

# L'evoluzione stellare

## LA LEZIONE

### Introduzione

Le stelle nascono, vivono e muoiono. Apparentemente sembrano immutabili nel cielo, ma soltanto perché la loro evoluzione avviene in miliardi di anni, un tempo troppo lungo perché possa permettere agli esseri umani di apprezzarne i cambiamenti. L'intero cammino evolutivo delle stelle si studia quindi teoricamente, facendo riferimento a modelli costruiti sulla base delle leggi della fisica che descrivono l'interno degli astri e la loro evoluzione temporale.

Le stelle più grandi hanno una vita più breve, perché consumano più velocemente il combustibile nucleare che si trova al loro interno; le altre stelle, come il Sole, bruciano il combustibile più lentamente e possono vivere circa 10 miliardi di anni. L'evoluzione dipende dalla massa. Le stelle più piccole, come ancora il Sole, dopo avere consumato l'idrogeno cominciano a bruciare l'elio, i loro strati esterni si dilatano sempre più fino a che diventano giganti rosse, quindi, quando gli strati esterni sono completamente espulsi, nane bianche. Le stelle di grandi dimensioni, a causa dell'alta densità interna, sono in grado di bruciare gli elementi chimici più pesanti dell'elio attraverso le reazioni nucleari, fino a che i loro nuclei collasano e le stelle esplodono come supernovae generando stelle di neutroni o buchi neri. Il 95 % delle stelle termina la loro vita come nane bianche.

La vita delle stelle è quindi condizionata dalla loro massa e dalla tendenza inesorabile al collasso causato dal peso degli strati esterni. Instabilità ed equilibrio si alternano con il prevalere o meno della forza gravitazionale o dell'espansione dovuta all'energia prodotta nelle reazioni termonucleari. Le fasi iniziali e finali della vita di una stella sono caratterizzate da rapidi cambiamenti, mentre la fase centrale della loro esistenza (sequenza principale), la più lunga, è relativamente

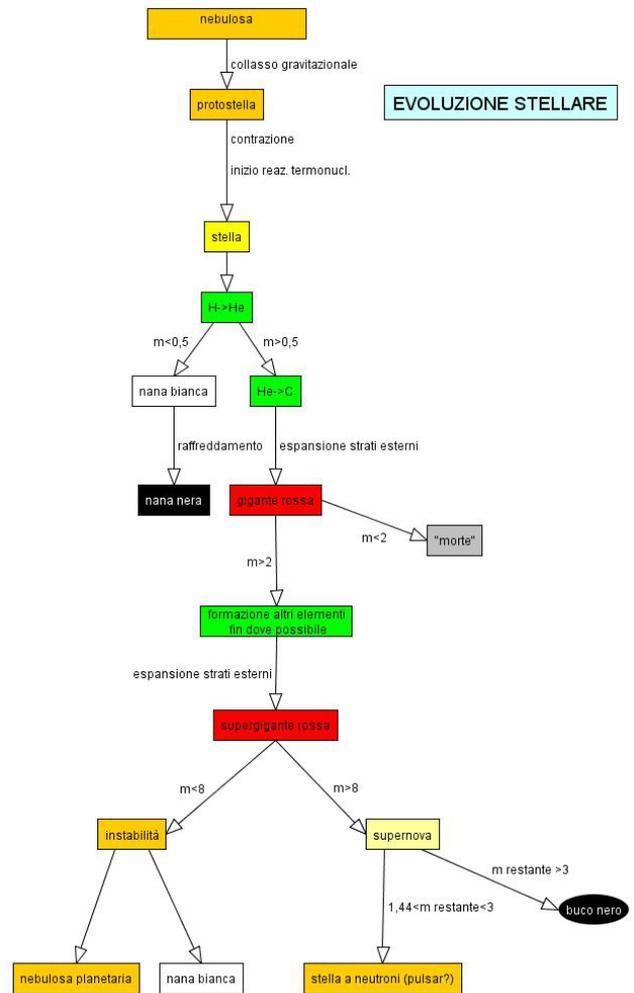


fig.1 Schema generale dell'evoluzione stellare

stabile, l'equilibrio essendo garantito dal fatto che le forze di espansione e di gravitazione si compensano.

La fig. 1 illustra a grandi linee il percorso evolutivo delle stelle, che prende avvio dal collasso di una nube di gas e polveri causato dalle forze gravitazionali, per il quale la nube si riscalda e si scinde in parti più piccole, dalle quali si forma la protostella. È utile fare riferimento allo schema di questa figura per comprendere nel modo migliore le diverse fasi evolutive stellari che saranno esposte nel seguito.

## Nascita

Le stelle si formano dalla condensazione del gas e della polvere presenti nelle nubi interstellari (o molecolari), gli agglomerati di materia esistenti nello spazio. Gli enormi spazi tra le galassie non sono infatti vuoti, anche se molto rarefatti (la densità media è di circa un atomo per centimetro cubico), ma contengono immensi aggregati di gas e polvere relativamente densi e freddi (la temperatura supera di qualche grado lo zero assoluto) costituiti prevalentemente da idrogeno – l'elemento più leggero e più diffuso nell'Universo –, elio ed elementi composti più pesanti, che possono considerarsi il serbatoio che fornisce la materia prima che serve a formare le stelle.

