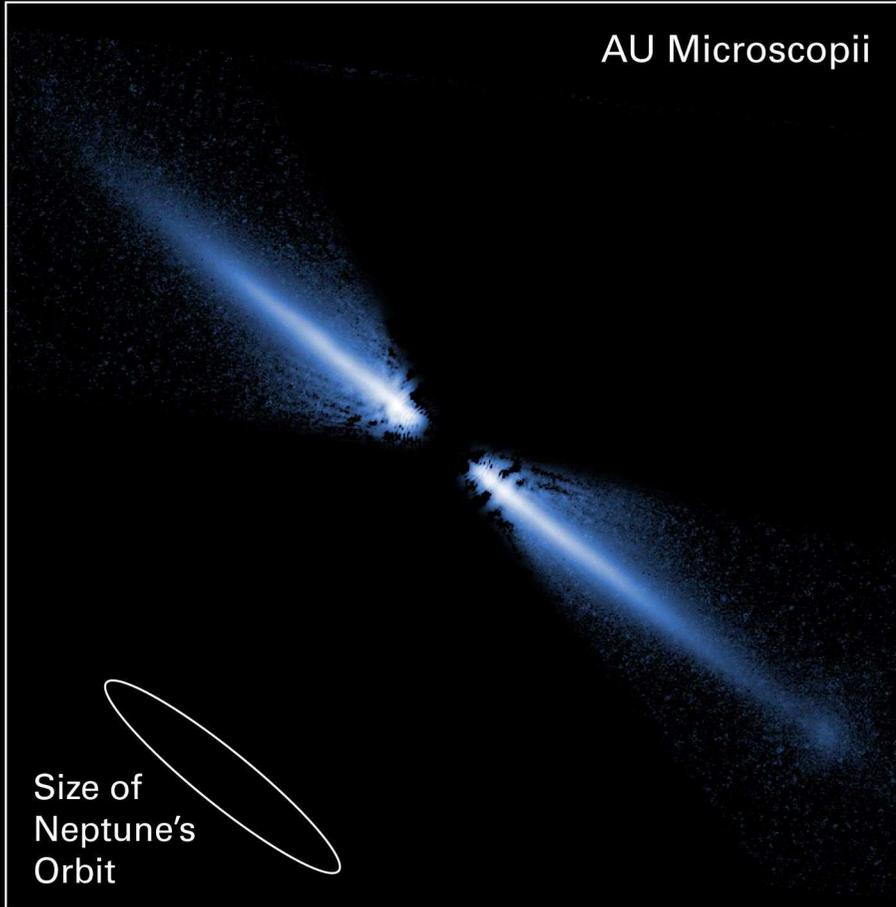
GLI INIZI ...

Alcune nubi non sono stabili gravitazionalmente. La conseguente contrazione porta al **COLLASSO**

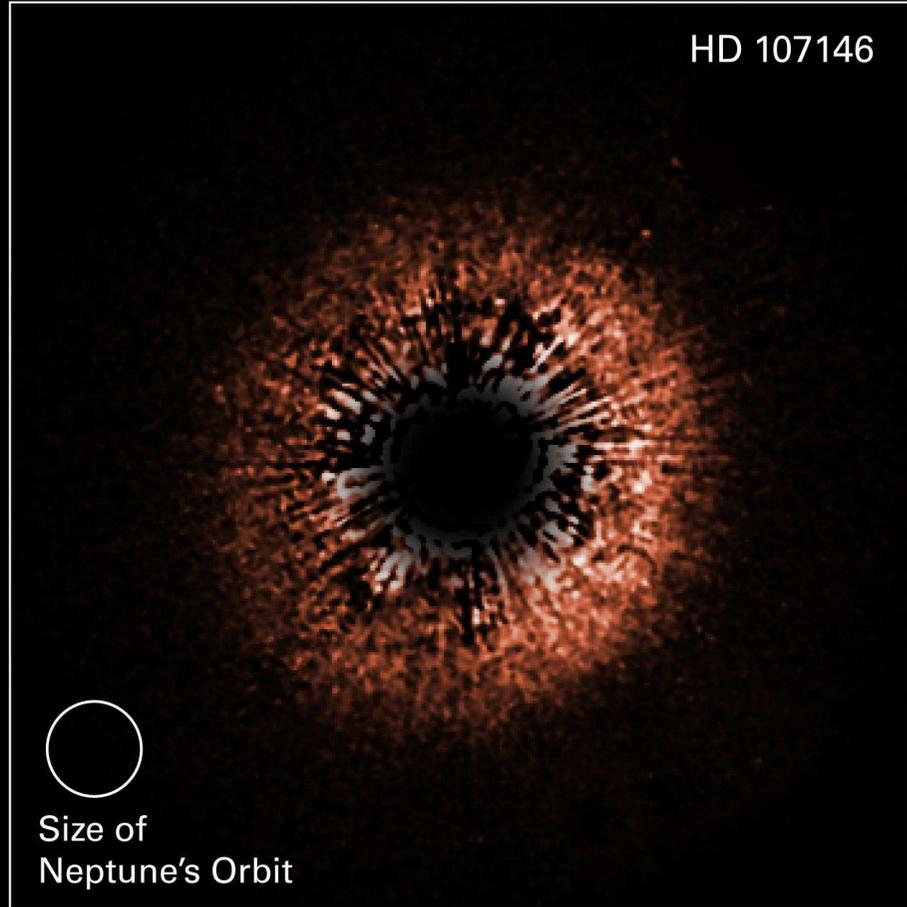
M17 - Nebulosa Omega
Distante 4800 anni luce dal Sole, ha un diametro di 45 a.l.

DISCHI CIRCUMSTELLARI

AU Microscopii



HD 107146



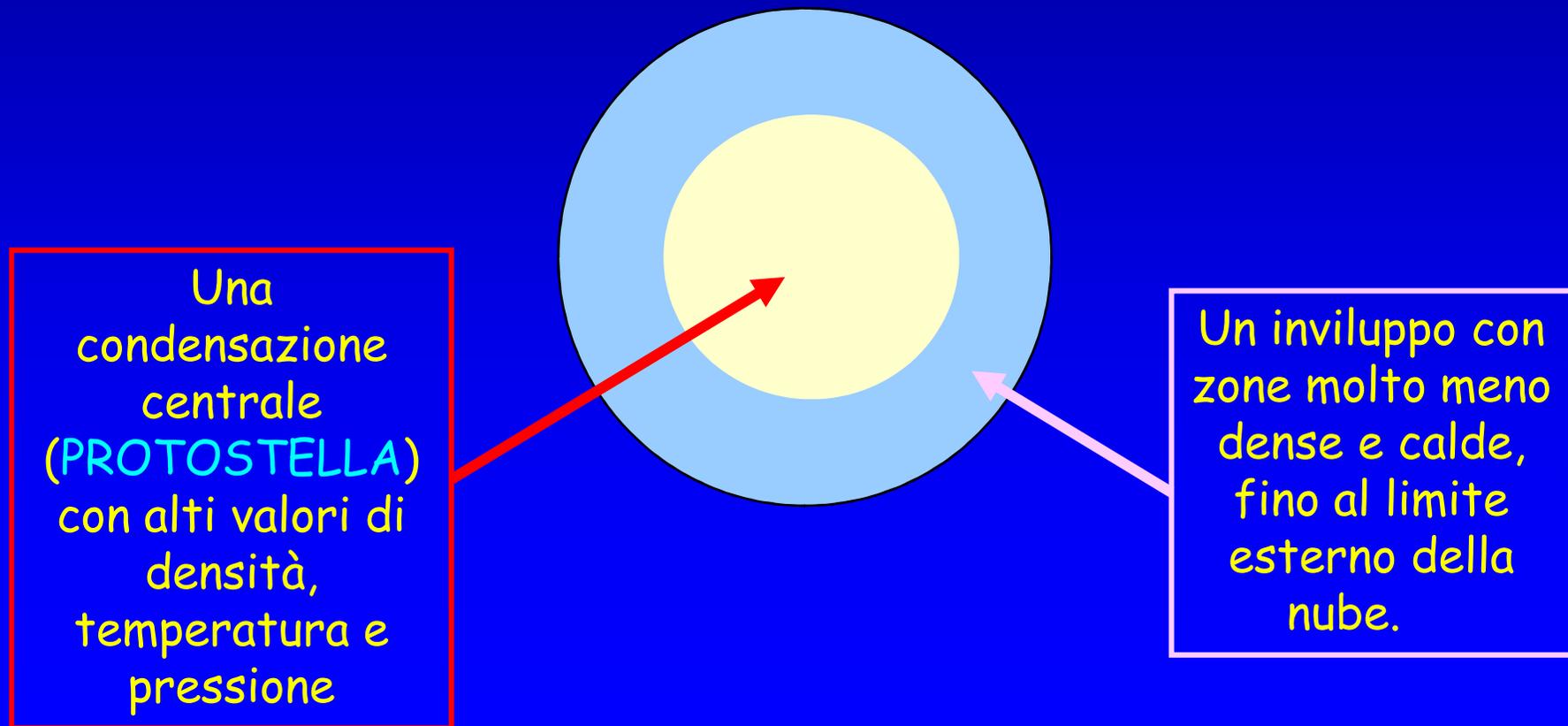
Circumstellar Debris Disks Hubble Space Telescope • ACS HRC

NASA, ESA, J. Krist (STScI/JPL), D.R. Ardila (JHU), D.A. Golimowski (JHU), M. Clampin (NASA/Goddard),
H. Ford (JHU), G. Hartig (STScI), G. Illingworth (UCO-Lick) and the ACS Science Team

STScI-PRC04-33a

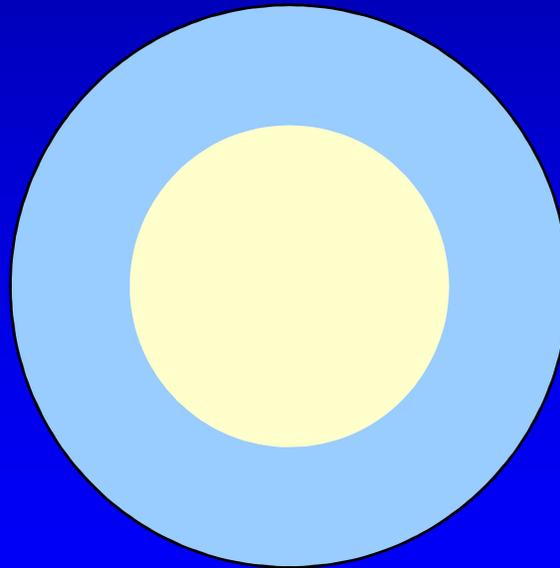
L'origine delle stelle

Variazioni di densità in tali nubi e la forza di gravità portano alla formazione di addensamenti nel gas.



