

EVOLUZIONE STELLARE

— SECONDA PARTE —

***OLTRE LA SEQUENZA
PRINCIPALE***

- **LE STELLE PIÙ PICCOLE ($< \sim 0,5M_{\odot}$)**

Combustione in shell – Lacuna di Hertzsprung – Giganti rosse – Nebulose planetarie – Nane bianche di He

- **MASSE PICCOLE/INTERMEDIE ($\sim 0,5M_{\odot} - \sim 9M_{\odot}$)**

Combustione in shell – Lacuna di Hertzsprung – Giganti rosse – (Flash dell'He) – Ramo orizzontale – Ramo asintotico – Nebulose planetarie – Nane bianche di C / O / Ne

- **STELLE DI GRANDE MASSA ($> \sim 10M_{\odot}$)**

Combustioni multiple – Supergiganti blu e rosse: avanti e indietro – Le supernovae II – Stelle di neutroni e buchi neri

CONSIDERAZIONI GENERALI

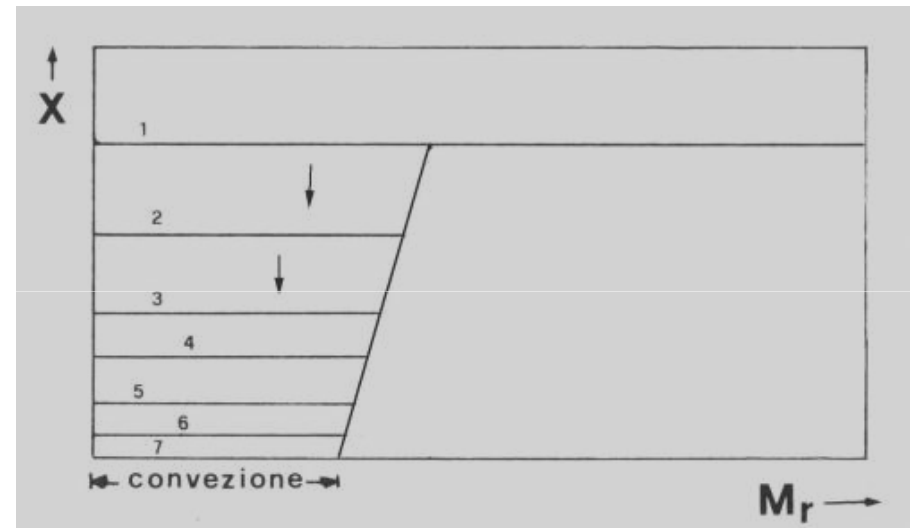
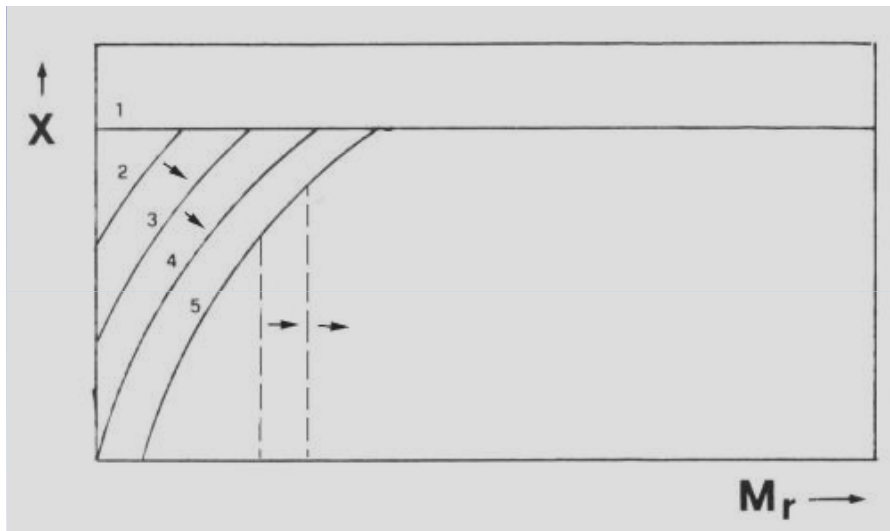
*Oltre a soddisfare il fabbisogno energetico le reazioni nucleari inducono una progressiva **variazione** del contenuto chimico nelle zone dove esse sono attive. Ciò influenza in diversi modi la struttura e la sua successiva evoluzione.*

*Il quadro generale è alquanto **incasinato**: fortunatamente molte delle reazioni che effettivamente si verificano in una struttura stellare danno un contributo energetico e una variazione chimica percentualmente **trascurabili**.*

***Tuttavia** alcune di queste reazioni, lavorando su tempi molto lunghi, possono accumulare progressivamente prodotti di reazione che, attraverso vari processi (non necessariamente di fusione vera e propria) finiscono per far comparire **elementi** inaspettati.*

*Un esempio di tali meccanismi è la produzione di elementi pesanti in materia arricchita di neutroni durante la combustione dell'He (**processi s**)*

L'ESAURIMENTO DELL'IDROGENO CENTRALE

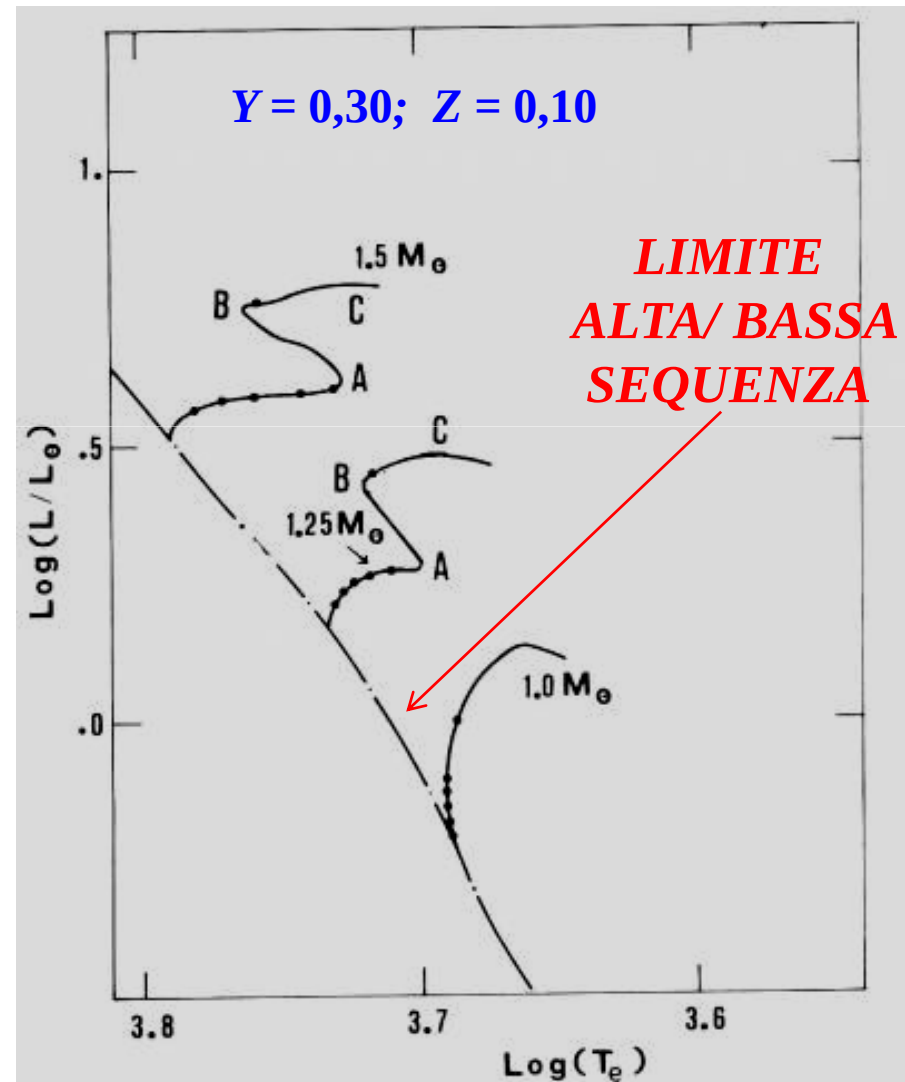


*Andamento schematico dell'abbondanza di idrogeno centrale per stelle di **bassa** (sinistra) e **alta** (destra) sequenza. I numeri segnalano l'evoluzione temporale., mentre le linee a tratti indicano il passaggio alla combustione CNO.*

L'ESAURIMENTO DELL'IDROGENO CENTRALE

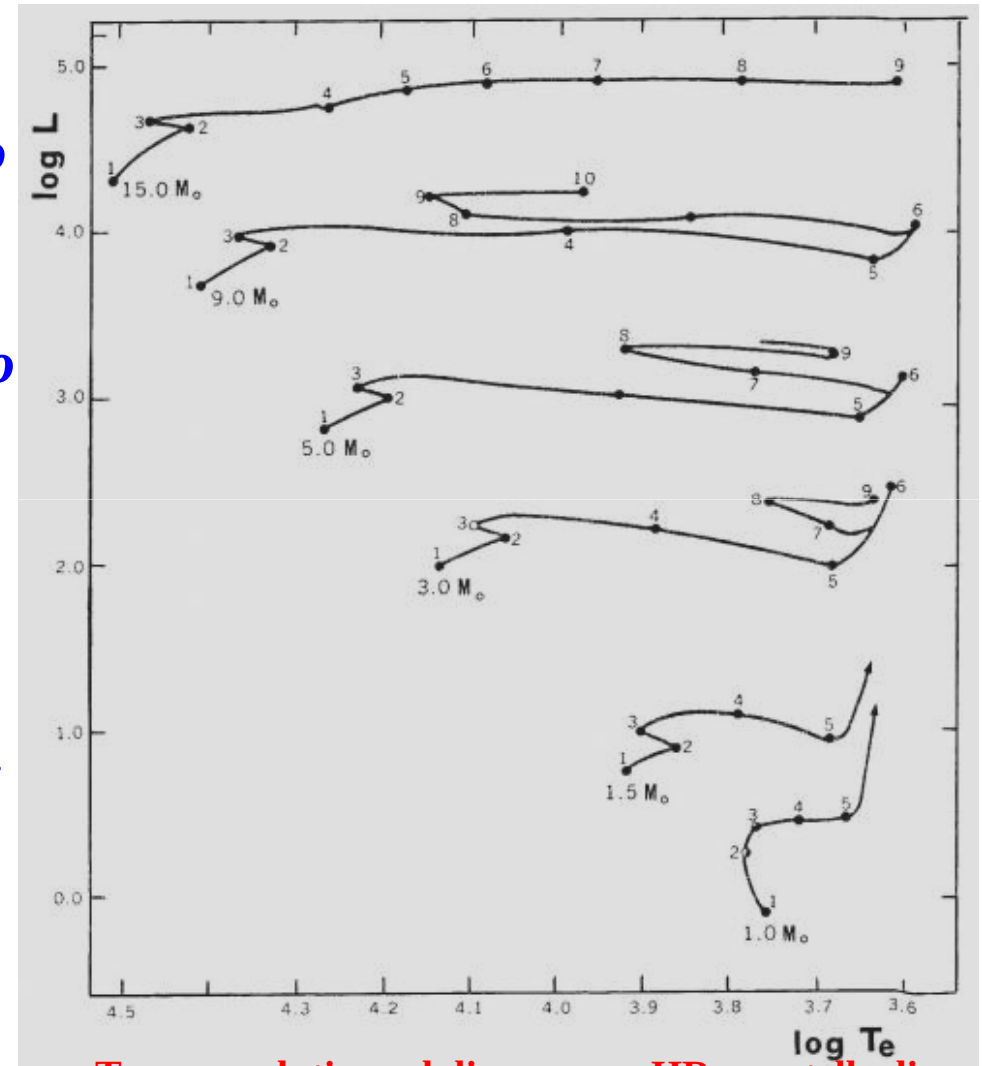
In tutte le strutture la diminuzione
dell'idrogeno nel nucleo aumenta
temperatura e densità centrali
→ cresce la luminosità e la stella si
allontana dalla ZAMS
(= Zero Age Main Sequence)

Strutture di alta sequenza mostrano
una contrazione del nucleo (**overall
contraction**) prima dell'esaurimento
finale dell'H (**tratto AB**). La velocità
di questa fase è provata dall'**assenza**
di stelle in quella regione.



COMBUSTIONE A SHELL

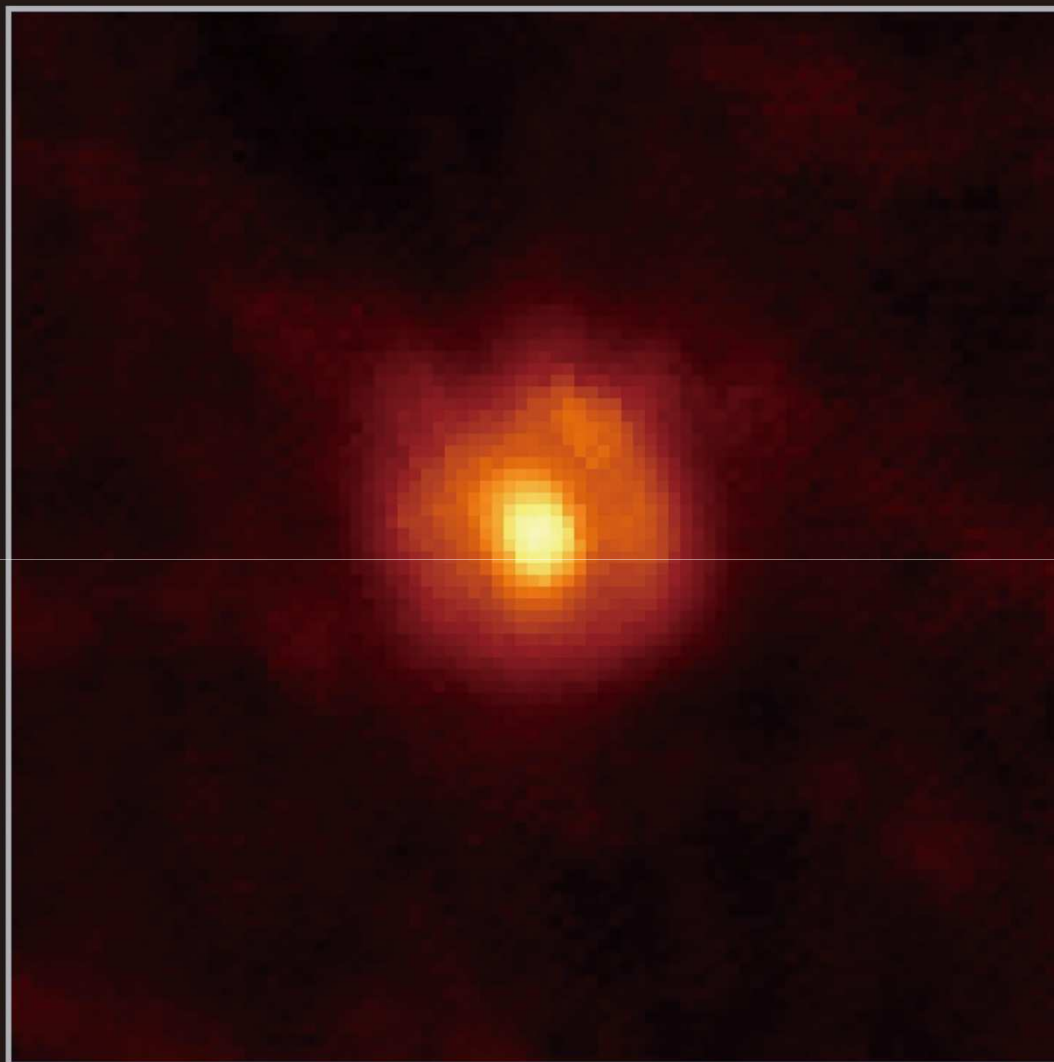
Con l'idrogeno centrale esaurito la combustione si sposta in un involucro esterno contiguo al nucleo (**shell**). La conseguenza è un'**espansione** degli strati esterni: la luminosità resta più o meno costante, mentre scende la temperatura superficiale. La combustione in shell è tutta CNO → gli strati esterni diventano rapidamente convettivi. La stella si sposta verso la sua traccia di Hayashi e la percorre aumentando progressivamente di luminosità, finché la shell di idrogeno resta l'unica sorgente efficiente di energia nucleare.



