

ALMA Mater Studiorum
Università degli Studi di Bologna

SCUOLA DI SCIENZE
Corso di Laurea in Astronomia
Dipartimento di Fisica e Astronomia

PRINCIPALI REAZIONI
TERMO-NUCLEARI
NELLE STELLE

Elaborato Finale

Candidato:
Andrea Lorini

Relatore:
Prof. Daniele Dallacasa

Sessione I
Anno Accademico 2014/2015

Indice

Abstract	5
Cos'è una stella	5
Come nasce una stella	6
La fondamentale reazione protone-protone	7
Il ciclo CNO	11
Il processo 3α	13
Oltre la 3α : le catture α	14
Catture neutroniche come ultime nucleosintesi	16
Considerazioni conclusive	17

Abstract

La presente tesi di laurea tratta, come suggerisce il titolo, dei più importanti fenomeni termo-nucleari che caratterizzano i corpi celesti noti come "stelle". Dopo un breve excursus su cosa esse siano, con particolare riferimento ai maggiori costituenti, alle forze in gioco e a come si formano, verranno enunciate ed analizzate le reazioni interne dominanti, nello specifico la celebre protone-protone, coi suoi canali "pp-I", "pp-II" e "pp-III", ed il ciclo "CNO", primario e secondario, per quanto riguarda la sequenza principale; in seguito, saranno esposti i processi di maggior rilevanza che accompagnano gli stadi evolutivi più avanzati, come il "3 α ", le "catture α " e nucleosintesi successive, focalizzando l'attenzione su quel che riguarda le "catture neutroniche". Chiudono l'elaborato alcuni cenni conclusivi, ancora sulle stelle e sui loro prodotti.

Cos'è una stella

Una stella, ognuno di quei puntini luminosi di cui vediamo popolato il cielo notturno, o come più evidentemente il Sole, è un'enorme sfera brillante di luce propria composta da gas autogravitante, soprattutto di idrogeno ed elio, gli elementi più semplici esistenti, sempre più compresso e più caldo avvicinandosi al suo centro, per la quale vale una condizione di equilibrio tra la forza di gravità, che tende a comprimerla, e quella di pressione per disgregazione termica, che invece tende ad espanderla; quando queste due forze opposte si bilanciano, la stella assume una configurazione stabile, che è ben espressa dalla cosiddetta "legge di equilibrio idrostatico", in formula $\nabla P = -\rho \nabla \phi$, dove "P" è la pressione, " ρ " la densità e " ϕ " identifica il potenziale gravitazionale, o meglio il suo valore per unità di massa. Se, come spesso si effettua in pratica, i parametri stellari sono stimati radialmente, attraverso cioè la variabile "r" che rappresenta la distanza dal centro, questa importante relazione si scriverà $\frac{dP}{dr} = -\rho(r) \frac{GM(r)}{r^2}$, con $G \approx 6.67 \cdot 10^{-11} \frac{m^3}{kg s^2}$ costante di gravitazione universale e $M(r)$ massa contenuta entro il raggio r . La legge dell'equilibrio idrostatico è facilmente ricavabile imponendo appunto che un qualsiasi elemento stellare sia sottoposto ad una medesima forza gravitazionale e di pressione in modulo, agenti entrambe nella direzione radiale ma in verso opposto in modo tale che la loro risultante sia nulla, oppure dall'equazione di Navier-Stokes appartenente alla fluidodinamica, in cui vengano trascurati i termini di viscosità e dove si consideri la velocità netta di un volumetto di materia pari a 0. Per comprendere meglio cosa avviene in termini chimici all'interno delle stelle, risulta utile fornire qualche in-

formazione sulla nascita di questi affascinanti astri, argomento del prossimo paragrafo.

