



UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI PERUGIA  
FACOLTÀ DI SCIENZE MATEMATICHE, FISICHE E  
NATURALI

Corso di Laurea in

**Fisica**

**Nucleosintesi da catture protoniche e  
meccanismi di mescolamento nelle fasi  
finali dell'evoluzione stellare.**

Candidato  
**Trippella Oscar**

Relatore  
Prof. **Busso Maurizio Maria**

Anno Accademico 2008/2009

## Indice

<b>1</b>	<b>IL QUADRO DELL'EVOLUZIONE STELLARE.</b>	<b>2</b>
1.1	Classificazione delle stelle e diagramma H-R. . . . .	2
1.2	Le fasi termonucleari e la degenerazione elettronica. . . . .	3
1.3	La contrazione delle nubi interstellari e le protostelle. . . . .	5
1.4	Evoluzione pre-SP e la combustione dell'idrogeno (H). . . . .	7
1.5	Le giganti rosse e la combustione dell'elio (He). . . . .	9
1.6	La fase evolutiva del braccio asintotico delle giganti (AGB). . . . .	10
1.7	Fasi finali dell'evoluzione e stelle di masse superiori. . . . .	11
<b>2</b>	<b>MECCANISMI DI MIXINGS NON CONVETTIVI.</b>	<b>12</b>
2.1	Necessità di mescolamenti non convettivi. . . . .	12
2.2	Modelli basati sulla rotazione. . . . .	14
2.3	Diffusione termo-salina e galleggiamento magnetico. . . . .	17
2.4	Basi fisiche del galleggiamento magnetico. . . . .	19
<b>3</b>	<b>LITIO E CNO IN STELLE GIGANTI.</b>	<b>22</b>
3.1	Introduzione. . . . .	22
3.2	Il problema del litio (Li). . . . .	22
3.3	Le abbondanze per il CNO. . . . .	26
3.4	Conclusioni finali. . . . .	29

# 1 IL QUADRO GENERALE DELL'EVOLUZIONE STELLARE.

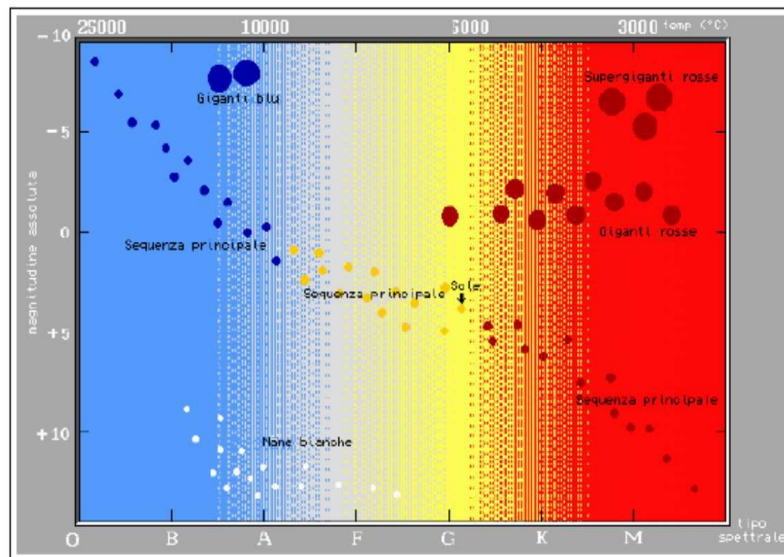
## 1.1 Classificazione delle stelle e diagramma H-R.

Una stella, come il nostro Sole, è un corpo celeste gassoso che, a differenza dei pianeti, risplende di luce propria grazie alle reazioni termonucleari di fusione che si sviluppano al suo interno, producendo energia sotto forma di radiazione elettromagnetica e di neutrini. Questa definizione si applica a corpi di massa superiore ad un valore minimo,  $M_{min}$ , per cui la contrazione gravitazionale è sufficiente a far raggiungere la temperatura di circa 10 milioni di gradi, necessari per l'innesco della combustione dell'idrogeno. Il valore di  $M_{min}$  accertato è di circa 0.08 masse solari. Corpi di massa inferiore al limite indicato possono ancora formarsi, per effetto della gravità, ma evolvono verso strutture analoghe a quelle dei pianeti maggiori, tipo Giove. L'astronomia occupa una posizione particolare tra le scienze della natura, in quanto può elaborare dati eminentemente osservativi e non sperimentali in senso stretto, come è tipico del metodo scientifico. A causa della distanza a cui si trovano i corpi celesti, il principale trasportatore di informazioni è la luce, il 95% delle nostre conoscenze si basa sulla radiazione luminosa, mentre una piccola parte deriva anche da raggi cosmici, onde gravitazionali e flussi di neutrini. Per la maggior parte della sua esistenza una stella è mantenuta in condizioni di equilibrio idrostatico, o quasi, e la luminosità, cioè la quantità di energia che la sua superficie emette per unità di tempo, deriva in massima parte dalle reazioni nucleari sopracitate. Una volta giunta all'osservatore la frequenza, lunghezza d'onda e intensità della stessa vengono scansionate e raccolte per capire la struttura della stella. L'informazione contenuta nella radiazione stellare è raccolta da vari tipi di telescopi assai diversi tra loro per concezione e funzionamento, a seconda dell'intervallo di lunghezza d'onda nel quale operano (dai raggi gamma e X, a radiazioni di lunghezza d'onda via via crescente quali l'ultravioletto, l'ottico, l'infrarosso e il radio). Essa è analizzata principalmente mediante le tecniche della fotometria e della spettrografia. La prima misura con accuratezza il flusso che arriva al rivelatore in una certa banda (o colore), utilizzando di solito la nota scala logaritmica (con segno negativo) delle magnitudini. Secondo questa scala ad un rapporto di flussi pari a 10 viene associata una differenza di magnitudine di 2.5,