Tracce evolutive nel diagramma HR per stelle di Pop. I (punto 6 = termine della combustione in shell e innesco dell'elio)



Far-infrared Image of Red-giant Star U Hydrae



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



28th Aug. 200

COMBUSTIONE A SHELL

Come regola generale, le combustioni centrali collocano i modelli verso alte temperature superficiali, mentre le combustioni a shell li spostano a destra, verso le rispettive tracce di Hayashi.

L'idrogeno che circonda il nucleo inerte di He viene trasformato anch'esso in He e il nucleo aumenta di massa, mentre la shell si sposta gradatamente verso l'esterno.

*Privo di sorgenti di energia, il nucleo tende inizialmente verso una struttura **isoterma**, reagendo poi alla continua crescita in massa con una contrazione e un conseguente riscaldamento, che condurrà all'innesco delle reazioni dell'elio.*

COMBUSTIONE A SHELL

Le stelle di alta sequenza rimangono abbastanza “ferme” finché il nucleo di He non raggiunge il **10%** circa della massa totale (**limite di Schönberg-Chandrasekhar**): oltre tale limite non esistono soluzioni delle equazioni di equilibrio che ammettano un nucleo isoterma.

I nuclei allora si contraggono e la stella va verso la traccia di Hayashi dove, dopo una breve risalita, innesca la combustione centrale dell'He. I tempi scala sono molto **minori** sia di quelli precedenti che di quelli della successiva combustione di He: quindi tra la sequenza principale e le giganti rosse c'è una zona spopolata (**lacuna o “gap” di Hertzsprung**).

I dati in tabella riportano due esempi di tempi evolutivi (espressi in milioni di anni) per due stelle della figura precedente.

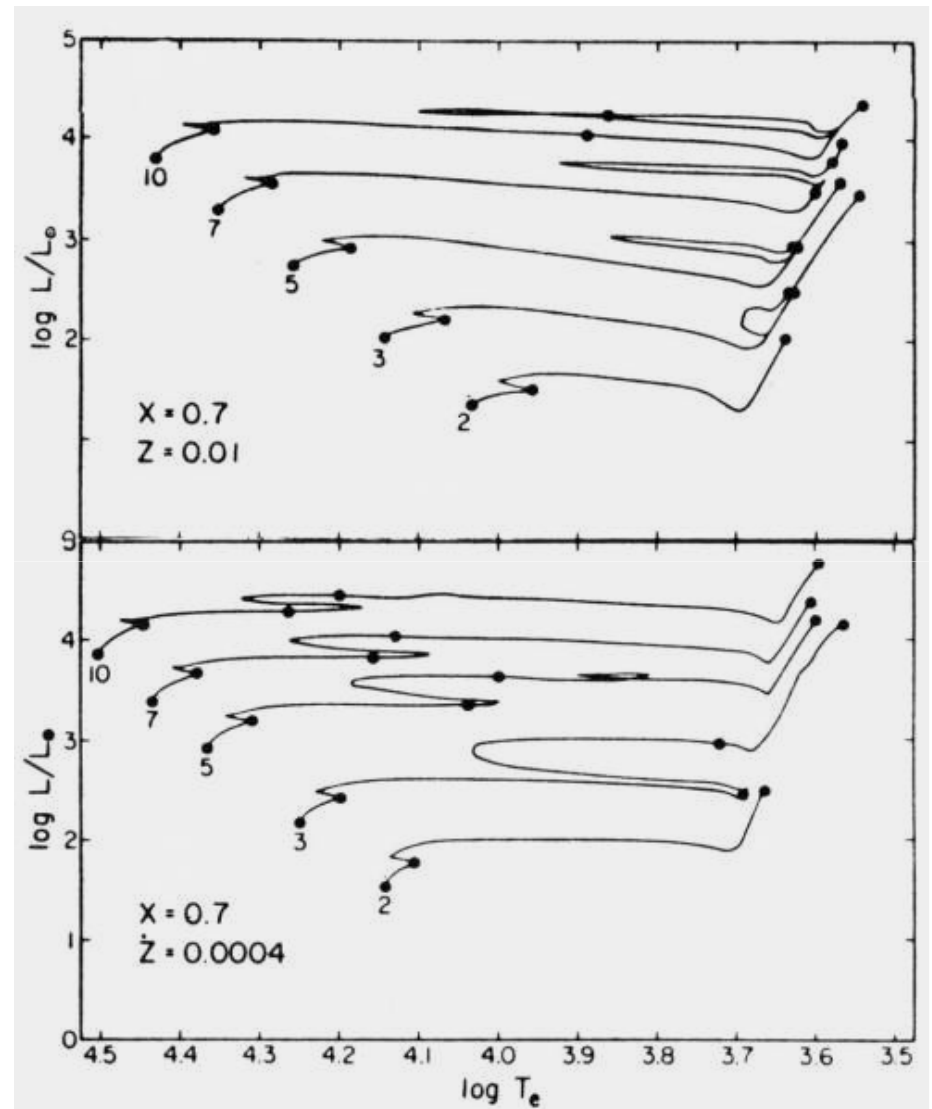
<i>Fase</i>	2	3	5	6	9
$3M_{\odot}$	227	239	249	253	326
$5M_{\odot}$	65.5	68.2	70.3	70.8	87.8

VERSO L'INNESCO DELL'He

Le stelle di massa $\gtrsim 6M_{\odot}$ hanno nuclei convettivi che superano il limite di Schönberg-Chandrasekhar già in sequenza principale. L'esaurimento dell'H centrale è subito seguito dalla contrazione del nucleo di He, con spostamento verso la traccia di Hayashi dove parte la combustione 3α .

Stelle ancora più massicce ($\gtrsim 15 M_{\odot}$) innescano l'He **prima** di raggiungere la traccia di Hayashi. Strutture povere di metalli lo fanno a masse anche minori (al limite $Z = 0$ persino le stelle di $2,5 M_{\odot}$!).

A bassi Z crescono temperature centrali e luminosità delle stelle, aumentando anche la massa del nucleo convettivo $\rightarrow$ si raggiungono condizioni che per Z maggiori sono caratteristiche di stelle più massicce.



Tracce evolutive di stelle di alta sequenza. I punti sono: ZAMS, esaurimento H centrale, inizio combustione centrale di He, esaurimento He centrale.

VERSO L'INNESCO DELL'He

Stelle con massa $\lesssim 2,5M_{\odot}$ hanno nuclei di He nei quali inizia la **degenerazione elettronica**: per questo motivo, benché provengano dall'alta sequenza, la loro storia successiva sarà identica alle strutture di bassa sequenza.

Si possono definire stelle di piccola massa tutte quelle in cui al termine della combustione centrale dell'H si formano nuclei di He almeno in parte degeneri.

Le masse limite per la degenerazione dipendono dalla composizione chimica della struttura originaria: la degenerazione è **favorita** al **diminuire di Y** e al **crescere di Z**.

L'evoluzione delle strutture di piccola massa risulta di particolare rilevanza, sia perché tali strutture rappresentano un importante campione osservativo delle più antiche popolazioni stellari, sia per una serie di interessanti fenomeni che si manifestano nel corso di tale evoluzione.

VERSO L'INNESCO DELL'He

*La degenerazione agisce “congelando” la struttura: la pressione degli elettroni degeneri ostacola la contrazione del nucleo e quindi anche l'innesco della combustione di He. I tempi scala della combustione a shell **aumentano** sensibilmente.*

*Al termine della combustione centrale di H le stelle di piccola massa raggiungono la loro traccia di Hayashi e, **senza innescare l'He**, proseguono inerpicandosi lungo la traccia.*

La combustione in shell aumenta la massa del nucleo di elio. In tale fase di Gigante Rossa si manifestano nel nucleo, con crescente efficienza, processi di produzione di termoneutrini, che estraggono energia (“raffreddando” il nucleo) inibendo ulteriormente l'innalzamento delle temperature e l'innesco dell'He.

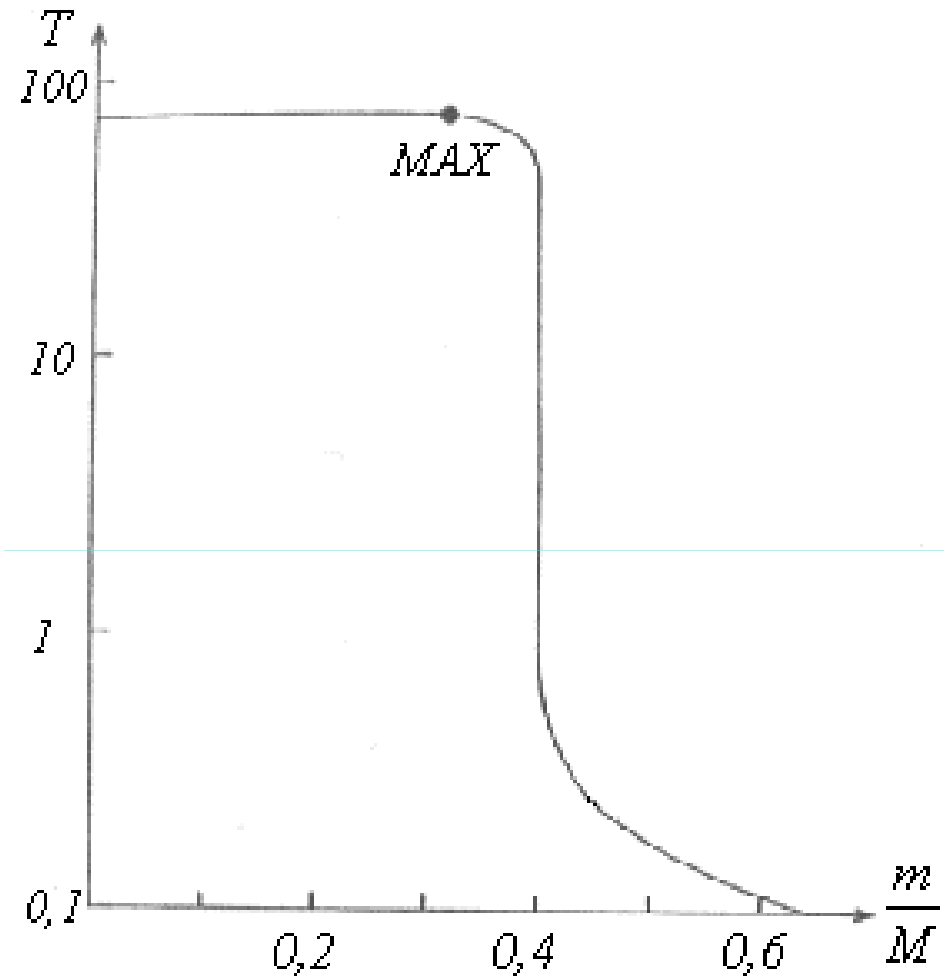
*La stella in questa fase perde energia da **due distinte regioni**, la superficie (tramite **fotoni**) e le zone centrali (tramite **neutrini**).*

VERSO L'INNESCO DELL'He

La temperatura raggiunge il massimo in una regione intermedia, e decresce verso la superficie come anche verso il centro della stella. L'innesco dell'He **non avverrà** allora **al centro** della struttura, ma in una shell.

La figura mostra la situazione di una stella di $1,3 M_{\odot}$ subito prima dell'He-flash.

Il ritardo causato dai termoneutrini accresce la massa del nucleo al momento dell'innesco: una variazione di pochi punti percentuali, ma che avrà sensibili conseguenze sulla luminosità delle strutture nella successiva fase di combustione centrale di He.