Come nasce una stella

Secondo il modello comunemente accettato, ogni stella si forma a partire da una fredda e ingente nube molecolare di gas e polveri interstellari costituita prevalentemente da idrogeno, in più elio e tracce di elementi pesanti, tipicamente circa con temperature da 10 a 100 K , densità numeriche di 10^3 cm^{-3} o superiori e dimensioni lineari dell'ordine anche di decine di anni-luce. Più precisamente, le zone di formazione stellare, "SFRs", sono i "nuclei densi", locali addensamenti tali che la densità rilevata è spesso almeno 10^5 cm^{-3} ; regioni di questo tipo si trovano frequentemente nei bracci delle galassie a spirale, come la nostra Via Lattea. Spontaneamente, o nella maggior parte dei casi a seguito di particolari perturbazioni, e.g. onde d'urto causate da una non lontana supernova oppure di collisione galattica, può essere introdotta nella nube in questione quella che è nota come "instabilità di Jeans", cioè una precaria condizione per la quale la pressione interna, dovuta per esempio a moti termici od altri, non riesce a contrastare l'azione gravitazionale, la quale porta inevitabilmente al collasso laddove la quantità di materia è notevole; in particolare lo stesso scienziato James Jeans ricavò nella prima metà del '900 l'omonima massa, che come ci si aspetta risulta direttamente proporzionale alla temperatura mentre inversamente alla densità, come valore critico per l'instaurarsi del fenomeno descritto. Passati centinaia di migliaia di anni si distingue una "protostella", la fase primordiale della stella: essa accresce rapidamente massa dall'esterno ed essendo soggetta ad ulteriore contrazione va incontro ad un progressivo innalzamento della temperatura, derivante sostanzialmente dalla conversione di energia gravitazionale in energia termica. In questo modo l'oggetto in esame diventa caldissimo e la luminosità che ne segue, in accordo anche col "teorema del Viriale", è molto elevata, benchè solo a lunghezze d'onda maggiori di quelle visibili è possibile rilevarla, a causa della grande opacità del materiale in accrescimento, che per rotazione assume sempre più la forma di un disco (dal quale eventualmente per collisioni ed aggregazioni successive si origineranno poi pianeti). Spesso immensi e poderosi getti di gas si dipartono soprattutto dai poli protostellari, tuttavia l'ingobamento di materia prosegue, e con esso la salita di pressione e temperatura finchè viene raggiunto il milione di gradi, sufficiente perchè abbiano inizio le prime reazioni nucleari: queste ultime, dette "di pre-sequenza", riguardano principalmente la fusione di elementi leggeri, essenzialmente idrogeno ed il suo isotopo deuterio, ma anche litio, berillio e boro, che vengono trasformati in isotopi dell'elio. Superato il valore critico di $0.08 M_{\odot}$, le protostelle più

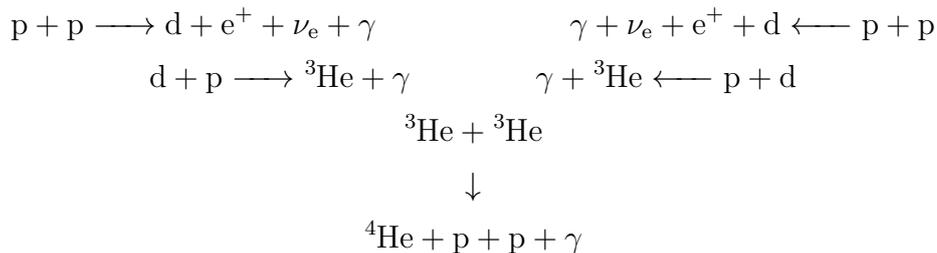
leggere entrano nel pieno della fase di "pre-sequenza principale", durante la quale in una scala di tempo denominata di "Kelvin-Helmholtz" che può durare da un centinaio di migliaia a milioni di anni (a seconda della massa, più breve per le stelle più grandi) la fonte energetica più importante è ancora la contrazione, fin quando nel nucleo vengono raggiunti i valori di pressione e temperatura ottimali per l'innesco della fusione dell'idrogeno, in particolare a partire da miliardi di atmosfere e $10^7 K$. A questo punto è proprio la sintesi dell'elio che diviene la risorsa energetica di gran lunga dominante, in grado di arrestare i fenomeni di contrazione e dissolvere, mediante l'intenso vento generato, i residui della nube circostante: è appena nata una stella, che si appresta a vivere per molto tempo, da milioni di anni per le stelle più massicce fino a decine di miliardi di anni per quelle più leggere, il periodo più tranquillo e stabile della sua esistenza, vale a dire la "sequenza principale".

La fondamentale reazione protone-protone

Una *reazione*, dal punto di vista chimico, è quel processo tramite il quale dall'interazione di una o più specie iniziali, chiamate "reagenti", si ottiene una o più differenti specie finali, i "prodotti"; se ne deriva una liberazione di energia, saremo di fronte ad una reazione "esotermica" e viene raggiunta una situazione più favorita, mentre in caso contrario se è richiesto un ammontare energetico affinché il fenomeno abbia effettivamente luogo la reazione si dice "endotermica". Ciò che garantisce stabilità per equilibrio idrostatico ad una stella di sequenza principale è la costante produzione di energia nel suo nucleo, ossia lo strato centrale, attraverso la *nucleosintesi* dell'elio (He), elemento che normalmente ha un nucleo con due protoni (p) e due neutroni (n), a partire dall'idrogeno (H), il cui nucleo è di solito costituito da un solo protone. Simbolicamente, si rammenta che un qualsiasi elemento chimico è usualmente indicato con A_ZX , o più semplicemente AX , dove "Z" è il numero atomico, cioè il numero di protoni nel nucleo, identificante la particolare specie, mentre "A" è il numero di massa, il numero totale di nucleoni, le particelle nucleari, ossia protoni e neutroni; con il termine "isotopo" di un dato elemento inoltre se ne intende uno avente stesso Z ma diverso A, il che equivale ad avere la medesima specie chimica con un differente numero di neutroni nel nucleo. E' evidente che un nucleo di 1_1H equivale proprio ad un protone, e così sarà indicato nel seguito. L'idrogeno e l'elio sono atomi che in normali situazioni si presentano complessivamente neutri, perchè il primo possiede un elettrone (e^-) ed il secondo due elettroni orbitanti attorno al nucleo, i quali avendo ognuno carica negativa $-e$, con $e \approx 1.602 \cdot 10^{-19}C$, compensano esattamente la positività del nucleo dovuta ai protoni,