Una stella nasce quando, a causa di fluttuazioni di densità, una regione della nube interstellare comincia a contrarsi (prima di nascere, una stella si trova, per così dire, sparsa nello spazio, all'interno della nube): la condensazione avviene se la nube possiede una massa minima per cui le forze gravitazionali prevalgono sulla pressione interna della nube che si oppone alla contrazione. Questo valore minimo della massa (detto *massa di Jeans*, dal nome dell'astronomo che si occupò dell'argomento) dipende soprattutto dalla temperatura e dalla densità della nube ed è tanto più piccolo quanto più fredda o densa è la nube.

Il collasso gravitazionale si sviluppa nella zona centrale della nube interstellare, dove la densità raggiunge i valori più elevati. La contrazione fa aumentare la densità e poiché in conseguenza di ciò il valore della massa di Jeans diminuisce la nube molecolare può frammentarsi in più parti, ognuna delle quali evolve in modo indipendente dalle altre, eventualmente con una propria contrazione. Questo modello di formazione stellare è sostanzialmente ben conosciuto, mentre non sono del tutto chiari i meccanismi che fanno iniziare il collasso della nube interstellare, legati comunque all'instaurarsi di un'instabilità gravitazionale che tende a far cadere le particelle di gas e polvere verso il centro della nube.

Dapprima si ha la frammentazione della nube, poi la contrazione gravitazionale dei frammenti: le regioni un po' più dense attraggono materia dalle altre e crescendo catturano sempre più materia. La configurazione che prende luogo consiste di un nucleo centrale (protostella) che attrae gravitazionalmente materia dalle regioni esterne. Il processo di formazione stellare è totalmente oscurato dalla polvere che circonda il nucleo centrale, che assorbe la radiazione ottica, ma non quella infrarossa, per cui soltanto con osservazioni effettuate in infrarosso è possibile indagare il fenomeno. In questa fase la luminosità deriva dalla conversione dell'energia gravitazionale del gas in caduta libera in energia cinetica. Con il procedere della contrazione, la temperatura centrale cresce sempre più (l'energia gravitazionale, infatti, durante la contrazione viene convertita in calore), dal valore iniziale che caratterizzava la nube a un migliaio di gradi, fino a raggiungere qualche milione di gradi, sufficienti per innescare le reazioni termonucleari e far brillare l'astro: in questa fase la contrazione si ferma e la protostella diventa una vera e propria stella, che nel diagramma H-R si colloca nella sequenza principale. La produzione di energia nucleare (a partire dalla fusione del deuterio nelle stelle giovani, e poi dell'idrogeno nelle stelle in piena maturità) genera una pressione interna in grado di controbilanciare la forza gravitazionale che tende a far collassare la stella, garantendo una configurazione di equilibrio. Questa configurazione si manterrà fino a che la stella non avrà esaurito il combustibile interno; al quel punto sono possibili diversi scenari evolutivi, che dipendono soprattutto, come abbiamo detto, dalla massa della stella.

La fase prestellare ha una durata che dipende anch'essa dalla massa dell'astro: per grandi masse la contrazione avviene più velocemente, e con essa l'aumento della temperatura centrale, perché l'energia gravitazionale è più elevata. Stelle come il Sole impiegano circa 30 milioni di anni per raggiungere la sequenza principale nel diagramma H-R, mentre stelle di massa maggiore soltanto poche

centinaia di migliaia di anni. Le protostelle troppo piccole non sono in grado di raggiungere la fase di innesco delle reazioni nucleari interne, pertanto non si trasformano in stelle. In particolare, non entrano nella sequenza principale le stelle con massa minore di circa 0,08 masse solari, la cui temperatura interna resta sempre al di sotto della soglia che segna l'accensione dell'idrogeno, che, come abbiamo visto, è dell'ordine del milione di gradi.

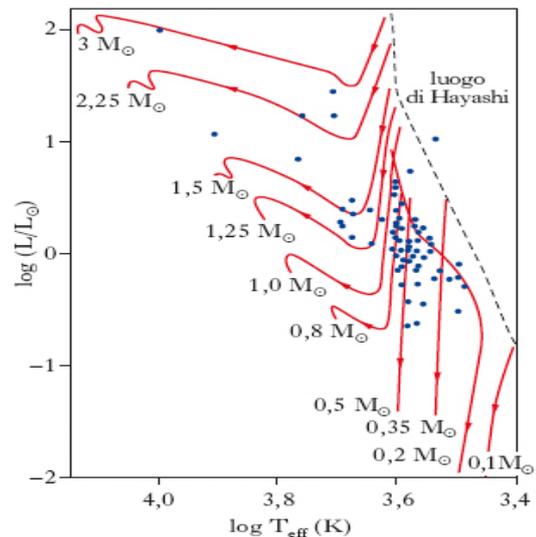
Poiché la nube interstellare è soggetta a un movimento di rotazione (dovuto ai moti turbolenti del gas e alla rotazione galattica), durante il collasso gravitazionale la materia non cade direttamente sulla stella nascente, ma, per la conservazione del momento angolare, si muove lungo un disco di materia che circonda la stella, si estende per miliardi di chilometri e all'interno del quale la componente solida si aggrega in strutture protoplanetarie che accumulano massa mediante urti e collisioni. La formazione delle stelle e quella dei sistemi planetari fanno pertanto parte del medesimo processo.