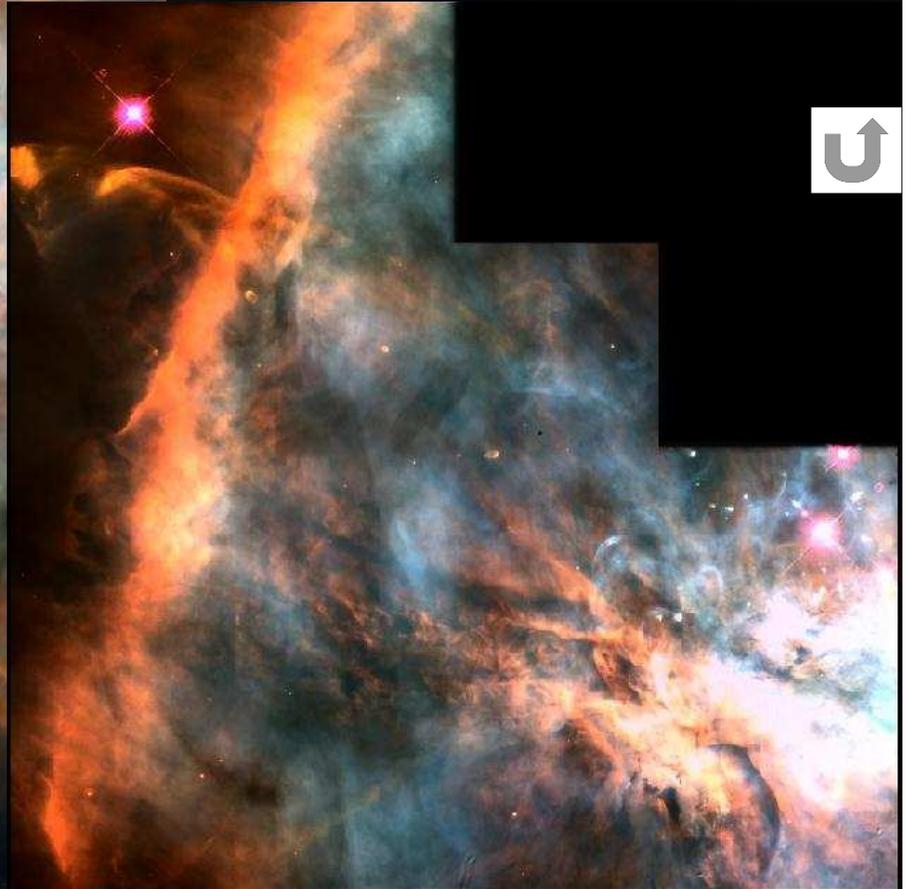
L'origine delle stelle

Questi addensamenti si contraggono sempre più, aumentando il valore della temperatura nel centro.





M42 - La Grande Nebulosa di Orione



Nane brune

Visible • WFPC2



Infrared • NICMOS



Nell'ammasso del Trapezio, nell'infrarosso, il telescopio spaziale Hubble ha visto circa 50 nane brune molto giovani (1 milione di anni) con massa compresa tra $0,0095$ e $0,076 M_{\odot}$.

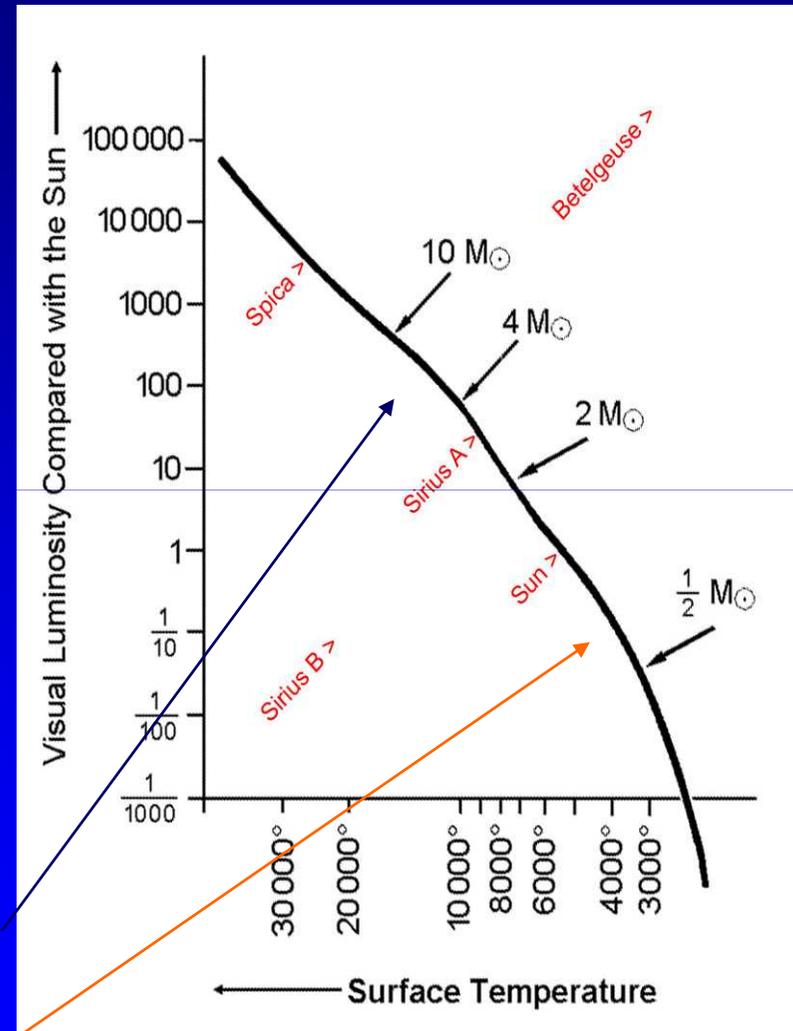




DOVE SI FORMANO LE STELLE

LA SEQUENZA PRINCIPALE

- Rappresenta la parte più lunga e più stabile della vita di una stella
- La combustione dell'idrogeno produce **ELIO** e può avvenire in due modi:
 - ciclo protone-protone (catene p-p)
 - ciclo CNO
- Le catene p-p sono attive già a 6-7 milioni di K. Il ciclo CNO si attiva solo oltre i 13-14 milioni di K, ma al crescere della temperatura la sua efficienza è **enorme**. L'equivalenza produttiva tra i due cicli si ha intorno ai 19 milioni di K
- **CICLO CNO** ↔ ALTA SEQUENZA
- **CICLO p-p** ↔ BASSA SEQUENZA





M16 - Ammasso
aperto + Nebulosa

Distanza: 7000 al
Diametro: 80 al

M45 - Ammasso aperto delle Pleiadi
circa 500 stelle a 400 al - Età: 80 milioni di anni

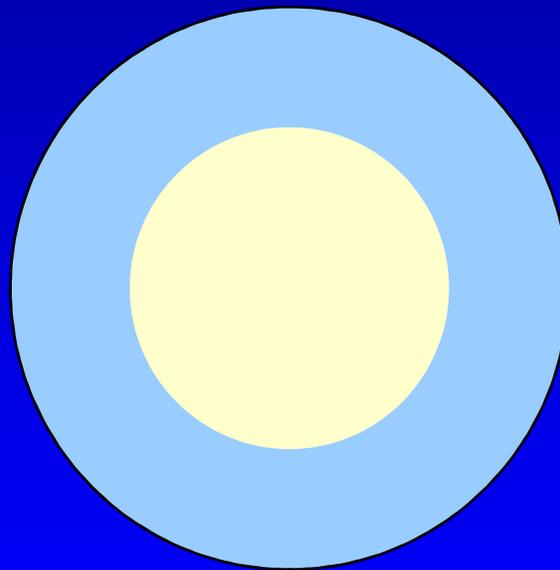


M11 - Ammasso dell'Anatra Selvatica
circa 3000 stelle a 6000 a.l., 250 milioni di anni



L'ESAURIMENTO DELL'IDROGENO

Durante la sequenza principale il nucleo stellare si impoverisce sempre più di idrogeno. Ciò tende a diminuire l'efficienza delle reazioni nucleari, ma la stella compensa contraendosi e aumentando le temperature centrali

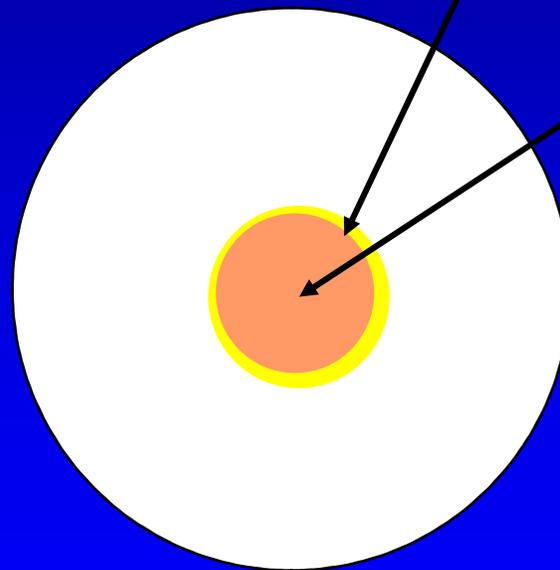


Il risultato è quindi **opposto**: la stella aumenta lentamente e progressivamente di luminosità!

L'ESAURIMENTO DELL'IDROGENO

Quando l'idrogeno diventa troppo scarso la stella momentaneamente resta senza "carburante" e deve contrarsi.

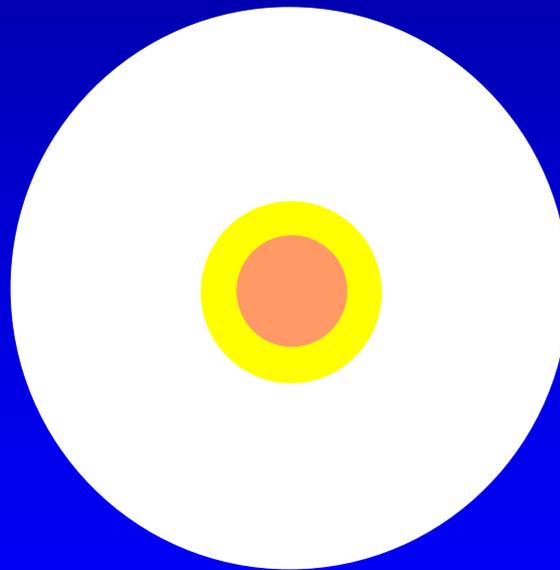
La combustione si sposta in un involucro (shell) intorno al nucleo di elio.



L'ESAURIMENTO DELL'IDROGENO

Gli strati esterni tendono a espandersi all'esterno.

Il diametro della stella aumenta anche di 300 volte, il colore si arrossa e la luminosità cresce di 1000-10000 volte.

