

ALMA MATER STUDIORUM · UNIVERSITÀ DI BOLOGNA

Dipartimento di Fisica e Astronomia “Augusto Righi”
Corso di Laurea in Fisica

EVOLUZIONE STELLARE DEL SOLE

Relatrice:
Prof.ssa Barbara Lanzoni

Presentata da:
Gioele Morri

Anno Accademico 2023/2024

INDICE

ABSTRACT	2
1) ORIGINE DELLE STELLE	3
1.1) Il mezzo interstellare: regioni di formazione stellare.....	3
1.2) Il collasso e la frammentazione della nube molecolare.....	3
1.3) Teorema del viriale (cenni)	5
1.4) Diagramma di Hertzsprung-Russell (HRD).....	5
1.5) Il Sole: profilo generale.....	7
2) EVOLUZIONE DEL SOLE	8
2.1) Sequenza Principale.....	8
2.2) Reazioni termonucleari: bruciamento dell'idrogeno.....	9
2.2.1) P-P Chain.....	9
2.2.2) Il Ciclo CNO.....	11
2.2.3) Dipendenza della struttura solare dai meccanismi di fusione nucleare.....	12
2.3) Post Main Sequence e Ramo delle Subgiganti rosse (SGB).....	13
2.4) Ramo delle Giganti Rosse (RGB).....	13
2.5) Flash dell'Elio: l'innesco.....	14
2.5.1) Bruciamento dell'elio: la Catena 3-Alpha.....	15
2.6) Ramo Orizzontale (HB).....	16
2.7) Ramo Asintotico delle Giganti (AGB).....	17
2.7.1) Venti stellari e termine della AGB.....	18
2.8) Nebulosa planetaria.....	19
2.9) Destino finale del Sole: morte in una nana bianca.....	20
APPENDICE: Processi-s e sintesi di metalli più pesanti del ferro	22
BIBLIOGRAFIA	23

ABSTRACT

Lo studio dell'evoluzione stellare non solo ci permette di comprendere i complessi meccanismi fisici che si celano dietro alla genesi e alla trasformazione dei corpi celesti che chiamiamo "stelle", ma ci mostra anche l'impatto che esse hanno avuto e hanno tutt'ora nella formazione dei sistemi planetari, oltre a darci informazioni sulla provenienza della materia oggi presente nell'universo e, di conseguenza, sulla vita stessa.

Il Sole, la stella al centro del sistema solare, di cui la Terra fa parte, ci offre un caso unico e privilegiato per lo studio di questi processi. È un corpo celeste di dimensioni medie, con un raggio di pressappoco 700.000 km, situato a circa 150 milioni di km dalla Terra, all'interno della galassia denominata "Via Lattea". Con la sua massa di $1,98 \cdot 10^{30}$ kg (che racchiuderemo nella notazione di una *massa solare*, $1 M_{\odot}$), prevalentemente composta da gas di idrogeno ed elio, il Sole fornisce l'energia necessaria e le condizioni climatiche ottimali per la vita sul nostro pianeta.

Come tutte le stelle che stanno bruciando idrogeno nel nucleo, anche il Sole si trova in uno stato di quasi perfetto equilibrio idrostatico, in cui la forza gravitazionale (verso l'interno) è contro-bilanciata, strato per strato, dal gradiente di pressione (verso l'esterno) generato dalla radiazione e, soprattutto, dal gas.

Sono la rottura e il ristabilirsi di questo equilibrio a determinare le varie fasi evolutive che ogni stella attraversa, le cui caratteristiche si differenziano di astro in astro, influenzate principalmente dalla massa e dalla composizione chimica di partenza.

Classificheremo i percorsi che corpi di diversa massa attraversano, su scale temporali che spaziano dai milioni (stelle massive) ai miliardi di anni (stelle di massa medio-piccola), analizzando in particolare due proprietà fisiche: la luminosità e la temperatura superficiale (o efficace) che, insieme ad alcuni fattori secondari (composizione chimica dell'atmosfera), determina univocamente il colore dell'astro.

Per questo studio ci serviremo di diagrammi, detti *di Herzprung-Russell* (HRD), nei quali, oltre a classificare graficamente varie tipologie di stelle, avremo la dimostrazione di come luminosità e temperatura, mappate rispettivamente lungo gli assi verticale e orizzontale, siano correlate tra loro durante le diverse fasi evolutive delle stelle.

Dalle condizioni iniziali, ovvero la massa e la composizione chimica della stella, dipenderanno, quindi, sia il percorso, che la durata delle varie fasi evolutive che l'astro attraverserà, cominciando dalla "Sequenza Principale" (innescò della fusione nucleare dell'idrogeno), arrivando ai diversi, possibili scenari finali di questo viaggio.

1) L'ORIGINE DELLE STELLE: DALLA NUBE MOLECOLARE ALLA SEQUENZA PRINCIPALE

1.1) IL MEZZO INTERSTELLARE: REGIONI DI FORMAZIONE STELLARE

Prima di addentrarci nel viaggio all'interno dell'evoluzione stellare, occorre fare un piccolo passo indietro per comprendere meglio quali siano le regioni in cui la formazione stellare è favorita e come avvengano i processi che danno forma ai primi agglomerati gassosi.

L'enorme volume di spazio che separa le stelle all'interno di una galassia è pervaso dal *mezzo interstellare* (anche conosciuto con la sigla "ISM", dall'inglese "Interstellar Medium"), una miscela di gas e polveri la cui composizione chimica è suddivisa, per quanto riguarda il gas, tra idrogeno, elio, e "metalli" (tra cui racchiudiamo gli elementi più pesanti dell'elio), rispettivamente nelle percentuali di circa il 74%, 24% e 2% (le cui concentrazioni sono indicate con le lettere maiuscole X, Y e Z). La polvere, invece, si presenta in granelli, composti prevalentemente da grafite e silicati ed equivale a circa l'1% della massa totale del mezzo interstellare.

Essendo, l'ISM, estremamente eterogeneo, possiamo trovare temperature che variano tra 10^2 e 10^6 K e densità tra le 10^{-3} e le 10 particelle/cm³. All'interno della Via Lattea, la galassia nella quale il nostro Sole è collocato, possiamo trovare nubi molecolari (prevalentemente composte da H₂ e polveri) con massa di 10^5 - 10^6 M_⊙, temperature tra i 10 e i 100 K e densità in un range da 10 a 10^2 particelle/cm³. Queste sono le sedi principali della formazione stellare. La *figura 1* mostra un'immagine della Nebulosa Testa di Cavallo, una regione di formazione stellare nel complesso di Orione.



Fig. 1: "Nebulosa Testa di Cavallo", fa parte del Complesso Molecolare di Orione.

1.2) IL COLLASSO E LA FRAMMENTAZIONE DELLA NUBE MOLECOLARE

Non è ancora accertato quale evento inneschi il collasso di una nube molecolare; alcune ipotesi accreditate sono la collisione tra due nubi distinte, l'interazione gravitazionale esercitata tra galassie vicine, la compressione del gas nelle braccia delle spirali o l'interfacciarsi della nube con onde d'urto generate da esplosioni di supernova.

A prescindere da quale sia l'evento scatenante di questo processo, per poter intraprendere il collasso gravitazionale, una nube deve avere una massa più elevata di un valore di soglia, detto "*Massa di Jeans*" e dato da:

$$M_J = \left(\frac{3}{4\pi\rho} \right)^{1/2} \left(\frac{5k_B T}{G\mu m_H} \right)^{3/2}$$

il cui valore non è costante, ma dipende dalla composizione chimica, tramite il cosiddetto "peso molecolare medio" (μ), dalla temperatura (T) e dalla densità della nube (ρ).

Seguiamo, quindi, una nube di massa idonea nel collasso che la condurrà fino e attraverso lo stadio protostellare.

Seppur considerando questo processo, in prima approssimazione, adiabatico, dobbiamo comprendere come i meccanismi di riscaldamento e raffreddamento attraverso cui la nube scambia energia con l'ambiente circostante intervengano nell'evoluzione della nube, determinandone la frammentazione.

Cominciando dal riscaldamento, è essenzialmente dovuto alla ionizzazione delle particelle del gas da parte di raggi cosmici in grado di penetrare la nube. Si tratta di un meccanismo a cascata che, liberando elettroni ad alta energia, porta all'ulteriore ionizzazione di altre particelle per urto da parte di questi elettroni.

Inoltre, anche i raggi x e il campo di radiazione delle stelle circostanti possono portare ad un'ulteriore ionizzazione.

Per quanto riguarda il raffreddamento, questo è dovuto prevalentemente alla presenza di molecole e polvere che, assorbendo energia ed eccitandosi, riemettono, poi, con lunghezze d'onda generalmente nell'infrarosso.

Ciò che, silenziosamente, gioca un ruolo fondamentale nell'equilibrio tra meccanismi di riscaldamento e raffreddamento sono i tempi di scala, dove rileviamo una maggiore efficienza dei tempi di raffreddamento, molto minori rispetto alle scale temporali associate al collasso gravitazionale.

