

ALMA MATER STUDIORUM · UNIVERSITÀ DI BOLOGNA

SCUOLA DI SCIENZE
Corso di Laurea in Astronomia

**PRINCIPALI REAZIONI
TERMONUCLEARI
NELLE STELLE**

**Presentata da:
Rocío Beatriz
Cortès Lobos**

**Relatore:
Chiar.mo Prof.
Daniele Dallacasa**

**Anno Accademico 2018-2019
Sessione IV**

Sommario

Una stella è una sfera di gas autogravitante in equilibrio idrostatico: la forza della pressione del gas, diretta verso l'esterno, è in grado di bilanciare la forza di gravità, che è diretta verso l'interno e da sola porterebbe la stella al collasso.

L'obiettivo di questo elaborato è esporre il suo principale meccanismo di produzione di energia, ovvero la nucleosintesi, che avviene nel nucleo e consiste in un insieme di reazioni nucleari in grado di generare, partendo da due o più nuclei atomici, nuovi elementi. Dopo una breve introduzione nel primo capitolo dei fenomeni di fisica atomica, con relativi processi fondamentali, che stanno alla base della nucleosintesi, verranno illustrati nel secondo capitolo le catene di reazioni legate alla combustione dell'idrogeno, ovvero le catene protone-protone (PP) e cicli CNO. La fusione dell'elio (3α) verrà trattata nel terzo capitolo, che procede poi con un confronto energetico fra questi tre meccanismi. Segue l'analisi delle sequenze di reazioni che portano alla formazione di elementi più pesanti e infine, nell'ultima parte del capitolo, viene fornita una panoramica sulle ultime fasi della vita di una stella.

Indice

Indice	1
1 Fisica Nucleare	2
1.1 Tempi Scala	3
1.2 Principali Processi Nucleari	4
2 Reazioni Termonucleari. Fusione dell'idrogeno	6
2.1 Catene PP	6
2.1.1 PPI	6
2.1.2 PPII	7
2.1.3 PPIII	8
2.2 Ciclo CNO	9
3 Oltre l'idrogeno	11
3.1 Fusione dell'elio. Processo 3α	11
3.2 Formazione di elementi pesanti	13
3.3 Ultime fasi della vita di una stella	14
Bibliografia	16

Capitolo 1

Fisica Nucleare

Le reazioni termonucleari sono due: fusione e fissione. La prima, partendo da nuclei più leggeri, genera nuclei più pesanti e rilascia spontaneamente energia, mentre la seconda tende ad andare nella direzione opposta, rilasciando energia solo attraverso la scissione di nuclei pesanti. Un nucleo viene descritto attraverso la seguente relazione: $A = Z + N$. N è il numero di neutroni, Z è il numero di protoni e A è il numero atomico di massa.

La reazione di fusione avviene quando due nuclei, che tenderebbero a respingersi per natura dato che sono sempre positivi, si avvicinano a tal punto da superare la barriera repulsiva che il potenziale elettrostatico frappone fra essi, facendo entrare in gioco la forza nucleare forte, che è invece attrattiva: la distanza necessaria perché questo avvenga deve essere minore di $r_0 \sim 10^{-13}$ cm. L'effetto Tunnel, un fenomeno legato alla Meccanica Quantistica, agevola la fusione permettendo ai nuclei di avvicinarsi nonostante non abbiano sufficiente energia per superare la barriera di potenziale.

Quando si forma un nuovo nucleo stabile, la sua massa è minore della somma delle masse nei nuclei che lo costituiscono: la differenza di massa è stata trasformata in energia secondo la relazione $E = mc^2$.

Si definisce dunque l'energia di legame (**Binding Energy**):

$$E(Z, N) = \{Zm_p + Nm_n - m(Z, N)\} c^2 \quad (1.1)$$

dove $m_p = 1.672 \cdot 10^{-24}$ g è la massa del singolo protone, $m_n = 1.675 \cdot 10^{-24}$ g è la massa del singolo neutrone e $m(Z, N)$ la massa del nucleo.

$E(Z, N)$ è sia l'energia che viene prodotta quando si forma un nuovo nucleo stabile, sia l'energia che bisogna fornire ad un nucleo per spaccarlo nelle singole particelle (nucleoni) che lo costituiscono. Questa quantità definisce la stabilità del nostro nuovo nucleo.

In Figura 1.1 è rappresentata la curva che associa a ciascun elemento la propria energia di legame. Per numeri atomici bassi, essa cresce rapidamente, giungendo ad un massimo in corrispondenza del Fe^{56} : questo infatti è l'elemento più stabile di tutti, e per gli elementi che lo precedono la reazione spontanea, e quindi esotermica, è la fusione. Per i nuclei più pesanti del Fe^{56} prevale la repulsione elettrostatica fra protoni, diminuisce l'energia di legame e con essa la stabilità: per questi elementi il processo spontaneo è la fissione, che li scinde rilasciando energia.