Indaghiamo più in dettaglio cosa succede una volta terminato il processo di accrescimento di una protostella di massa solare. Durante l'accrescimento, l'elemento chimico che brucia per primo è il deuterio (isotopo stabile dell'idrogeno il cui nucleo è costituito da un protone e un neutrone) – prodotto durante il Big Bang e presente nel gas interstellare, anche se in quantità trascurabili: attraverso tale fusione, si libera energia, che causa il riscaldamento e l'espansione della struttura interna della protostella. Terminato l'accrescimento, il deuterio non è più rifornito dalla superficie alle regioni centrali e, in mancanza di una reazione nucleare interna, l'unica forza rimasta, ossia quella gravitazionale, fa contrarre la protostella sotto il proprio peso. Questa fase dell'evoluzione stellare è detta *di presequenza*, perché precede quella di sequenza principale durante la quale la stella brucia stabilmente l'idrogeno.

Come abbiamo detto, per una stella di massa solare il tempo di contrazione è di circa 30 milioni di anni (impiegherà poi circa 10 miliardi di anni per trasformare

l'idrogeno in elio) e tale tempo diminuisce rapidamente all'aumentare della massa stellare: diventa di circa 9 milioni di anni per una stella due volte più massiccia del Sole e scende a circa duecentomila anni per una stella di 5 masse solari. Le stelle con massa ancora maggiore collasano sotto il proprio peso già durante la fase di accrescimento e oltre 8-10 masse solari in questa fase cominciano a bruciare l'idrogeno. Per tale motivo, ovviamente le stelle più piccole possono essere studiate con maggior facilità perché restano per un tempo maggiore nella fase di contrazione, a differenza di quelle più grandi con tempi evolutivi rapidissimi.

Facendo ancora riferimento al diagramma H-R – uno strumento fondamentale per descrivere l'evoluzione stellare –, vediamo dove si colloca la fase di presequenza.



**fig.2** Tracce evolutive nel diagramma H-R di stelle con masse da 0,1 a 3 masse solari nella fase di presequenza. Le stelle percorrono, a seconda della loro massa, una delle tracce evolutive illustrate, fino a raggiungere la sequenza principale. I punti indicano stelle del tipo T-Tauri osservate nella nube molecolare del Toro-Auriga

La zona rappresentativa è detta *luogo di Hayashi* (fig.2), dal nome dell'astrofisico giapponese che la studiò nel secolo scorso. I punti delle stelle si spostano prima verso il basso (perché il loro raggio e, quindi, la luminosità diminuiscono) e poi verso sinistra e un po' verso l'alto (perché la loro temperatura cresce così fortemente da determinare un aumento di luminosità

nonostante il proseguire della contrazione). Mentre la stelle attraversano la fase di presequenza, la loro struttura cambia. Inizialmente, quando si trovano nel luogo di Hayashi, essa è interamente convettiva perché, essendo ancora abbastanza fredda, la sua opacità è elevata; in seguito, con il crescere della temperatura, l'opacità degli strati interni diminuisce, sicché le stelle sviluppano un nucleo radiativo, mantenendo soltanto un mantello convettivo (ciò, tuttavia, non accade nelle stelle di massa minore di circa 0,25 masse solari, che rimangono interamente convettive).

### Perché le stelle splendono?

La produzione di energia all'interno delle stelle avviene attraverso reazioni termonucleari, ossia reazioni di fusione di nuclei atomici con formazione di nuclei più pesanti. Il nucleo che si forma è sempre più leggero rispetto alla somma delle masse dei nuclei iniziali, cioè durante le reazioni si ha una perdita di massa, e la massa persa è trasformata in energia, secondo la relazione  $E=mc^2$ , che stabilisce l'equivalenza tra massa ed energia. Si ha quindi a disposizione una quantità di energia largamente sufficiente a far brillare le stelle.

Le reazioni termonucleari all'interno di una stella possono avvenire soltanto se la temperatura e la densità stellari raggiungono valori particolari e molto elevati, per modo che i nuclei – caratterizzati tutti da carica positiva – possano vincere le repulsioni di carattere elettrostatico che li allontanano e quindi interagire. Tali condizioni di fusione dei nuclei si verificano soltanto nella zona centrale della stella: qui i nuclei e gli elettroni liberi, che posseggono un'energia cinetica molto elevata proporzionale alla temperatura, si muovono così velocemente e in uno spazio ridotto a causa dell'alta densità da urtarsi frequentemente e avvicinarsi fino a fondersi. Gli strati esterni stellari non producono energia, ma assorbono e trasmettono all'esterno l'energia prodotta all'interno, trasportata in superficie soprattutto con due meccanismi: l'irraggiamento (trasporto radiativo) e la

convezione (trasporto convettivo). Il trasporto radiativo si realizza, senza movimento di materia, attraverso l'assorbimento e la riemissione di fotoni da uno strato della stella al successivo; il trasporto convettivo, invece, attraverso correnti che rimescolano il materiale stellare: si usa pertanto parlare nel primo caso di equilibrio radiativo, nel secondo di instabilità convettiva.