Tutto questo si traduce in una trasformazione complessivamente isoterma e, trovandoci, quindi, in condizioni di temperatura costante e densità in aumento, si otterrà una diminuzione del valore di M_J .

Nel momento in cui ciò avviene, se nella nube in questione sono presenti delle disomogeneità, nel caso in cui queste sottoregioni superassero localmente il valore della massa di Jeans, andremo incontro al fenomeno della *frammentazione*; ogni singola regione continuerà a contrarsi secondo tempi di scala propri, indipendenti da quelli relativi al collasso della nube originaria.

Questo fenomeno si ripeterà, poi, localmente, finché i tempi di raffreddamento non eguaglieranno le scale temporali del collasso, creando porzioni sempre più piccole.

La densità sarà ora, in queste sottoregioni, così elevata da poter considerare il mezzo *otticamente spesso*, ovvero in grado di opporsi al passaggio di radiazione attraverso di esso, assorbendola in gran parte e diffondendola al suo interno. I fotoni non saranno più in grado di essere dispersi facilmente al di fuori della nube e il processo diventerà, quindi, adiabatico e condurrà all'equilibrio idrostatico ogni singolo frammento della nube.

Possiamo, quindi, osservare come da un'enorme nube molecolare possa avere origine un gruppo di stelle coetanee, ma di diversa massa.

Specifichiamo che, non mantenendosi uniforme la densità durante la contrazione, ma aumentando verso l'interno dell'agglomerato, avremo che le regioni centrali saranno le prime a divenire otticamente spesse e, di conseguenza, le prime a giungere all'equilibrio idrostatico. Questo condurrà alla formazione di un nucleo con gas in caduta libera su di esso (come illustrato in *figura 2*).

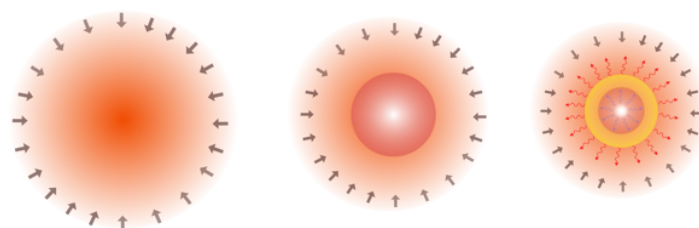


Fig. 2: rappresentazione grafica della formazione del primo *nucleo protostellare*, con gas in caduta libera.

Siamo nella *fase protostellare*, nella quale l'aumento costante delle temperature centrali provoca, dapprima, la dissociazione dell'idrogeno molecolare, poi, la ionizzazione dell'idrogeno e dell'elio, incanalando tutta l'energia in questi processi energeticamente costosi e mantenendo la protostella nel collasso finché tutta la materia non sarà stata totalmente dissociata e ionizzata; dopodiché l'equilibrio idrostatico sarà ristabilito.

1.3) TEOREMA DEL VIRIALE (CENNI)

Per raggiungere, però, le condizioni necessarie ad innescare le reazioni di fusione nucleare, sorgente primaria di energia e tassello fondamentale per il passaggio dalla fase protostellare all'entrata nella sequenza principale, occorre che le densità e le temperature aumentino notevolmente, in particolar modo al centro della nube.

Questo ci suggerisce che, durante la fase della formazione, deve avere luogo un processo di contrazione gravitazionale.

Per il *teorema del Viriale*, sappiamo che un sistema gassoso, gravitazionalmente legato, per mantenersi in equilibrio idrostatico richiede che la relazione tra il potenziale gravitazionale “ Ω ” e l'energia interna “ E ” (che nell'approssimazione di gas perfetto, equivale all'energia cinetica complessiva delle particelle) sia la seguente:

$$2\langle E \rangle + \langle \Omega \rangle = 0$$

Senza entrare ulteriormente nel merito, ci limiteremo ad utilizzare questo importante teorema per comprendere come la contrazione gravitazionale, corrispondendo ad una perdita di energia potenziale gravitazionale (Ω), sia direttamente responsabile dell'aumento dell'energia cinetica delle particelle del sistema in questione e, di conseguenza, dell'aumento delle temperature, in particolare nella zona centrale della protostella.

1.4) DIAGRAMMA DI HERZPRUNG-RUSSELL (HRD)

Siamo giunti alla fase in cui le stelle entrano nel pieno della loro esistenza e, come anticipato precedentemente, per seguirne ed analizzarne l'evoluzione, su scale temporali mastodontiche (da milioni a centinaia di miliardi di anni), ci serviremo dei *diagrammi di Hertzsprung-Russell*, al cui interno le stelle percorrono una linea spezzata, chiamata *traccia evolutiva*, che ne rappresenta il percorso attraverso la trasformazione nel tempo di due grandezze fisiche correlate tra loro: luminosità e temperatura superficiale (o “temperatura effettiva”, T_{eff}), mappate, su scale logaritmiche, rispettivamente in ordinata e in ascissa in questi diagrammi bidimensionali (si veda un esempio in *figura 3*).

Ogni traccia evolutiva è univocamente determinata una volta fissati i parametri relativi alla composizione chimica e alla massa dell'astro.

Per quanto riguarda la temperatura (nei diagrammi, orientata in senso decrescente), questa si distribuirà su un range dai 2500 K (temperatura tipica di una nana rossa) fino ai 40000 K (temperature delle supergiganti blu). Il Sole, in particolare, ha una temperatura di circa 5.777 K. È importante sottolineare come nei nuclei delle stelle le temperature raggiungano valori molti più elevati (almeno 10^7 K). Tuttavia, la temperatura (indirettamente) accessibile alle osservazioni è solo quella superficiale; poiché la stella è opaca e la radiazione emessa dagli strati interni è interamente schermata all'interno dell'astro, la totalità della luce osservata è emessa dalla fotosfera.

Le stelle, una volta raggiunta la sequenza principale, sono considerabili corpi neri in buona approssimazione e, in quanto tali, abbiamo una correlazione diretta tra temperatura e luminosità, descritta dalla *legge di Stefan-Boltzmann*:

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

Questa legge afferma che l'energia irradiata per unità di tempo e superficie è proporzionale alla temperatura superficiale elevata alla quarta (T_{eff}^4).

È importante aggiungere che, secondo la classificazione spettrale, ogni stella risulta di un dato colore, determinato dalla prevalenza di alcune lunghezze d'onda emesse, le quali dipendono univocamente dalla temperatura superficiale; tali colori spaziano dal rosso, per stelle tipicamente "fredde" (come le giganti rosse), al blu, per stelle molto calde e appena originate.

Il sole è una stella di colore bianco-giallo, con un picco nella gamma del giallo-verde, ma contenente anche frequenze rosse e blu. Nelle condizioni osservative comuni è percepito come un giallo più acceso, talvolta arancione, a seconda del punto di osservazione. Questo fenomeno ottico è dovuto all'atmosfera terrestre, le cui molecole d'aria schermano e diffondono le radiazioni più tendenti al blu, modificandone la percezione.

Passando ora alla luminosità, è definita come quantità di energia emessa per unità di tempo ed è orientata nei diagrammi in senso crescente lungo l'asse verticale. Il suo valore prescinde dalla distanza dell'osservatore dalla stella, ma dipende dalla superficie e dalla sua temperatura effettiva, secondo la succitata legge di Stefan-Boltzmann.

Questa grandezza non può essere misurata direttamente, ma, derivata. I telescopi, infatti, rilevano un flusso energetico legato direttamente alla luminosità dalla seguente relazione:

$$L = 4\pi d^2 \Phi$$

in cui " Φ " rappresenta il flusso, " L " la luminosità e " d " la distanza che separa l'oggetto in questione dal rilevatore. Pertanto, per conoscere " L ", è necessario conoscere la distanza.

Come alternativa equivalente alla luminosità, possiamo trovare la *magnitudine assoluta*, che è definita come la magnitudine apparente di un oggetto posto alla distanza di 10 pc dal rilevatore, ed è una stima della sua luminosità intrinseca.

La magnitudine apparente, invece, è legata al flusso, ovvero, è una misura di quanto un oggetto risulta luminoso all'occhio umano o ad un rilevatore, ed è quindi sensibile alla distanza, alla luminosità intrinseca e a fattori di estinzione dovuti al mezzo interstellare.

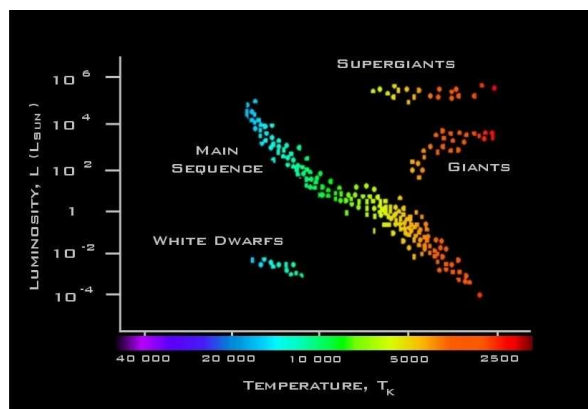


Fig. 3: diagramma di Hertzsprung-Russell.