Nelle stelle domina la fusione nucleare per diverse ragioni.

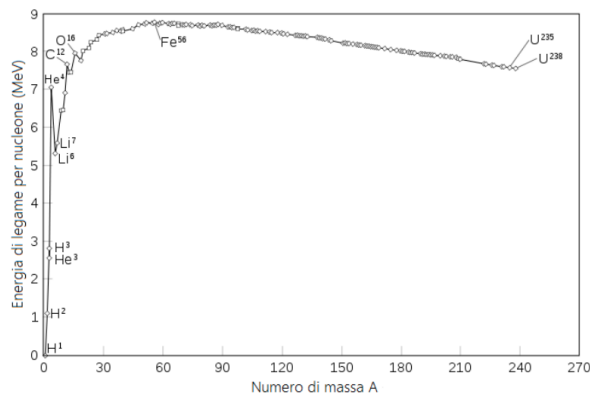


Figura 1.1: Energia di legame per nucleone.

- L'elemento più leggero, l'idrogeno, è anche quello più abbondante: è il miglior candidato per l'innesco della reazione di fusione. La composizione chimica, che si indica con una terna di numeri ($\mathbf{X}, \mathbf{Y}, \mathbf{Z}$): \mathbf{X} è la percentuale di idrogeno all'interno della stella, \mathbf{Y} l'abbondanza di elio e \mathbf{Z} quella di metalli, cioè elementi più pesanti dell'elio. $X + Y + Z = 1$ Ad esempio, il Sole presenta la seguente composizione chimica: $X = 70\%$, $Y = 28\%$, $Z = 2\%$
- Nei nuclei delle stelle ci sono le condizioni necessarie per far avvenire le reazioni di fusione, ovvero alta densità e alta temperatura: un gran numero di nuclei atomici si muove ad alta velocità.

1.1 Tempi Scala

La storia evolutiva di una struttura stellare è governata dalla massa della stella in questione ed è contraddistinta da una progressiva contrazione a cui corrisponde un innalzamento della temperatura centrale. Possiamo schematicamente individuare tre regimi di tempi scala che caratterizzano questa evoluzione (contrazione):

Tempi Scala Dinamici. Per nubi di massa dell'ordine della Massa di Jeans¹ comincia il processo di contrazione, regolato da tempi scala dinamici (molto veloci): siamo infatti in presenza di sistemi non statici in cui la forza di gravità non è completamente bilanciata dalla pressione del gas, provocando una deviazione dalla condizione di equilibrio idrostatico.

$$2T + \Omega = \frac{1}{2} \frac{d^2 I}{dt^2} \quad (1.2)$$

L'equazione (1.2) ci dice infatti che la somma fra il doppio dell'energia cinetica e l'energia potenziale, che in condizioni di equilibrio è uguale a **zero**, in questo caso risulta uguale ad un termine di momento di inerzia. Il procedere della contrazione

¹Massa critica, determinata attraverso il Teorema del Viriale, necessaria ad una nube per collassare.

determina un aumento di pressione, che genera il primo cambio di regime (ovvero il rallentamento) dei tempi di evoluzione della struttura.

Tempi Scala Termodinamici. Si raggiungono così condizioni di quasi equilibrio.

$$2T + \Omega = 0 \quad (1.3)$$

Le strutture stellari emettono energia restando sotto il controllo del **Teorema del Viriale** (1.3). Il teorema del Viriale fornisce una relazione generale tra le diverse forme di energia in un sistema di particelle, creando un legame fra energia cinetica ed energia potenziale di un sistema stabile di N particelle e fornendo una condizione di equilibrio per le strutture. Il Viriale ci dice che, per rimanere in una situazione di equilibrio, deve risultare:

$$dT = -\frac{\Omega}{2} \quad (1.4)$$

cioè metà dell'energia guadagnata nella contrazione deve andare ad innalzare la temperatura della struttura, mentre l'altra metà supplisce alle perdite per radiazione. Questo è il meccanismo di **Kelvin-Helmholtz**.

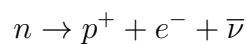
Il raggiungimento delle temperature necessarie ad innescare le reazioni termonucleari segna la seconda transizione nelle scale temporali. Questo passaggio può talvolta dilatarsi a causa della degenerazione degli elettroni, la cui pressione si oppone alla contrazione della stella.