$$m = -2.5 \text{Log} \left( \frac{F}{F_0} \right), \quad (1.1)$$

dove  $F$  è il flusso stellare e  $F_0$  un valore di calibrazione, corrispondente a magnitudine nulla. La spettrografia si interessa invece dello studio dello spettro di una sorgente, cioè dell'immagine fotografica o computerizzata ottenuta dopo aver fatto passare la radiazione attraverso un prisma o un reticolo che la scompongono nelle sue componenti di lunghezza d'onda di-

versa. Senza entrare nei dettagli delle classificazioni astronomiche basterà ricordare che, secondo la nomenclatura introdotta ad Harvard nel 1905, gli spettri stellari sono ordinati in classi, indicate dalle lettere O B A F G K M, e che questa sequenza, definita sulla base dell'intensità relativa delle righe di assorbimento dei vari elementi, rappresenta una scala decrescente di temperatura superficiale, espressa da un parametro detto Temperatura efficace, (indicato dal simbolo  $T_{eff}$ ) e corrisponde ad un progressivo arrossarsi della radiazione emessa. Nello studio dell'evoluzione stellare risulta di grande importanza riferirsi ad una classificazione bi-parametrica delle stelle, rappresentandone le proprietà in un grafico che riporti in ordinata la luminosità (o la magnitudine) e in ascissa la classe spettrale (o, equivalentemente, la temperatura efficace; o ancora un indice fotometrico ad esso correlato, l'indice di colore). La temperatura efficace e la luminosità sono quantità fisiche che dipendono strettamente dalle caratteristiche intrinseche della stella (massa, età e composizione chimica), e sono misurabili a partire da analisi spettroscopiche. Tale diagramma è conosciuto, dal nome dei suoi ideatori come diagramma di Hertzsprung e Russel; in genere abbreviato con diagramma H-R. Il diagramma H-R viene utilizzato per comprendere l'evoluzione e le caratteristiche fisiche delle singole stelle e degli agglomerati stellari: ammassi aperti, ammassi globulari e galassie. Grazie al diagramma H-R è possibile:



**Figura 1:** Il Diagramma di Hertzsprung-Russel.

1. confrontare le predizioni teoriche dei modelli di evoluzione stellare con le osservazioni per verificare l'accuratezza delle prime;

2. determinare l'età, la composizione chimica e la distanza di una popolazione stellare;
3. derivare la storia della formazione stellare di un agglomerato di stelle, etc.

In effetti, uno degli scopi principali della teoria dell'evoluzione stellare è quello di interpretare e riprodurre il diagramma H-R di stelle e gruppi stellari in ambienti astrofici diversi.

## 1.2 Le fasi termonucleari e la degenerazione elettronica.

Le stelle sono considerate le fucine dell'universo perchè in esse avvengono le reazioni nucleari che sintetizzano gli elementi chimici presenti e ne determinano l'abbondanza. Il principale responsabile del riscaldamento, della contrazione e dell'aumento di densità, è l'energia gravitazionale totale della massa della stella. Quest'ultima genera, in linea di principio, temperature centrali via via più elevate con il passare del tempo, permettendo l'innesco di reazioni termonucleari di fusione tra nuclei sempre più pesanti, che liberano energia e si oppongono così alla contrazione, stabilendo un equilibrio di pressione. Studi teorici e sperimentali sulle velocità delle reazioni hanno mostrato che in successione, nel nucleo stellare a temperature centrali crescenti, si innescano le combustioni di: idrogeno (H), elio (He), carbonio (C), neon (Ne), ossigeno (O), magnesio (Mg) e silicio (Si), fino a giungere al ferro che è il materiale per cui è massima l'energia di legame per nucleone.