I processi di fusione nucleare sono diversi a seconda della temperatura interna e della composizione chimica della stella; tali caratteristiche, a loro volta, dipendono sia dalla massa dell'astro sia dalla fase della storia evolutiva che esso sta attraversando. Le prime reazioni nucleari che si sviluppano sono quelle che conducono alla fusione dell'idrogeno (il costituente fondamentale delle stelle) in elio, sia perché l'idrogeno è l'elemento più abbondante nelle stelle, sia perché la temperatura di soglia per tale processo è relativamente bassa (circa  $4 \cdot 10^6$  K). Vi sono due meccanismi con cui può avvenire la fusione dell'idrogeno: il *ciclo protone-protone* (o *ciclo p-p*) e il *ciclo CNO* (o *ciclo del carbonio* o *ciclo di Bethe*). Il ciclo p-p prevale se la temperatura centrale è minore di circa  $2 \cdot 10^7$  K (il che si verifica nelle stelle con massa minore di 1,5 masse solari); il ciclo CNO diventa invece dominante se la temperatura supera tale valore. Il risultato finale di entrambi i cicli è la fusione di quattro protoni in un nucleo di elio, con la liberazione di un'energia di 26,7 MeV.

Quando una stella ha bruciato l'idrogeno disponibile, se la sua massa è abbastanza grande (più di 0,5 masse solari) si innesca la fusione dell'elio in carbonio attraverso le reazioni:  ${}^4\text{He} + {}^4\text{He} \rightarrow {}^8\text{Be}$ ;  ${}^8\text{Be} + {}^4\text{He} \rightarrow {}^{12}\text{C} + \gamma$ , dove  $\gamma$  è un fotone. Le due reazioni devono avvenire quasi simultaneamente, perché il  ${}^8\text{Be}$  è instabile e in  $2 \cdot 10^{-16}$  s decade generando nuovamente 2 nuclei di elio. Questo processo (noto come *ciclo 3 $\alpha$*  perché a esso partecipano 3 nuclei di elio o particelle  $\alpha$ ) ha una temperatura di soglia di circa  $10^8$  K e conduce alla liberazione di un'energia di 7,27 MeV. Alle reazioni precedenti si accompagna la cattura di particelle  $\alpha$  da parte di nuclei di carbonio con formazione di ossigeno:

$^{12}\text{C} + ^4\text{He} \rightarrow ^{16}\text{O} + \gamma$ . Alcuni nuclei di ossigeno possono, a loro volta, catturare particelle  $\alpha$  trasformandosi in neon e, poi, in magnesio.

Quando si è esaurito l'elio disponibile, nelle stelle più massicce (con oltre 8 masse solari) si sviluppano ulteriori reazioni nucleari, che conducono alla produzione di silicio ( $^{28}\text{Si}$ ) e di ferro ( $^{56}\text{Fe}$ ). Con la formazione di  $^{56}\text{Fe}$ , il nucleo più stabile che esista in natura, ha termine la sequenza dei processi di fusione che avvengono nelle stelle, perché la generazione di elementi ancora più pesanti avverrebbe attraverso reazioni endotermiche, cioè con assorbimento di energia.

Sofferamoci sulla reazione termonucleare più importante, quella che porta alla fusione di quattro nuclei di idrogeno con la formazione di nuclei di elio. La reazione non avviene direttamente ma attraverso una complessa catena di fusioni intermedie.

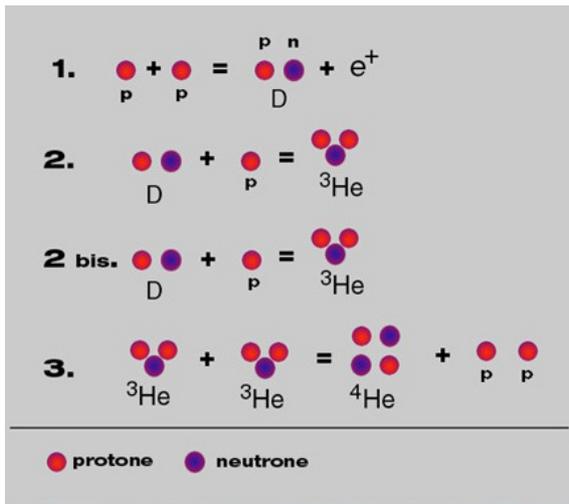


fig.3 Rappresentazione del ciclo p-p. Nella prima reazione due protoni si uniscono per creare un nucleo di deuterio (D) e un positrone ( $e^+$ ). Nella seconda un nucleo di deuterio e un protone danno luogo a un nucleo dell'isotopo 3 dell'elio ( ${}^3\text{He}$ ); questa reazione deve avvenire due volte perché possa aver luogo la successiva. Nella terza reazione due nuclei di  ${}^3\text{He}$  si uniscono per creare un nucleo dell'isotopo 4 dell'elio ( ${}^4\text{He}$ ) più due protoni, disponibili di nuovo per la prima reazione

Nel ciclo p-p, possiamo distinguere tre fasi (fig.3): due protoni (ossia nuclei di idrogeno) si combinano in un nucleo di

deuterio (un protone e un neutrone), liberando un positrone (l'antiparticella dell'elettrone, con carica positiva) e un neutrino a bassa energia; il deuterio prodotto si combina con un protone e forma elio-3 (due protoni e un neutrone), con emissione di radiazioni gamma; infine, due nuclei di elio-3 si combinano in un nucleo di elio-4 e restituiscono due protoni alla catena. Nel Sole avvengono circa  $10^{38}$  catene protone-protone al secondo.