Al centro del diagramma mostrato in figura 3 troviamo la *Sequenza Principale* (in inglese, "*Main Sequence*"), rappresentata da una linea che attraversa diagonalmente il diagramma, dall'angolo in alto a sinistra, verso quello opposto, nella quale si collocano stelle di diversa massa durante la fase più duratura, durante la quale è attiva la fusione nucleare dell'idrogeno nel nucleo, con le più massive in alto a sinistra, e, via via, verso le meno massive lungo tutta la sequenza.

Tuttavia, è necessario sottolineare che la sequenza principale non rappresenta una traccia evolutiva, ma solamente un punto di partenza per l'evoluzione di stelle di diversa massa.

Nell'angolo in alto a destra troviamo le giganti e supergiganti rosse che, a causa della loro enorme superficie e scarsa produzione energetica, hanno un'elevata luminosità, ma una bassa temperatura superficiale; nell'angolo opposto troviamo, invece, le nane bianche, di piccole dimensioni ma relativamente calde.

Il Sole, astro di dimensioni medio-piccole che ha cominciato a fondere idrogeno nel nucleo ormai 4,6 miliardi di anni fa, si colloca attualmente nella zona centrale della Sequenza Principale.

1.5) IL SOLE: PROFILO GENERALE

Prima di intraprendere il viaggio temporale, lungo miliardi e miliardi di anni, attraverso le fasi evolutive che seguono la formazione del Sole, soffermiamoci per un attimo sulle sue caratteristiche principali.

Con un raggio di circa 695.970 km (109 volte il raggio terrestre), è un corpo celeste di dimensioni medie.

La sua distanza dalla Terra è variabile (compiendo, essa, il moto di rivoluzione lungo una traiettoria ellittica della quale il sole occupa uno dei due fuochi) e oscilla intorno a un valore medio di 149,6 milioni di km, misura che permette le condizioni ottimali per la vita sulla Terra.

La massa equivale a circa $1,98 \cdot 10^{30}$ kg ($1 M_{\odot}$) ed è distribuita tra idrogeno, elio e tracce di elementi più pesanti (tra cui ossigeno, azoto e carbonio) rispettivamente nelle frazioni di $X \approx 0.74$, $Y \approx 0.24$, $Z \approx 0.02$.

Con una luminosità di circa $3,83 \cdot 10^{26}$ W ($1 L_{\odot}$), il Sole appartiene alla classe di luminosità V (stelle di sequenza principale, denominate "nane") e al tipo spettrale G2, con una temperatura efficace intorno ai 5.777 K.

Nel nucleo, invece, dove l'idrogeno viene costantemente fuso in elio, la temperatura è di circa $13,6 \cdot 10^6$ K e la densità raggiunge i 150 g/cm^3 .

Con un'età intorno ai 4,6 miliardi di anni, il Sole si trova all'incirca a metà della sua permanenza nella sequenza principale, destinata a durare per altri 5 miliardi di anni, fino all'esaurimento dell'idrogeno nel nucleo, evento che determinerà il passaggio dell'astro allo stadio successivo.

Nel prossimo capitolo verranno discusse le diverse fasi evolutive che caratterizzano la storia presente e futura del Sole. In *figura 4* si può osservare un'immagine del Sole oggi, che appare rosso a causa della rielaborazione delle immagini volta a evidenziare strutture o fenomeni non visibili all'occhio umano, come macchie solari e getti coronali.

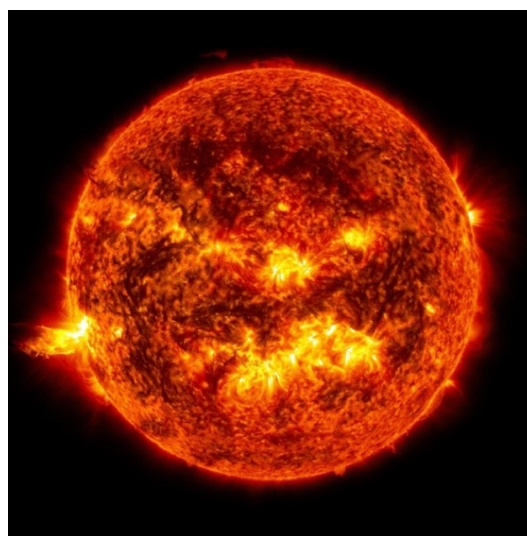


Fig. 4: Sole, fotografia scattata il 20/06/2013; Solar Dynamic Observatory.

2) EVOLUZIONE DEL SOLE

2.1) LA SEQUENZA PRINCIPALE

Il Sole è entrato nella sua fase più stabile e duratura, la *Sequenza Principale*, circa 4,6 miliardi di anni fa nel momento in cui, al raggiungimento di densità e temperature centrali sufficientemente elevate (~10 milioni di K), l'attivazione dei primi processi di fusione nucleare ha determinato il raggiungimento dell'equilibrio idrostatico, la cui stabilità sarà destinata a durare fino all'esaurimento delle riserve di idrogeno nel nucleo (come precedentemente detto, avvenimento previsto tra circa 5 miliardi di anni).

Tale punto di inizio della Sequenza Principale è noto come *Zero Age Main Sequence (ZAMS)*, rappresentata nel diagramma di Hertzsprung-Russell da una linea diagonale che collega i punti corrispondenti a stelle di diversa massa (in *figura 5* sono rappresentate le tracce evolutive di stelle di sequenza principale con masse differenti); il Sole, con $M = 1 M_{\odot}$ si colloca nella parte bassa della ZAMS, con una luminosità e una temperatura intermedie rispetto a quelle di stelle più o meno massicce.

È la massa del Sole, così come per le altre stelle di sequenza principale, a determinarne le caratteristiche fondamentali. In primis, per accedere alla sequenza principale, la massa dell'astro deve appartenere ad un determinato range. Nelle stelle con una massa inferiore a circa $0,08 M_{\odot}$, la temperatura non raggiunge mai valori sufficienti a innescare la fusione dell'idrogeno, sviluppandosi come *nane brune*, corpi celesti freddi e poco luminosi che gradualmente si affievoliscono; all'opposto, corpi molto più massivi, con masse che superano le $90-100 M_{\odot}$ (limite che dipende più precisamente dalla metallicità), sperimentano una forte instabilità a causa dell'eccessiva pressione di radiazione generata (con perdite di materiale e disgregazione).

È inoltre verificato che, nei pressi della ZAMS, massa e luminosità siano strettamente correlate; nel caso del Sole, la relazione che lega tali grandezze è la seguente:

$$L \propto M^4$$

Tale relazione si dimostra valida per tutte le stelle di massa inferiore a $1,3 M_{\odot}$ mentre, per astri più massivi, la dipendenza è del tipo $L \propto M^{3,6}$. Tale differenza dipende dall'aumento della pressione di radiazione nelle stelle più massive, nelle quali prevale il *ciclo CNO* e il tasso di produzione energetica è molto più elevato.

Nel Sole, tuttavia, il meccanismo di fusione nucleare predominante è la *p-p chain* (o *catena protone-protone*), una serie di reazioni termonucleari che ha inizio con la fusione di due nuclei di idrogeno (formati da un unico protone) e termina con la produzione di un atomo di ${}^4\text{He}$ (per analisi dettagliata si veda il paragrafo 2.1).

Pertanto, maggiore è la massa dell'astro, più velocemente viene consumato l'idrogeno e, di conseguenza, minore è la durata della sua vita!

Si ha, quindi, una relazione che mostra come varia la durata della main sequence a seconda della massa totale della stella:

$$t_{\text{MS}} \approx 10^{10} \cdot M^{-3} \text{ yr}$$

dove la massa è indicata in unità di masse solari.

Per il Sole, la cui massa equivale a $1 M_{\odot}$, la stima per la durata della Main Sequence è di circa 10 miliardi di anni (10^{10} yr); facendo un confronto con stelle più massive, la cui massa si aggira intorno alle $10 M_{\odot}$, la durata prevista è, invece, di circa 10 milioni di anni (10^7 yr), più breve di un fattore 10^3 .