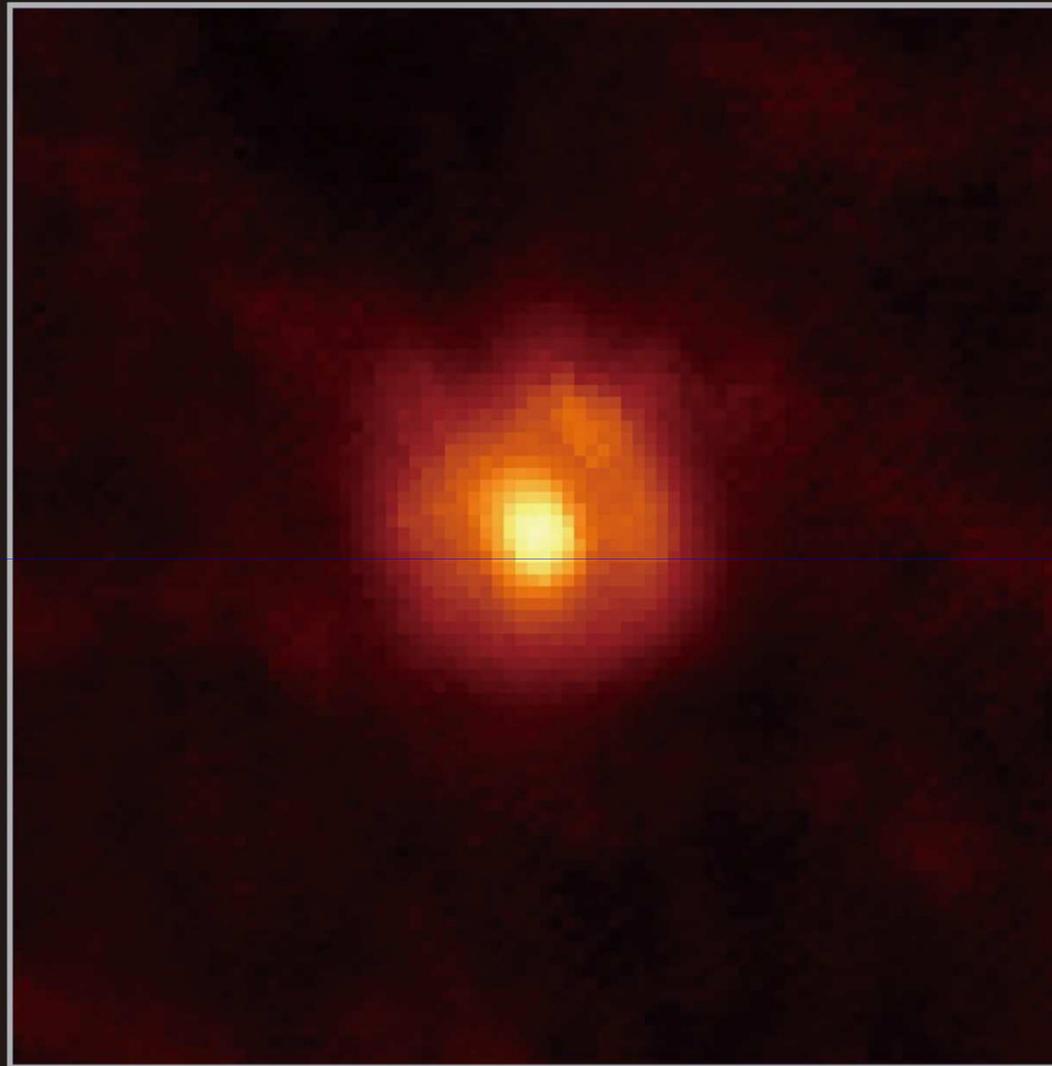


La stella è ora una **GIGANTE ROSSA**. Il nucleo di elio è (ancora) inerte





Far-infrared Image of Red-giant Star U Hydrae



AKARI/Far-Infrared Surveyor (wavelength: $90 \mu\text{m}$)



28th Aug. 200

LA COMBUSTIONE DELL'ELIO

Con il procedere della combustione la shell di H (tutta in CNO) si sposta verso l'esterno e il nucleo si accresce di He, ingrandendosi

Per innescare la reazione 3α (fusione dell'He e produzione di C) occorrono 100 milioni di K. Questa temperatura viene raggiunta solo da stelle di almeno $0,5 M_{\odot}$

Stelle di massa $< 2,3M_{\odot}$ innescano l'elio in condizioni di **degenerazione quantistica** per il gas del nucleo. La reazione di fusione si propaga in tal caso a tutto il nucleo con estrema rapidità (**FLASH DELL'ELIO**)

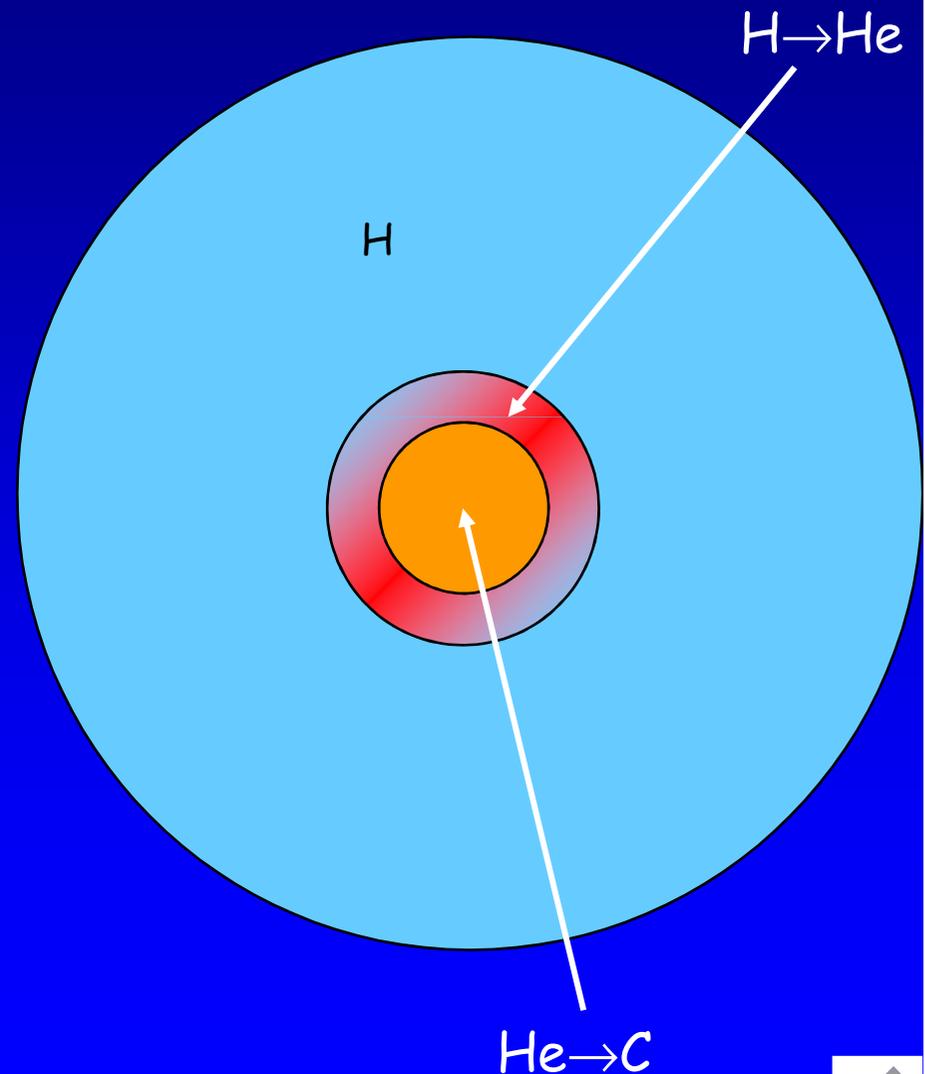
LA COMBUSTIONE DELL'He E IL RAMO ORIZZONTALE

Riguarda stelle di massa non superiore a $\sim 2-3 M_{\odot}$

L'innesco dell'elio favorisce il ritorno a sinistra della stella nel diagramma H-R

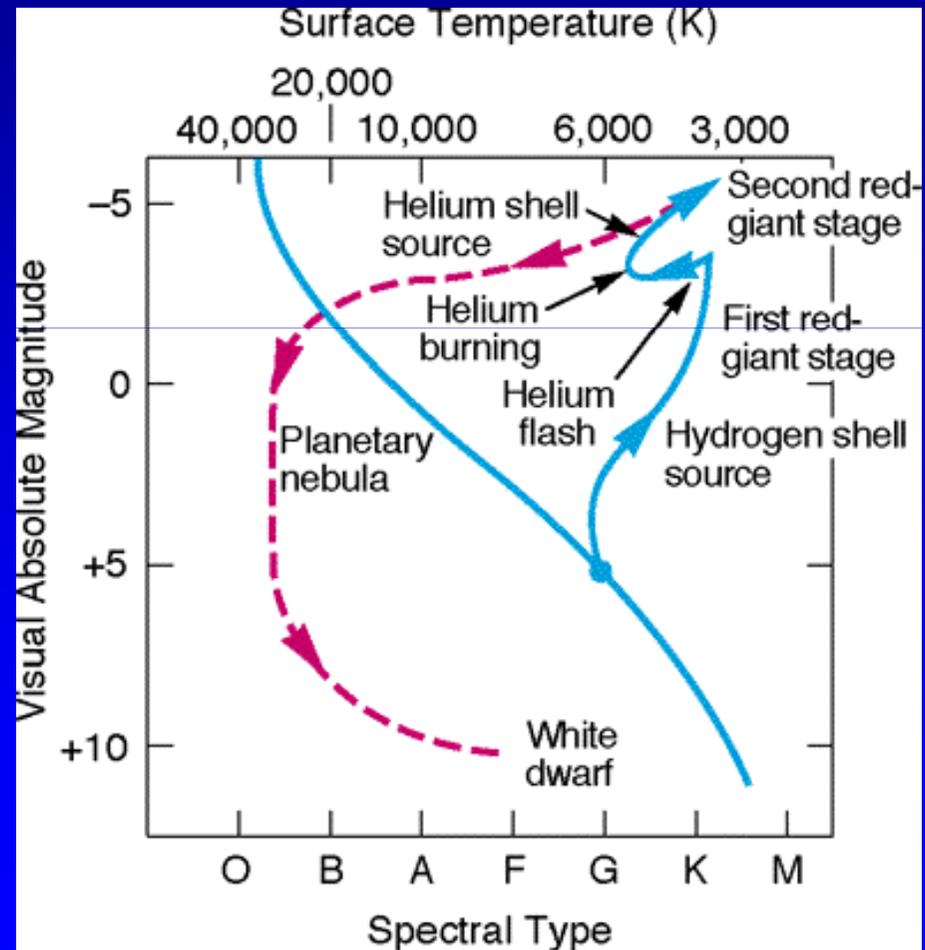
Rimane attiva la shell di idrogeno, ma la struttura è governata dalla sorgente di energia centrale