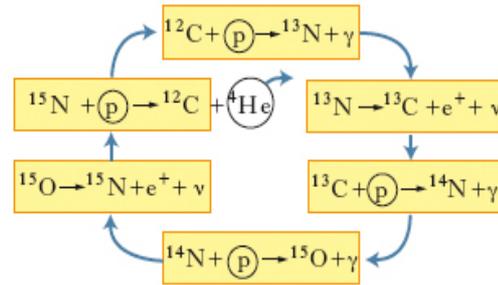


fig.4 Reazioni nucleari del ciclo CNO:  $e^+$ , positrone; p, protone;  $\gamma$ , fotone;  $\nu$ , neutrino

| tabella 2  |  |
|--|--|
| Schema delle reazioni nucleari che avvengono nelle stelle di tipo solare o più deboli (ciclo protone-protone) e in quelle più luminose (ciclo CNO) |  |
| CICLO PROTONE-PROTONE  | CICLO CNO  |
| ${}^1\text{H} + {}^1\text{H} \rightarrow {}^2\text{H} + e^+ + \nu$   | ${}^{12}\text{C} + {}^1\text{H} \rightarrow {}^{13}\text{N} + \gamma$        |
| ${}^2\text{H} + {}^1\text{H} \rightarrow {}^3\text{He} + \gamma$   | ${}^{13}\text{N} \rightarrow {}^{13}\text{C} + e^+ + \nu$                    |
| ${}^3\text{He} + {}^3\text{He} \rightarrow {}^4\text{He} + {}^1\text{H} + {}^1\text{H}$  | ${}^{13}\text{C} + {}^1\text{H} \rightarrow {}^{14}\text{N} + \gamma$        |
|  | ${}^{14}\text{N} + {}^1\text{H} \rightarrow {}^{15}\text{O} + \gamma$        |
|  | ${}^{15}\text{O} \rightarrow {}^{15}\text{N} + e^+ + \nu$                    |
|  | ${}^{15}\text{N} + {}^1\text{H} \rightarrow {}^{12}\text{C} + {}^4\text{He}$ |

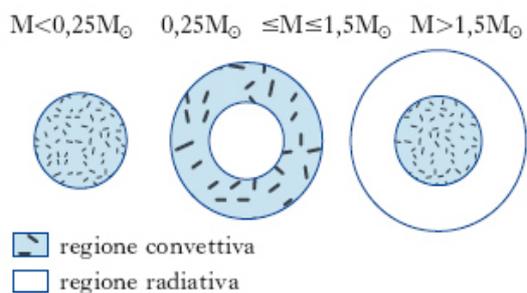
In queste reazioni,  $e^+$  è un positrone,  $\nu$  è un neutrino e  $\gamma$  un fotone. Si noti che nel ciclo CNO il nucleo  ${}^{12}\text{C}$  funge da catalizzatore e si ritrova intatto alla fine.

tabella1 - Ciclo p-p e CNO

Il ciclo del carbonio, che come abbiamo detto coinvolge stelle di massa grande, utilizza carbonio (C), azoto (N) e ossigeno (O); è bene ricordare che anche in questo caso il risultato è quello di trasformare quattro nuclei di idrogeno in un nucleo di elio con produzione di energia. Il processo (fig.4), ha inizio da un nucleo di carbonio che cattura un protone supplementare producendo un nucleo leggero di azoto, con espulsione di un fotone; vengono poi espulsi un positrone e un neutrino, formando carbonio-13; la cattura di un altro protone produce un nucleo di azoto-14, con emissione di altra radiazione; sono

poi prodotti ossigeno-15 e azoto-15; a quest'ultimo si aggiunge infine un protone e il nucleo si scinde dando luogo a un nucleo di elio-4 e a un nucleo di carbonio che inizia un nuovo ciclo.

Nella tabella 1 è riportato lo schema a confronto di queste due reazioni nucleari. La struttura di una stella, relativamente alle parti interessate dai processi di produzione e di trasporto di energia durante la trasformazione di idrogeno in elio, dipende dal valore della massa.



*fig.5* Struttura schematica delle stelle nella fase di fusione di idrogeno in elio. In una stella di grande massa (a destra), intorno al nucleo interno, in cui brucia l'idrogeno mediante il ciclo CNO, si trova una zona convettiva, mentre nelle zone più esterne il trasporto dell'energia avviene per radiazione; in una stella di piccola massa che ha superato la fase di presequenza (al centro), in cui l'idrogeno si trasforma in elio mediante il ciclo p-p, il trasporto di energia avviene per radiazione all'interno dell'astro, mentre negli strati superficiali si sviluppano moto convettivi

La fig.5 mostra le tre differenti situazioni. Se prevale il ciclo p-p, la stella conserva la struttura che aveva nella fase di presequenza, cioè è interamente convettiva se la massa è minore di 0,25 masse solari, mentre è costituita da una regione interna radiativa e da un mantello convettivo se ha una massa maggiore, fino a 1,5 masse solari; se invece prevale il ciclo del carbonio, la stella sviluppa un nucleo convettivo, perché le reazioni sono confinate a una zona centrale molto ristretta, determinando ivi una variazione di temperatura assai elevata, mentre il mantello, dove la temperatura diminuisce più gradualmente, diventa radiativo.