Tempi Scala Termonucleari. Giunti in questa fase dell'evoluzione stellare, dove sono le reazioni termonucleari a compensare la perdita di energia per irraggiamento, la struttura continua a contrarsi, ma con tempi enormemente più lunghi rispetto a quelli termodinamici: questo a causa del fatto che il processo di fusione nucleare, diminuendo il numero di particelle libere nel nucleo, diminuisce anche la pressione. All'interno di questo contesto possiamo procedere con la trattazione.

1.2 Principali Processi Nucleari

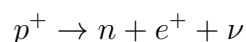
A seguito verranno elencati i principali processi che stanno alla base della nucleosintesi.

- **Decadimento β^-** (reazione esoenergetica, avviene spontaneamente): un neutrone decade generando un protone, un elettrone ed energia attraverso un antineutrino²



Non esistono neutroni liberi in natura dato che la loro vita media è $\tau \sim 10$ min, mentre i neutroni legati all'interno di un nucleo sono stabili.

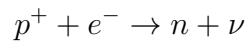
- **Decadimento β^+** (reazione endoenergetica, non avviene spontaneamente): un protone decade un neutrone, un positrone e un neutrino.



²Un neutrino è una particella priva di massa che ha bassissima interazione con la materia: la sua antiparticella è l'antineutrino.

Questa reazione violerebbe la conservazione dell'energia, se avvenisse per un singolo protone isolato.

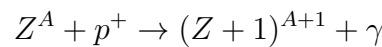
- **Cattura elettronica. Decadimento β^- inverso:**



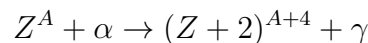
Consiste nella cattura di un elettrone da parte del nucleo, trasformando un protone in un neutrone con emissione di un neutrino.

I processi β^- e β^+ sono due canali di trasformazione naturale che, mantenendo costante il numero di nucleoni ($A = cost$), portano i nuclei verso configurazioni stabili (di massima energia di legame).

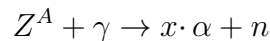
- **Cattura protonica. Processo (p, γ) :** l'interazione tra un protone e un nucleo di numero atomico Z e numero di massa A genera un nuovo elemento di numero atomico $Z + 1$, numero di massa $A + 1$ e rilascia di energia.



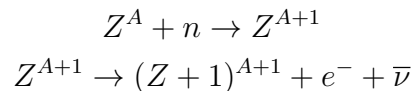
- **Cattura alfa. Processo (α, γ) :** con particella α si intende un nucleo di He^4 , cioè un nucleo costituito da due protoni e due neutroni.



- **Fotodisintegrazione. Processo (γ, α) :** un fotone γ spacca un nucleo Z^A in un certo numero x di particelle α e neutroni.



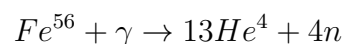
- **Cattura neutronica. Processo (n, γ) :** questo processo viene generalmente seguito da una decadimento β^- e spiega la formazione degli elementi più pesanti del Ferro.



Perchè avvenga, questo processo necessita di neutroni liberi, ma a causa del loro decadimento spontaneo non si trovano in queste condizioni in natura. Per questo motivo la cattura neutronica deve sempre essere accompagnata da una reazione che generi neutroni.

Il confronto tra il tempo scala di cattura neutronica (t_n) e il tempo scala di decadimento β^- (t_{β^-}) determina la distinzione tra due processi di cattura neutronica.

- **Processi s (slow):** un nucleo instabile decade per β^- prima di catturare altri n ($t_{\beta^-} < t_n$)
- **Processi r (rapid):** un nucleo instabile riesce a catturare molti n prima di decadere per β^- ($t_{\beta^-} > t_n$)
- **Fotodisintegrazione. Processo (γ, n) :** fotoni energetici possono spaccare i nuclei e generare neutroni (ottima sorgente di neutroni). Un buon esempio è



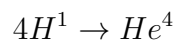
Questi n possono interagire col Fe e generare elementi più pesanti (per cattura neutronica e decadimento β^-).

Capitolo 2

Reazioni Termonucleari. Fusione dell'idrogeno

All'interno di stelle con massa superiore a $0.08M_{\odot}$, quando il meccanismo di Kelvin-Helmholtz in precedenza descritto fa sì che nel nucleo vengano raggiunte temperature dell'ordine di 10^7 K (ben oltre quella che rende possibile la ionizzazione dell'idrogeno³, motivo per cui gli elettroni sono liberi), si innesca la prima reazione di nucleosintesi: la combustione dell'idrogeno in elio, che caratterizza la fase più lunga della vita di una stella e può durare miliardi di anni per stelle la cui massa è dell'ordine di grandezza di quella solare ($M_{\odot} \sim 10^{33}$ g).

Questa reazione avviene tramite le **catene protone-protone**, che a loro volta si ramificano in tre varianti, e il **ciclo CNO** (primario e secondario): tutti questi processi consistono, essenzialmente, nell'unione di quattro nuclei di idrogeno in un nucleo di elio e nel rilascio di energia.