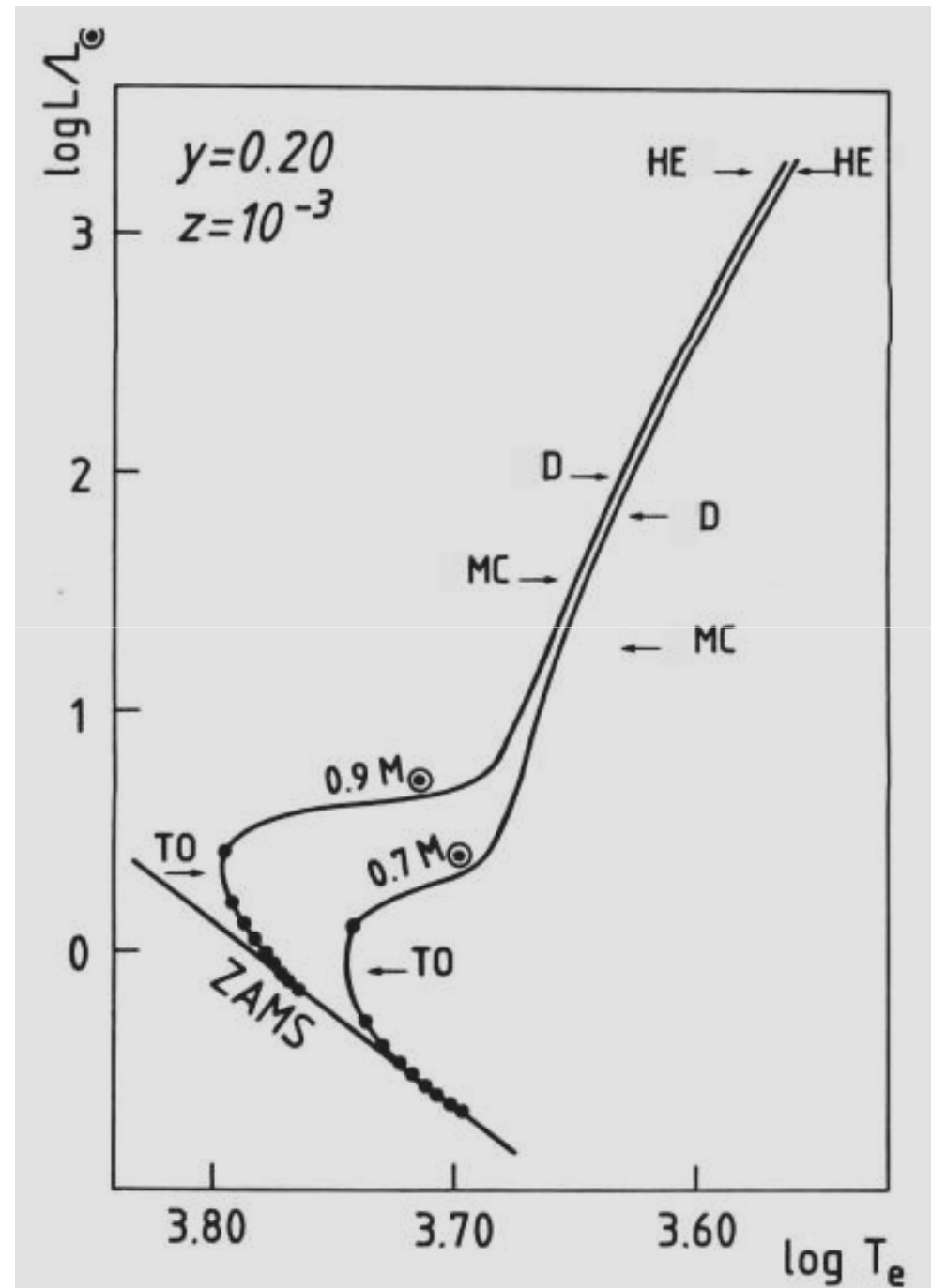


Temperatura interna prima del flash. In ascissa: frazione di massa totale a partire dal centro. In ordinata: T , in milioni di kelvin. Il massimo di temperatura non è al centro, causa le perdite per emissione di neutrini.

INNESCO DI He

Tracce evolutive di due stelle di piccola massa. I punti lungo le tracce indicano variazioni di **0.1 X** nell'abbondanza centrale di idrogeno. Lungo il ramo delle giganti rosse sono anche indicati i punti:

MC = max. affondamento della convezione superficiale;
D = la shell di combustione raggiunge la discontinuità nell'abbondanza di idrogeno;
HE = flash dell'elio.



IL FLASH DELL'ELIO

*L'innesco della reazione 3α ha luogo quando il nucleo di elio raggiunge una massa di **circa $0,5 M_{\odot}$** (il valore esatto dipende leggermente dalla massa e dalla composizione chimica).*

*L'innesco in una struttura degenera è **potenzialmente devastante**: l'energia prodotta innalza la temperatura locale, ma non la pressione (fornita dagli e^- degeneri). La stella **non** si espande e l'unico effetto è l'incremento ulteriore di velocità delle reazioni e della produzione energetica.*

*Si ha così il **flash dell'elio**, che dalla zona di innesco (leggermente decentrata) si propaga con flash successivi a tutto il nucleo. Il fenomeno prosegue finché non si raggiungono temperature in grado di rimuovere la degenerazione e attivare l'espansione del nucleo.*

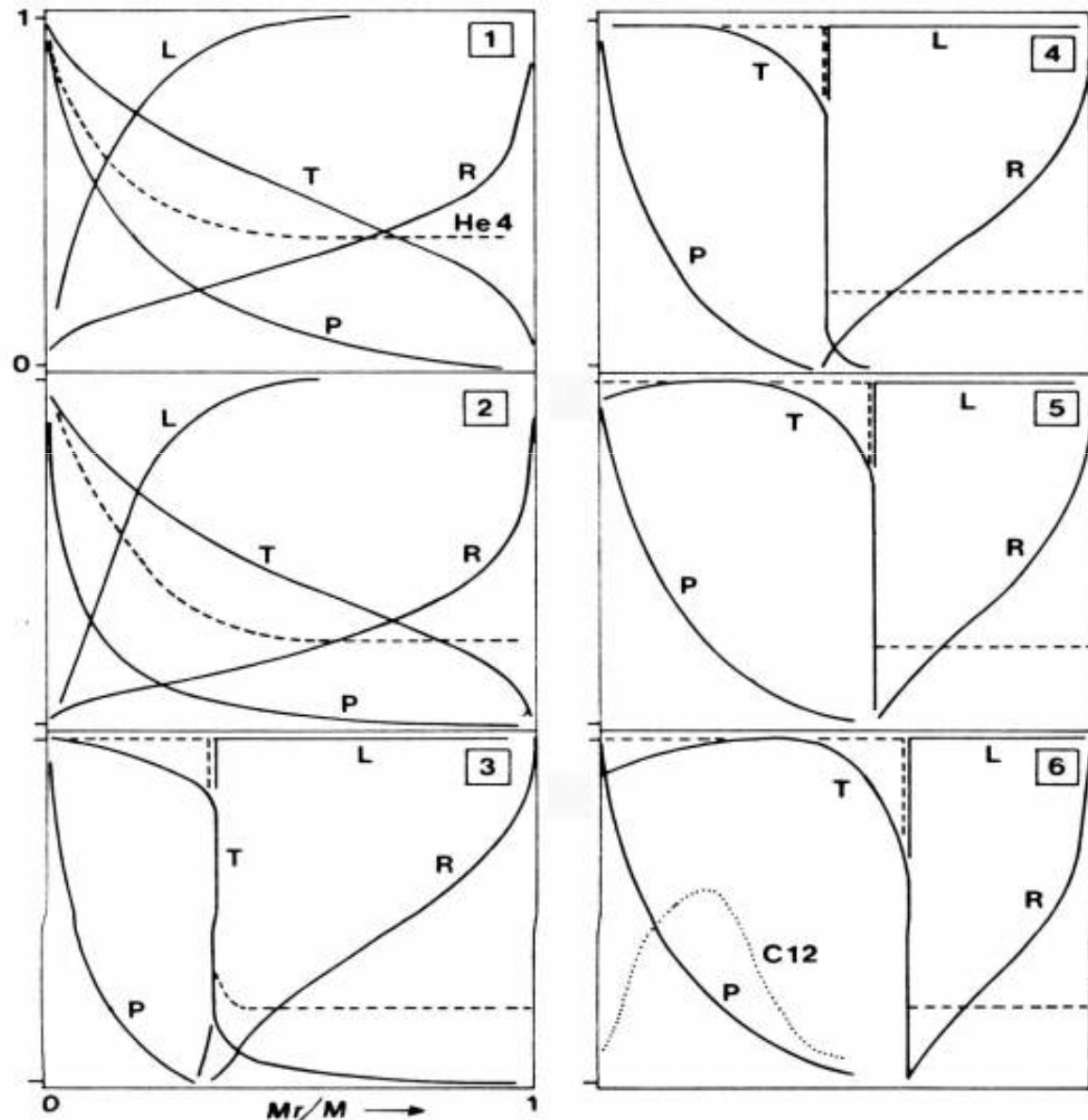
***Non** vi sono apprezzabili variazioni della luminosità: l'energia prodotta viene totalmente riassorbita nell'espansione degli strati interni e la violenza del fenomeno resta nascosta all'interno della struttura.*

IL FLASH DELL'He

Caratteristiche strutturali
di una stella di
 $0,8 M_{\odot}$, $Y = 0,20$, $Z = 10^{-3}$
dalla fine della fase di
sequenza principale fino
all'innesco del flash
dell'He.

Notare nell'ultima fase il
Carbonio prodotto
dall'inizio del flash.

(Tutte le grandezze sono
normalizzate al loro valore
massimo)



RIASSUNTO (GIGANTI ROSSE)

La figura precedente illustra le variazioni strutturali di una stella di piccola massa dalle fasi finali di sequenza principale sino all'innesco dell'elio.

*Si deve notare il **disaccoppiamento** dell'evoluzione del nucleo dall'involuppo, che viene sentito come modifica solo marginale alle condizioni al bordo del nucleo $P \sim 0$ e $T \sim 0$.*

*Caratteristica è anche l'estrema **sottigliezza** della shell di H. Nelle fasi più avanzate l'intera energia finisce con l'essere prodotta in uno strato contenente **non più di $10^{-3} \div 10^{-4}$ della massa totale** (fase di **shell sottile**).*

Si può usare un'immagine gastronomica: l'H viene “bruciato alla piastra”, giusto il materiale che viene in contatto con la superficie “arroventata” del nucleo di He.

RIASSUNTO (GIGANTI ROSSE)

Il nucleo, pur giungendo a contenere più di metà della massa stellare, resta sempre di dimensioni molto ridotte → una gigante rossa è formata da un tenue, enorme involucro ricco di H che “galleggia” sul nucleo, che fornisce gravità.

ESEMPIO: *a metà del raggio di una gigante rossa la densità è ancora inferiore quella dell'atmosfera terrestre!*

Il nucleo cresce col tempo in massa ma non in raggio, che anzi diminuisce leggermente e progressivamente; sappiamo già che le strutture degeneri al crescere della massa devono diminuire il raggio.

Stelle di massa minore di $0,5 M_{\odot}$ non sono in grado di attivare la combustione di He e terminano la loro evoluzione perdendo massa (viene espulsa gran parte dell'involuppo) e raffreddandosi come nane bianche di elio.

UNA GIGANTE ROSSA DI $0,9 M_{\odot}$

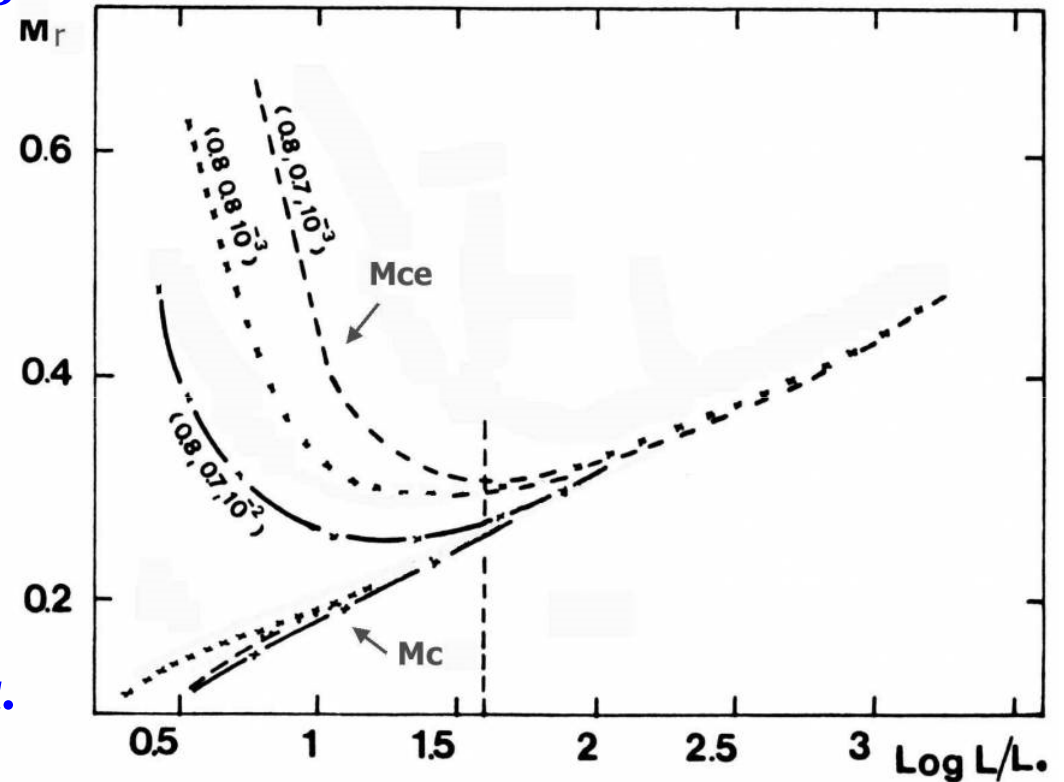
L'osservazione delle giganti rosse e dei loro “successori” evolutivi consente di osservare astronomicamente il comportamento di un gas di He a temperature $\lesssim 10^8$ K e densità dell'ordine di 1 tonnellata/cm³, ben al di là delle possibilità sperimentali nei laboratori terrestri.

FASE	T_c (10^6 K)	$\text{Log } \rho_c$	$\log P_c$	$R(10^6 \text{ km})$
<i>Sequenza Principale</i>	12,6	1.9	17.4	0,5
<i>Esaurimento H centrale</i>	19,5	2.4	18.0	0,6
<i>Gigante rossa ($L = 30 L_{\odot}$)</i>	36,3	5.2	21.3	5
<i>Gigante rossa ($L = 100 L_{\odot}$)</i>	45,7	5.5	22.0	16
<i>Gigante rossa ($L = 1000 L_{\odot}$)</i>	66,1	5.9	22.5	32
<i>Flash dell'He ($L \approx 2000 L_{\odot}$)</i>	75,9	6.0	22.3	50

GIGANTI ROSSE

Evoluzione della massa del nucleo di elio e della profondità dell'involuppo convettivo in funzione della luminosità della struttura.

Per luminosità maggiori o dell'ordine di $\text{Log } L \sim 1,5$ c'è correlazione tra luminosità e massa del nucleo di elio, largamente indipendente dai parametri evolutivi della struttura. La massa del nucleo di elio determina dunque la luminosità, mentre l'involuppo governa temperatura superficiale e raggio della struttura.