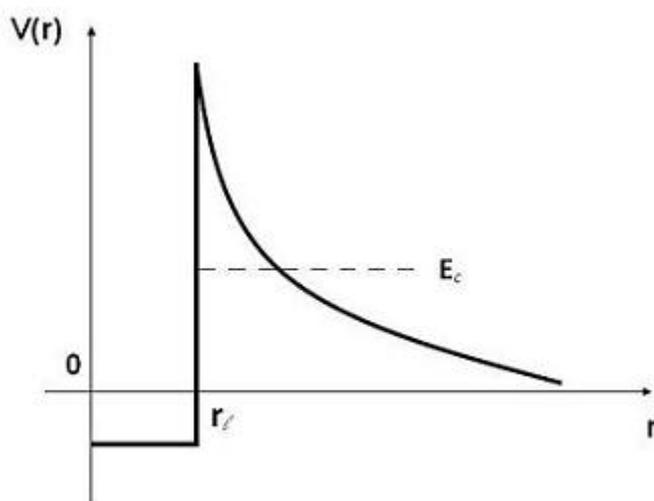
particelle di carica $+e$; i neutroni sono infatti elettricamente neutri. Si tenga presente però che il luogo stellare nel quale si svolge la fusione di idrogeno in elio ha caratteristiche davvero estreme, i.e. pressione, densità e temperatura elevatissime: basti pensare che ad esempio, nel nucleo del nostro Sole, si stima che regnino come ordine di grandezza cinquecento miliardi di atmosfere, un centinaio di migliaia di kilogrammi al metro cubo ed una quindicina di milioni di gradi! In simili condizioni la materia si presenta in un peculiare stato, noto come "plasma", in cui essendo impossibili configurazioni legate si ha una netta separazione di cariche elettriche, cioè tra ioni positivi ed elettroni. L'aggettivo "termo-nucleari" che è affiancato alle reazioni negli interni stellari sta proprio ad indicare che sono interazioni tra nuclei dovute all'ingente moto termico dei vari ioni.

In dettaglio, il ciclo protone-protone, ipotizzato dallo scienziato Hans Bethe sul finire degli anni '30, comincia quando due protoni del "mare" ionico riescono a collidere, ed uno dei due si trasmuta in un neutrone liberando un positrone (e^+), l'antiparticella dell'elettrone, ed un neutrino elettronico (ν_e). Quest'ultima trasformazione, $p \rightarrow n + e^+ + \nu_e$, governata dall'interazione di tipo debole, è conosciuta come "decadimento β^+ " e, contrariamente al " β^- " per il quale un neutrone isolato è instabile ed entro un tempo tipico di una decina di minuti si assiste a $n \rightarrow p + e^- + \bar{\nu}_e$ ($\bar{\nu}_e$ è l'antineutrino elettronico), non è spontanea; in effetti è endotermica, ossia richiede fornitura energetica per poter avvenire, data proprio dal grande contributo cinetico dei due protoni impattanti. Il positrone è soggetto ad annichilazione con un elettrone quasi istantaneamente, producendo due fotoni di tipo γ ; comunque, si è formato un "deutone", i.e. un nucleo di deuterio (d), altrimenti noto come "idrogeno pesante" perchè è un isotopo dell'idrogeno costituito da un protone ed un neutrone; successivamente l'incontro con un altro protone consente la comparsa di ${}^3\text{He}$. Questo isotopo dell'elemento elio ha come nucleoni due protoni ed un solo neutrone: la collisione di due tali nuclei infine rende effettivamente possibile, tramite l'espulsione di due protoni eccedenti, la sintesi di uno di elio nella sua forma "standard", ovvero ${}^4\text{He}$, formato da due protoni e due neutroni. Riassumendo, la catena descritta è la seguente:



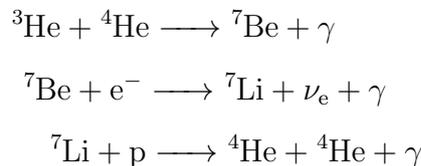
Si può notare che da sei nuclei di idrogeno, cioè protoni, ne viene prodotto uno di elio a cui si aggiungono due protoni, il che equivale ad affermare che sostanzialmente si forma un nucleo di elio a partire da quattro protoni. Trascurando la piccola perdita dovuta ai neutrini, particelle leptoniche che hanno una bassissima interazione con la