Tempi evolutivi di circa 10^8 anni



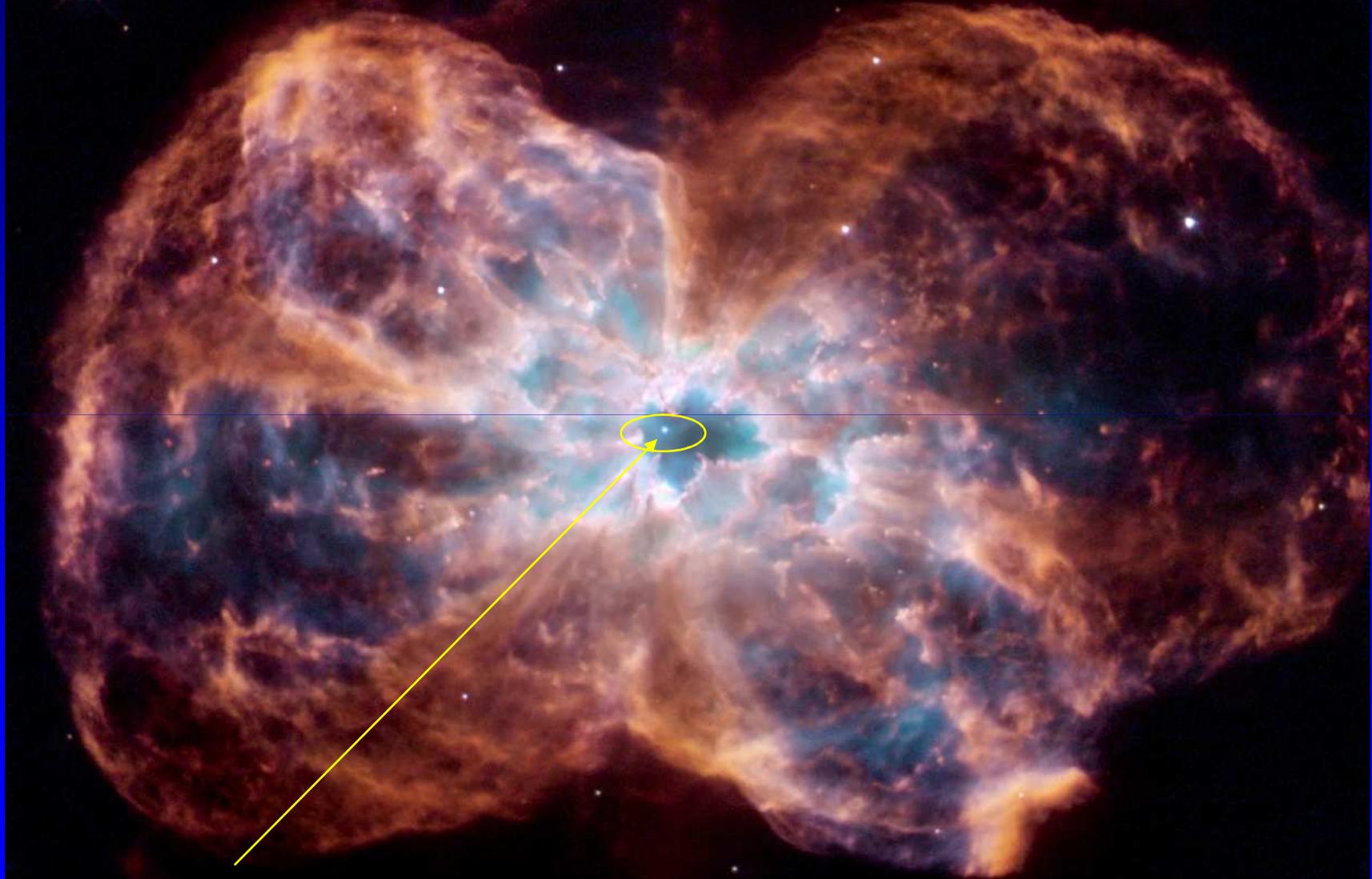
EVOLUZIONE PER STELLE DI PICCOLA/MEDIA MASSA ($M < 8M_{\odot}$)

Con l'esaurimento della combustione dell'elio nel nucleo, la produzione di energia si sposta di nuovo in uno shell. La stella sale lungo il **ramo asintotico (AGB)**, finché gli strati più esterni vengono espulsi formando una **nebulosa planetaria**, con il nucleo stellare caldissimo che resta al centro; le reazioni nucleari hanno termine e il nucleo si raffredda generando una **nana bianca**



NANA BIANCA IN FORMAZIONE

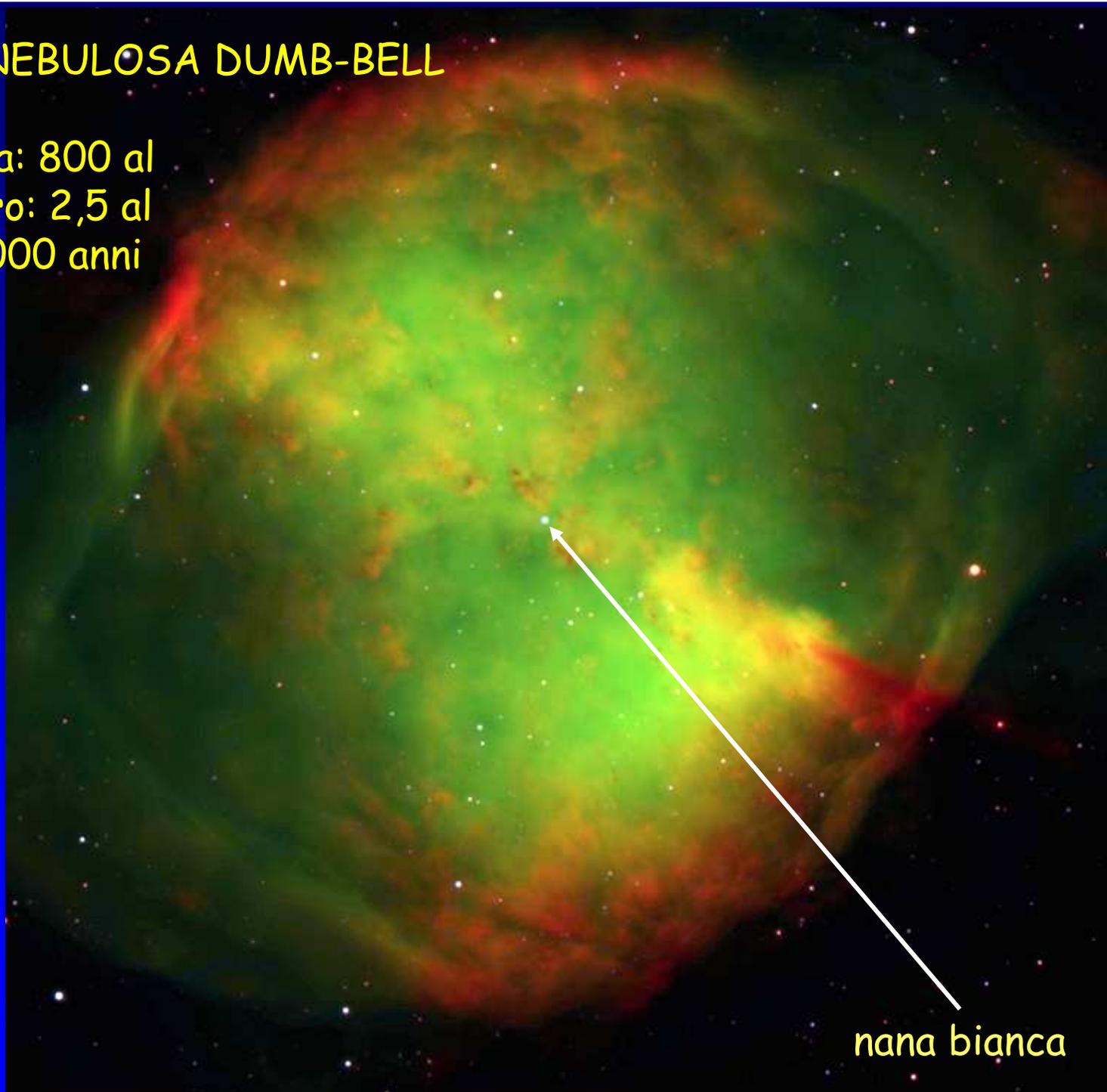
Nebulosa planetaria NGC 2440 - Costellazione: Poppa - Distanza: 4000 a.l.



La stella centrale raggiunge una temperatura superficiale di oltre 200000 K. Il blu corrisponde all'elio; il blu-verde all'ossigeno; il rosso all'azoto e all'idrogeno.