*Mce = Massa dell'involuppo convettivo di H
Mc = Massa del nucleo di He*

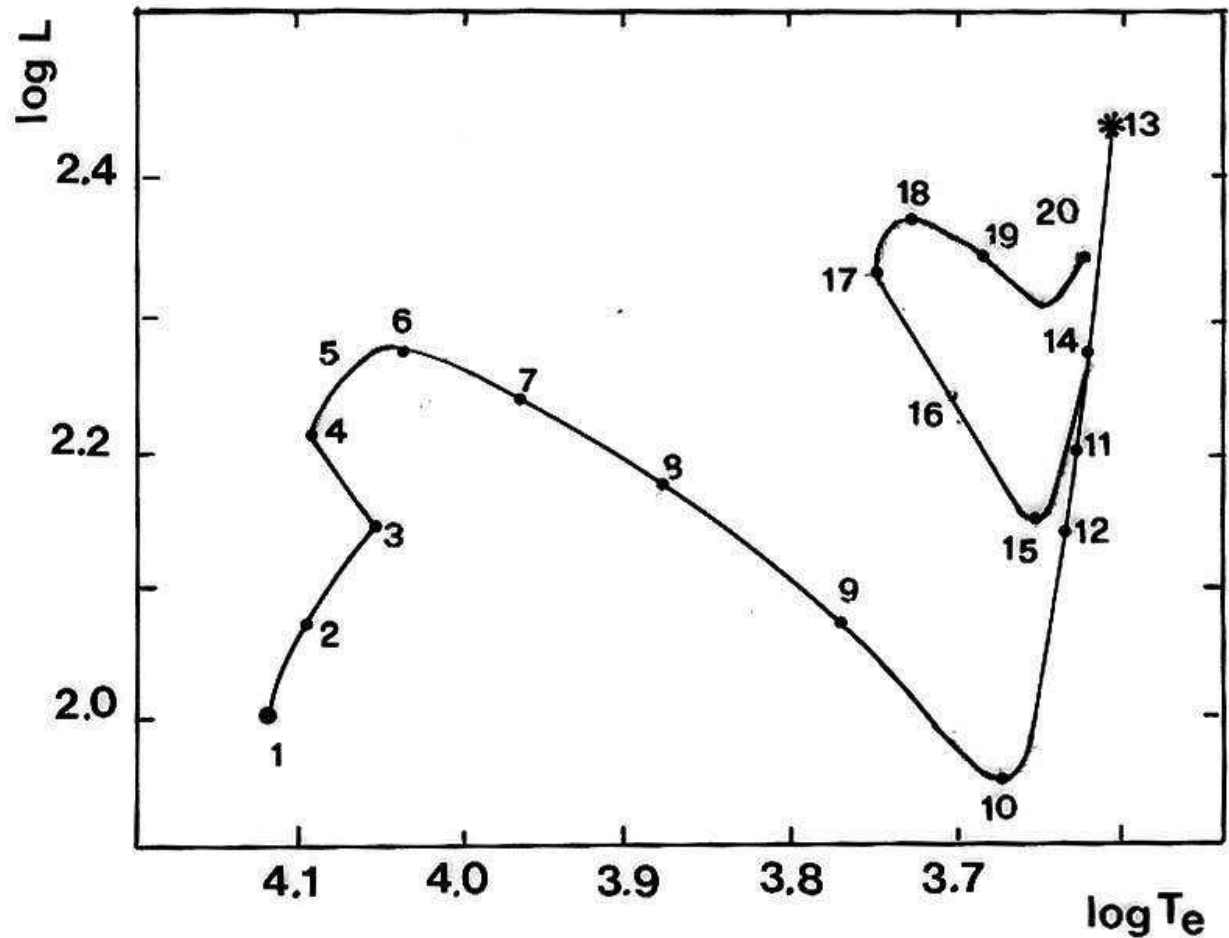
ESEMPIO EVOLUTIVO ($3 M_{\odot}$)

Traccia evolutiva di una stella di $3 M_{\odot}$ di **Pop. I**, tipica di stelle **al limite del flash dell'He**.

L'asterisco indica l'innesco dell'elio.

La traccia giunge sino all'esaurimento dell'He al centro ed all'instaurarsi della combustione a **doppia shell**.

L è in luminosità solari.



IL PRIMO RIMESCOLAMENTO

(DREDGE UP)

La convezione dell'involuppo alla sua massima estensione raggiunge strati già in parte “elaborati” nella combustione centrale di H (che, a causa della bassa dipendenza dalla temperatura della catena pp, ha interessato una zona abbastanza vasta della struttura).

Il rimescolamento convettivo arricchirà la superficie della stella con He prodotto dalle combustioni: per la prima volta materiale di combustioni interne fa la sua comparsa negli strati atmosferici.

Il processo modifica anche l'abbondanza superficiale di elementi secondari che, benché coinvolti in reazioni nucleari scarsamente efficienti ed energeticamente trascurabili, hanno avuto il tempo nella ormai lunga storia della stella di modificare lentamente la loro abbondanza originaria.

IL PRIMO RIMESCOLAMENTO

(DREDGE UP)

Come risultato del dredge up nelle atmosfere delle giganti rosse di piccola massa l'abbondanza di ^{12}C si riduce di circa il 30% e si raddoppia il ^{14}N , per via di una sia pur modesta efficienza del ciclo CNO in una vasta regione della stella.

Il dredge up è quindi un segnale di evoluzione interna che raggiunge la superficie, dove può essere rivelato spettroscopicamente.

DAL FLASH DI He AL RAMO ORIZZONTALE

*Per le strutture che innescano l'He in combustione centrale si può dire che il nucleo è sempre meno governato da fenomeni di degenerazione elettronica col crescere della massa: stelle con massa $\gtrsim 2,3 M_{\odot}$ giungono a innescare l'He **pacificamente**, in un **nucleo non degenerare**.*

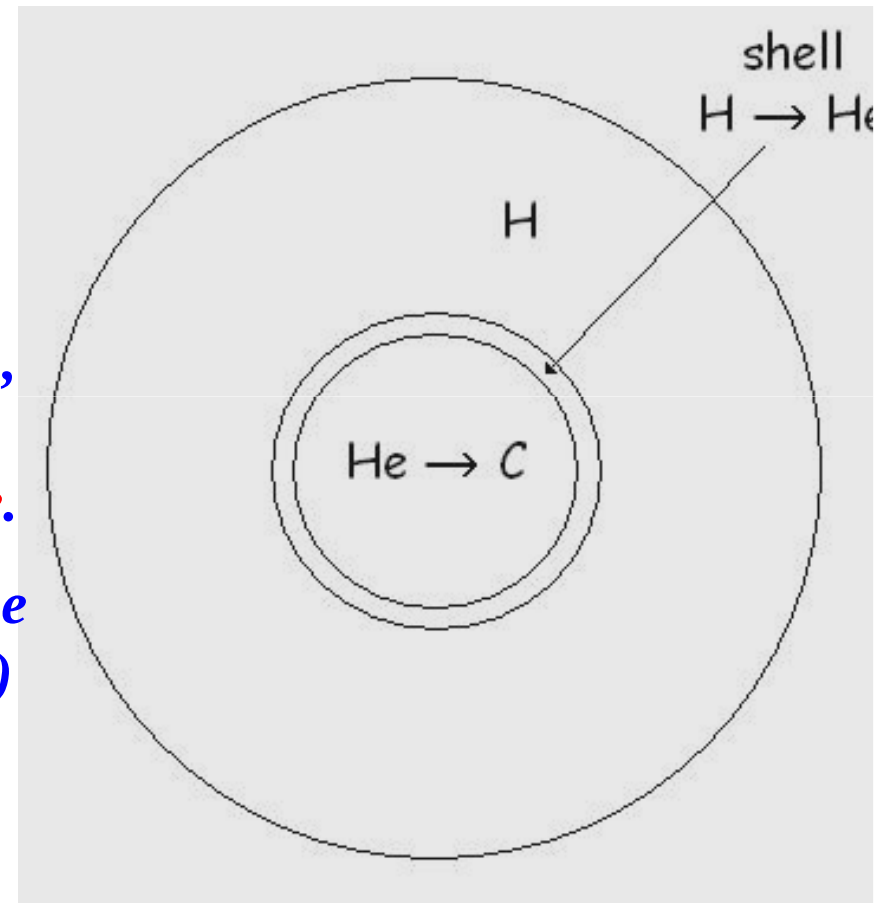
*Indipendentemente dalle modalità di innesco, le fasi di combustione di He sono per molti versi **analoghe** a quelle di combustione (centrale e a shell) dell'H: l'elevata dipendenza dell'efficienza della reazione 3α dalla temperatura induce la formazione di un nuovo **nucleo convettivo** (come per la combustione CNO).*

*Le stelle, che avevano raggiunto la loro traccia di Hayashi, reagiscono alla nuova sorgente centrale di energia ritornando verso **maggiori** temperature superficiali, cioè verso **sinistra** nel diagramma H-R.*

IL RAMO ORIZZONTALE

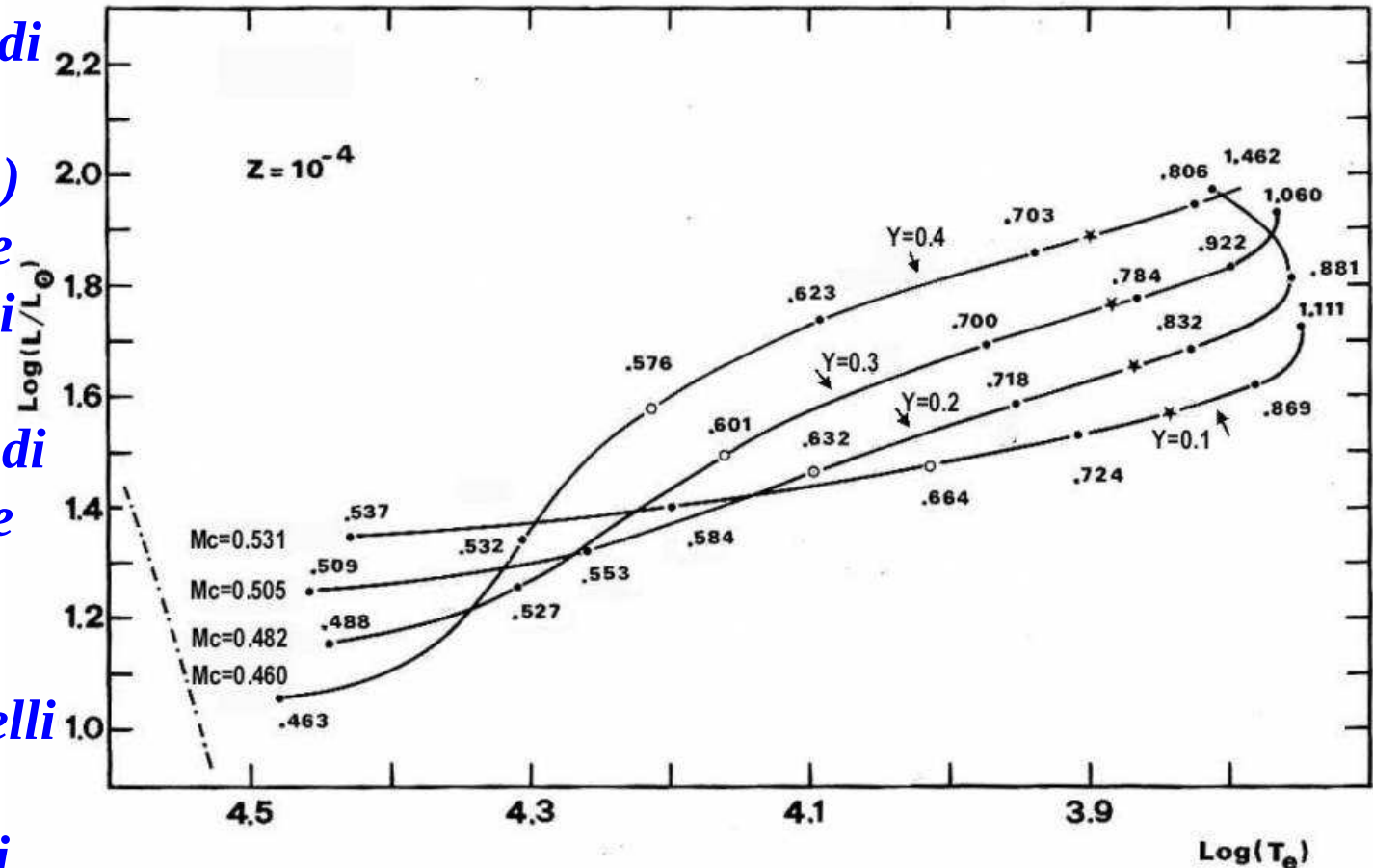
Le stelle in questa fase combinano una combustione centrale (He) con una a shell (H). Ne risulta una **diminuzione di luminosità**, più marcata in stelle di piccola massa che subiscono il flash dell'elio. Da valori superiori a **$1000 L_{\odot}$** (tipici del flash), esse discendono a meno di **$100 L_{\odot}$** , collocandosi nella fase di **ramo orizzontale**.

Si può dire che la presenza di una relazione (massa del nucleo degenerare) – (luminosità) spinge la stella verso luminosità abnormi. Una volta rimossa la degenerazione, la struttura si riassetta su luminosità più “natural”.



IL RAMO ORIZZONTALE

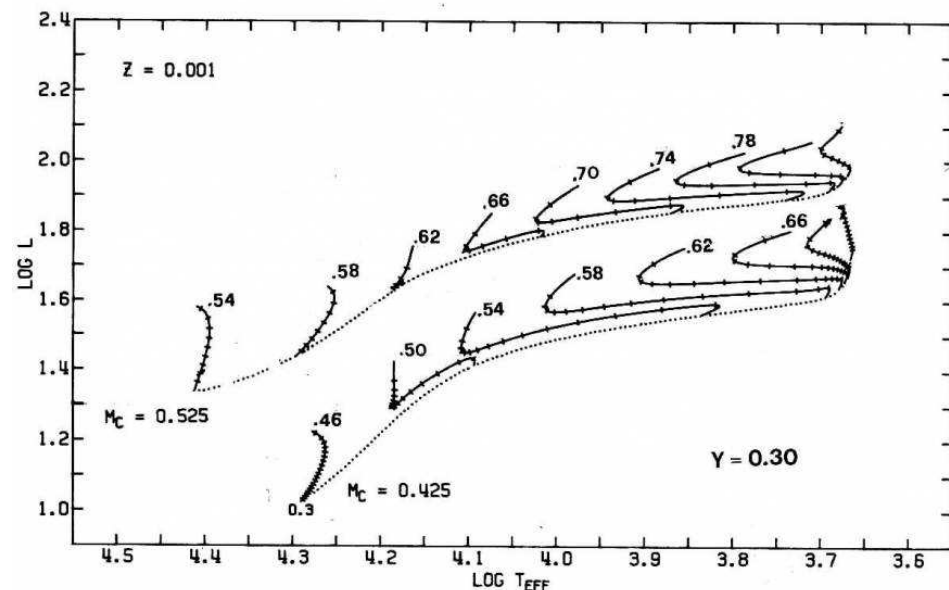
Sequenze teoriche di età zero di ramo orizzontale (**ZAHB**) valutate per diverse abbondanze iniziali di He, assumendo **$Z = 10^{-4}$** ed un'età di **10^{10} anni**. Lungo le sequenze sono riportati le masse totali dei vari modelli (in $M_{\odot}$) e le masse evolutive dei nuclei di He (in $M_{\odot}$).