## Fasi intermedie

Durante la fase di fusione dell'idrogeno in elio – che nel diagramma H-R corrisponde alla sequenza principale – una stella si trova in una condizione di equilibrio idrostatico, che dura moltissimi anni (è la fase più lunga della vita di una stella), da milioni a miliardi, a seconda della massa della stella (il Sole si trova in questa fase da circa 5 miliardi di anni, e altrettanti ne dovranno passare prima di passare alla fase di instabilità successiva). La tendenza degli strati esterni della stella a collapsare sotto il proprio peso è perfettamente bilanciata dalla tendenza all'espansione procurata dalla pressione di radiazione che proviene dalle zone centrali a causa dell'energia sviluppata durante le reazioni termonucleari. In questa fase la stella non si dilata né si contrae e brilla emettendo verso l'esterno l'energia prodotta durante le fusioni nucleari (non totalmente, perché nel trasporto dal centro verso gli strati esterni una parte viene dissipata per riscaldamento). La perdita di massa che si ha in questa fase, seppure molto notevole in senso assoluto, è invece trascurabile rispetto alla massa complessiva stellare. Nel diagramma H-R, la traccia evolutiva di una stella che entra in questa fase scende dapprima verticalmente verso il basso (perché la luminosità decresce a causa della progressiva diminuzione del raggio, mentre la temperatura superficiale rimane quasi costante) e poi, continuando ad andare verso il basso, devia verso destra (perché la contrazione cessa e la stella si raffredda a mano a mano che irradia l'energia termica di cui dispone). Durante la fase di sequenza principale la luminosità e la temperatura della stella subiscono soltanto un leggero aumento, sicché il suo punto rappresentativo nel diagramma H-R si sposta di poco (tratti AB, A'B', A''B'' ... delle tracce evolutive in fig.6). Ciò spiega perché nel diagramma i punti si addensino intorno alla diagonale. D'altra parte, poiché il tempo di permanenza aumenta al diminuire della massa, la maggiore concentrazione di punti si verifica nella parte bassa della sequenza principale dove cadono le stelle meno massicce.

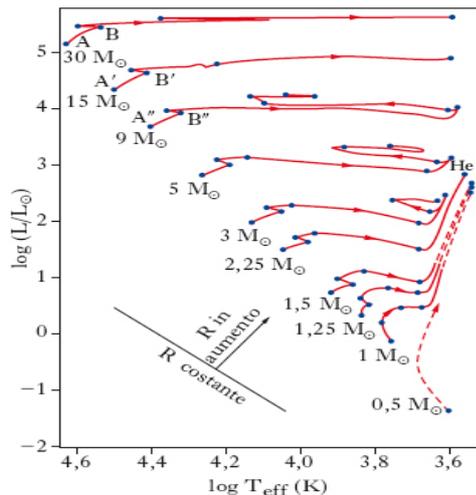


fig.6 Tracce evolutive di stelle con masse da 0,5 a 30 masse solari nella fase di sequenza principale (tratti AB, A'B', A''B'...) e nella successiva fase di gigante rossa

Quando quasi tutto l'idrogeno del nucleo si esaurisce, trasformato in elio, non sussistono più le condizioni che garantivano l'equilibrio della stella (l'idrogeno continua a essere molto abbondante negli stati esterni stellari, ma qui non esistono le condizioni di temperatura e pressione che servono a farlo fondere), le reazioni si esauriscono e il nucleo riprende a contrarsi per effetto della gravitazione. A questo punto, una distinzione riguarda le stelle con massa minore o maggiore di 0,5 masse solari. Le prime continuano a contrarsi, senza tuttavia raggiungere valori di temperatura e pressioni tali da far innescare nuove reazioni nucleari, e diventano nane bianche, che emettono una luce bianca incandescente e si raffreddano fino a spegnersi. Per le altre, invece, la combustione dell'idrogeno, esauritasi nel nucleo, prosegue in strati via via più esterni. Il nucleo, formato prevalentemente da elio, continua ad accrescersi e, non essendo più sostenuto dall'energia sviluppata nelle reazioni nucleari, si contrae per effetto della gravità; gli strati esterni, invece, si espandono e la stella diventa una gigante rossa (crescono raggio e luminosità e contemporaneamente diminuisce la temperatura della stella e di conseguenza il suo colore si sposta verso il rosso).

Nel diagramma H-R, le tracce evolutive piegano verso destra e poi, almeno per masse non troppo grandi, verso l'alto (ancora fig.6), perché il raggio e, quindi, la luminosità aumentano mentre la temperatura superficiale diminuisce. Il passaggio di una stella dalla fase di sequenza principale a quello di gigante rossa (che dura molto meno rispetto a quella di sequenza principale, poiché l'energia prodotta dalla fusione dell'elio o di altri elementi pesanti è in proporzione minore rispetto a quella prodotta dalla fusione dell'idrogeno) può avvenire tranquillamente oppure con il susseguirsi di una serie di periodi instabili in cui l'astro alterna contrazioni a espansioni e conseguentemente appare luminoso in modo variabile.

Quando il nucleo raggiunge temperature maggiori di 100 milioni di gradi, s'innescano la fusione dell'elio in carbonio, con liberazione di energia. A questo punto il destino della stella dipende, ancora una volta, dalla sua massa: se il nucleo della gigante rossa ha una massa minore di 1,4 masse solari la stella non riesce a superare la fase di fusione dell'elio, diventa una nana bianca e progressivamente e si spegne; se invece il nucleo possiede una massa maggiore di questo limite le reazioni termonucleari procedono con nuovi processi di fusione che formano elementi sempre più pesanti.