M27 - NEBULOSA DUMB-BELL

Distanza: 800 al
Diametro: 2,5 al
Età: 15000 anni



nana bianca

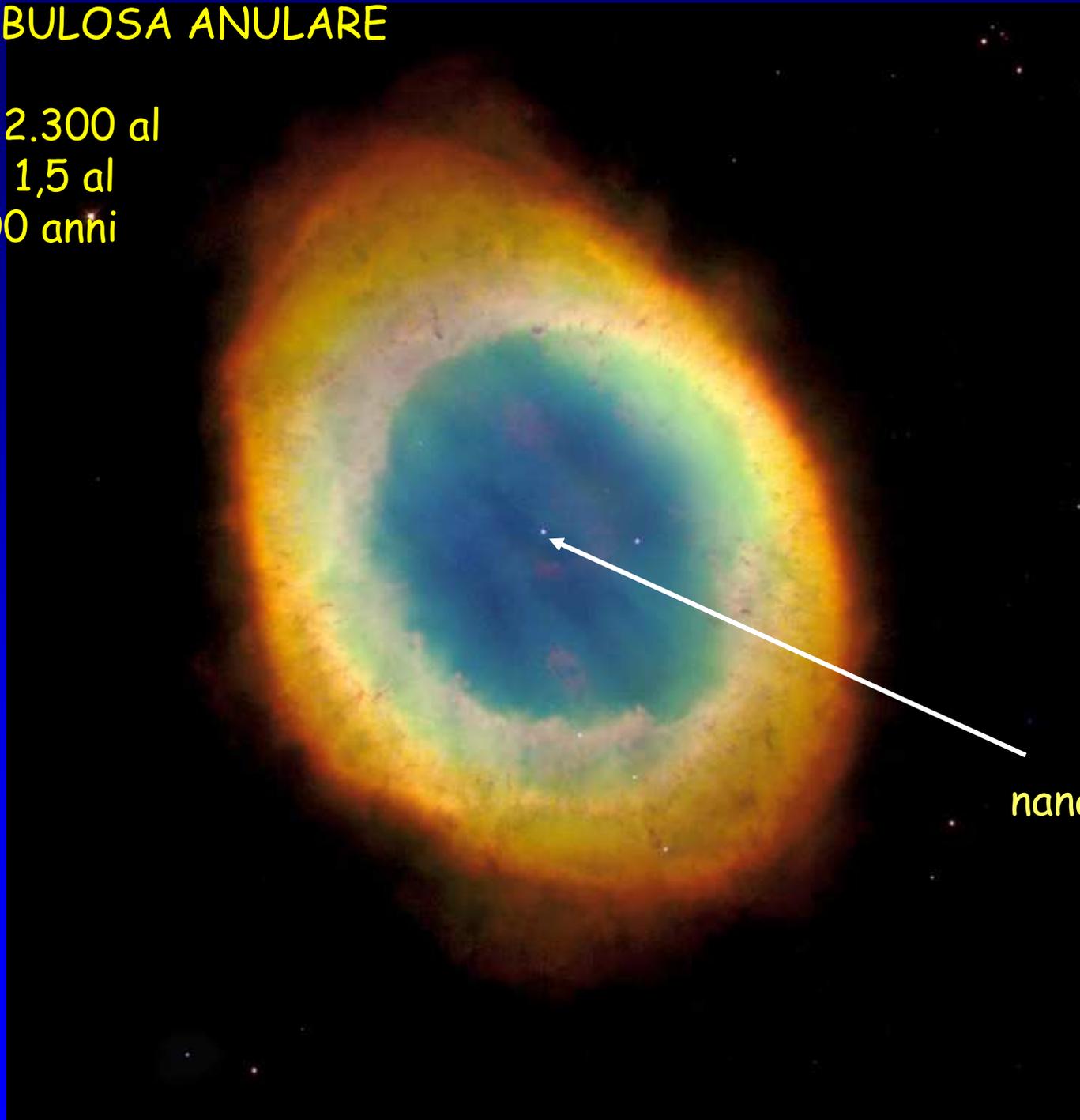


M57 - NEBULOSA ANULARE

Distanza: 2.300 al

Diametro: 1,5 al

Età: 20000 anni



nana bianca



NANE BIANCHE

Le nane bianche sono il prodotto finale dell'evoluzione delle stelle di sequenza principale di piccola massa.

Sono oggetti molto densi, anche un milione di volte quella dell'acqua; un cucchiaino peserebbe una tonnellata.

Le dimensioni sono quelle di un pianeta di tipo terrestre: da 10000 a 20000 km.

La temperatura superficiale è compresa tra 25000 e 45000 gradi.



NANE BIANCHE

Le nane bianche si dividono, dal punto di vista chimico, in due famiglie: quelle ricche di idrogeno dette DA, quelle ricche di elio dette DB (D sta per dwarf, nana).

Quando si raffreddano fino alla temperatura di circa 4000 K la nana bianca cristallizza; i tempi per raggiungere questa temperatura sono lunghissimi, dell'ordine dei miliardi di anni (tanto che ancora nessuna dovrebbe aver raggiunto lo stadio di cristallizzazione)



Sirio e la sua compagna SirioB,
prima nana bianca scoperta (1846)



A composite image showing two celestial bodies against a starry night sky. On the left is a bright, glowing blue-white sphere. On the right is a smaller, detailed view of Earth showing continents and clouds. A thin horizontal line passes through the center of both objects. The background is a dark blue-black space filled with numerous small white stars and some faint nebulae.

SIRIO B

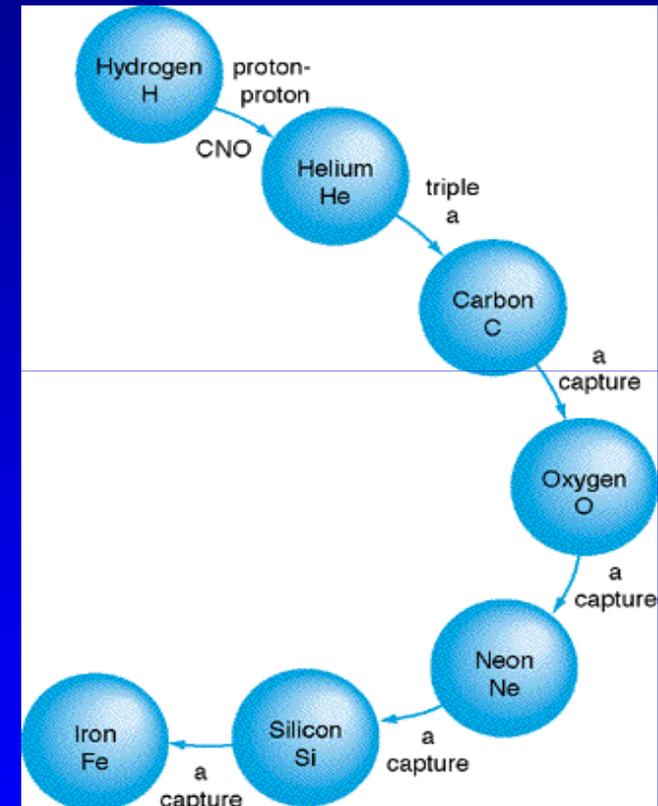
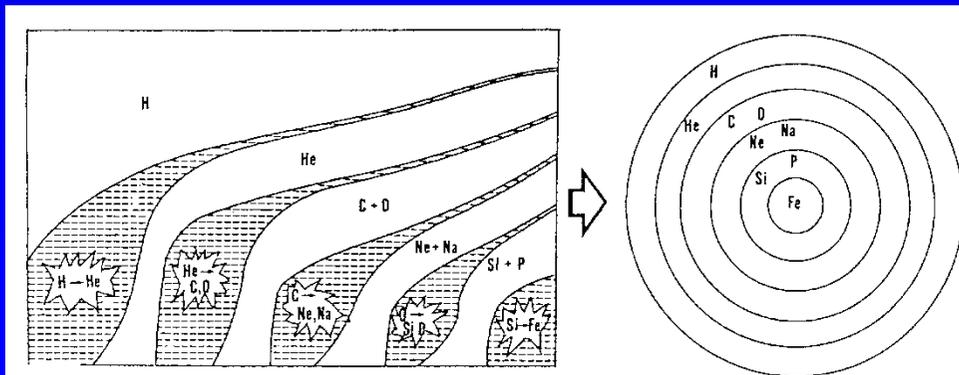
TERRA

EVOLUZIONE PER STELLE DI GRANDE MASSA ($8M_{\odot} < M < 20M_{\odot}$)

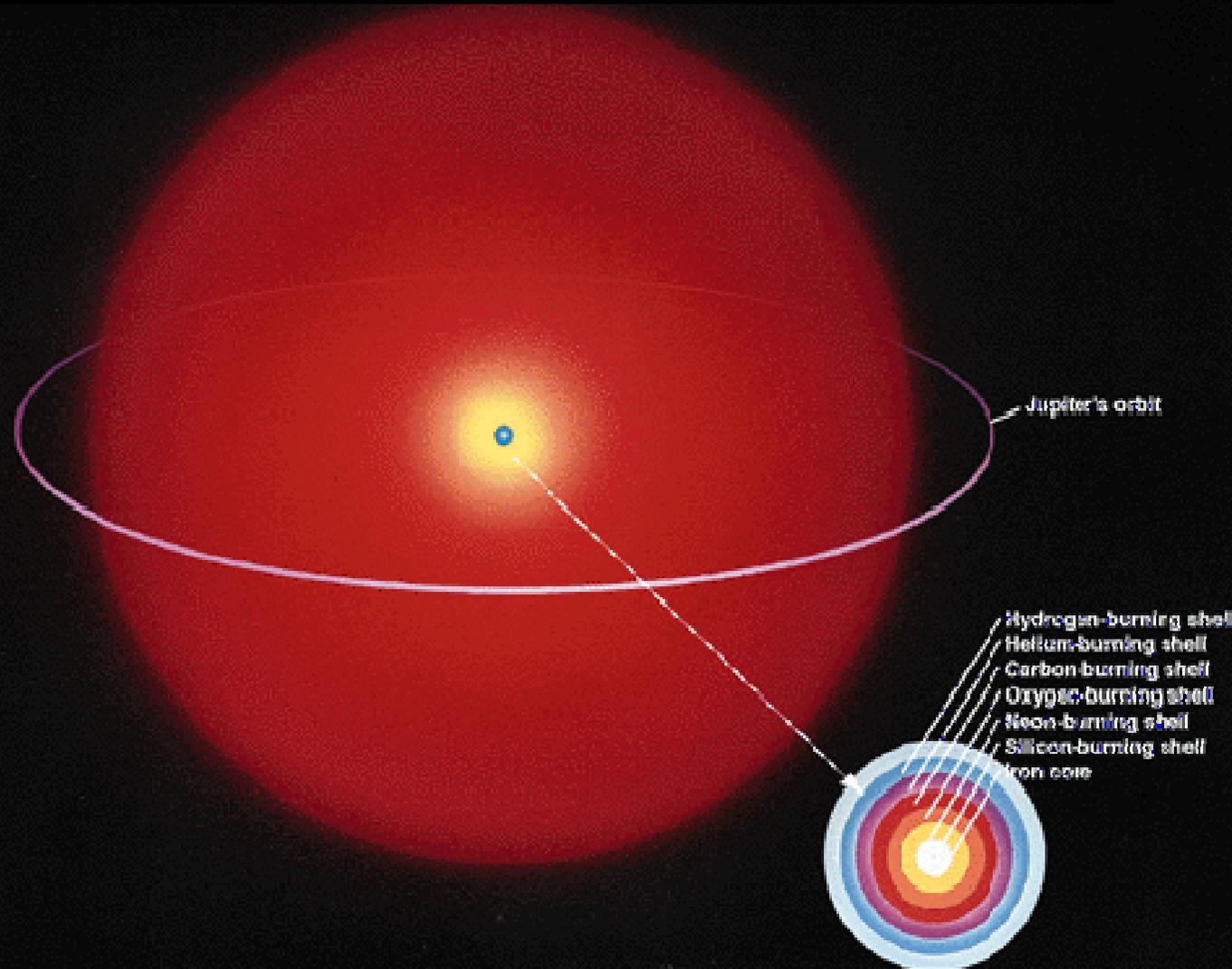
Nel nucleo raggiungono temperature adatte all'innesco del carbonio e successivamente arrivano a formare una serie di strati chimicamente differenziati (struttura a cipolla).

Le stelle più massicce riescono a sintetizzare gli elementi fino al Fe ed oltre

Sono soggette nelle fasi avanzate a grandi perdite di massa (**venti stellari**).



EVOLUZIONE PER STELLE DI GRANDE MASSA ($8M_{\odot} < M < 20M_{\odot}$)



Struttura interna
di una stella nella
fase di pre-
supernova

EVOLUZIONE PER STELLE DI GRANDE MASSA ($8M_{\odot} < M < 20M_{\odot}$)

Quando la stella ha accumulato abbastanza ferro nel suo nucleo le reazioni termonucleari si interrompono e inizia il collasso.

Il processo è inizialmente lento e innalza gradualmente la temperatura, fino al punto in cui diventa possibile la conversione di una coppia protone/elettrone in una neutrone/neutrino.