Tuttavia in non tutte le stelle avvengono le stesse reazioni. Per essere innescate, reazioni tra nuclei via via più pesanti hanno bisogno di condizioni di temperatura e densità progressivamente più elevate che non vengono sempre raggiunte. In effetti l'evoluzione stellare può essere studiata per intervalli di massa, cioè per range di temperature centrali raggiunte. Più alta è la massa più alta è la temperatura centrale possibile. Per esempio, oggetti di massa inferiore al valore minimo  $M_{min}$  citato non riescono a raggiungere temperature sufficienti all'innesco della combustione dell'idrogeno, mentre quelli con massa compresa tra  $M_{min}$  e un valore  $M_{HeF}$  (intorno a  $2M_{\odot}$ ) vedono solo la combustione dell'idrogeno; per le stelle con masse tra  $M_{HeF}$  e un limite  $M_{up}$  (circa  $8M_{\odot}$ ) la degenerazione elettronica si instaura solo dopo la combustione centrale dell'elio. Si è usato il concetto di degenerazione elettronica, cioè quella particolare condizione in cui un gas è a densità e pressione così elevate da poter contrastare e arrestare la lenta contrazione gravitazionale della stella, ostacolando il raggiungimento di condizioni adatte ad ulteriori combustioni nucleari. Le particelle arrivano praticamente a contatto tra di loro, ciò significa che il libero cammino medio

$$l \sim \left(\frac{1}{n}\right)^{\frac{1}{3}} = \left(\frac{\mu m_H}{\rho}\right)^{\frac{1}{3}} = \left(\frac{m_p}{\rho}\right)^{\frac{1}{3}} \quad (1.2)$$

diventa prossimo alle dimensioni delle particelle, definite dalla lunghezza d'onda di De Broglie

$$\lambda = \frac{\hbar}{m_p v} \quad (1.3)$$

dove per  $v$  si prende la velocità termica  $v = \sqrt{\frac{3k_B T}{m_p}}$ . Ne segue:

$$\left(\frac{m_p}{\rho}\right)^{\frac{1}{3}} = \frac{\hbar}{m_p} \sqrt{\frac{m_p}{3k_B T}} \quad (1.4)$$

e ricavo  $\rho$

$$\rho^{\frac{1}{3}} = \frac{m_p^{\frac{5}{6}} \sqrt{3k_B T}}{\hbar} \quad (1.5)$$

$$\rho = \left(\frac{\sqrt{3k_B T}}{\hbar}\right)^3 T^{\frac{3}{2}} m_p^{\frac{5}{2}} = k T^{\frac{3}{2}} m_p^{\frac{5}{2}} \quad (1.6)$$

esiste perciò una densità critica oltre la quale le particelle sono a contatto, e non possono più essere descritte dalla distribuzione di Maxwell-Boltzmann. Come si vede la densità critica è tanto più bassa quanto più è piccola la massa della particella: gli elettroni degenerano prima dei nuclei atomici. Il fenomeno della degenerazione elettronica si presenta sempre più tardi nell'evoluzione al crescere della massa stellare. Non bisogna però dimenticare il fenomeno di perdita di massa sotto forma di venti che sembra essere una caratteristica diffusa dell'evoluzione stellare, a partire dalla fasi iniziali fino a quelle finali.

Quindi l'evoluzione della stella può essere fortemente condizionata se questa perdita è davvero consistente. Le stelle, così come tutti i corpi celesti, hanno un ciclo evolutivo: quelle di massa minore sono più longeve rispetto a quelle di massa più elevata.

### 1.3 La contrazione delle nubi interstellari e le protostelle.

Le stelle nascono dal gas presente nello spazio interstellare. La trasformazione del gas in stelle avviene nella nostra Galassia, la Via Lattea, ma anche in ogni altra galassia dell'Universo con modalità simili anche se con ritmi diversi. Ciascuna stella ha origine dal collasso gravitazionale di un frammento di una grande nube molecolare. Per arrivare allo stadio di instabilità e collasso, la nube deve perdere il supporto di pressione dovuto ai moti termici e turbolenti del gas, alla presenza di campi magnetici e della rotazione della nube. Il mezzo interstellare, nelle condizioni fisiche suddette è composto di atomi e molecole di idrogeno ed elementi pesanti, molecole di  $\text{H}_2\text{O}$ ,  $\text{CH}_4$ ,  $\text{NH}_3$ , anche condensate in granuli di alcuni micron di diametro. Jeans nel secolo scorso formulò quantitativamente le condizioni fisiche che