Il valore di 1,4 masse solari prende il nome di *limite* o *massa di Chandrasekhar*, dal nome del fisico indiano che si occupò della questione, il quale scoprì che il collasso di una stella, una volta esaurite le sue fonti di energia nucleare, viene fermato dalla pressione di un gas (detto *degenere*) le cui proprietà sono dettate dai principi della meccanica quantistica, che impediscono a due elettroni di occupare lo stesso stato, e che questo gas può sopportare la massa sovrastante soltanto se questa massa è minore di 1,4 masse solari. Il nucleo delle stelle con una massa sotto il limite di Chandrasekhar è di dimensioni ridotte (paragonabile a quelle terrestri) e con una densità molto elevata (dell'ordine di  $10^9$  kg/m<sup>3</sup>); la materia all'interno di esso si trova pertanto in uno stato non ordinario, con i nuclei separati dagli elettroni, che

comunque resiste alla contrazione ed esercita una pressione che sostiene la stella, indipendentemente dal suo stato termico interno. Un gas ordinario esercita una pressione proporzionale alla sua temperatura; un gas degenere invece esercita una pressione che dipende poco dalla temperatura e molto dalla densità, fino al caso di completa degenerazione in cui la pressione dipende solo dalla densità; in pratica si comporta come un solido. La fusione di elementi chimici più pesanti dell'elio richiede temperature sempre maggiori (e quindi masse stellari sempre più elevate), dal momento che aumentando le dimensioni dei nuclei atomici, aumentano le forze repulsive da superare. Le stelle con massa maggiore raggiungono temperature più elevate nel nucleo, in grado di innescare le reazioni che portano alla formazione di elementi pesanti; le stelle con massa minore si fermano prima. In ogni caso, i processi di fusione possono proseguire soltanto fino alla formazione dei nuclei di ferro e nichel, a partire dai quali le reazioni di fusione non liberano più energia, ma la assorbono. Per una stella, pertanto, la formazione del ferro rappresenta il termine della produzione di energia nucleare.

### Fasi finali

In una stella di grande massa, a ogni esaurimento di un combustibile nucleare seguono una diminuzione di temperatura centrale e quindi di pressione, una contrazione e un successivo riscaldamento con innesco di un altro combustibile nucleare. Questi processi continuano fino a che nel nucleo si ha produzione di ferro. A questo punto, poiché la formazione di elementi chimici più pesanti del ferro richiede una fornitura di energia della quale la stella non dispone, dal momento che arrivati alla produzione del ferro non si può più estrarre altra energia nucleare, si ha il crollo della massa stellare verso il nucleo. Durante il collasso, gli strati intorno al nucleo si riscaldano tanto da produrre una serie di reazioni nucleari che ne provocano l'esplosione. Lo splendore della stella può superare di miliardi di volte quello del Sole e l'esplosione proietta il gas nello spazio interstellare a velocità di

parecchie migliaia di chilometri al secondo. L'ascesa al massimo di splendore avviene nel giro di decine di minuti, e poi diminuisce lentamente per molte settimane o mesi. Il residuo dell'esplosione resta osservabile anche per migliaia di anni sotto forma di una nube di gas in espansione. Il fenomeno prende il nome di *supernova* e la nube residua quello di *resto di supernova*. Questa fase finale esplosiva delle stelle di grande massa è fondamentale per la formazione degli elementi chimici: infatti, nel corso delle varie reazioni nucleari vengono formati tutti gli elementi che noi conosciamo sulla Terra; l'esplosione li diffonde nel mezzo interstellare arricchendolo progressivamente.

Al termine dell'esplosione, al posto della stella resta un nucleo estremamente caldo e denso, che, a seconda della massa che possiede, dà origine a una nana bianca (massa minore di 1,4 masse solari), a una stella di neutroni (massa compresa tra 1,4 e 3 masse solari) o a un buco nero (massa maggiore di 3 masse solari). I valori qui riportati delle masse sono indicativi, dal momento che non si è ancora riusciti a stabilire con precisione quanto massa deve avere una stella per formare un buco nero piuttosto che una stella di neutroni. Come abbiamo visto, invece, le stelle con massa minore di 0,5 masse solari si trasformano direttamente in una nana bianca.

In una *stella di neutroni* la massa è così compatta che i protoni si combinano con gli elettroni che riescono a penetrare nei nuclei atomici e si formano neutroni; la densità è pari a circa un miliardo di tonnellate per centimetro cubico e raggio di circa 10 chilometri (fig.7).