2.1 Catene PP

Il primo ciclo di reazioni a entrare a regime nel nucleo di una stella è la catena protone-protone (o catena PP) che, dopo le prime due reazioni, comuni a tutte e tre le catene, si differenzia in **PPI**, **PPII**, **PPIII**: giungono comunque allo stesso risultato, ovvero la produzione di un singolo nucleo di elio.

2.1.1 PPI

La catena PPI, rappresentata in Figura 2.1, è costituita dalle reazioni nucleari contenute nella Tabella (2.1): per ciascuna di esse sono indicati tempi di attivazione e rilasci energetici, utili per fare un bilancio finale complessivo.

³ $T_{ion} = 10^4 K$

Reazione	Energia (MeV)	Tempo
$H^1 + H^1 \rightarrow H^2 + e^+ + \nu$	+1.44 -0.26	$1.4 \cdot 10^9 yr$
$H^2 + H^1 \rightarrow He^3 + \gamma$	+5.49	6 sec
$He^3 + He^3 \rightarrow He^4 + H^1 + H^1$	+12.85	$10^6 yr$

Tabella 2.1: Reazioni della catena PPI.

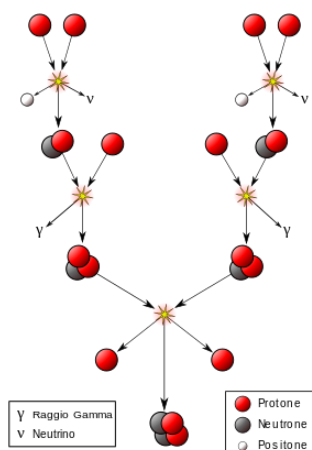


Figura 2.1: Catena PPI

Il tempo di attivazione della prima reazione è di circa $1.4 \cdot 10^9 yr$, il più lungo dell'intero ciclo: stabilisce quindi il tempo caratteristico della catena PPI, che ci dà la misura di quanto sia difficile l'innesco del processo. Infatti, gli ostacoli legati a questa prima reazione sono due: i due protoni devono superare la barriera elettrostatica solo per effetto tunnel e nella reazione è coinvolto un decadimento β^+ , endoenergetico, quindi non spontaneo. L'energia prodotta è pari a circa 1.44 MeV a cui vanno sottratti 0.26 MeV dovuti al neutrino. La seconda reazione invece ha un tempo di attivazione molto breve, $t \sim 6 sec$, ed è quindi immediatamente seguita dalla reazione finale del ciclo, in cui due particelle di He^3 prodotte da due diversi cicli, in un tempo caratteristico di $t \sim 10^6 yr$, generano un nucleo di elio e due protoni. In conclusione l'intera catena PPI produce un'energia pari a **26.2 Mev**.



2.1.2 PPII

La prima alternativa a questo ciclo, la catena PPII, uguale alla PPI fino alla formazione di He^3 , comincia ad attivarsi a temperature lievemente maggiori ($T \sim 1.4 \cdot 10^7 K$), quando l'abbondanza di He^4 è tale da permettere alle particelle di He^3 di legarsi, formando Be^7 e rilasciando 1.59 Mev in un tempo caratteristico di $t \sim 10^6 yr$. La seguente tabella contiene l'intera sequenza di reazioni.

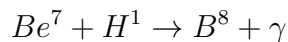
Reazione	Energia (MeV)	Tempo
$H^1 + H^1 \rightarrow H^2 + e^+ + \nu$	+1.44 -0.26	$1.4 \cdot 10^9 yr$
$H^2 + H^1 \rightarrow He^3 + \gamma$	+5.49	6 sec
$He^3 + He^4 \rightarrow Be^7 + \gamma$	+1.59	$10^6 yr$
$Be^7 + e^- \rightarrow Li^7 + \nu$	+0.86 -0.80	0.4 yr
$Li^7 + H^1 \rightarrow 2He^4 + \gamma$	+17.35	6 min

Tabella 2.2: Reazioni della catena PPII.

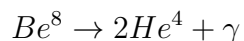
Anche in questa catena è la durata della prima reazione a determinare il tempo caratteristico dell'intero ciclo. L'energia prodotta nel complesso è di circa **25.67** MeV, leggermente minore rispetto alla prima catena perchè viene emesso un neutrino in più.

2.1.3 PPIII

La PPIII è la seconda variante della catena protone-protone; essa prevede che il Be^7 , a differenza del ciclo precedente in cui avveniva cattura elettronica, interagisca con H^1 (in un ambiente in cui quest'ultimo è abbondante), formando il B^8 .