I neutrini abbandonano la stella sottraendole energia: ciò accelera il collasso. La temperatura sale oltre il limite in cui il ferro comincia a decomporsi in elio e neutroni (fotodisintegrazione), assorbendo ulteriormente energia dal nucleo centrale della stella.

EVOLUZIONE PER STELLE DI GRANDE MASSA ($8M_{\odot} < M < 20M_{\odot}$)

L'effetto finale di questi processi è la trasformazione quasi totale degli elettroni e dei protoni in neutroni e neutrini e, tramite un meccanismo di "rimbalzo", l'esplosione del resto della stella.

In questa fase parossistica si formano elementi più pesanti del ferro che andranno ad arricchire il gas interstellare.
(SUPERNOVA di tipo II)

Si forma una nebulosa in rapida espansione, mentre il nucleo della stella collassa. A seconda della massa rimasta si può formare una stella di neutroni o un buco nero.

STELLE DI NEUTRONI

È il resto di una stella di grande massa la cui densità raggiunge anche valori pari a 10^{13} (10000 miliardi di) volte quella dell'acqua; un cucchiaino di questa materia ultradensa peserebbe dieci milioni di tonnellate.

Le dimensioni si riducono ad una sfera di 10 - 20 km di diametro.



M1 - CRAB NEBULA

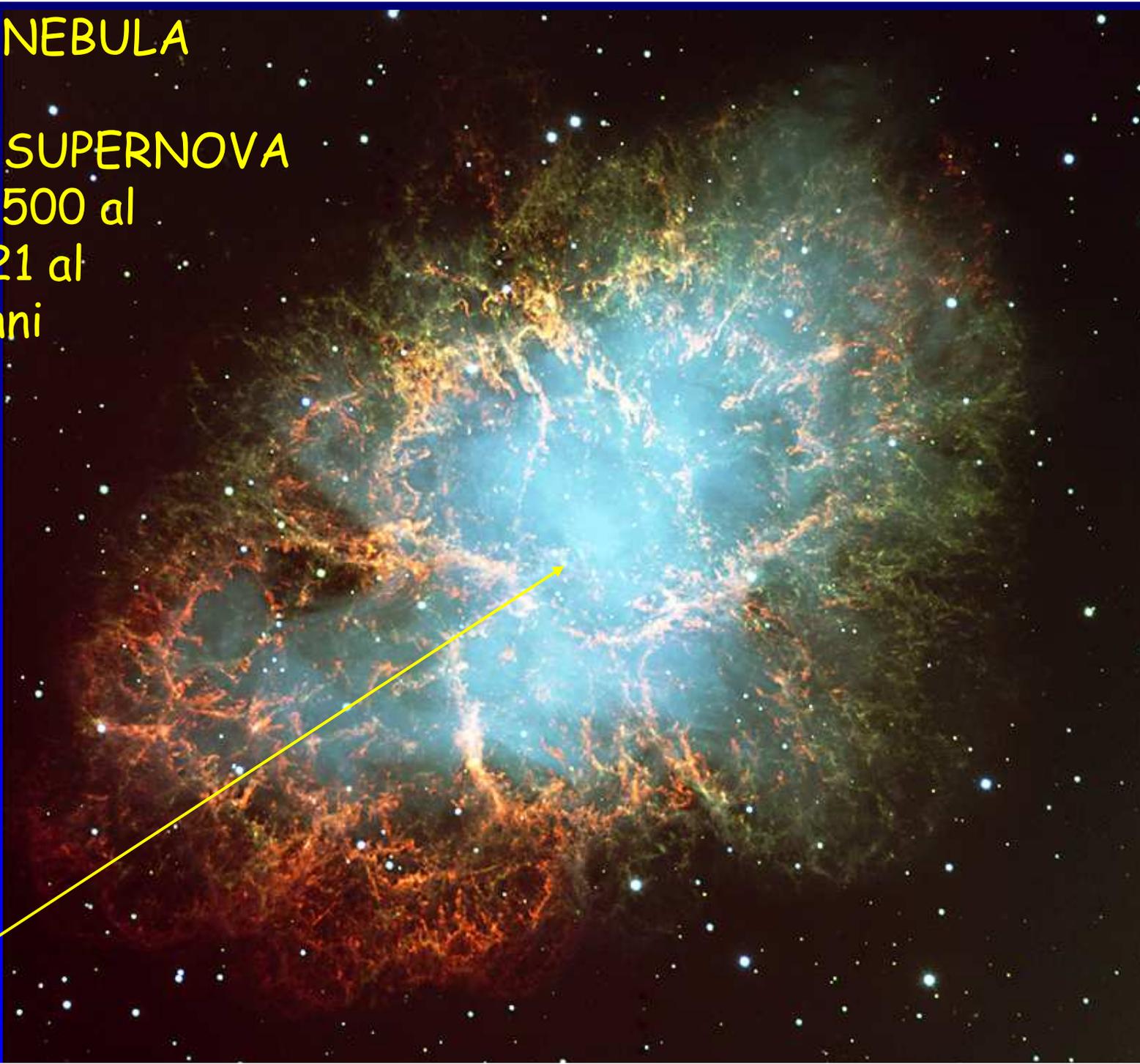
RESTO DI SUPERNOVA

Distanza: 6500 al

Diametro: 21 al

Età: 952 anni

pulsar

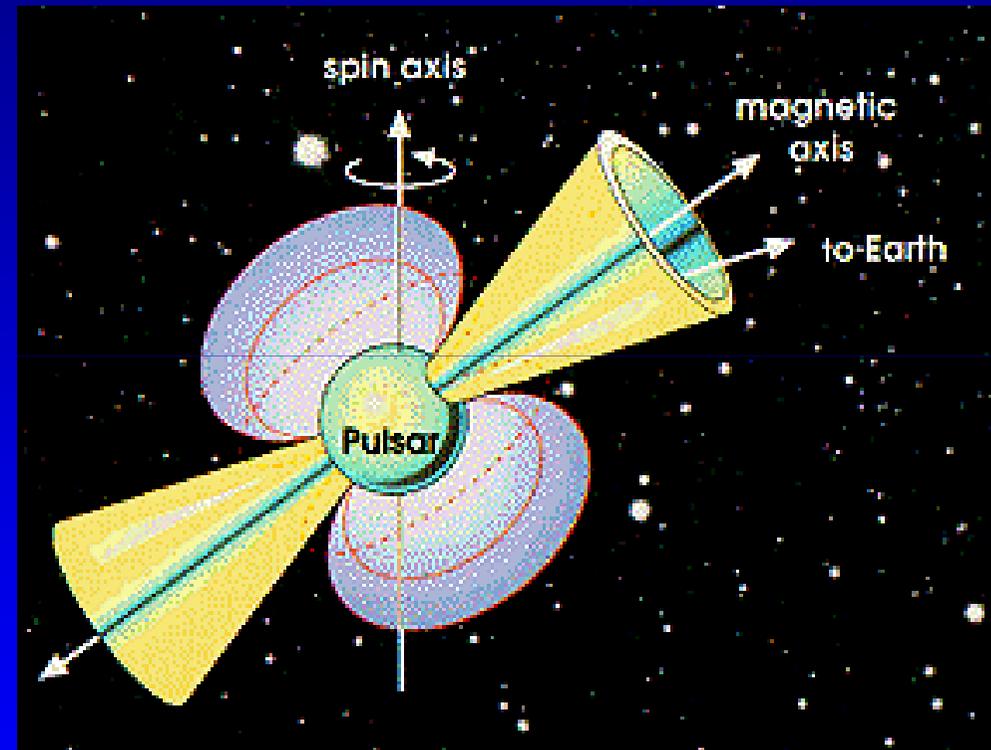
A detailed image of the Crab Nebula, a supernova remnant. The nebula is a complex, multi-colored structure of glowing gas and dust, primarily in shades of blue, green, and orange. It has a central, brighter region. A yellow arrow points from the word 'pulsar' in the bottom left corner to the central region of the nebula. The background is a dark field of stars.

STELLE DI NEUTRONI

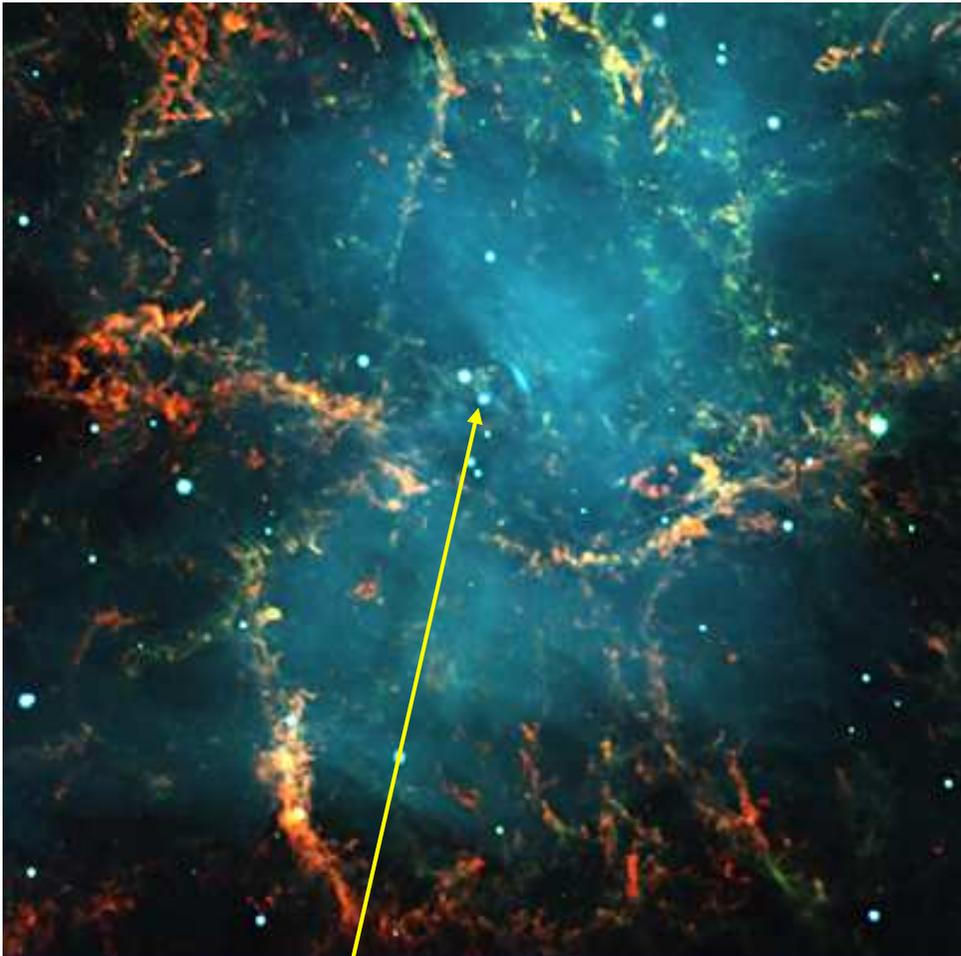
Le stelle hanno una loro rotazione, che per la conservazione del momento angolare può arrivare nel collasso anche a oltre 1000 giri al secondo.