materia (di fatto trasportano energia fuori dalla stella), ognuna di queste reazioni rilascia sottoforma di raggi γ un quantitativo energetico almeno dell'ordine del MeV , cioè milioni di elettronvolt ($1 eV \approx 1.602 \cdot 10^{-19} J$); l'ultima in particolare è la più esotermica, poichè libera circa ben $13 MeV$. Complessivamente, il bilancio dell'energia ceduta dalla catena protone-protone ammonta a circa $26.2 MeV$. A dire il vero il processo mostrato non è immediato come potrebbe sembrare: il primo incontro è di gran lunga il più lento, con un tempo scala stimato di $1.4 \cdot 10^9 yr$, cioè addirittura circa un miliardo di anni! Questo dipende dal fatto che quella collisione è minimamente probabile, infatti è necessario che i due protoni vincano la reciproca repulsione coulombiana ponendosi ad almeno un *femtometro*, $10^{-13} cm$, per far sì che intervenga l'interazione forte che li accoppi prima del decadimento β . In generale, dal punto di vista classico le due particelle non sarebbero dotate di abbastanza energia per fare un'azione simile, come si può verificare dal contenuto cinetico medio $E_c = \frac{3}{2}kT$ ($k \approx 1.381 \cdot 10^{-23} J/K$ costante di Boltzmann, T temperatura in kelvin) assumendo una distribuzione maxwelliana delle velocità; una spiegazione più plausibile, anche se apparentemente incredibile, è offerta dal cosiddetto "effetto tunnel", un fenomeno prettamente quantistico introdotto nel secolo scorso da Gamow che consiste nel fatto che esiste una probabilità piccola ma non nulla che invece il superamento della barriera di potenziale possa effettivamente avvenire! Qui sotto è riportato il grafico che rappresenta la situazione esposta: " r " è la distanza tra i due protoni e " $V(r)$ " l'energia potenziale, che nella parte destra è quella repulsiva coulombiana dall'andamento proporzionale, oltre al prodotto delle loro cariche ($+e^2$), all'inverso della distanza, mentre sino al raggio per l'interazione forte r_l domina quella attrattiva; l'effetto tunnel di fatto consente il superamento della barriera e di raggiungere così la soglia di legame anche se l'energia termica E_c è sensibilmente o molto minore rispetto a quanto previsto dalla fisica classica.



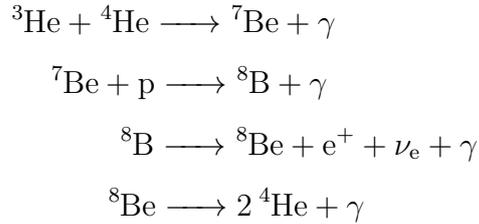
Si calcola che la suddetta collisione abbia l'esito esposto soltanto una volta su 10^{22} ; d'altra parte, nel nucleo stellare è presente una così grande abbondanza di protoni liberi, e come già detto vigono condizioni di densità e pressione talmente elevate, da far sì che l'evento si verifichi abbastanza frequentemente e nel caso solare permetta lo svolgimento di circa ben 10^{38} catene protone-protone al secondo in grado di trasformare ben 5 milioni di tonnellate di materia in energia! Ciò in accordo con la celeberrima equazione di Einstein $E = mc^2$, dal momento che la massa finale di elio è minore della somma di quella dei quattro protoni necessari, ed il piccolo difetto di massa corrisponde appunto all'ammontare di energia liberata nel processo (energia di legame del prodotto).

La reazione appena vista è quella che domina inizialmente, ma non è l'unica in grado di sintetizzare l'elio a partire dal solo idrogeno: è detta "pp-I" proprio per distinguerla da altre simili che portano allo stesso risultato. In effetti, man mano che la composizione del nucleo stellare si arricchisce di elio, si aprono ulteriori canali di fusione, che in genere rimangono tuttavia minori necessitando di temperature un po' più alte per essere pienamente efficienti. Il primo che di solito segue è il "pp-II", che si differenzia appena si è formato ${}^3\text{He}$: esso prende parte alla sintesi di ${}^7\text{Be}$ utilizzando ${}^4\text{He}$ prodotto dal precedente ciclo; questo isotopo del berillio interagisce poi con un elettrone per dare ${}^7\text{Li}$, visto che un suo protone nell'incontro diviene un neutrone liberando un neutrino elettronico, processo noto come "cattura elettronica" o "decadimento β^- inverso". Da ultimo ${}^7\text{Li}$ si scontra con un protone, costituendo momentaneamente un nucleo di ${}^8\text{Be}$ che, essendo una forma instabile, subito si scinde in due nuclei di ${}^4\text{He}$. Ecco in sintesi la seconda catena protone-protone:



Naturalmente qui è omessa la formazione del deutone, che rimane quella che condiziona l'intero ciclo col suo lunghissimo tempo scala, e la conseguente di ${}^3\text{He}$; ricordando dalla "pp-I" come si forma quest'ultimo nucleo, è facile vedere che la "pp-II" utilizza quattro protoni ed un nucleo di ${}^4\text{He}$ affinché compaiano due nuclei di ${}^4\text{He}$, dunque in pratica determina anch'essa la sintesi di un nucleo di ${}^4\text{He}$ fondendone quattro di idrogeno, cioè quattro protoni. Pure in questo caso ogni reazione libera via radiazione di tipo γ un'energia dell'ordine del MeV , a parte la cattura elettronica, minore di due ordini di grandezza a causa della fuga del neutrino, e la finale cattura protonica, circa $17 MeV$, per un bilancio complessivo stimato di $25.7 MeV$.