Quest'ultimo è sempre instabile e attraverso un decadimento β^+ diventa Be^8 , che si spezza in 1 sec in:



L'energia totale è di **19.3** MeV, a causa della grande quantità di neutrini emessi, che sottraggono circa 7.5 MeV alla struttura.

In sintesi: inizialmente domina la catena PPI, e man mano che l'abbondanza di He^4 aumenta, cresce anche la probabilità della reazione tra He^3 e He^4 . Si aprono così i canali della PPII e PPIII, dove la prima variante avviene tuttavia con molta più probabilità rispetto alla seconda: dopo i $1.4 \cdot 10^7 K$ la PPII diventa la reazione più efficiente. Raggiunti i $2.3 \cdot 10^7 K$, si innesca anche l'ultima catena PPIII.

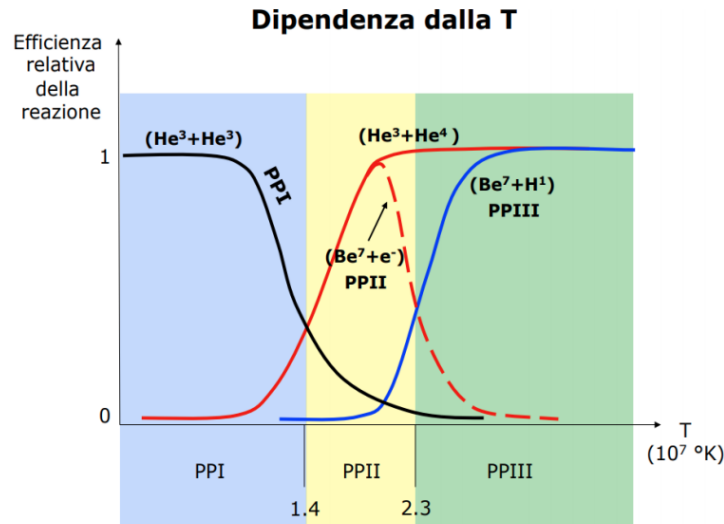


Figura 2.2: Efficienza catene PP in funzione di T.

2.2 Ciclo CNO

Il bruciamento dell'idrogeno può avvenire anche secondo un altro processo detto ciclo CNO o CN-NO: a differenza delle catene PP, vengono impiegati elementi pesanti come Carbonio, Azoto e Ossigeno, i quali agiscono da catalizzatori, ovvero vengono consumati e prodotti all'interno del ciclo. Sono proprio questi tre elementi a dare il nome al processo in esame: si tratta quindi di un fenomeno tipico delle stelle giovani, di popolazione I, i cui ambienti sono ricchi di metalli. Il ciclo CNO primario si articola nelle seguenti reazioni ed è rappresentato in Figura 2.3.

Reazione	Energia (MeV)	Tempo
$C^{12} + H^1 \rightarrow N^{13} + \gamma$	+1.94	$1.3 \cdot 10^7$ yr
$N^{13} \rightarrow C^{13} + e^+ + \nu$	+2.2 -0.7	7 min
$C^{13} + H^1 \rightarrow N^{14} + \gamma$	+7.55	$2.7 \cdot 10^6$ yr
$N^{14} + H^1 \rightarrow O^{15} + \gamma$	+7.29	$3.2 \cdot 10^8$ yr
$O^{15} \rightarrow N^{15} + e^+ + \nu$	+2.7 -1.0	82 sec
$N^{15} + H^1 \rightarrow C^{12} + He^4$	+4.96	$1.1 \cdot 10^5$ yr

Tabella 2.3: Reazioni della catena CNO.

Capitolo 3

Oltre l'idrogeno

3.1 Fusione dell'elio. Processo 3α

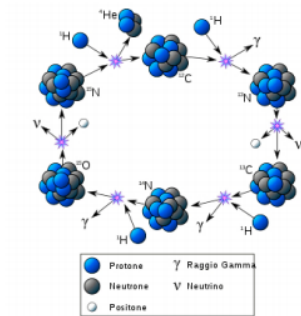


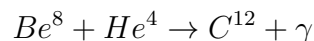
Figura 3.1: Ciclo 3α

Una volta conclusa la combustione dell'idrogeno la struttura stellare, non più supportata da reazioni di nucleosintesi, smette di essere in equilibrio: entra nuovamente in gioco il Teorema del Viriale e la stella ricomincia a contrarsi, cosa che implica un aumento della temperatura nel nucleo. Una stella di massa superiore a $0.5M_{\odot}$, raggiunta una temperatura prossima a $1.5 \cdot 10^8$ K, innesca il bruciamento dell'elio che coinvolge, in sintesi, tre nuclei di He^4 (motivo per cui il processo è stato chiamato 3α) per generare un C^{12} . Se la massa è inferiore, la stella si spegne come una nana bianca di He.