In genere il campo magnetico non è allineato con l'asse di rotazione e ciò produce una intensa emissione di onde radio.

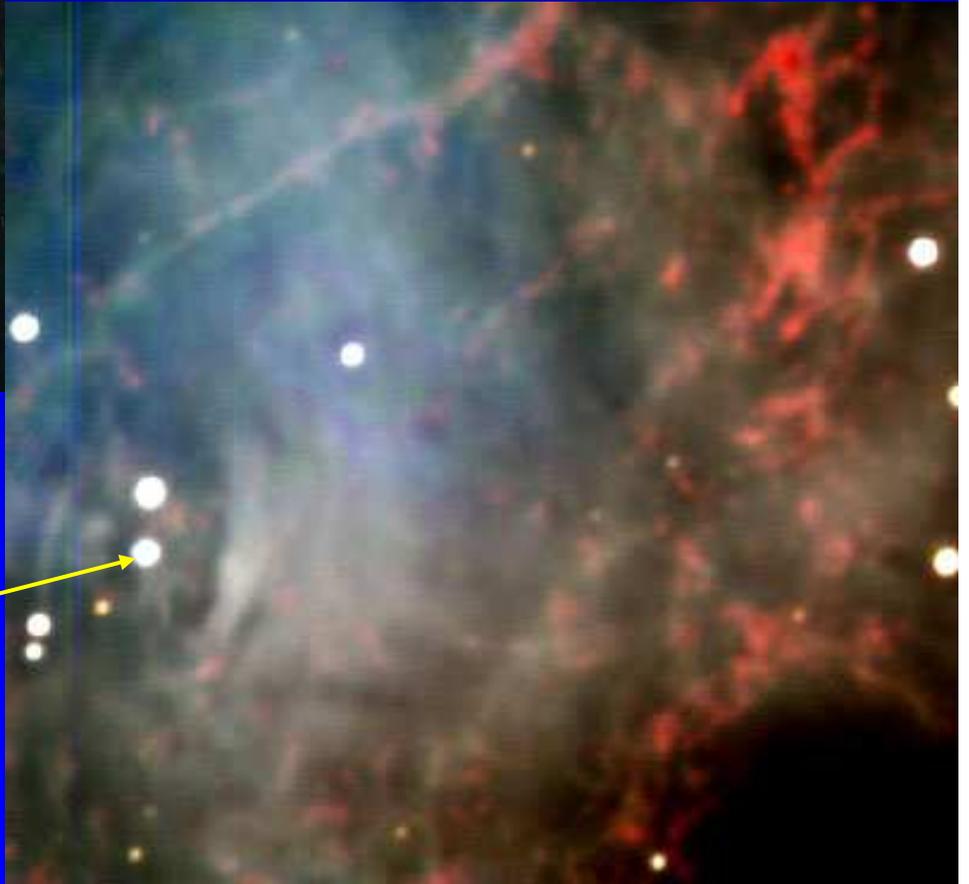
Una stella di neutroni di questo tipo è detta **pulsar**



M1 - CRAB NEBULA



pulsar



BUCHI NERI

Ogni corpo ha una **velocità di fuga**, ovvero la velocità iniziale di lancio necessaria ad un oggetto posto sulla superficie del corpo per non ricadere mai più:

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

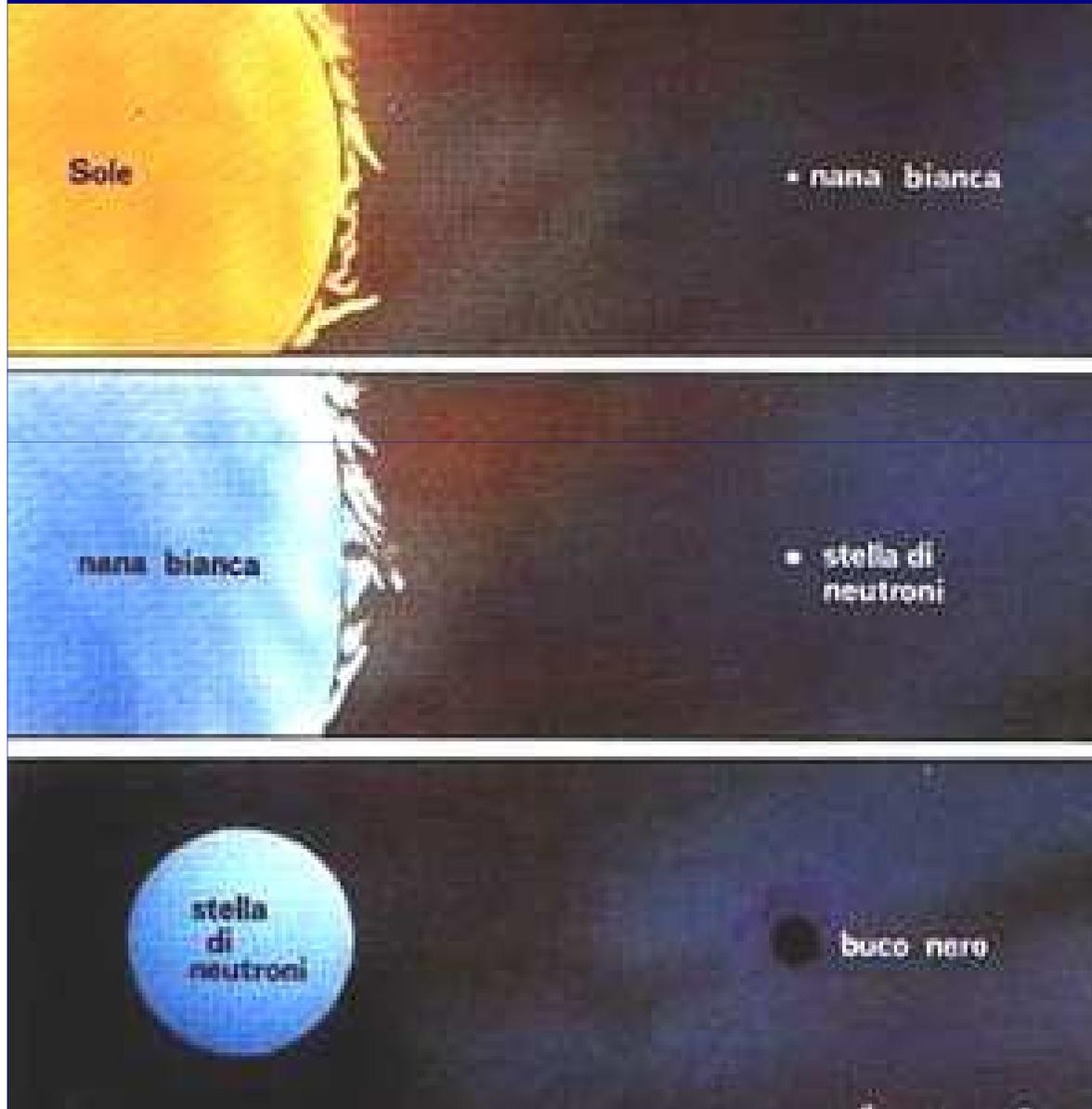
Per una stella in collasso la velocità di fuga può superare quella della luce quando il raggio stellare raggiunge un valore detto **raggio di Schwarzschild**:

$$R_s = \frac{GM}{c^2}$$

(Per il Sole tale raggio **sarebbe** di 1,5 km; per la Terra 0,5 cm)

Da un tale oggetto non potremmo più ricevere alcuna informazione, esclusi gli effetti prodotti dalla sua forza di gravità

BUCHI NERI



Non ci sono ancora osservazioni dirette dei buchi neri. Tuttavia, alcune emissioni di raggi X di enorme potenza provenienti da regioni dello spazio di dimensioni stellari (come per esempio il centro della Via Lattea), hanno come spiegazione più probabile l'esistenza di un buco nero che sta risucchiando la materia circostante.



IL PROBABILE BUCO NERO DI M31



Photo Copyright R. Gendler



HST WFPC2 image:
T. Lauer (NOAO/AURA/NSF)



Artist's Concept:
A. Feild (STScI)

Andromeda Galaxy Nucleus - M31
Hubble Space Telescope - WFPC2

NEBULOSA VELO

RESTO DI SUPERNOVA

Distanza: 6500 al
Diametro: 350 al
Età: 50000 anni

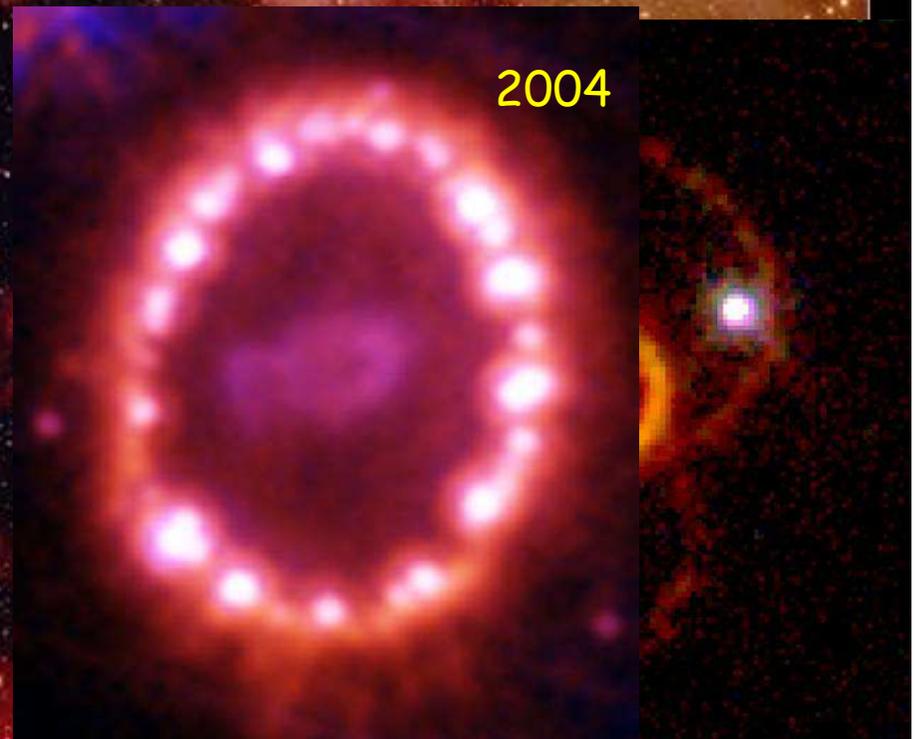
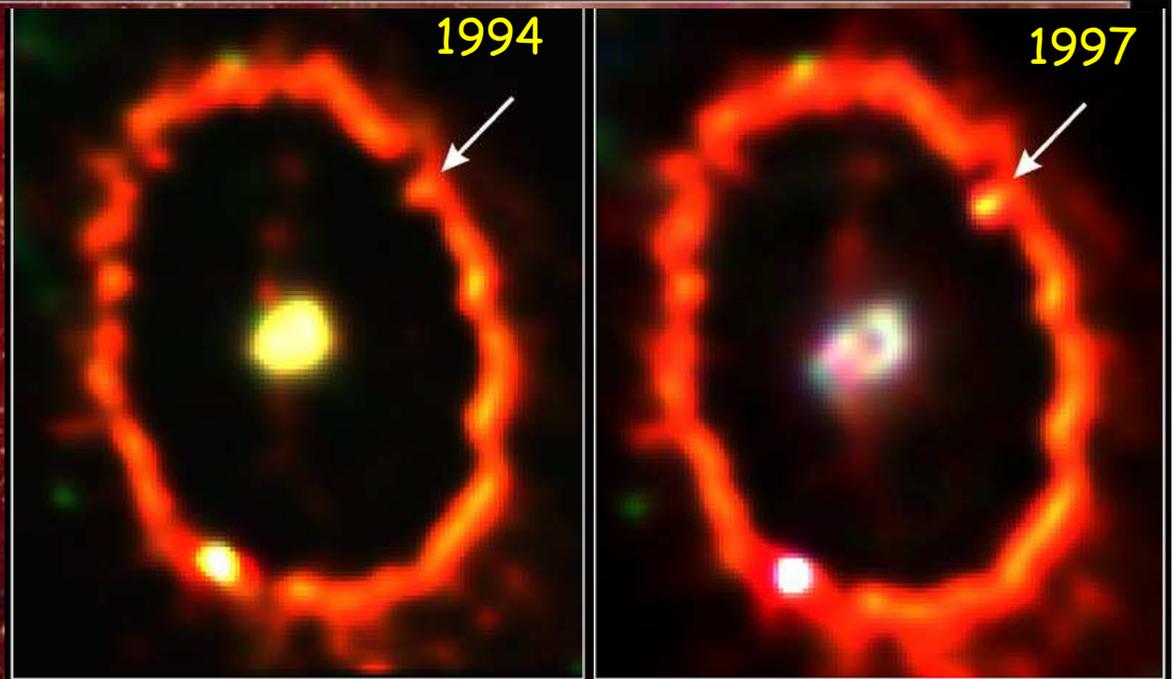