Un terzo ramo, "pp-III", si distingue dal "pp-II" dopo la sintesi di ${}^7\text{Be}$: ora quest'ultimo reagisce con un protone formando ${}^8\text{B}$, dopodichè per decadimento β^+ si giunge a ${}^8\text{Be}$, il quale infine si separa in due nuclei di elio.



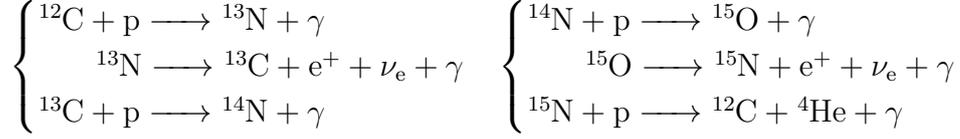
Ancora una volta è evidente la sintesi di un nucleo di elio a partire da quattro nuclei di idrogeno, e la collisione che porta al deutone utile per ${}^3\text{He}$ della prima di queste reazioni è di nuovo quella che influenza l'intero ciclo per la sua già citata lentezza di avvenuta; inoltre raggi γ del MeV continuano ad essere la modalità d'energia rilasciata, eccettuata la cattura protonica del berillio, $10^{-1} MeV$, ed il passaggio dal boro all'elio, che per via del neutrino risulta di circa $11 MeV$. Il canale pp-III nel complesso libera approssimativamente $19.3 MeV$.

Per completezza, è accertata l'esistenza di un ulteriore canale, il "pp-IV", consistente in una reazione di cattura protonica diretta che coinvolge il processo debole β^+ , ${}^3\text{He} + \text{p} \longrightarrow {}^4\text{He} + \text{e}^+ + \nu_e$, ma viene qui trascurata poichè molto meno rilevante.

Il ciclo CNO

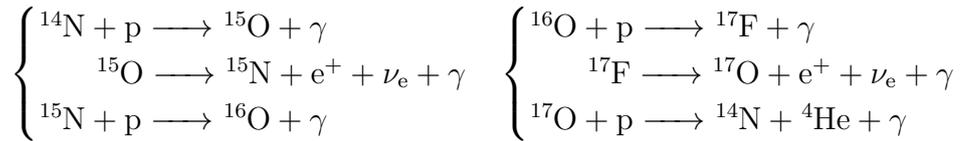
Le reazioni protone-protone analizzate in precedenza caratterizzano i nuclei delle stelle relativamente leggere, come il nostro Sole. Per quelle che invece hanno masse più elevate, corrispondenti a maggiori pressioni e temperature nucleari, il processo chimico dominante è la cosiddetta "catena del carbonio-azoto-ossigeno", o "ciclo CNO": esso prende il nome dagli elementi pesanti, già presenti nel materiale che compone il plasma stellare, i quali vengono utilizzati come meri catalizzatori, ovvero prodotti e consumati all'interno della catena stessa; in effetti il risultato è ancora una volta semplicemente la fusione dell'idrogeno in elio. Nello specifico, il fenomeno in questione ha inizio qualora un nucleo di ${}^{12}\text{C}$, carbonio formato da sei protoni ed altrettanti neutroni, incontri un nucleo di idrogeno, cioè un protone, per costituire ${}^{13}\text{N}$, un nucleo di azoto instabile, che per decadimento β^+ deposita un neutrone e libera un positrone ed un neutrino elettronico, diventando ${}^{13}\text{C}$; la collisione di quest'ultimo con un altro protone fa sì che compaia ${}^{14}\text{N}$, ed un ulteriore protone impattante permette la formazione di ${}^{15}\text{O}$. Questo isotopo dell'ossigeno poi si trasmuta in ${}^{15}\text{N}$ grazie ad un decadimento β^+ , ed un finale scontro con un protone causa la scissione nei nuclei ${}^{12}\text{C}$ e ${}^4\text{He}$, cioè se ne genera uno di elio ed uno di carbonio in forma standard, il secondo dei quali potrà

successivamente far partire un nuovo analogo ciclo. Per riassumere, ecco qui di seguito lo schema del processo *CNO*:



In definitiva, da un nucleo di ${}^{12}\text{C}$ e quattro protoni emergono uno stesso nucleo di ${}^{12}\text{C}$ ed uno di ${}^4\text{He}$, ossia pure stavolta possiamo asserire che da quattro nuclei di idrogeno viene sintetizzato un nucleo di elio. Inoltre anche in questo caso ognuna delle reazioni determina un *MeV* come ordine di grandezza dell'energia liberata in radiazione γ , senza contare quella sottratta per neutrini, per un ammontare totale di 25 MeV circa. La collisione che impiega assai più tempo delle altre ad aver luogo, più o meno $3.2 \cdot 10^8$ anni, è la cattura protonica di ${}^{14}\text{N}$: ciò è di notevole rilevanza, in quanto dimezza il ciclo *CNO* in un ramo iniziale "veloce" ed un ramo finale "lento", separati appunto dalla formazione del nucleo standard di azoto, che di conseguenza sarà quello che maggiormente tenderà ad accumularsi all'interno della stella.