La prima reazione è endotermica, assorbe circa 0.1 Mev.



Nonostante il Be^8 sia fortemente instabile e abbia la tendenza a scindersi nelle due particelle iniziali, diventa probabile la cattura di una terza particella α , dato che il nucleo della stella è ricco di elio ($\frac{\text{Be}^8}{\text{He}^4} = 10^{-10}$) ed è estremamente denso-



Si forma un nucleo di carbonio stabile e vengono consegnati 7.4 Mev all'ambiente. In totale, il processo 3α fornisce **7.3** MeV.

Confronto energetico. L'energia termonucleare prodotta da ogni ciclo per unità di massa (grammi) e di tempo (secondi) viene espressa attraverso un coefficiente detto **tasso di produzione energetica**: dipende da densità, temperatura e composizione chimica, ed è un parametro utile per confrontare l'energia che ciascun processo di nucleosintesi mette in gioco.

$$\varepsilon = \varepsilon(\rho, T, X, Y, Z)$$

Tale valore è dato dalla sommatoria delle energie prodotte dai singoli processi che intervengono in un dato ciclo, ma spesso ci si limita a considerare la reazione che presenta il tempo di attivazione maggiore. Per una catena di n reazioni in generale si ha:

$$\varepsilon = \sum_{i=1}^n E_i x_1 x_2 c_i \rho T^{-\frac{2}{3}} e^{-1.89(\frac{E_0}{kT})^{\frac{1}{3}}} \quad (3.1)$$

Nella formula (3.1) il termine E va calcolato per ogni catena di reazioni da noi considerata: in questo modo si ottengono i tre principali tassi di produzione di energia relativi alle catene PP, al ciclo CN e al processo 3α . Il calcolo di ε è molto complesso, ma è possibile semplificarlo se ci limitiamo a considerare piccoli intervalli di temperatura: in questo caso, l'equazione (3.1) può essere espressa come una semplice legge di potenza.

$$\varepsilon = \varepsilon_0 \rho T^\nu \quad \text{dove} \quad \nu = \left(\frac{d \ln \varepsilon}{d \ln T} \right)_\rho = 0.63 \left(\frac{E_0}{kT} \right)^{\frac{1}{3}} - 0.67 \quad (3.2)$$

- **Catena PP.** Per la catena protone-protone, l'equazione (3.2) diventa

$$\varepsilon = \varepsilon_1 \rho X^2 T_6^{\nu_{pp}} \quad (3.3)$$

Con X che indica l'abbondanza in massa di idrogeno e $T_6 = \frac{T}{10^6}$ K. L'esponente determina la dipendenza di ε_{pp} dalla temperatura ed è contenuto nell'intervallo $\nu_{pp} = [3.5 - 6]$, a seconda del valore di T (infatti anche l'esponente dipende dalla temperatura).

- **Ciclo CNO.** Per il ciclo CNO l'equazione (3.2) vale

$$\varepsilon_{CN} = \varepsilon_2 \rho X X_{CN} T_6^{\nu_{CN}} \quad (3.4)$$

Il rate energetico del ciclo CNO è più sensibile alle variazioni di temperatura rispetto alla catena PP, infatti $\nu_{CN} = [13 - 20]$: viene calcolato sul ramo veloce del ciclo e dipende dall'abbondanza degli elementi catalizzatori (X_{CN}), oltre che dall'idrogeno. Fino a temperature $T = 1.7 \cdot 10^7$ K in termini di efficienza domina la catena PP, mentre a temperature superiori prevale il ciclo CNO: i due meccanismi tuttavia possono coesistere, l'uno non esclude l'altro.

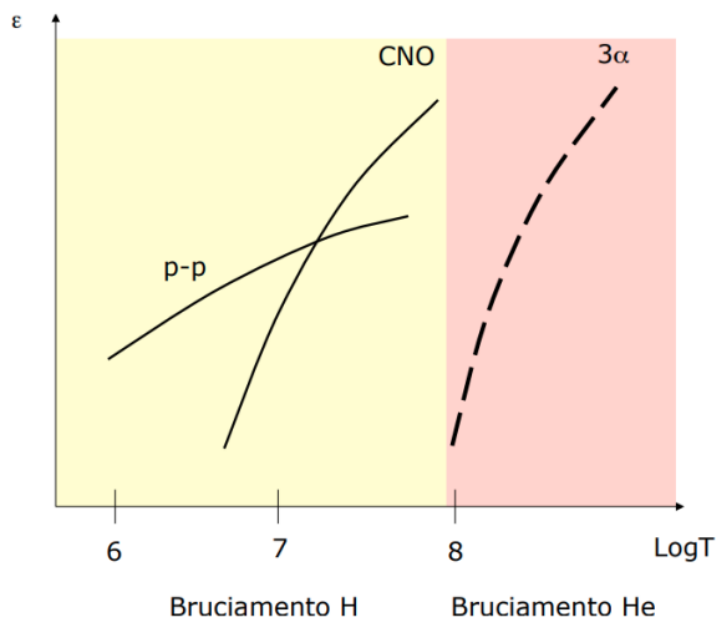
- **Catena 3α .** Per quanto riguarda questo meccanismo, il rate di produzione energetica dipende molto da densità e dall'abbondanza dell'elio