RAMO ORIZZONTALE E PERDITE DI MASSA

Alcuni ammassi globulari della via Lattea presentano rami orizzontali con un'estensione in temperatura **molto maggiore** di quella ottenibile dalle tracce evolutive susseguenti al flash dell'He. L'evidenza osservativa dalle giganti rosse (righe di emissione) mostra come in tale fase operino processi di **perdita di massa**: è questo il parametro che regola la distribuzione delle stelle lungo il ramo orizzontale. **A parità di massa totale**, più massiccio è l'involuppo (e la shell di H), **più rossa è la stella**.

Tracce evolutive nel
diagramma H-R di strutture
in fase di combustione di elio
per due diverse assunzioni
sulla massa del nucleo di He
 M_c e al variare della massa
totale



BLUE STRAGGLERS!



Blue Straggler Stars in the Milky Way Bulge
Hubble Space Telescope ■ ACS/WFC

EFFETTO DI METALLICITÀ: LA POPOLAZIONE ZERO

Il quadro generale delle fasi di combustione dell'idrogeno finora visto cambia sensibilmente quando si considerano strutture stellari estremamente povere o del tutto prive di metalli.

NON è pura esercitazione numerica: la materia emersa dal Big-Bang era priva di elementi pesanti e la prima generazione stellare doveva necessariamente essere composta da stelle di puro idrogeno-elio.

I processi di arricchimento hanno infine portato la stragrande maggioranza delle stelle della nostra galassia a possedere metallicità $\gtrsim Z = 10^{-4}$, ma stelle prive o poverissime di metalli devono popolare ancora oggi l'alone galattico, dove si sono osservate sia pur rare stelle con metallicità sino a $Z = 10^{-7}$.

Lo studio di queste strutture è di grande rilevanza se si vogliono ricostruire le caratteristiche evolutive delle popolazioni stellari che hanno dato inizio all'evoluzione chimica della materia galattica.

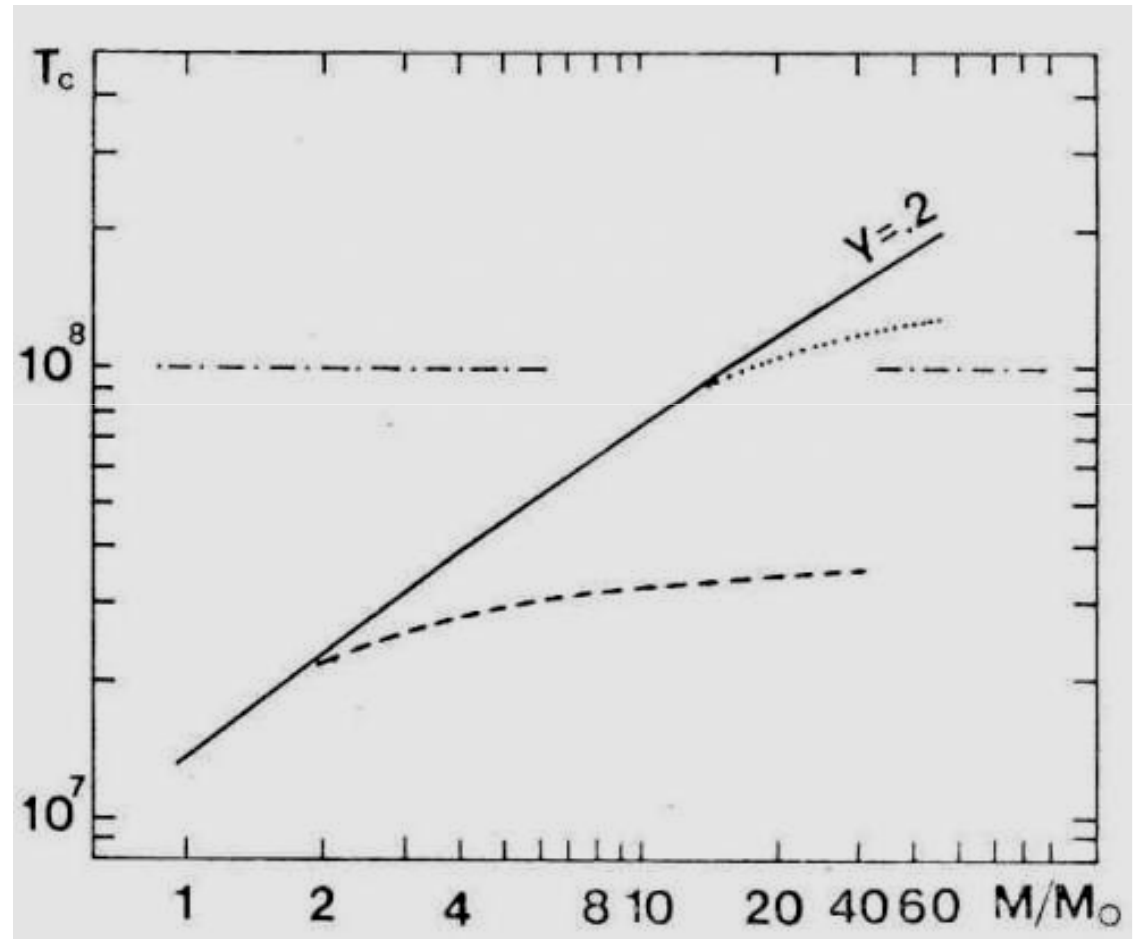
LA POPOLAZIONE ZERO

La presenza dei metalli influisce sulle strutture stellari soprattutto attraverso i coefficienti di opacità e di generazione di energia. Al variare di Z le variazioni di opacità possono essere sensibili ma non drammatiche, perché permangono tutti i meccanismi di opacità collegati all'H e all'He. Anche la minore efficienza del CNO non crea grossi problemi: data l'alta dipendenza del ciclo dalla temperatura, le strutture reagiscono alle ridotte concentrazioni incrementando le T centrali per soddisfare il fabbisogno energetico.

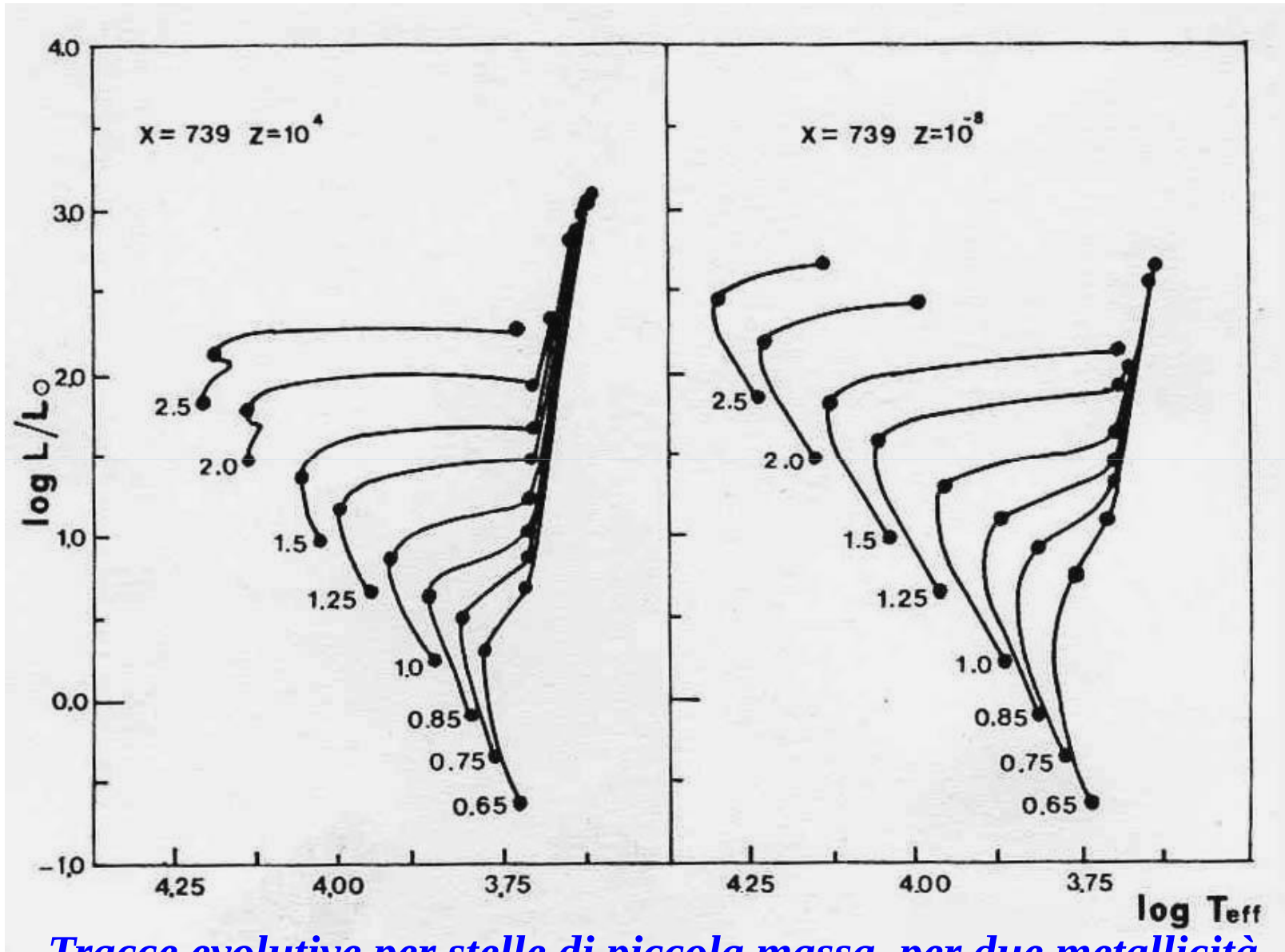
*Ma il meccanismo **si inceppa** quando $Z = 0$. La catena pp resta **l'unica** possibile sorgente di energia e le stelle in pre-sequenza devono contrarsi fino a raggiungere temperature tali da soddisfare tutte le loro necessità energetiche. Le conseguenze possono diventare drammatiche: al crescere della massa l'aumento delle temperature centrali non è più bilanciato dall'innesco del CNO e può raggiungere per $M \sim 15M_{\odot}$ i 10^8 K, soglia di innesco delle reazioni 3α .*

LA POPOLAZIONE ZERO

Andamento delle temperature centrali in funzione della massa per stelle di MS prive di metalli. La linea continua mostra le temperature ricavate sotto la condizione di pura combustione pp. La linea a punti indica la modifica causata dalla produzione di carbonio tramite reazioni. La linea a tratti indica le temperature centrali per stelle di normali popolazioni.



LA POPOLAZIONE ZERO



Tracce evolutive per stelle di piccola massa, per due metallicità

LA POPOLAZIONE ZERO

Con i 10^8 K inizia anche la combustione che fornisce carbonio il quale, a sua volta, abilita il ciclo CNO, riducendo il fabbisogno di temperatura. La produzione di carbonio cessa solamente quando l'efficienza del ciclo riporta la temperatura sotto la soglia delle reazioni.

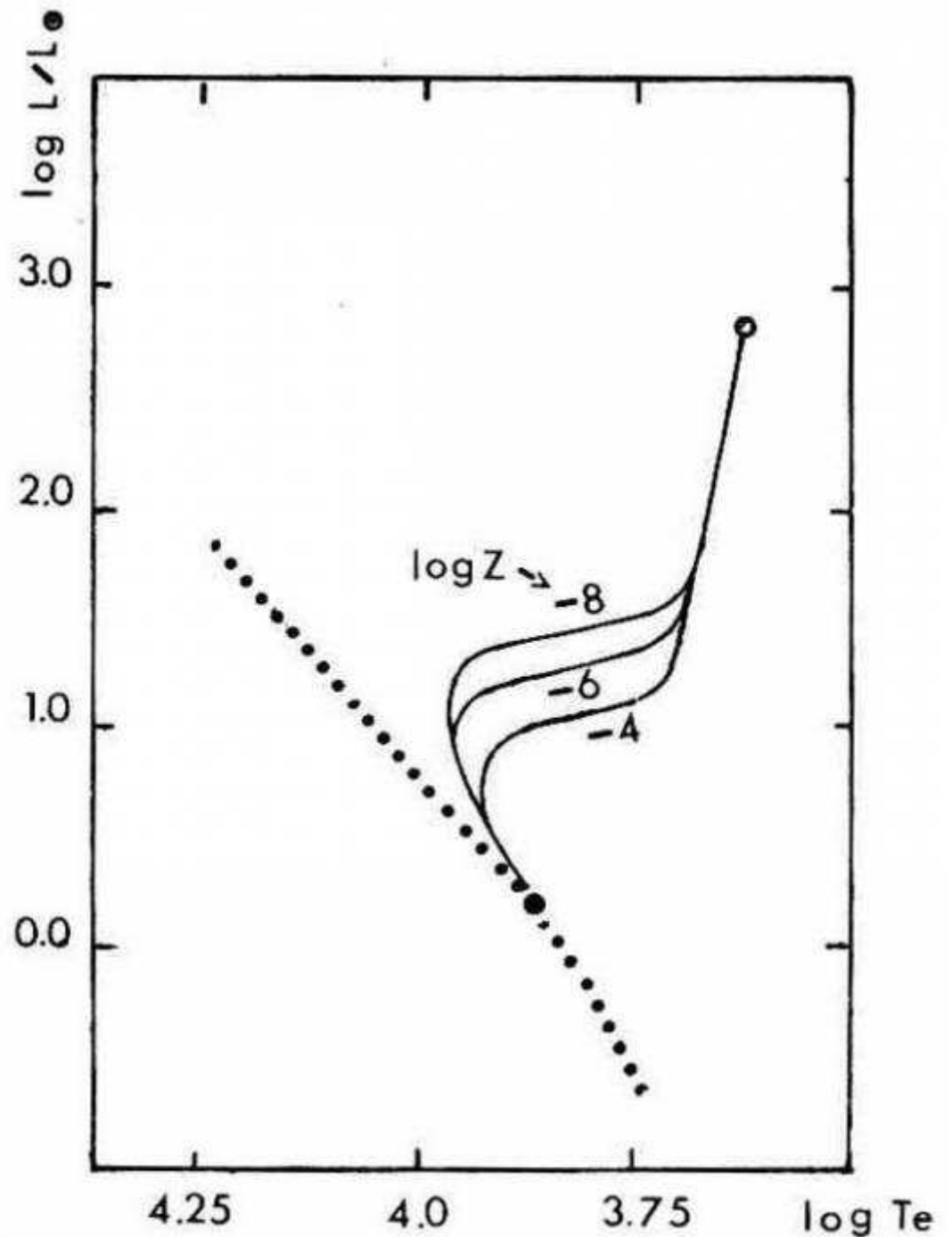
*La conseguenza finale è che, all'ulteriore crescere della massa, la temperatura tende a **stabilizzarsi** attorno ai **10^8 K** mentre aumenta la quantità di carbonio messo a disposizione delle regioni centrali convettive.*