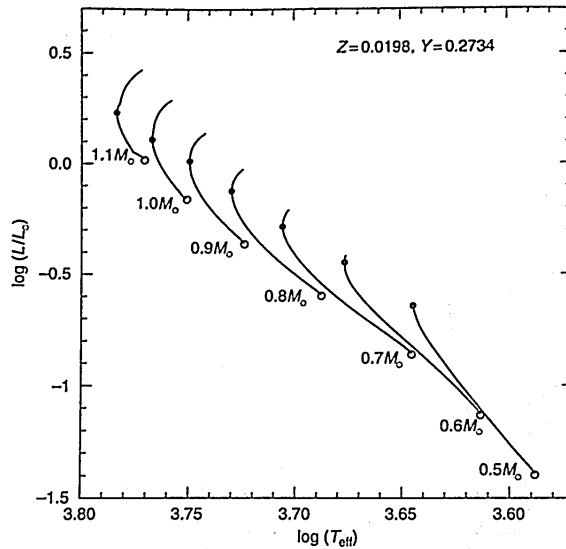


Fig. 5: HRD per stelle di diversa massa durante il bruciamento dell'idrogeno.

2.2) REAZIONI TERMONUCLEARI: BRUCIAMENTO DELL'IDROGENO

Una volta raggiunta la sequenza principale, il tasso evolutivo di un astro è dettato dai tempi scala relativi alla combustione dell'idrogeno, in quanto la velocità con cui una stella evolve dipende primariamente dal ritmo con cui essa consuma la frazione di H disponibile nel suo nucleo.

Vediamo nel dettaglio, quindi, i principali meccanismi di fusione termonucleare dell'idrogeno coinvolti, per comprenderne il funzionamento e osservare come da essi dipendano la presenza di strutture e proprietà differenti per stelle di diversa massa.

Il processo di combustione dell'idrogeno consiste essenzialmente nella fusione di 4 protoni per produrre un nucleo di ^4He .

Adottando la *relazione di equivalenza massa-energia di Einstein* ($E = mc^2$), e rilevando una diminuzione della massa complessiva del circa 0,7%, è facile verificare che questa perdita si traduca in una produzione di energia di circa 26,7 MeV per ogni atomo di elio-4 prodotto. Tale quantità di energia è quasi dieci volte maggiore rispetto a quella prodotta da ogni altra reazione nucleare che si verifica nelle stelle, motivo per cui il consumo di combustibile avviene ad un tasso minore rispetto ad ogni altra fase evolutiva, rendendo la sequenza principale, tra tutte, la più duratura.

In questa fase la fusione nucleare si svolge principalmente attraverso due diverse catene di reazioni: la *p-p chain*, che, come abbiamo detto, è il meccanismo predominante nel Sole, e il *ciclo CNO*, che contribuisce solamente all'1-2% della produzione energetica solare, ma è il processo predominante in astri più massivi e sarà presente in altre fasi evolutive che l'astro attraverserà. Vediamo, ora, i due meccanismi singolarmente.

2.2.1) P-P CHAIN

La catena protone-protone, tra i due processi, è dominante nelle stelle con una massa inferiore a circa 1,2 masse solari. Può avvenire attraverso tre reti di reazioni che si attivano per valori crescenti della temperatura nucleare; sono denominate *pp I*, *pp II* e *pp III*, e sono composte dalle seguenti reazioni:

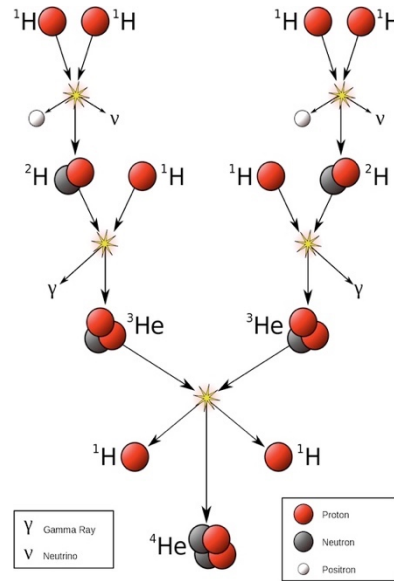
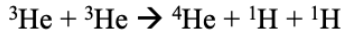
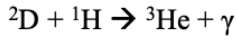
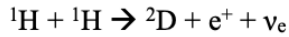
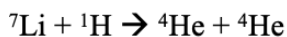
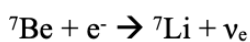
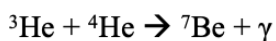
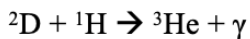
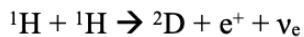
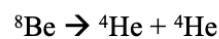
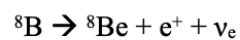
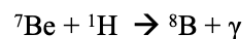
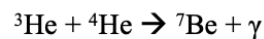
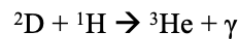
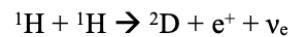
pp I

Fig. 6: rappresentazione grafica della pp I.

La prima rete di reazioni a scatenarsi è la “pp I” che, per avere inizio, richiede la fusione di due protoni (nuclei dell'atomo di idrogeno), durante la quale uno dei due subisce un decadimento β^+ , trasformandosi in un neutrone ed emettendo un positrone ed un neutrino elettronico; il risultato di questo processo è la formazione di un nucleo di deuterio (il processo è illustrato in *figura 6*). Questa prima reazione, governata dall'interazione debole, ha una probabilità di avvenire molto bassa, con tempi scala di $1,4 \cdot 10^9$ yr, in quanto, poiché la massa del neutrone (prodotto) supera quella del protone di circa $1.293 \text{ MeV}/c^2$, il processo è energeticamente sfavorevole. È, pertanto, necessario raggiungere temperature superiori a $5 \cdot 10^6$ K perché la pp I acquisisca una discreta rilevanza.

pp II**pp III**

Fino alla temperatura di $8 \cdot 10^6$ K le reazioni che producono ^3He sono più frequenti rispetto a quelle che ne consumano, incrementandone l'abbondanza; al raggiungimento di tale temperatura, le reazioni che hanno come reagenti $^3\text{He} + ^3\text{He}$ (ultima reazione della pp I) e $^3\text{He} + ^4\text{He}$ (punto di partenza della pp II e della pp III) iniziano ad avvenire con maggiore frequenza, diminuendo nuovamente l'abbondanza dell'elio-3.

Quest'ultimi due canali diventano sempre più frequenti al raggiungimento dei $15 \cdot 10^6$ K, con la pp III che diventa predominante sopra i $20 \cdot 10^6$ K.

Per avere un dato chiaro riguardo l'efficienza dei cicli coinvolti nella fusione nucleare, risulta utile definire il *tasso di produzione energetica termonucleare*, definito come potenza erogata per unità di massa ($\text{erg} / \text{g} \cdot \text{s}$), grandezza che dipende esplicitamente dalla temperatura secondo la relazione:

$$\epsilon_{pp} \propto \rho X^2 T_6^{\nu}$$

dove $T_6 = T / 10^6$ K, ρ è la densità e X è la frazione di abbondanza in massa dell'idrogeno, con l'esponente "ν" che oscilla tra i valori di 3,5 (per $T \approx 20 \cdot 10^6$ K) e 6 ($T \approx 5 \cdot 10^6$ K).

Per quanto riguarda il sole, con temperature intorno ai $15 \cdot 10^6$ K, la relazione è la seguente:

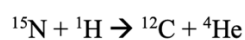
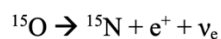
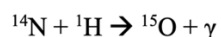
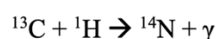
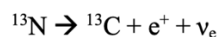
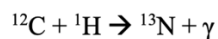
$$\epsilon_{pp} \propto T^{3.83}$$

con un'energia prodotta in media per protone del valore di $\approx 6,54$ MeV.

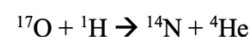
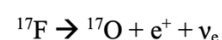
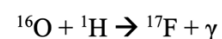
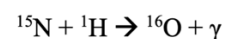
2.2.2) IL CICLO CNO

Questo processo è la combinazione di due canali di reazioni indipendenti, denominati *CN* ed *NO*, che avvengono grazie all'azione di determinati isotopi di carbonio, azoto e ossigeno, che si creano e si distruggono durante il processo, assumendo il ruolo di *catalizzatori*.

Ciclo CN



Ciclo NO



In questo ciclo gli isotopi di carbonio, ossigeno e azoto agiscono, come accennato sopra, nel ruolo di catalizzatori, venendo processati e ricreati durante il processo, costituito dall'alternarsi di catture protoniche e decadimenti beta inversi, concludendosi con la produzione di ^4He .

Le reazioni in cui si hanno catture protoniche (nelle quali troviamo ^1H a sinistra), o, più in generale, quelle in cui i nuclei sono fusi insieme (come le reazioni che "concludono" i due cicli, producendo ^4He) sono governate dall'interazione forte e, insieme, dall'interazione elettromagnetica, con l'emissione di un fotone γ ; i decadimenti, invece, sono ad opera dell'interazione debole.

L'ultima reazione del ciclo CN e la prima del ciclo NO, pur attivandosi allo stesso modo, con la cattura di un protone da parte dell'azoto-15, danno, però, prodotti diversi; la frazione di carbonio-12

prodotto rispetto a quella di ossigeno-16 (inizio del ramo NO) è 10^4 volte maggiore; in generale, il ciclo NO diventa efficiente per temperature che superano i 20 milioni di K.