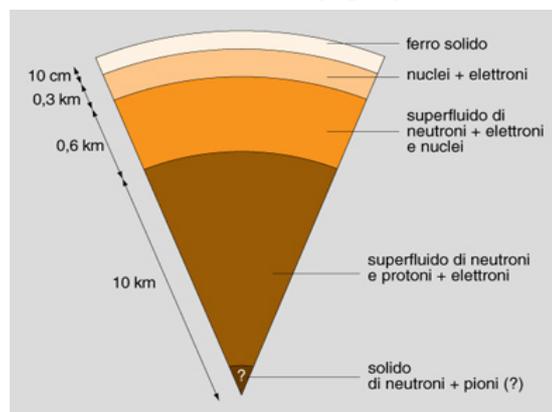


Fig.7 Stratificazione delle regioni interne di una stella di neutroni

In queste condizioni qualsiasi struttura nucleare viene persa e il fluido di neutroni esercita una pressione di radiazione che impedisce un ulteriore collasso del nucleo stellare. Ancora una volta, lo stato degenere della materia sostiene la stella e ne impedisce un'ulteriore contrazione. Le stelle di neutroni che sono in rapida rotazione e contemporaneamente sono sede di intensi campi magnetici sono dette pulsar; esse emettono periodicamente brevi impulsi elettromagnetici lungo l'asse magnetico (fig.8), soprattutto nel campo radio. I periodi di emissione vanno da qualche millisecondo a qualche secondo, e sono talmente regolari che le pulsar vengono utilizzate come orologi in alcuni esperimenti astronomici.

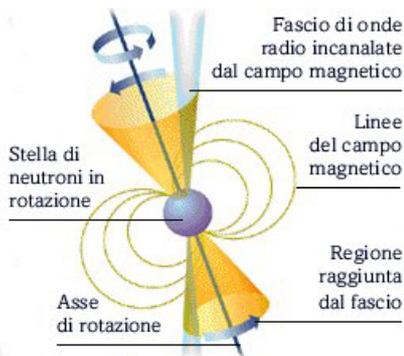


fig.8 Schema dell'emissione di fasci di onde radio da una pulsar. Se i fasci sono rivolti verso la Terra, si potrà osservare una pulsazione regolare

Se la massa del nucleo stellare residuo è superiore a circa 3 masse solari, nemmeno la pressione del gas degenere di neutroni è in grado di contrastare l'attrazione gravitazionale e si può avere il collasso a *bucco nero*, una regione dello spazio così densa che la velocità di fuga supererebbe quella della luce, per cui nemmeno la luce può uscirne (da qui l'attributo di 'nero'). Il raggio effettivo di un buco nero di massa  $M$  è definito dalla distanza  $R$  a cui la velocità di fuga diventa eguale a quella della luce:  $R=2GM/c^2$ , detto *raggio di Schwarzschild*. La materia che cade all'interno di questo raggio non può più uscirne. La superficie ideale che fissa il limite oltre il quale nulla può sfuggire da un buco nero è detta *orizzonte degli eventi* (fig.9).

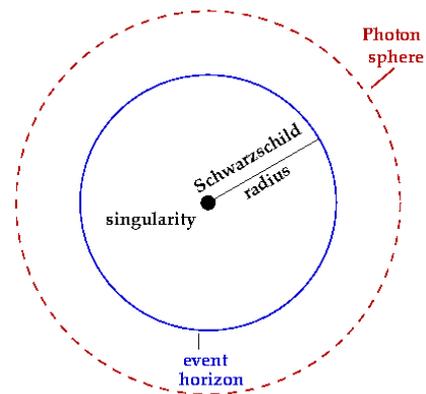


fig.9 Rappresentazione schematica di un buco nero. La singolarità è il punto centrale. Tratteggiata in rosso è indicato il confine sferico (photon sphere) lungo il quale i fotoni si muovono tangentialmente, intrappolati in un'orbita circolare

Per definizione, un buco nero non può essere osservato direttamente. Può manifestare la sua presenza solo grazie all'attrazione gravitazionale che esercita sui corpi celesti vicini, in particolare su una stella compagna nell'eventualità che faccia parte di un sistema binario; in questo caso si possono anche dedurre alcune sue proprietà, come la posizione e la massa. Un buco nero può anche però essere identificato in modo indiretto dai raggi X emessi dal gas e dalle particelle che cadono verso il suo centro di gravità del buco nero: nel processo di caduta, infatti, l'energia gravitazionale della materia si trasforma in energia cinetica, che aumenta sempre più all'aumentare della velocità, fino a raggiungere valori che portano la materia a temperature di alcuni milioni di gradi, cioè all'emissione di raggi X.

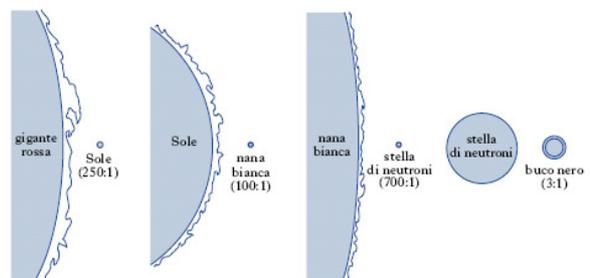


fig.10 Confronto tra le dimensioni lineari di una stella gigante rossa, del Sole, di una nana bianca e di due oggetti collassati: una stella di neutroni e un buco nero. La riduzione di volume dovuta al collasso gravitazionale è accompagnata da un enorme aumento della densità, essendo la massa nei primi tre casi approssimativamente la stessa, e addirittura maggiore nei successivi due

Si pensa che la maggior parte delle galassie, compresa la nostra, contenga al centro un buco nero di grande massa, anche se non è ancora chiaro se i buchi neri sono i semi attorno ai quali si sono formate le galassie o cominciano a inglobare massa quando le galassie si sono già formate (non si esclude neppure una loro evoluzione comune).

La fig.10 mostra il confronto tra le dimensioni lineari di una stella gigante rossa, del Sole, di una nana bianca, di una stella di neutroni e di un buco nero.