*Questo è un **fenomeno generale** che caratterizza l'evoluzione in fase di combustione di H delle stelle prive di metalli: quando la temperatura tende a salire **oltre** la soglia di innesco della reazione 3α interviene la produzione di **carbonio** e la T si stabilizza. Fenomeni simili sono attesi anche in strutture in cui il CNO sia estremamente sottoabbondante*

LA POPOLAZIONE ZERO

*Effetti della metallicità
(valori di Z) sull'evoluzione
fuori sequenza di stelle di
piccola massa.*

*Si noti l'**aumento** della
luminosità al **diminuire** di Z .*



LA POPOLAZIONE ZERO

*Andamento dei parametri strutturali **in sequenza principale** per una stella di **10 $M_\odot$** al variare della metallicità. M_{cc} e L_{pp} rappresentano rispettivamente la frazione di massa nel nucleo convettivo e la frazione di luminosità prodotta dalla combustione pp.*

Z	logL	logT _e	M _{cc}	L _{pp}	logT _c	Logρ _c
0	3.76	4.61	0.16	1.00	7.82	2.04
10 ⁻⁸	3.74	4.59	0.36	0.87	7.79	1.92
10 ⁻⁶	3.73	4.55	0.38	0.16	7.71	1.70
10 ⁻⁵	3.73	4.51	0.38	0.05	7.66	1.53
4 10 ⁻⁴	3.72	4.47	0.36	0.01	7.56	1.25

L'ESAURIMENTO DELL'He

*Ogni stella che sia riuscita ad attivare la reazione 3α innesca, all'esaurimento dell'elio centrale, la stessa reazione nella shell ricca di elio esternamente a un nucleo ormai composto di **carbonio** e **ossigeno**: la stella tende nuovamente a ricollocarsi lungo la sua traccia di Hayashi.*

*In questa fase si manifesta una ulteriore **biforcazione** nella storia evolutiva. Al termine della combustione di He tutte le piccole masse sviluppano un nucleo di C-O fortemente degenere.*

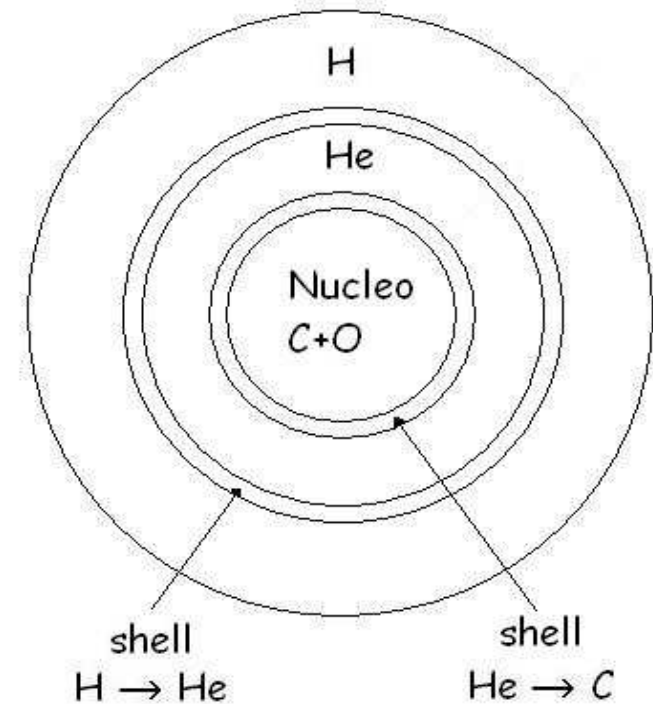
*Strutture di massa maggiore, tra **$2,5 M_\odot$** e **$9 M_\odot$** , hanno innescano l'He in modo **quiescente** al centro di un nucleo **non degenere**, ma al termine della combustione di He sviluppano **nuclei di C-O degeneri**.*

*Designate con il termine di **masse intermedie**, queste stelle per la maggior parte condividono con le piccole masse il destino comune di **nana bianca**.*

IL RAMO ASINTOTICO (AGB)

Esaurito l'He al centro della struttura, le stelle piccole/intermedie innescano nella zona contigua la shell che trasforma l'He in C. Il nucleo di C-O, inerte e degenere, aumenta progressivamente di massa contraendosi, mentre la stella ritorna sulla traccia di Hayashi.

Questa seconda ascesa lungo il ramo delle giganti prende il nome di fase di **ramo asintotico** (*Asymptotic Giant Branch*). La stella cerca di innescare il C del nucleo, ma le perdite di energia attraverso i neutrini sono troppe e la degenerazione elettronica non consente l'aumento di temperatura del nucleo necessario all'accensione ($8 \cdot 10^8$ K).



IL 2° DREDGE UP: PULSI TERMICI

*Caratteristico di questa fase è il **secondo dredge up**: quando la stella entra in una fase di combustione **a doppia shell**, la convezione esterna affonda e finisce col raggiungere, intaccandolo più o meno profondamente, il nucleo di He, trasportando in superficie i prodotti delle precedenti combustioni.*

*Quando la shell di He attivo raggiunge il limite del nucleo di He e tocca la zona di H può arrivare a **spegnersi**; ciò provoca una contrazione, una **riaccensione** della shell di H, l'afflusso di He fresco sulla shell di He e la sua conseguente **riaccensione**.*

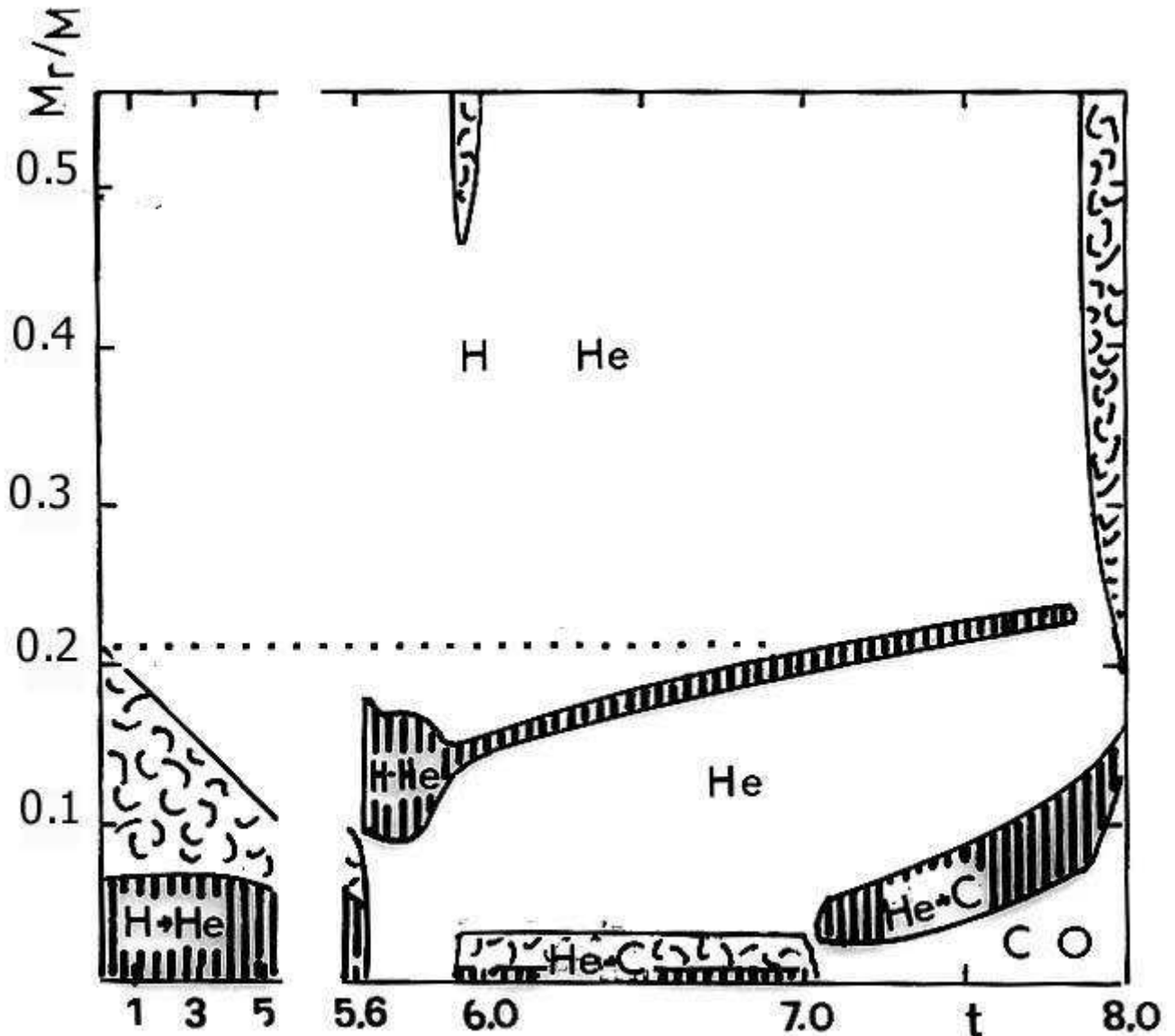
*Questo processo può ripetersi, dando luogo ai cosiddetti **pulsi termici**.*

***Piccole** stelle hanno **migliaia** di pulsioni che durano **migliaia di anni**, mentre quelle più **massicce** ne hanno **pochi** che però durano fino a **un milione di anni**.*

MASSE INTERMEDIE

Evoluzione della struttura interna di una stella di $5M_{\odot}$ e di Pop. I, dalla sequenza principale allo spegnimento della shell di H e al secondo dredge up.

Il tempo t è in 10^7 anni. Sono indicate le zone di combustione e di convezione.



AGB E NEBULOSE PLANETARIE

*Nella fase di ramo asintotico la stella raggiunge il suo **massimo assoluto** di luminosità (per il Sole si stima un valore di circa **5000 $L_{\odot}$**). Le perdite di massa diventano **fortissime**: la struttura si libera di gran parte dell'involuppo.*

*La stella diventa sempre più blu mentre si sposta a sinistra nel diagramma H-R e il nucleo di C-O appare brillantissimo in mezzo alla nube di materiale espulso dall'involuppo. Le fasi espulsive possono susseguirsi a ripetizione, creando forme anche di grande bellezza. Ai nostri occhi appare una **nebulosa planetaria** (come spesso accade in astronomia, il nome non c'entra assolutamente **nulla** con la vera natura dell'oggetto!).*

*Non essendo più attive le reazioni nucleari, la struttura è costretta a irradiare per contrazione gravitazionale. Progressivamente la stella si sposta, con tempi scala sempre più lunghi, verso la zona delle **nane bianche** di C-O-Ne (diagramma H-R in basso a sinistra).*

M27 – NEBULOSA DUMB-BELL

Distanza: 800 a.l.

Diametro: 2,5 a.l.

Età: 15000 anni



NANA BIANCA

LE GRANDI MASSE

Masse ancora superiori, le “**grandi masse**” ($\gtrsim 9 M_{\odot}$), innescheranno invece la combustione del carbonio in un nucleo di C-O non degenerare, giungendo a completare l'intera catena di reazioni sino alla **fotodisintegrazione del ferro**. La reazione nucleare è in questo caso endotermica e **facilita**, anziché ostacolarlo, il **collasso completo** della struttura.

La materia **neutronizza**: le funzioni d'onda di elettroni e protoni interferiscono al punto che non si può più parlare di particelle distinte.

La pressione di degenerazione dei neutroni riesce a resistere momentaneamente al collasso, provocando un **rimbalzo** e la conseguente **esplosione della stella (supernova di tipo II)**.

Il nucleo collassato può diventare una **stella di neutroni** (se la sua massa non supera indicativamente il valore di $\sim 3,2 M_{\odot}$) oppure un **buco nero**.

I PROCESSI S

*La formazione di elementi più pesanti del ^{56}Fe (il nucleo energeticamente più legato) deve essere spiegata attraverso processi di **cattura** dei neutroni formatisi nella struttura stellare attraverso reazioni di importanza **secondaria** dal punto di vista energetico.*

Un generico isotopo di carica Z e numero atomico A , esposto a un flusso di neutroni, finirà col subire una reazione



Se il prodotto di questa reazione è stabile, esso permarrà nel suo stato fino ad una nuova cattura neutronica. Se instabile, andrà incontro a decadimento β^- , a meno che prima non catturi un nuovo neutrone trasformandosi.