Notiamo che la reazione in cui l'azoto-14 cattura il protone di ^1H , generando ossigeno-15, è quella con il maggior tempo di attivazione dell'intero ciclo CNO e, come conseguenza, tale isotopo dell'azoto è l'elemento più abbondante durante tutto il processo, mentre le concentrazioni di carbonio e ossigeno subiscono una riduzione.

Il ciclo CNO diventa più efficiente, rispetto alla p-p chain, per temperature maggiori di $\sim 1.5 \cdot 10^7$ K, con il seguente tasso di produzione energetica termonucleare:

$$\epsilon_{\text{CNO}} \propto \rho X_{\text{CN}} T_6^{18}$$

Oltre a dipendere sensibilmente dalla temperatura, dall'abbondanza dell'idrogeno e dalla densità, si può notare come l'efficienza di questo ciclo dipenda anche dalla concentrazione degli isotopi catalizzatori (X_{CN}).

Nel sole, il rapporto $\epsilon_{\text{pp}} / \epsilon_{\text{CNO}}$ vale circa 100 e solo una piccola parte dell'energia totale viene prodotta dal ciclo CNO (come mostrato nel grafico in figura 7). Quest'ultimo diventerà tuttavia più presente nelle shell esterne al nucleo durante la fase di gigante rossa.

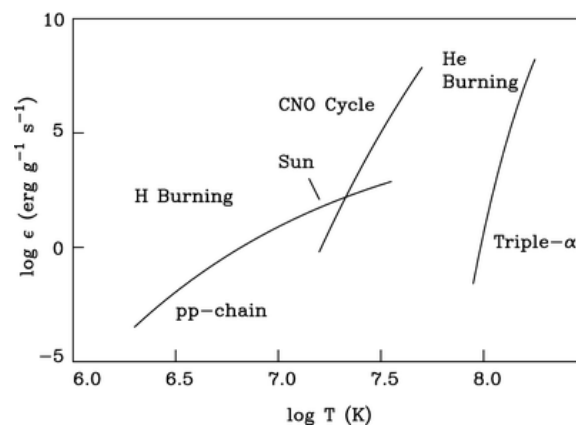


Fig. 7: il diagramma mostra il tasso di produzione energetica (in $\text{erg g}^{-1} \text{s}^{-1}$) in funzione della temperatura, mappati su scale logaritmiche. Confronto tra *p-p chain* e *CNO cycle*. Il sole è indicato con una breve linea. È graficato anche il processo *3-alpha* che vedremo in seguito (bruciamento dell'elio, paragrafo 2.5.1).

La catena protone-protone domina, quindi, per temperature inferiori a $T \approx 15 \cdot 10^6$ K, cioè nel Sole e in stelle con massa inferiore a $1,2 M_{\odot}$, mentre il ciclo CNO prevale nelle stelle più massive rispetto a tale valore.

2.2.3) DIPENDENZA DELLA STRUTTURA SOLARE DAI MECCANISMI DI FUSIONE NUCLEARE

Nel Sole, prevalendo la p-p chain, con un *tasso di produzione energetica* che dipende meno sensibilmente dalle temperature rispetto al ciclo CNO, il core è *radiativo* (cioè l'energia viene trasportata dai fotoni) e la regione radiativa si estende fino a quasi il 70% del raggio solare. Da tale punto in poi, non essendo più possibile trasportare energia per radiazione (a causa delle temperature e densità inferiori, che rendono il plasma solo parzialmente ionizzato, quindi opaco), è indotta la formazione di un involucro *convettivo* e l'energia viene trasferita da moti turbolenti di grandi masse di gas, che trasportano il calore verso l'esterno.

Contrariamente, negli astri più massivi (in cui domina il ciclo CNO), il processo genera un elevato flusso energetico nelle regioni più interne del nucleo. La maggiore sensibilità alla temperatura del rispettivo tasso di produzione energetica termonucleare fa sì che il gradiente radiativo superi quello adiabatico, favorendo lo sviluppo di una zona convettiva centrale, mentre all'esterno il trasporto avviene per radiazione (grazie alle alte temperature e alla bassa opacità).



Le stelle di massa inferiore a 0,3 masse solari non raggiungono mai temperature abbastanza elevate necessarie per formare un nucleo radiativo, mantenendo la struttura completamente convettiva ereditata dalla pre-main sequence.

2.3) RAMO DELLE SUBGIGANTI (SGB)

Dopo circa 10 miliardi di anni trascorsi nella Sequenza Principale, una volta esaurite le riserve di idrogeno al centro del Sole, vi rimarrà un nucleo interamente composto da elio inerte che, non contribuendo più alla produzione energetica dell'astro, inizierà una lenta e graduale contrazione per azione gravitazionale, portando ad un costante aumento delle temperature e delle densità centrali. In questa fase di transizione da *subgigante*, la temperatura nello strato immediatamente adiacente al nucleo, ancora ricco di idrogeno, raggiungerà valori di alcune decine di milioni di K e si formerà quindi uno spesso guscio in cui proseguirà il bruciamento dell'idrogeno.

La radiazione prodotta da questo guscio, che nel frattempo si assottiglierà convertendo idrogeno in elio, causerà una graduale espansione degli strati esterni, che a sua volta condurrà ad un rapido raffreddamento dell'involuppo.

Pertanto, l'incremento del raggio e la contemporanea diminuzione della temperatura superficiale si compenseranno in modo tale da far sì che la luminosità rimanga pressoché invariata in questa fase di transizione, come previsto dalla legge di Stefan-Boltzmann ($L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{eff}}^4$).

Il Sole, colorandosi di un giallo più tendente all'arancione, attraverserà questo stadio espandendosi gradualmente e spostandosi verso destra nel diagramma di Hertzsprung-Russel, fino a raggiungere la base del *ramo delle giganti rosse (red giant branch)*.

2.4) RAMO DELLE GIGANTI ROSSE (RGB)

Durante la permanenza nel ramo delle giganti rosse, il raggio solare continuerà ad aumentare, mentre la decrescita della temperatura verrà arrestata dal raggiungimento della porzione del diagramma HR delimitata dall'*Hayashi Track*, linea oltre la quale non possono esistere sistemi in equilibrio idrostatico.

Nel frattempo, il tasso delle reazioni nucleari nel guscio di idrogeno accelererà gradualmente, aumentando progressivamente la luminosità e le dimensioni dell'astro che, per la legge di Stefan-Boltzmann, si sposterà verso l'alto nel diagramma HR, mantenendo una temperatura effettiva pressoché costante.

In *figura 8* è illustrata la struttura del Sole in questa fase, con il nucleo di elio inerte in contrazione e la fusione nucleare che procede nella shell di idrogeno ad esso adiacente, causando l'espansione dell'involuppo.

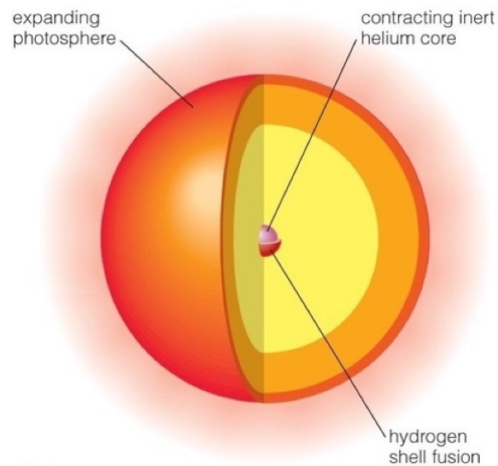


Fig. 8: struttura del Sole nella fase di gigante rossa, con un nucleo di elio inerte in contrazione e la fusione nucleare nella shell di idrogeno, responsabile dell'espansione degli strati esterni.

Man mano che l'idrogeno della shell verrà convertito in elio, la massa del nucleo solare aumenterà progressivamente, così come la sua densità, incrementandone il grado di *degenerazione elettronica*. In questo stato, con una densità di $\sim 10^6 \text{ g/cm}^3$, le particelle del nucleo non si comporteranno più come un gas ideale, ma degenerano, cioè sottoposto al *Principio di esclusione di Pauli* e al *Principio di Indeterminazione di Heisenberg*.

In queste condizioni, non potendo gli elettroni occupare lo stesso stato quantico, genereranno una pressione di degenerazione (non dipendente da T_c , ma solo da ρ_c) che si contrappone alla contrazione gravitazionale. Il nucleo in questo stato diventa quasi incompressibile, impedendo così un rapido aumento delle temperature centrali, ritardando l'innesco della fusione nucleare dell'elio di circa 10^6 anni.