$$\varepsilon_{3\alpha} = \varepsilon_3 \rho^2 Y^3 T_8^{\nu_{3\alpha}} \quad (3.5)$$

Cresce di molto la sensibilità al variare di T , perché $T \sim 10^8$ K, e ν ha valori molto alti, $\nu = [20 - 30]$

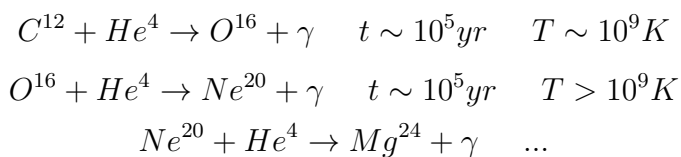
Nel seguente grafico si osservano gli andamenti dei rate di tutte e tre le catene.

h

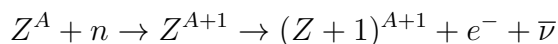
Figura 3.2: Confronto fra ε

3.2 Formazione di elementi pesanti

Catture α . Stelle sufficientemente massive ($M > 8M_{\odot}$) che hanno trasformato tutto l'elio in carbonio, si contraggono fino a portare il nucleo ad una temperatura di circa $6 \cdot 10^8$ K e attivano le catture α , che permettono di generare elementi più pesanti del carbonio, con conseguente rilascio energetico: questi elementi, detti elementi α , verranno riemessi nel mezzo interstellare grazie all'esplosione di Supernovae Core Collapse, di cui si parlerà più avanti. Per questo motivo si dice che le stelle siano le fornaci del nostro universo, dato che sono le responsabili della sintesi della maggior parte degli elementi chimici che ci circondano. Man mano che la temperatura aumenta (e il tempo di attivazione diminuisce), le reazioni sono le seguenti:

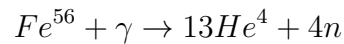


La fusione procede spontaneamente fino al Fe^{56} : la produzione di elementi più pesanti richiede meccanismi alternativi, come la cattura neutronica, che consiste nell'interazione di un nucleo pesante con un neutrone libero. Il neutrone aumenta il numero di massa dell'elemento iniziale, ma lo rende instabile, quindi segue un decadimento β^- processo stabilizzatore che trasforma il neutrone in un protone e forma quindi una nuova specie chimica.



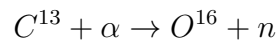
Occorrono dunque sorgenti di neutroni liberi simultanee alla cattura, poiché questi decadono in tempi molto brevi.

- La fotodisintegrazione



è un'ottima fonte di neutroni, che vengono catturati tramite i **processi r** citati nel Capitolo 1.2: ciò accade in situazioni critiche, come nell'esplosione di Supernovae Core Collapse, in tempi brevissimi (10-100 sec) e in presenza di $T > 10^{10}$ K.

- Le catture α in cui vengono coinvolti isotopi di elementi α possono liberare neutroni, anche se in maniera meno efficace e più sporadica.



Queste reazioni sono invece connesse ai **processi s**, impiegano $10^3 - 10^7$ yr per avvenire e le temperature sono più moderate rispetto ai processi r ($T \sim 10^8$ K)

Qui a seguito, un riassunto delle reazioni appena trattate.

Reazioni	Temperatura	τ
Elementi leggeri	$\sim 10^6$ °K	$\sim 10^5$ yr
p-p	$\sim 10^7$ °K	$\sim 10^{10}$ yr
CNO	$\sim 10^7$ °K	10^9 yr
3α	$> 10^8$ °K	10^7 yr
Brucciamento Carbonio	$\sim 10^9$ °K	10^5 yr
Brucciamento Ossigeno	$> 10^9$ °K	10^5 yr
Processo s	$> 10^8$ °K	10^3-10^7 yr
Processo r	$> 10^{10}$ °K	10-100 sec

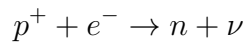
Figura 3.3: Tempo e temperatura dei processi analizzati.