*Con i **bassi** valori dei flussi di neutrini prevedibili nel corso dell'evoluzione stellare, ci si aspetta che i decadimenti siano molto più **rapidi** del tempo tipico tra due catture nucleari: di qui il nome di **processi s** (slow) di **neutronizzazione lenta**.*

I PROCESSI S E ALTRO

*Nelle condizioni descritte, e partendo da nuclei di ferro, è possibile costruire per catture neutroniche successive **nuclei fino al piombo e al bismuto**. Oltre il ^{209}Bi i nuclei risultano instabili.*

*Un aspetto interessante del problema è che i **pulsi termici** sono in grado di portare in **superficie** i prodotti dei processi s.*

*In conclusione, questi processi sono i responsabili della formazione di **quasi tutti i nuclei dal ^{23}Ne al ^{44}Ca e dal ^{63}Ni al ^{209}Bi .***

*Non tutti gli elementi possono essere sintetizzati nel modo descritto. Altri meccanismi di **cattura rapida (processi r)**, operanti attraverso il **decadimento β** , producono ^{80}Br , ^{135}Xe , ^{138}La , ^{195}Pt e ^{208}Pb , come anche gli elementi pesanti nella regione del ^{232}Th e del ^{238}U .*

*Citiamo infine per completezza i processi di **nucleosintesi esplosiva**, che hanno luogo nelle ultime fasi di supernova. Benché non ancora compresi in dettaglio, tali processi **devono produrre anche elementi transuranici**.*

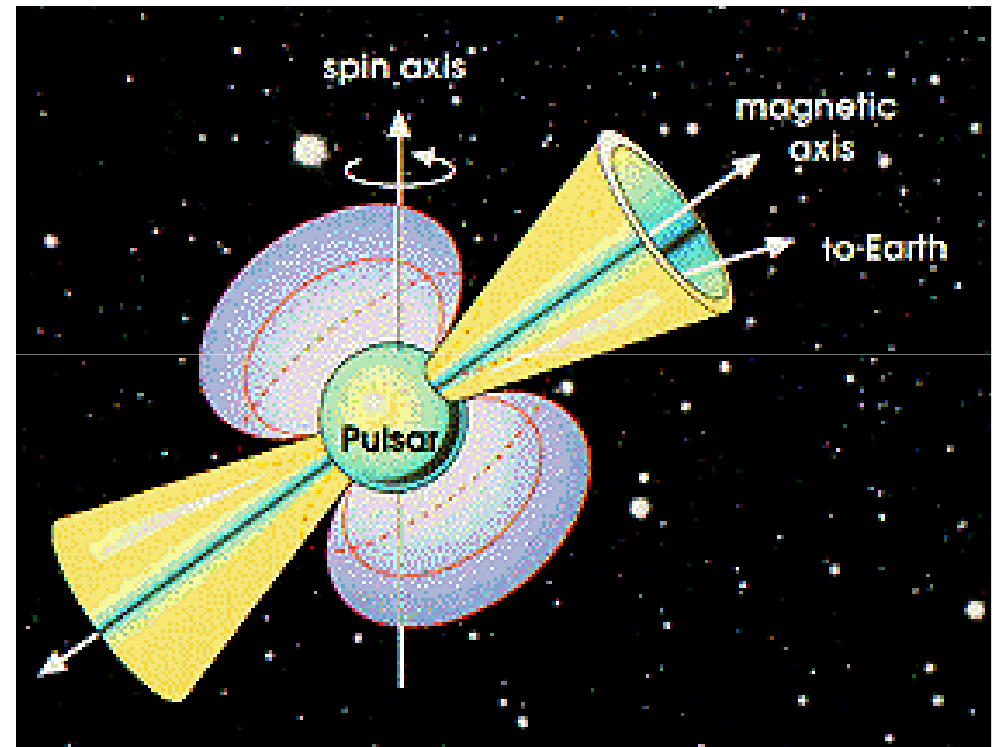
STELLE DI NEUTRONI

*La conservazione del momento angolare
nel corso della violenta contrazione
aumenta la velocità di rotazione fino a
oltre 1000 Hz.*

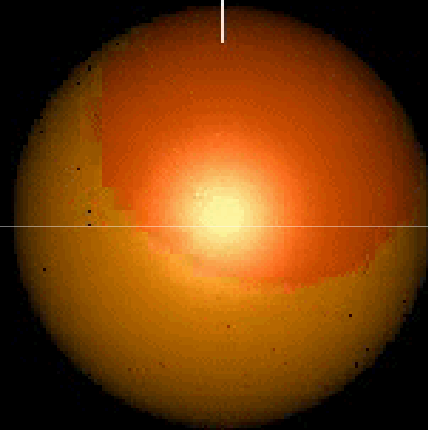
*La densità di tali oggetti raggiunge
valori tipici di **10^{15} g/cm^3** .*

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

*L'oggetto diventa in questo caso una
pulsar.*



IL MECCANISMO DI PULSAZIONE



I BUCHI NERI

Per ogni corpo esiste una velocità di fuga, valore necessario per sfuggire definitivamente all'attrazione gravitazionale di un pianeta, un satellite oppure una stella

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

Se la massa del nucleo di una stella in collasso è abbastanza grande la velocità di fuga può raggiungere e superare la velocità della luce. Per questo è sufficiente che il raggio della stella si restringa fino al valore

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

(RAGGIO DI SCHWARZSCHILD)

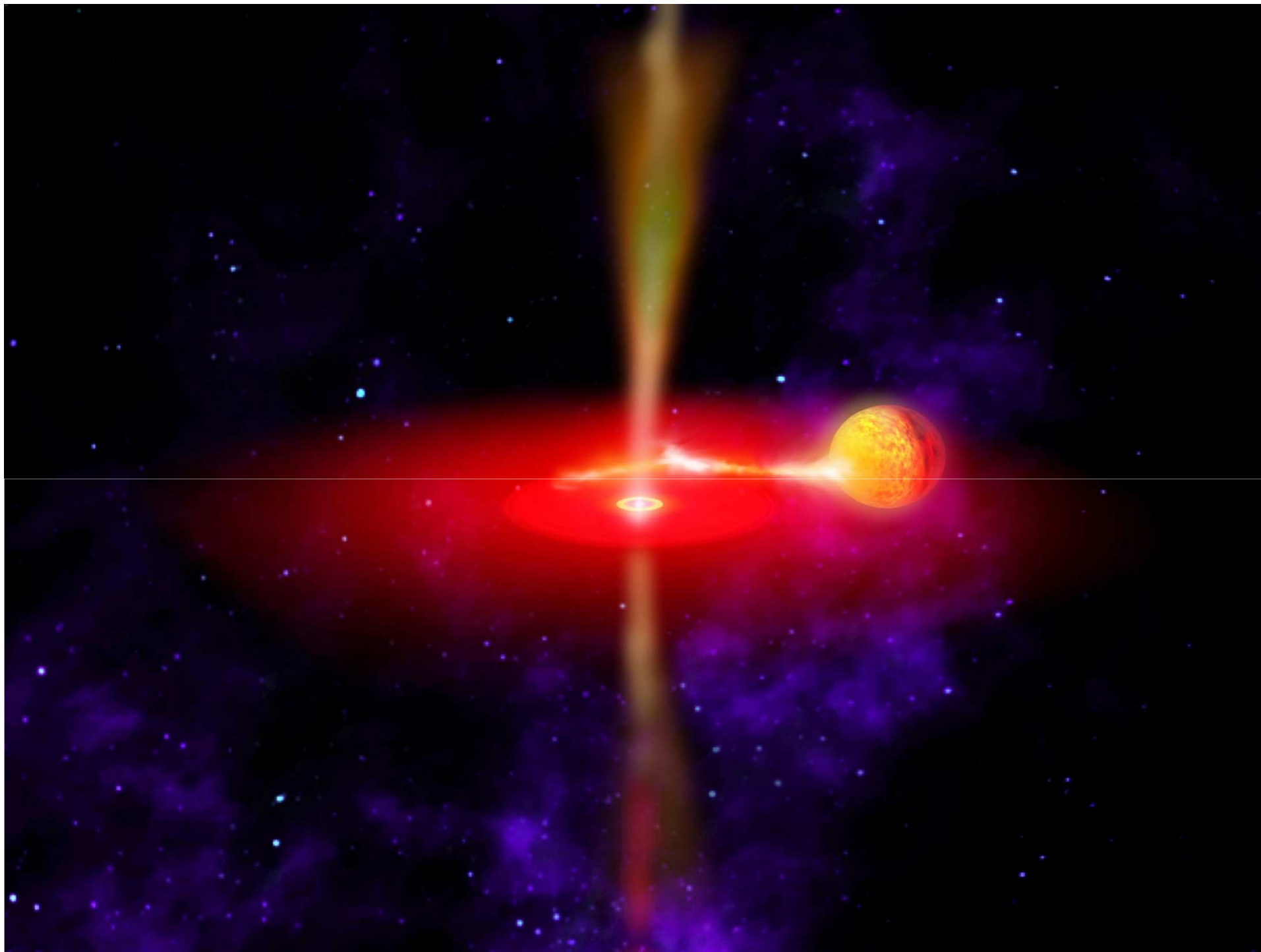
*Da un oggetto del genere **non** si possono ricevere segnali elettromagnetici: **unico** indizio della sua esistenza è la **gravità**.*

I BUCHI NERI



*NON ci sono ancora
osservazioni dirette dei
buchi neri.*

*Tuttavia alcuni fenomeni di
intense emissioni di raggi X
provenienti da regioni dello
spazio di dimensioni stellari,
sembrano spiegabili **solo**
ipotizzando l'esistenza di un
buco nero che sta
risucchiando la materia
circostante.*



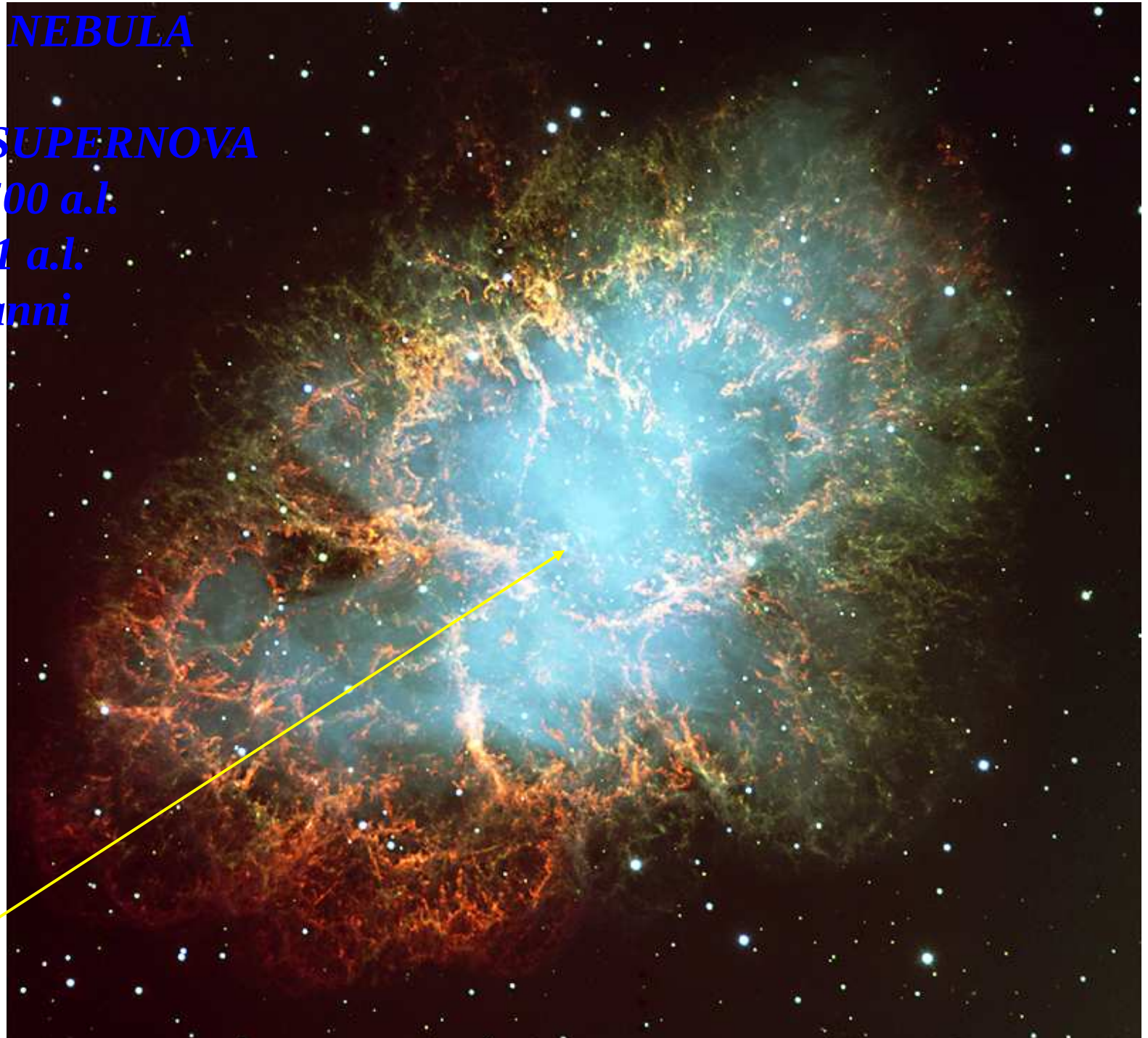
M1 – CRAB NEBULA

RESTO DI SUPERNOVA

Distanza: 6500 a.l.

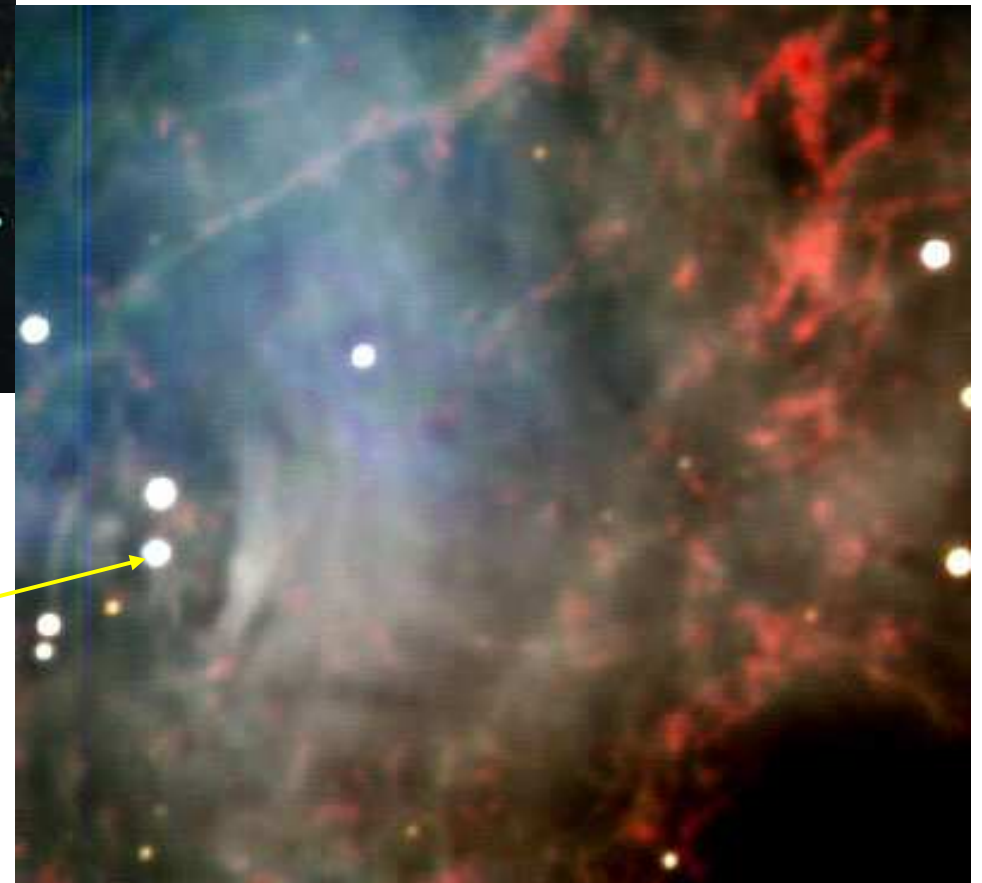
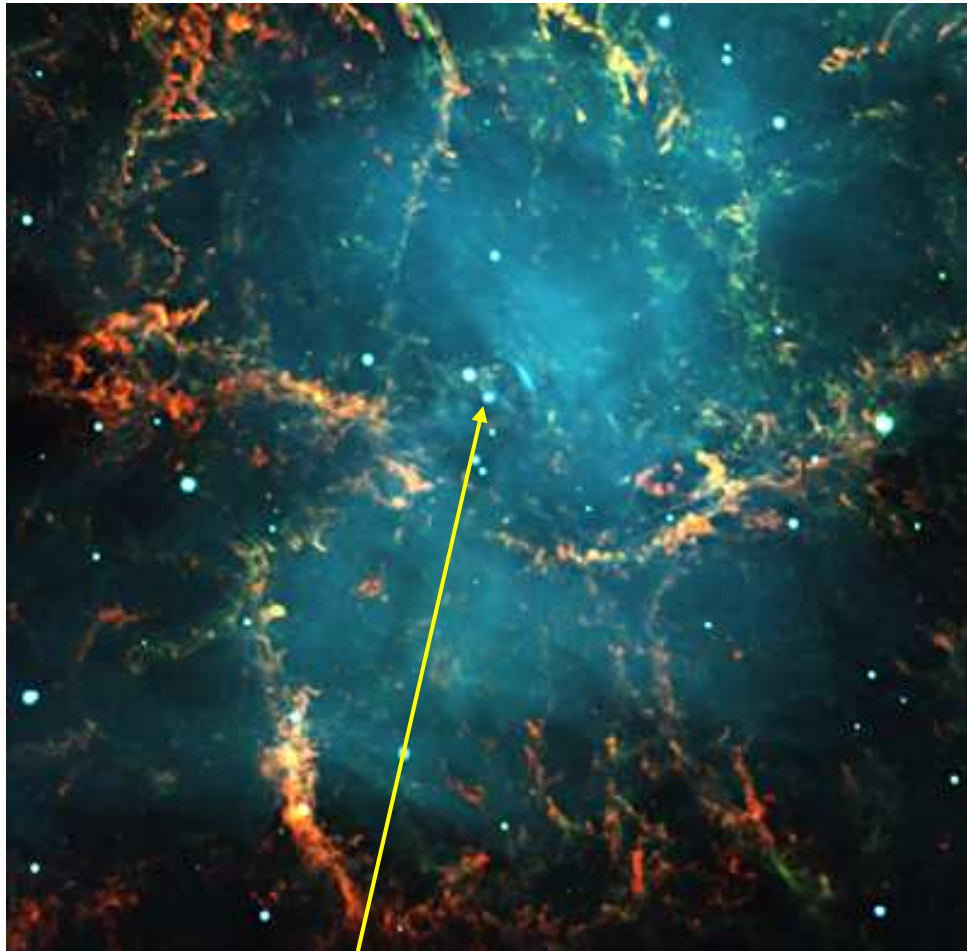
Diametro: 21 a.l.