Mentre tutti gli astri con massa inferiore alle $2,2M_{\odot}$ sviluppano un core degenero di elio e sperimentano una lunga fase di gigante rossa, le stelle più massive mantengono il nucleo in condizioni di gas perfetto. Questo favorisce una contrazione del nucleo molto più rapida, che permette all'innesco dell'elio di avvenire con facilità al raggiungimento dei 10^8 K di temperatura. La fase di RGB è pertanto molto rapida per tutte le stelle di massa superiore alle $2,2M_{\odot}$. Per il Sole, questa fase culminerà con il raggiungimento del "*RGB Tip*" (la "punta" del ramo delle giganti rosse), dove il nucleo (ancora inerte) raggiungerà temperature sufficienti per innescare il Flash dell'elio, segnando l'inizio della transizione verso il ramo orizzontale.

2.5) IL FLASH DELL'ELIO

Il Sole, trovandosi a questo punto in uno stato di semi-degenerazione elettronica, con una densità nucleare $\rho_c \sim 10^6 \text{ g/cm}^3$, vedrà la sua temperatura al centro aumentare via via che il nucleo assorbe massa dal guscio circostante, accumulando un'enorme quantità di energia a causa della mancanza di termoregolazione.

A questo punto, quando la massa del nucleo sarà equivalente a circa $0,5 M_{\odot}$ e la temperatura avrà raggiunto gli $8 \cdot 10^7 \text{ K}$, la densità aumenterà bruscamente, scatenando il Flash dell'elio, l'innesco istantaneo ed estremamente rapido della catena 3-Alpha, attraverso cui tre nuclei di elio vengono fusi in uno di carbonio (si veda paragrafo 2.5.1), rilasciando in maniera semi-esplosiva l'energia accumulata nel nucleo del Sole, causandone l'espansione attraverso moti convettivi.

È interessante osservare che per tutti gli astri di massa inferiore alle $2,2 M_{\odot}$ il Flash avviene quando il nucleo ha una massa di $0,5M_{\odot}$, rilasciando la stessa quantità di energia. Di conseguenza, le stelle al tip dell'RGB hanno tutte la stessa luminosità e questo può essere utilizzato come indicatore di distanza per ammassi stellari, mettendo a confronto la magnitudine osservata con quella assoluta.

L'aumento delle temperature consentirà alla pressione termica di raggiungere un valore confrontabile con la pressione dovuta agli elettroni degeneri, permettendo al nucleo di espandersi e rimuovendo tale degenerazione, riportando la densità nel nucleo solare ad un valore di $\sim 10^4 \text{ g/cm}^3$. Tale energia verrà, infatti, interamente utilizzata per incrementare le temperature e per rimuovere la degenerazione, confinando l'esplosione all'interno della stella.

L'espansione del nucleo porterà, per ciò che abbiamo detto, ad un abbassamento della temperatura nel guscio ad esso adiacente, arrestando la produzione energetica dovuta alla fusione dell'idrogeno e diminuendo notevolmente la luminosità dell'astro rispetto alla fase precedente.

A questo punto il Sole avrà raggiunto il *Ramo Orizzontale*, fase di stabilità durante la quale nel nucleo (non più degenere) comincerà la fusione stabile dell'elio e la luminosità dell'astro resterà sostanzialmente invariata (come mostrato nel diagramma HR in figura 9).

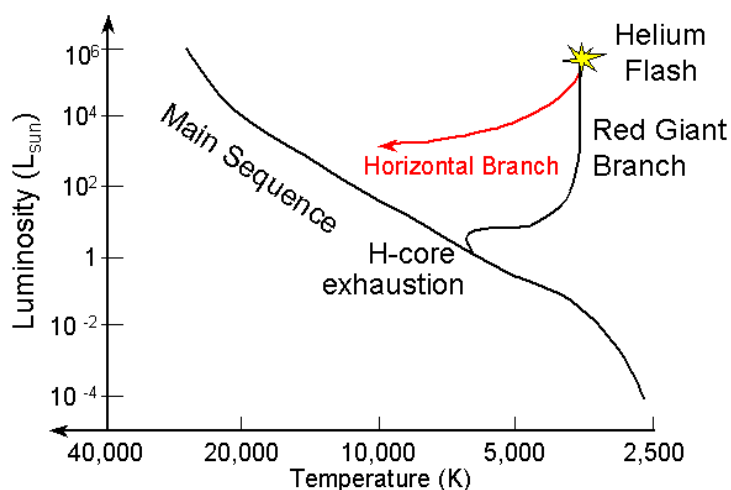


Fig. 9: diagramma di Hertzsprung-Russell che mostra la transizione dalla fase di gigante rossa al ramo orizzontale, passando per il Flash dell'elio.

2.5.1) BRUCIAMENTO DELL'ELIO: LA CATENA 3-ALPHA

Il principale meccanismo coinvolto nel bruciamento dell'elio è la catena 3-alpha, che consiste nella produzione di carbonio-12 attraverso la fusione di tre nuclei di elio-4 (^4He), formati da 2 protoni e 2 neutroni e comunemente noti come "*particelle α* ", da cui prende il nome la reazione.

Le due reazioni principali di questo processo sono le seguenti:



La prima reazione è endotermica e richiede un apporto energetico di circa 91,8 keV, motivo per cui, nel brevissimo arco temporale di $\sim 10^{-16}$ secondi, il berillio tende a decadere nuovamente in due particelle α .

Nonostante ciò, all'aumentare delle temperature nel nucleo la probabilità della seconda reazione viene incrementata notevolmente: la crescita del numero di reazioni $^4\text{He} + ^4\text{He}$ fa sì che l'abbondanza di ^8Be diventi significativa, permettendogli di fondersi con l'elio prima di decadere, producendo ^{12}C .

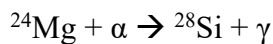
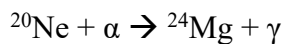
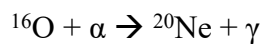
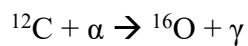
Per questo motivo è necessario che nel nucleo si raggiunga la temperatura minima di $1,5 \cdot 10^8 \text{ K}$ perché la catena 3- α produca una quantità di energia considerevole, che, per ogni nucleo di carbonio prodotto, è equivalente a $\approx 7,27 \text{ MeV}$.

Possiamo osservare che i processi di fusione dell'elio producono una quantità di energia significativamente inferiore rispetto a quelli del bruciamento dell'idrogeno. In particolare, l'energia per unità di massa generata dalla fusione dell'elio corrisponde a circa il 10% di quella prodotta dalla fusione dell'idrogeno, fatto che ha un impatto rilevante sui tempi di evoluzione dell'astro, con la sequenza principale che ha una durata notevolmente maggiore rispetto all'Horizontal Branch. Inoltre, il tasso di produzione termonucleare della catena 3- α dipende in maniera estremamente sensibile dalla temperatura, determinando la formazione di un nucleo convettivo, per ragioni analoghe a quelle discusse per il ciclo CNO (si veda paragrafo 2.2.3).

Tale dipendenza è espressa dalla seguente relazione:

$$\begin{aligned} \epsilon_{3\alpha} &\propto T^{40}, & \text{per } T \sim 1 \cdot 10^8 \text{ K} \\ \epsilon_{3\alpha} &\propto T^{20}, & \text{per } T \sim 2 \cdot 10^8 \text{ K} \end{aligned}$$

Le numerose particelle di elio-4 presenti nel nucleo vengono coinvolte anche in altre reazioni, come le seguenti:



I *processi di cattura α* sono processi esoergonici e richiedono temperature inferiori a quelle necessarie per la fusione nucleare degli elementi massicci coinvolti in queste catture. Gli elementi prodotti dalla cattura dei nuclei di elio-4 sono detti "*elementi α* " e sono sostanzialmente gli elementi dal carbonio al silicio.

Stelle di massa inferiore a $0,5 M_{\odot}$ non raggiungono mai temperature abbastanza elevate da innescare la catena 3- α e terminano quindi la loro vita come *nane bianche di elio*, strutture degeneri che si raffreddano e svaniscono progressivamente (per approfondire sulle nane bianche si veda paragrafo 2.9).

2.6) RAMO ORIZZONTALE (HB)

Al termine del Ramo delle Giganti Rosse, dopo il flash dell'elio, il Sole raggiungerà una fase evolutiva nota come *Ramo Orizzontale*, caratterizzata da un equilibrio garantito dal bruciamento dell'elio nel nucleo e dalla contemporanea fusione dell'idrogeno in un guscio più esterno, tramite ciclo CNO.

Il ramo orizzontale si colloca nel diagramma di Hertzsprung-Russell come una regione di luminosità quasi costante, ma con variazioni significative nella temperatura superficiale, che determinano un range cromatico dal blu al rosso.

La riaccensione della fusione dell'elio nel nucleo, che avverrà al culmine della fase di gigante rossa, provocherà cambiamenti significativi nella struttura stellare, tra cui una riduzione complessiva della luminosità, una parziale contrazione dell'involucro stellare e un aumento della temperatura superficiale, che determinerà uno spostamento del sole verso sinistra nel diagramma HR.