La supernova 1987A

nella Nebulosa
Tarantola della
Grande Nube di
Magellano, a
170000 al dal
Sole

supergigante blu
di tipo spettrale
B3, $m_v = -6,6$

supernova tipo II



Le fasi dell'evoluzione stellare in funzione della massa della stella - 1

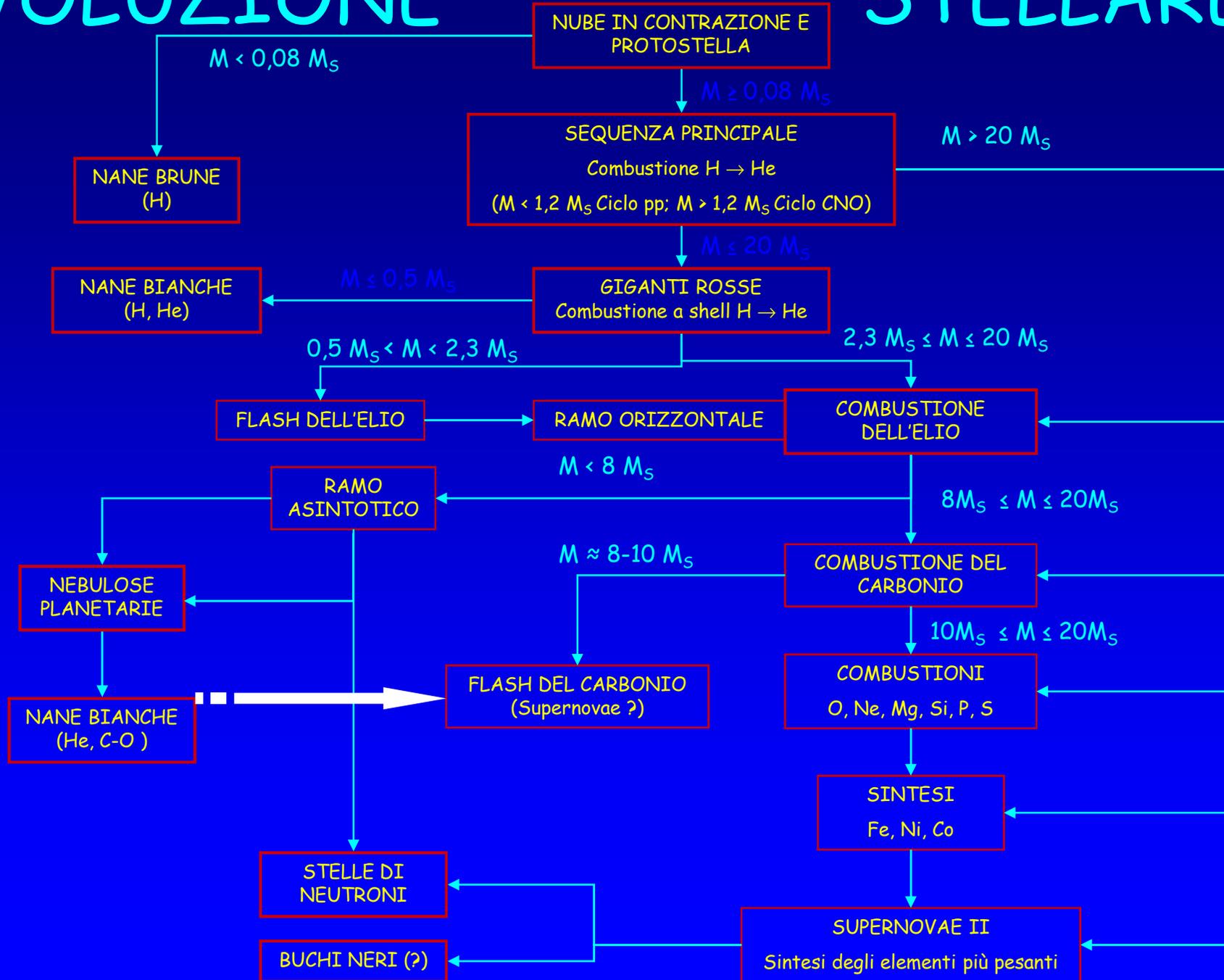
MASSE	PRE-SEQUENZA	SEQUENZA PRINCIPALE	POST-SEQUENZA	ULTIME FASI	STADIO FINALE
Piccole (I) (1,2-2,3 M_{\odot})	Da 1 milione a 10 milioni di anni	(1 - 3 miliardi di anni) Bianca o gialla $H \rightarrow He$ (ciclo CNO)	(100 - 300 milioni di anni) Gigante rossa Nucleo inerte (He) + shell $H \rightarrow He$ Perdite di massa. Innesco He: Ramo orizzontale $He \rightarrow C$ (ciclo 3a)	(10 milioni di anni) Ramo asintotico Nucleo inerte (C,O) + shell $He \rightarrow C$ + shell $H \rightarrow He$ Processi s: elementi pesanti Perdite di massa, espulsione involuppo, nebulosa planetaria. Pulsi termici. Tutte le shell in esaurimento	Nana bianca (H, He, C, O)
Piccole (II) (0,5-1,2 M_{\odot})	Da 10 a 100 milioni di anni	(3 - 20 miliardi di anni) Gialla o arancione $H \rightarrow He$ (ciclo pp)	(300 milioni - 2 miliardi di anni) Gigante rossa Nucleo inerte (He) + shell $H \rightarrow He$ Perdite di massa. FLASH He: Ramo orizzontale $He \rightarrow C$ (ciclo 3a)	(10 milioni di anni) Ramo asintotico Nucleo inerte (C,O) + shell $He \rightarrow C$ + shell $H \rightarrow He$ Processi s: elementi pesanti Perdite di massa, espulsione strato esterno, nebulosa planetaria. Pulsi termici. Tutte le shell in esaurimento	Nana bianca (H, He, C, O)
Molto piccole (0,08-0,5 M_{\odot})	>100 milioni di anni	(> 20 miliardi di anni) rossa $H \rightarrow He$ (ciclo pp)	(non ancora accaduto nella storia dell'Universo) Nucleo inerte (He) + shell $H \rightarrow He$	Pulsi termici. Shell H in esaurimento	Nana bianca (H, He)
< 0,08 M_{\odot}	Massa insufficiente per innescare la combustione dell'H. Nana bruna				

Le fasi dell'evoluzione stellare in funzione della massa della stella -2

MASSE	PRE-SEQUENZA	SEQUENZA PRINCIPALE	POST-SEQUENZA	ULTIME FASI	STADIO FINALE
Grandi ($>10 M_{\odot}$)	Da 1000 a 10 000 anni	(<15 milioni di anni) Iper- o supergigante blu H \rightarrow He (ciclo CNO veloce), anche He \rightarrow C (ciclo 3α) per le stelle più massicce	(< 1 milione di anni) Iper- o supergigante (vari colori) C \rightarrow Ne, Ne \rightarrow Mg+Si, O \rightarrow Si, Si \rightarrow Fe+Ni Forti perdite di massa Se $10M_{\odot} < M < 20M_{\odot}$ anche gigante rossa	(< 1 secondo) Processi r: elementi pesanti Collasso del nucleo: Supernova II elementi transuranici	Stella di neutroni ($M_{fin} < \sim 3M_{\odot}$) Buco nero ($M_{fin} \sim 3M_{\odot}$)
"Limite" (9 -10 M_{\odot})	Da 10 000 a 100 000 anni	(15-30 milioni di anni) Gigante azzurra H \rightarrow He (ciclo CNO veloce)	(1 milione di anni) Gigante rossa Shell H \rightarrow He, poi subito He \rightarrow C (ciclo 3α) Perdite di massa	(100 000 anni) Nucleo inerte (C,O,Ne)+shell He \rightarrow C +shell H \rightarrow He Innesco C \rightarrow Ne in nucleo <i>degenere</i> FLASH C (Supernova I_{1/2})	(Distruzione completa)
Intermedie (2,3- 9 M_{\odot})	Da 100 000 a 1 milione di anni	(30 milioni - 1 miliardo di anni) Azzurra o bianca H \rightarrow He (ciclo CNO)	(3 - 10 milioni di anni) Gigante rossa Shell H \rightarrow He, poi He \rightarrow C (ciclo 3α) Perdite di massa	(1 milione di anni) Ramo asintotico Nucleo inerte (C,O,Ne)+shell He \rightarrow C +shell H \rightarrow He Processi s: elementi pesanti Forti perdite di massa, espulsione involuppo, nebulosa planetaria. Pulsi termici. Shell in esaurimento	Nana bianca (H, He, C, O, Ne)

EVOLUZIONE

STELLARE



FINE