3.3 Ultime fasi della vita di una stella

Fase di Gigante Rossa. Come detto in precedenza, terminata la combustione di un certo elemento, il nucleo si contrae per aumentare la propria temperatura e densità: le condizioni per la combustione dell'elemento successivo vengono raggiunte in un guscio sottile attorno al nucleo, mentre il resto della struttura continua a contrarsi. La produzione di energia a questo punto avviene attraverso due canali, e l'eccesso energetico viene smaltito dall'involuppo, che si espande, aumenta il proprio raggio (fino a 100 volte quello iniziale) e luminosità, implicando un abbassamento della temperatura: la stella a questo punto si definisce '**Gigante Rossa**'.

Supernovae. La massa di una stella regola non solo la sua vita, ma anche la sua morte. Il nostro Sole, ad esempio, non ha massa sufficiente per attivare la combustione dell'elio, quindi attraverserà la fase di Gigante Rossa, espellerà la parte esterna dell'involucro diventando una Nana Bianca, prima molto compatta e calda, poi sempre più fredda fino a spegnersi.

Stelle con massa $M > 8M_{\odot}$ possono arrivare fino alla combustione del Fe^{56} , ultimo anello della catena di reazioni termonucleari spontanee, e finire la propria vita come **Supernovae Core Collapse**: giunte al Fe^{56} infatti, densità e temperatura hanno raggiunto valori estremi, ed entrano in gioco meccanismi che disgregano la materia, come il processo URCA.



L'interazione fra protoni ed elettroni genera un neutrone ed un neutrino: quest'ultimo sottrae energia alla stella, costretta quindi a contrarsi aumentando la propria densità, avvicinando così protoni ed elettroni. Il processo dunque si autoalimenta e può convertire in tempi scala molto brevi la struttura centrale della stella in un nucleo fatto solo di neutroni, rimuovendo gli elettroni che mantenevano in equilibrio il nucleo.

I neutroni sono in grado di compattarsi notevolmente, dal momento che non hanno barriere di potenziale da superare, a differenza dei protoni: il risultato è un nucleo di Fe^{56} degenere di pochi km di raggio. Le parti più esterne della stella si ritrovano a non avere una base di appoggio e precipitano in caduta libera verso il centro: l'impatto genera un'onda d'urto che distrugge gran parte della stella, lasciando una stella di neutroni, oppure un buco nero, se la massa della stella defunta supera le $25M_{\odot}$.

Onde d'urto. Un fenomeno astrofisico interessante causato dalle supernovae sono le **onde d'urto** o **shock waves**, che si formano quando una perturbazione si muove con una velocità maggiore di quella del suono ($1km/s$ nel mezzo interstellare), comprimendo il fluido che incontra durante il suo moto. Dopo l'esplosione della supernova, il gas si espande a velocità costante (circa $100km/s$), generando una shock wave del tutto instabile. Il materiale passato attraverso lo shock e quello espulso daranno origine a forti moti turbolenti che li rimescolano. Quando la massa del mezzo interstellare raccolta diventa paragonabile a quella eiettata dalla supernova, la fase di espansione libera cessa.

Si passa ad una seconda fase in cui l'**energia totale è conservata**: l'inerzia del gas rallentato non è più trascurabile, ma il gas appena shockato è talmente caldo da non essere in grado di irradiare velocemente la propria energia interna. Lo shock rallenta e la temperatura del materiale diminuisce con il passare del tempo: sotto i 10^6 K le perdite di energia per radiazione diventano rilevanti, e l'espansione della supernova continua per pura conservazione dell'impulso. Quest'ultima fase viene detta fase dello **spazzaneve**, perché la maggior parte della materia si accumula in un sottile strato immediatamente dopo lo shock. Le forti onde d'urto causate dalle Supernove sono in gran parte responsabili delle alte temperature nell'HIM ($10^6, 10^7$ K), i cui tempi di raffreddamento sono molto lunghi. Nei resti di supernova si ha anche l'emissione Radio di sincrotrone dovuta a elettroni accelerati a velocità ultra-relativistiche.

Bibliografia

- [1] V. Castellani, *Astrofisica Stellare*, Ed. Zanichelli.
- [2] F. Ferraro, *Appunti e Slides*.
- [3] M. Spurio, S. Braybant, G. Giacomelli, *Particelle e Interazioni Fondamentali (Cap. 14)*, Ed. Springer.
- [4] D. Dallacasa, *Appunti e Slides di Processi di Radiazione e MHD (Shock Waves)*.
- [5] M. Salaris, S. Cassisi, *Evolution of Stars and Stellar Populations (Cap 5, 6, 7)*, Ed. John Wiley & sons.
- [6] K. Donner, H. Oja et al., *Fundamental Astronomy (Cap.11)*, Ed. Springer.