In questa fase, il nucleo della stella sarà composto prevalentemente da carbonio e ossigeno in formazione, mentre l'involucro esterno resterà ricco di idrogeno.

2.7) RAMO ASINTOTICO DELLE GIGANTI (AGB)

Una volta terminato il bruciamento dell'elio al centro della stella, il Sole svilupperà un nucleo compatto, prevalentemente composto da carbonio e ossigeno (con alcune tracce di neon ed elementi più pesanti), dove le reazioni termonucleari si arresteranno permanentemente. A questo punto la densità nella regione centrale incrementerà rapidamente, portando il nucleo in uno stato di degenerazione elettronica.

Avrà, quindi, inizio la fase evolutiva conosciuta come *ramo asintotico delle giganti* (*asymptotic giant branch*), caratterizzata dall'accensione alternata della fusione nucleare negli strati ricchi di idrogeno ed elio nell'involuppo (come mostrato in *figura 10*).

La contrazione graduale del nucleo sarà, quindi, responsabile per l'espansione e il raffreddamento dell'astro che, con un aumento della luminosità e una diminuzione della temperatura superficiale (al di sotto di $T \sim 3000$ K), si sposterà nuovamente nella parte in alto a destra nel diagramma HR, tornando ad essere una gigante rossa.

Il percorso evolutivo del Sole in questa fase si allineerà, in un certo modo, con la precedente fase di gigante rossa, da cui il nome "ramo asintotico", seppur raggiungendo dei livelli di luminosità molto maggiori rispetto alla punta del RGB.

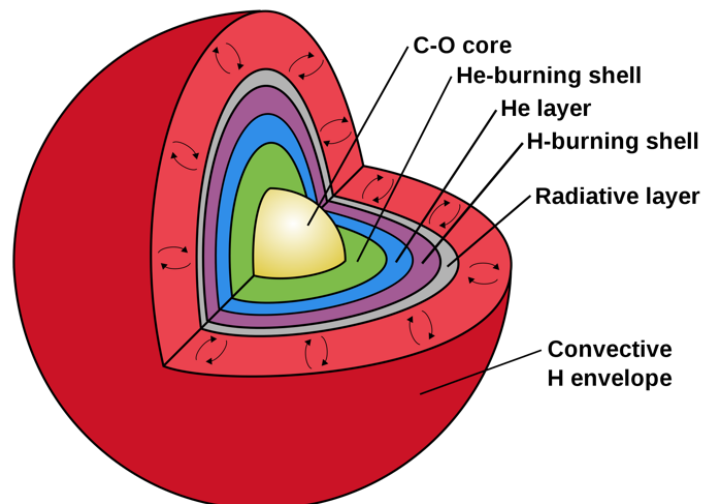


Fig. 10: stratificazione del Sole con il nucleo inerte composto da carbonio e ossigeno e, via via che ci si sposta verso l'esterno, i gusci in cui avviene la fusione nucleare di elementi sempre più leggeri (elio e idrogeno).

Questa fase si dividerà nettamente in due parti: quella iniziale, conosciuta come "Early-AGB", sarà caratterizzata dal bruciamento dell'elio nella shell adiacente al nucleo solare, la quale si sposterà progressivamente verso l'esterno via via che l'elio verrà convertito in carbonio e ossigeno, andando ad inspessire il nucleo. Quando questo guscio approsscherà la discontinuità che separa gli strati rispettivamente ricchi di elio e di idrogeno, la fusione in questa shell cesserà e, dopo una breve contrazione, sarà la fusione dell'idrogeno nel guscio più esterno a provvedere alla produzione energetica dell'astro, dando inizio alla TP-AGB (acronimo di *Thermally Pulsating AGB phase*). Tale processo, convertendo l'idrogeno in elio, andrà ad accrescere il sottile strato di elio sottostante, in cui, comprimendosi e scaldandosi in condizioni di degenerazione elettronica parziale, al raggiungimento di una massa critica di circa $10^{-3} M_{\odot}$, verrà nuovamente innescata la fusione dell'elio, con un fenomeno chiamato *pulso termico*.

Questo fenomeno semi-esplosivo (dovuto al fatto che l'innescamento dell'elio avviene in un ambiente semi-degenere, quindi non-termoregolato) della durata di alcune centinaia di anni si verificherà,

quindi, in condizioni analoghe a quelle del Flash dell'Elio, generando picchi di luminosità di breve durata.

Questo evento causerà, inoltre, l'espansione dell'astro con un conseguente calo della temperatura negli strati esterni, arrestando la fusione nucleare nella shell dell'idrogeno e causando moti convettivi tra i due strati.

Il ciclo ricomincerà nuovamente quando l'efficienza del bruciamento dell'elio diminuirà e permetterà una contrazione degli strati sovrastanti, nei quali si potrà raggiungere nuovamente la temperatura necessaria alla riaccensione del ciclo CNO.

Un fattore decisivo in questo fenomeno è l'estrema sensibilità alla temperatura del tasso di produzione energetica di entrambi i cicli coinvolti, in particolare quello della catena 3- α (si veda paragrafo 2.5.1).

2.7.1) VENTI STELLARI E TERMINE DELLA FASE AGB

Il passaggio alla fase evolutiva seguente (quella di *Nebulosa Planetaria*) si avrà in seguito alla progressiva perdita di massa dovuta al *vento stellare*, un fenomeno che si verifica in concomitanza con i puls termici che, da un lato, espandono il raggio della stella, dall'altro ne determinano un aumento di densità.

Combinando tale aumento di densità con le basse temperature (~ 1500 K) alla distanza di qualche raggio solare dal centro, si verificherà la formazione di granelli di polvere che, spinti radialmente dalla pressione di radiazione (dovuta all'elevata luminosità), porteranno con sé ingenti quantità di gas, strappandolo dall'involuppo della stella.

Ad ogni espansione, infatti, l'attrazione gravitazionale degli strati esterni si affievolirà, portando a perdite di massa di:

$$M \sim 10^{-4} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$$

cioè di $1 M_{\odot}$ nell'arco di 10000 anni.

Ad un certo punto la massa della shell dell'idrogeno scenderà al di sotto di 10^{-3} masse solari, non riuscendo più ad innescare la fusione nucleare, definendo il termine della fase AGB e il passaggio allo stato di nebulosa planetaria.

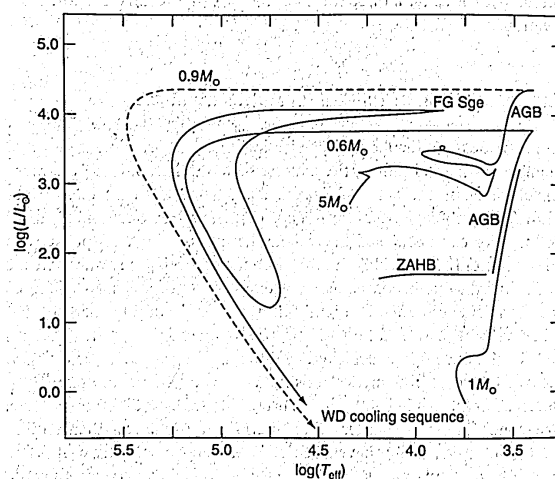


Fig. 11: diagramma di Hertzsprung-Russel che rappresenta il confronto tra le tracce evolutive del Sole e di una stella di $5 M_{\odot}$, dalla sequenza principale allo stadio di nana bianca.

2.8) NEBULOSA PLANETARIA

Quando le ingenti perdite di massa dovute ai puls termici determineranno l'arresto di tutti i processi di fusione nucleare, nell'involuppo della gigante rossa i venti stellari avranno prodotto gusci di materiale in espansione nello spazio circumstellare, rimuovendo quasi del tutto l'involuppo che circonda il nucleo.

Il Sole andrà, quindi, incontro alla fase evolutiva successiva, quella di nebulosa planetaria. L'etimologia dell'aggettivo "planetaria" non ha, però, nulla a che vedere con i pianeti, derivando semplicemente dalla somiglianza della forma rotonda che con essi condividevano, percepita con la bassa risoluzione dei primi telescopi.

Il nucleo, contraendosi, aumenterà la sua densità fino $\sim 10^6 \text{ g/cm}^3$, giungendo ad uno stato di degenerazione elettronica che provvederà a sostenere la struttura.

Si sarà formata, quindi, una *nana bianca di carbonio e ossigeno!*

Nel frattempo, gli strati esterni si saranno espansi diventando un ammasso di polvere e molecole fredde che, inizialmente, a causa dell'elevata opacità, non permetterà di vedere la stella rimasta al centro.

Venendo rimossa buona parte dell'involucro, la stella centrale, che continuerà a bruciare idrogeno in un guscio sottile, diventerà via via sempre più calda a luminosità pressoché costante, determinando un netto spostamento verso sinistra nel diagramma di Hertzsprung-Russell.