Il processo appena analizzato è il "*CNO* principale": sulla base di esso ne esiste uno simile, detto "*CNO* secondario", che ne condivide il ramo lento; ora, formato ${}^{15}\text{N}$, quest'ultimo collide con un protone divenendo ${}^{16}\text{O}$, il quale a sua volta effettua una cattura protonica per diventare ${}^{17}\text{F}$, che tramite decadimento β^+ si stabilizza come ${}^{17}\text{O}$. Un finale scontro con un protone causa la scissione in un nucleo di elio ed uno di ${}^{14}\text{N}$, disponibile per un ulteriore analogo ciclo. In simboli, il *CNO* secondario è il seguente:

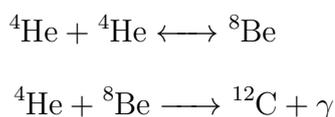


Anche adesso, è chiaro che la sintesi di un nucleo di elio è fornita dalla combustione di quattro di idrogeno; ogni singola reazione determina ancora il rilascio di raggi γ dell'ordine del *MeV*, a parte la cattura protonica di ${}^{16}\text{O}$, minore di un fattore 10. Il bilancio energetico totale stavolta risulta pari approssimativamente a 24.9 MeV .

In verità, a temperature maggiori si rende possibile l'attivazione di altri tipi di catene di sintesi dell'elio caratterizzate sempre da catture protoniche, come la "*Ne-Na*" (neon-sodio), "*Mg-Al*" (magnesio-alluminio) ecc., che possono comunque rivelarsi importanti perchè, modificando le abbondanze dei vari elementi a causa del tempo scala di ciascuna reazione, sono in grado di introdurre conseguenti evidenze osservative nei mezzi interstellari che circondano stelle ospitanti simili fenomeni.

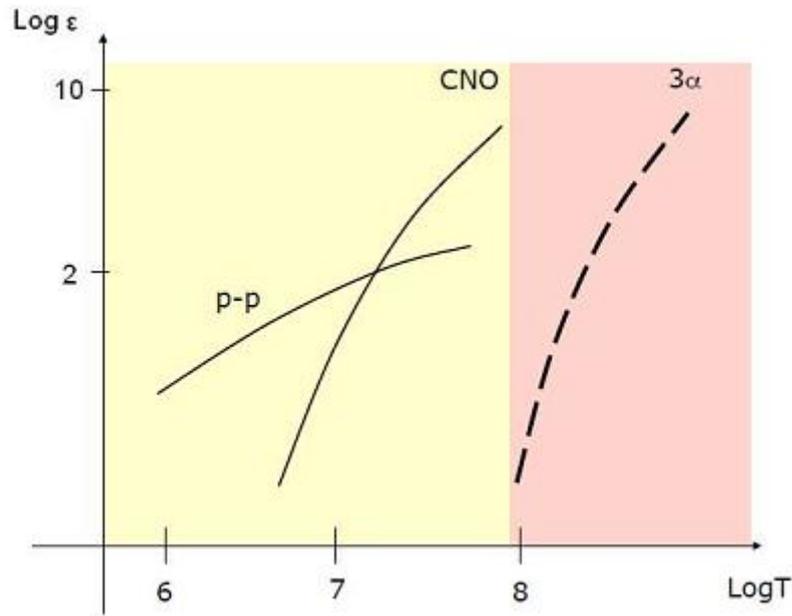
Il processo 3α

Quelle fin qua esaminate sono le più tipiche reazioni termo-nucleari durante la sequenza principale. Dal momento in cui una stella esaurisce la sua scorta di idrogeno nel nucleo in quanto è stato completamente "bruciato" in elio, l'instabilità determina un aumento della temperatura finchè giunge sui $10^8 K$ e le condizioni diventano ottimali perchè cominci la fusione dell'elio in carbonio; il processo " 3α ", così chiamato perchè coinvolge tre nuclei di elio, noti anche come "particelle α ", ha proprio questo obiettivo, e può essere così schematizzato:



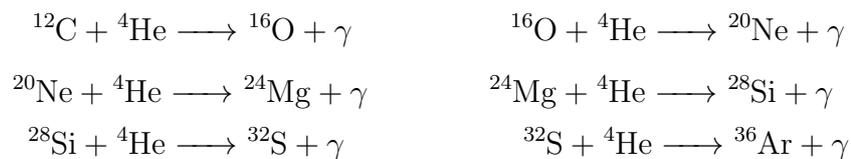
La prima reazione, endotermica, richiede l'immissione di un quantitativo energetico dell'ordine di $10^{-1} MeV$. Si può osservare che la 3α si serve come elemento intermedio del berillio con numero di massa 8, perciò di un nucleo con quattro protoni e quattro neutroni, il quale come già detto si rivela instabile e tende a tornare alle particelle iniziali in un brevissimo lasso temporale; perciò questa catena è efficiente qualora la concentrazione di elio sia sufficientemente alta da consentire una nuova interazione capace di sintetizzare il carbonio, che eccitato si riassetta liberando un fotone γ . Complessivamente quindi servono tre nuclei di ${}^4\text{He}$ per formarne uno di ${}^{12}\text{C}$, e l'energia liberata risulta circa pari a $7.3 MeV$.