“Età”: 950 anni



PULSAR

M1 – CRAB NEBULA



PULSAR

NEBULOSA VELO

RESTO DI SUPERNOVA

Distanza: 6500 a.l.
Diametro: 350 a.l.
Età: 50000 anni

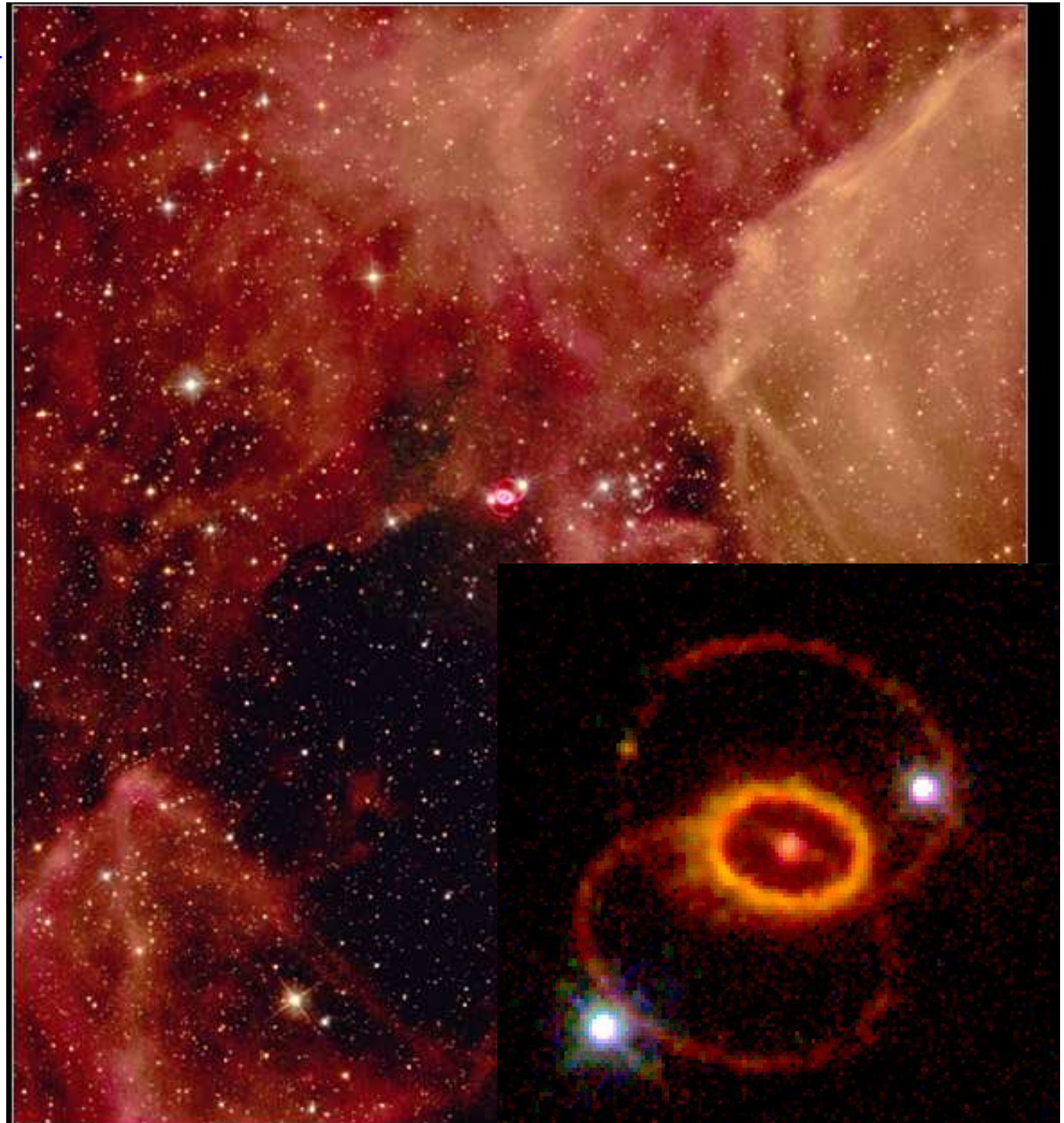


La supernova 1987A

*nella Nebulosa
Tarantola nella
Grande Nube di
Magellano a
170.000 a.l.*

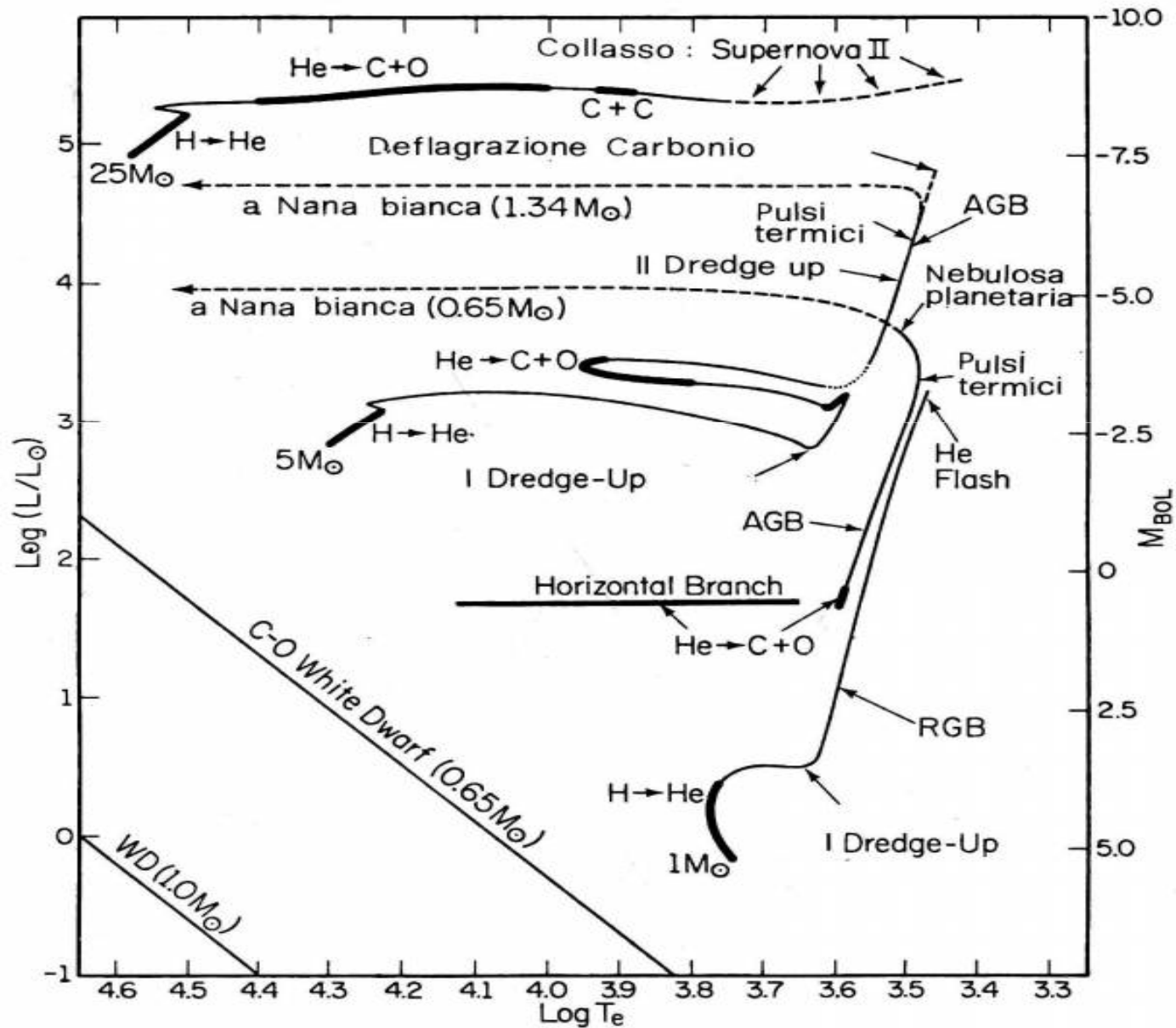
*supergigante blu di
tipo spettrale B3,
 $m_V = -6,6$
(circa $40 M_{\odot}$)*

supernova di tipo II



Si giunge così ad una classificazione basata sulle caratteristiche evolutive delle strutture, che si sovrappone e sostituisce la suddivisione in strutture di alta/bassa sequenza, il cui valore resta limitato alla fase di sequenza principale e a quelle immediatamente successive.

RIASSUNTO DELLE VARIE FASI



FASI DELL'EVOLUZIONE STELLARE (AL VARIARE DI M)

<i>MASSE</i>	<i>PRE-SEQUENZA</i>	<i>SEQUENZA PRINCIPALE</i>	<i>POST-SEQUENZA</i>	<i>ULTIME FASI</i>	<i>STADIO FINALE</i>
<i>Grandi ($>10 M_{\odot}$)</i>	<i>Da 1000 a 10 000 anni</i>	<i>(<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</i>	<i>(< 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</i>	<i>(< 1 secondo) Processi r: elementi pesanti Collasso del nucleo: Supernova II elementi transuranici</i>	<i>Stella di neutroni ($M_{fin} < \sim 3M_{\odot}$) Buco nero ($M_{fin} > 3M_{\odot}$)</i>
<i>“Limite” (8-10 $M_{\odot}$)</i>	<i>Da 10 000 a 100 000 anni</i>	<i>(15-30 milioni di anni) Gigante azzurra $H \rightarrow He$ (ciclo CNO veloce)</i>	<i>(1 milione di anni) Gigante rossa Shell $H \rightarrow He$, poi subito $He \rightarrow C$ (ciclo 3α) Perdite di massa</i>	<i>(100 000 anni) Nucleo inerte (C,O,Ne)+shell $He \rightarrow C$ +shell $H \rightarrow He$ Innesco $C \rightarrow Ne$ in nucleo degenere FLASH C (Supernova $I_{1/2}$)</i>	<i>(Distruzione completa ?)</i>
<i>Intermedie (2,3- 8 $M_{\odot}$)</i>	<i>Da 100 000 a 1 milione di anni</i>	<i>(30 milioni - 1 miliardo di anni) Azzurra o bianca $H \rightarrow He$ (ciclo CNO)</i>	<i>(3 – 10 milioni di anni) Gigante rossa Shell $H \rightarrow He$, poi $He \rightarrow C$ (ciclo 3α) Perdite di massa</i>	<i>(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 inviluppo, nebulosa planetaria. Pulsi termici. Shell in esaurimento</i>	<i>Nana bianca (H, He, C, O, Ne)</i>

FASI DELL'EVOLUZIONE STELLARE (AL VARIARE DI M)

<i>MASSE</i>	<i>PRE- SEQUE NZA</i>	<i>SEQUENZA PRINCIPALE</i>	<i>POST-SEQUENZA</i>	<i>ULTIME FASI</i>	<i>STADIO FINALE</i>
<i>Piccole (I) (1,3-2,3 $M_{\odot}$)</i>	<i>Da 1 milione a 10 milioni di anni</i>	<i>(1 - 3 miliardi di anni) Bianca o gialla $H \rightarrow He$ (ciclo CNO)</i>	<i>(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 3α)</i>	<i>(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</i>	<i>Nana bianca (H, He, C, O)</i>
<i>Piccole (II) (0,5-1,3 $M_{\odot}$)</i>	<i>Da 10 a 100 milioni di anni</i>	<i>(3 - 20 miliardi di anni) Gialla o arancione $H \rightarrow He$ (ciclo pp)</i>	<i>(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 3α)</i>	<i>(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</i>	<i>Nana bianca (H, He, C, O)</i>
<i>Molto piccole (0,08-0,5 $M_{\odot}$)</i>	<i>>100 milioni di anni</i>	<i>(> 20 miliardi di anni) rossa $H \rightarrow He$ (ciclo pp)</i>	<i>(non ancora accaduto nella storia dell'Universo) Nucleo inerte (He) + shell $H \rightarrow He$</i>	<i>Pulsi termici. Shell H in esaurimento</i>	<i>Nana bianca (H, He)</i>
<i>< 0,08 $M_{\odot}$</i>	<i>Massa insufficiente per innescare la combustione dell'H. Nana bruna</i>				

EVOLUZIONE

STELLARE