Quando la temperatura effettiva raggiungerà il valore di $\sim 30000 \text{ K}$, parte del materiale espulso verrà ionizzato dai fotoni emessi dalla stella centrale, assumendo le caratteristiche e la forma tipica della nebulosa planetaria (le *figure 12 e 13* ne mostrano due diversi esempi).



Fig. 12: la "Nebulosa Elica" ("Helix Nebulae"), è un esempio di nebulosa planetaria formata come stadio finale dell'evoluzione di una stella simile al Sole. È posta a 650 anni luce dalla Terra, nella costellazione dell'Acquario, ha una dimensione di circa 2,5 anni luce, si espande alla velocità di 31 km/s e si stima che abbia 10600 yr.

Il materiale espulso sarà prevalentemente arricchito dagli elementi generati dalle diverse reazioni avvenute durante l'evoluzione solare, in particolare da carbonio e ossigeno (generati dal bruciamento dell'elio), da elementi prodotti dal ciclo CNO (come ^{13}C , ^{17}O e altri isotopi stabili più pesanti degli elementi processati nel ciclo), da litio e da elementi-s (si veda l'appendice per approfondimento).

Il Sole subirà in questa fase una rapida evoluzione, della durata di $\sim 10^4 \text{ yr}$, a luminosità costante, mentre la contrazione verrà compensata da un aumento della temperatura superficiale (richiamando nuovamente la legge di Stefan-Boltzmann), determinando un netto spostamento verso sinistra nel diagramma di Hertzsprung-Russell (si veda il grafico in *figura 11*).



Fig. 13: La “Nebulosa Anello” (M57), nebulosa planetaria formatasi 6000-8000 anni fa nella costellazione della Lira, a 2300 anni luce dalla Terra. Questo oggetto astronomico è il prodotto dello stadio finale di una stella simile al Sole che ha espulso i suoi strati esterni lasciando al centro una nana bianca e si espande alla velocità di 25 km/s.

2.9) DESTINO FINALE DEL SOLE: MORTE IN UNA NANA BIANCA

Con una luminosità estremamente bassa ed un colore tendente al bianco ($T_{\text{eff}} \sim 10^4 \text{ K}$), il Sole raggiungerà lo stadio di *nana bianca* (in inglese *white dwarf*), fase finale del complesso viaggio evolutivo che sta attraversando e del quale non è, ad oggi, neanche a metà (ne è mostrato un esempio in *figura 14*).

Questa struttura estremamente densa ($\rho \sim 10^6 \text{ g/cm}^3$) e compatta (con un raggio paragonabile a quello terrestre), in cui le reazioni termonucleari si saranno ormai arrestate, sarà formata da un nucleo degenere di carbonio e ossigeno, circondato da un sottile guscio non degenere di elio della massa di $M_{\text{He}} \sim 10^{-2} M_{\text{WD}}$ e, proseguendo verso l'esterno, da un ancora più sottile strato non degenere di idrogeno della massa di $M_{\text{H}} \sim 10^{-4} M_{\text{WD}}$.



Fig. 14: “Gliese 440”, conosciuta anche come “LAWD 37”, è una nana bianca distante circa 15,1 anni luce dal Sistema Solare, collocata nella costellazione della Musca. Nonostante i processi di fusione nucleare siano spenti, l’energia interna dell’astro gli consente di avere ancora una temperatura di 10^5 K , responsabile del colore blu-bianco della stella.

In questa fase il Sole, con una massa di circa $0,6M_{\odot}$, raggiungerà l'equilibrio idrostatico, con la contrazione gravitazionale bilanciata dalla pressione esercitata dagli elettroni degeneri, collocandosi nella regione in basso e a sinistra nel diagramma HR.

Dall'equilibrio tra queste due pressioni opposte si deriva una relazione generale che lega la massa totale dell'astro al raggio della nana bianca:

$$R \propto M^{-1/3}$$

Di conseguenza, all'aumentare della massa le dimensioni dell'astro diminuiranno e viceversa, indicando che le stelle più massive raggiungono la loro condizione di equilibrio in strutture più compatte.

Tuttavia, non è possibile osservare nane bianche con una qualsiasi combinazione di raggio e massa, poiché a queste densità gli effetti relativistici diventano significativi e non possono essere trascurati. Questo porta a un valore limite per la massa, noto come “*Massa di Chandrasekhar*”, oltre il quale la pressione di degenerazione degli elettroni non è più in grado di garantire l'equilibrio idrostatico; tale valore si ottiene dalla seguente relazione:

$$M_{Ch} = 1.44(1 + X)^2 M_{\odot}$$

che dipende dall'abbondanza dell'idrogeno (X) e, trascurando eventuali rotazioni, vale $\sim 1.44 M_{\odot}$.

È importante sottolineare che questo risultato è applicabile in generale ed è valido per tutte le strutture in uno stato di degenerazione elettronica e non solo per nane bianche composte da carbonio e ossigeno, come nel caso del Sole (e di stelle con una massa iniziale inferiore alle $8 M_{\odot}$).

In questa fase non si verificheranno ulteriori perdite di massa e l'evoluzione solare procederà mantenendo un raggio costante, determinato dall'incomprimibilità della struttura degenera.

Temperatura e luminosità diminuiranno progressivamente, causando uno spostamento della stella verso il basso e verso destra nel diagramma HR, lungo la *sequenza di raffreddamento*, una linea parallela a quelle a raggio costante che sarà unica per ogni possibile valore di massa.

Poiché non saranno più attivi meccanismi di fusione nucleare né processi di compressione in grado di rilasciare energia gravitazionale, la luminosità dell'astro sarà dovuta esclusivamente all'energia interna, ossia all'agitazione termica del gas di ioni; quest'ultima fungerà da serbatoio energetico ed è descritta dalla seguente relazione:

$$U = \left(\frac{M_{WD}}{AM_H} \right) \frac{3}{2} k_B T_c$$

dove il fattore tra parentesi rappresenta il numero totale di ioni, calcolato come il rapporto tra la massa totale e la massa media di un singolo ione, moltiplicato per l'energia cinetica media di ciascun ione.

I *tempi di raffreddamento* delle nane bianche seguono la relazione:

$$t_{cool} = 8.8 \times 10^6 \left(\frac{M}{M_{\odot}} \right)^{\frac{5}{7}} \left(\frac{L}{L_{\odot}} \right)^{-\frac{5}{7}} \text{ yr}$$

Il Sole, con una luminosità intorno al valore di $10^{-4}L_{\odot}$ e una massa di circa $0,6 M_{\odot}$, si raffredderà nell'arco di $\sim 10^{10}$ anni, diventando una nana bruna e, infine, svanendo per sempre.

APPENDICE

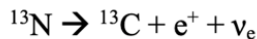
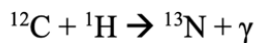
PROCESSI-S E SINTESI DI METALLI PIÙ PESANTI DEL FERRO

Le osservazioni spettroscopiche hanno mostrato che la superficie delle stelle che attraversano la fase AGB è fortemente arricchita da elementi più pesanti del ferro, come ad esempio Stronzio (Sr), Ittrio (Y), Zirconio (Zr), Bario (Ba) e molti altri.

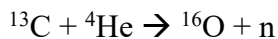
La rilevazione del Tecnezio-99, un isotopo instabile la cui emivita è di circa $2 \cdot 10^5$ yr, ha fornito una prova chiara del fatto che questi elementi non siano parte del materiale primordiale da cui queste stelle si sono formate, bensì vengano prodotti in processi stellari interni, detti *processi-s* (*slow neutron-capture processes*).

Per attivarsi, i processi di cattura neutronica lenta richiedono una fonte di neutroni liberi (elemento chiave del processo) che possano venire catturati dai nuclei di ferro.

Nelle stelle poco massive una fonte di neutroni si ritiene provenga dal seguente fenomeno: l'espansione del guscio di elio attivo, dovuta ai puls termici, porta con sé parte dei prodotti della fusione nucleare, tra cui ^{12}C , il quale, mescolandosi con l'idrogeno del guscio sovrastante, reagisce (ciclo CNO), dando origine al ^{13}N il quale decadrà poi in ^{13}C .



Durante il successivo pulso termico, quando la regione tra i due gusci, in cui un'abbondante frazione di ^{13}C è rimasta confinata, viene riscaldata, raggiungendo la temperatura di $9 \cdot 10^7$ K, il carbonio si fonde con l'elio, dando il via alla seguente reazione:



Il rilascio di questi neutroni permette quindi al processo-s di innescarsi.

Tale processo consiste nella cattura sequenziale di uno di questi neutroni da parte di un nucleo di ferro, seguita da un decadimento β^- , incrementando il numero atomico di un'unità e procedendo così via fino alla formazione di nuclei sempre più pesanti.

BIBLIOGRAFIA

Salaris, M., & Cassisi, S. (2005). *Evolution of Stars and Stellar Populations*. Wiley.

Castellani, V. (1985). *Astrofisica stellare*. Zanichelli.