Volendo confrontare più direttamente dal punto di vista energetico i processi analizzati, coinvolgenti il bruciamento degli elementi più semplici cioè idrogeno ed elio, è interessante osservare il grafico logaritmico sottostante, in cui è raffigurato al variare della temperatura il parametro " ϵ ", che corrisponde al tasso di energia prodotta al secondo per grammo di materia stellare: quest'ultima grandezza in realtà ha un'espressione molto complicata perchè dipende da numerosi fattori, oltre che dalla temperatura in particolare dalla densità, dal tipo e abbondanze dei reagenti e dalla sezione d'urto della reazione in esame. Ciò che comunque risulta evidente è il fatto che a temperature relativamente più basse l'energia dominante è quella prodotta dalla catena protone-protone (p-p), mentre la *CNO* richiede valori termici un po' più elevati; la 3α è una reazione più avanzata che per funzionare a regime necessita di una temperatura solitamente dieci volte ancora maggiore.



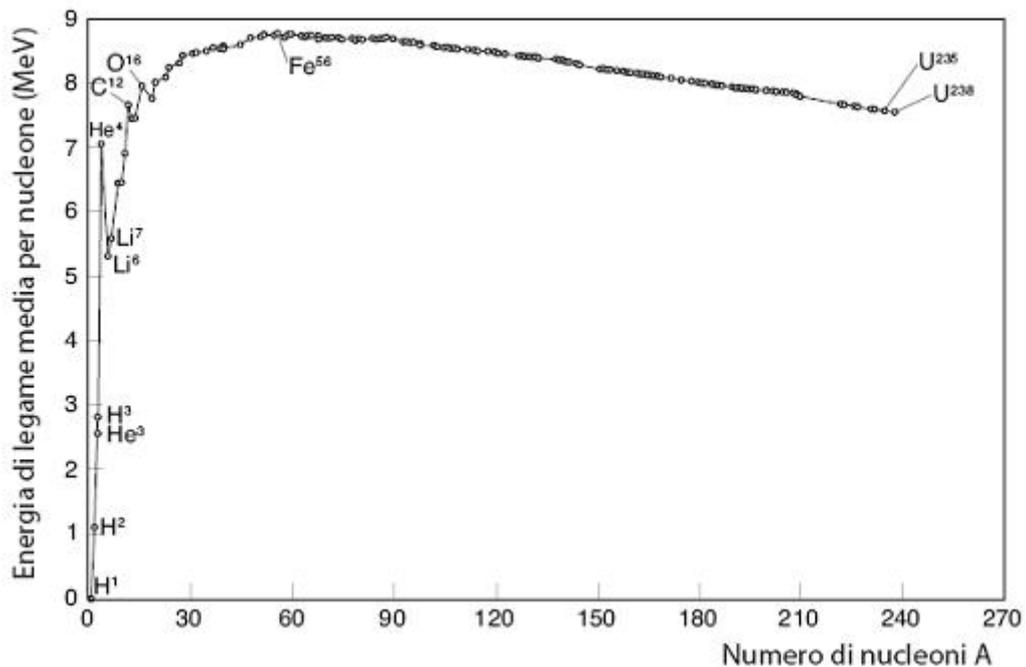
Oltre la 3α : le catture α

Via via che le temperature acquisiscono valori sempre più alti, tipicamente a partire da $6 \cdot 10^8 K$, per poi giungere a 10^9 e $10^{10} K$, si innescano una serie di processi denominati "catture α ", che consistono appunto nell'interazione tra nuclei pesanti e particelle α (ovvero nuclei di elio) determinando la comparsa di elementi sempre più massicci. Ecco le prime comuni manifestazioni:



Come si vede, esse consentono la sintesi di specie più pesanti del carbonio rilasciando raggi γ , con dosi energetiche dell'ordine del MeV o di quasi una decina di MeV ; il procedimento consiste nell'aggiungere 2 al numero atomico e 4 al numero di massa, proprio perchè le formazioni avvengono grazie alle collisioni con nuclei di elio. In generale possiamo dunque riassumere questa catena di catture con ${}^A_Z\text{X} + \alpha \longrightarrow {}^{A+4}_{Z+2}\text{Y} + \gamma$, dove "X" è l'elemento di partenza e "Y" è la nuova specie prodotta. Queste combustioni avanzate, successive a fasi instabili e collassi, producono sempre meno energia

e sono sempre più calde e rapide, con tempi scala spesso da centinaia di migliaia di anni fino addirittura a mesi o giorni! Simili nucleosintesi non proseguono però indefinitamente: esiste un limite che è rappresentato dall'elemento ferro (Fe), in quanto oltre le reazioni di fusione non sarebbero più esotermiche, bensì necessiterebbero di introduzione energetica; il ferro dunque è l'ultima specie che una stella è in grado di sintetizzare nel proprio nucleo, dopo cromo (Cr) e nichel (Ni). Si consulti il seguente grafico, descrivente l'energia di legame per nucleone:



Risulta chiaro che gli atomi del gruppo del ferro sono i più legati, ovvero quando si formano rilasciano la massima energia, il che vuol dire che sono i più stabili. Dal momento che le successive reazioni di fusione diventano endotermiche, l'unico modo affinché si possa produrre energia sarebbe tramite il processo opposto, la "fissione", che consiste nella scissione di elementi pesanti in elementi più leggeri. La stella a questo punto attraverserà ulteriori fasi di instabilità ed andrà incontro a destini diversi a seconda della sua massa: scenari possibili sono fasi di gigante rossa, poi nana bianca (il caso del nostro Sole), supernova, stella di neutroni o "pulsar", buco nero...

Catture neutroniche come ultime nucleosintesi

Da quanto esposto appena sopra, ci si potrebbe chiedere come sia possibile che in natura esistono elementi più pesanti del ferro: è noto infatti che le specie stabili, od almeno aventi tempi di vita medi così lunghi da essere considerate tali, arrivano fino all'uranio (U), il cui numero atomico è 92! La risposta a questo quesito risiede nel fatto che una stella, in differenti fasi evolutive, può essere caratterizzata dalle cosiddette "catture neutroniche": come dice il termine stesso esse consistono nell'interazione tra il nucleo di un elemento massivo ed un neutrone, in modo tale che il numero di massa aumenti di un'unità; il più delle volte però a questo incontro segue un decadimento β^- cosicchè la specie finale evolve dall'essere un isotopo di quella iniziale, perchè pur mantenendo invariato il nuovo numero di massa si ritrova con un protone in più nel suo nucleo. Schematizzando, il processo è ${}^A_Z\text{X} + \text{n} \longrightarrow {}^{A+1}_{Z+1}\text{Y} + \text{e}^- + \bar{\nu}_e$. Evidentemente questa categoria di fenomeni ha avvio soltanto se è accompagnata da altre che si rivelano sorgenti di neutroni: i maggiori esempi al riguardo possono essere catture α da parte di isotopi di elementi quali carbonio, ossigeno, neon, magnesio ecc., oppure la "fotodisintegrazione" del ferro da parte di un fotone particolarmente energetico, ${}^{56}\text{Fe} + \gamma \longrightarrow 13 {}^4\text{He} + 4 \text{n}$ (si noti come la scissione produca, oltre a ben quattro neutroni, numerosi nuclei di elio visto che questo elemento è uno dei più stabili). Le catture neutroniche possono presentarsi in una modalità più complessa, in quanto è possibile che una singola specie subisca multipli urti con neutroni: si rende allora necessaria la distinzione tra processi "s", dall'inglese "slow", e processi "r", da "rapid", derivante dal confronto tra i tempi caratteristici di collisione neutronica, τ_n , e decadimento β^- , τ_β . I primi di essi, quelli lenti, avvengono tipicamente da $10^8 K$ e sono caratterizzati da $\tau_n > \tau_\beta$, cioè il tempo medio impiegato per incontrare un altro neutrone è maggiore di quello che occorre all'ultimo catturato per decadere; quelli veloci invece richiedono temperature ben maggiori, da circa $10^{10} K$, ed hanno la disuguaglianza opposta, $\tau_n < \tau_\beta$, ossia il nucleo in questione acquista tanti neutroni prima che qualcuno di essi possa decadere consentendo una situazione più stabile. Riprendendo i tipici esempi riportati poc'anzi, in particolare le catture α isotopiche sono utili per la classe dei processi "s", dal momento che espellono di norma un solo neutrone, come l'esotermica ${}^{13}\text{C} + \alpha \longrightarrow {}^{16}\text{O} + \text{n}$, mentre il ferro disintegrato per via fotonica, classico scenario delle supernovae di tipo II, sostiene processi "r".

Considerazioni conclusive

Tutto quanto è stato trattato permette di capire cosa è che principalmente accade di termo-nucleare dentro le stelle: ciò rappresenta una fondamentale questione, non solo perchè di norma dà stabilità a questi corpi celesti, ma anche per il fatto che li rende a noi visibili! In effetti la forte esotermicità della gran parte dei processi analizzati consente come visto la liberazione di ingenti quantità di energia in forma di radiazione elettromagnetica di tipo γ , la massima rilevabile, che successivamente attraverserà il corpo stellare; il moto di questa componente fotonica è però altamente caotico a causa dell'interazione con la materia densa, fonte di continui fenomeni di assorbimento, ri-emissione e "scattering" (diffusione), tramite i quali la radiazione stessa potrà essere soggetta ad alterazioni in frequenza ed impiegherà un tempo stimato in milioni di anni per raggiungere la fotosfera, considerata lo strato superficiale di ciascuna stella: lì finalmente il regime diventa abbastanza otticamente sottile da permetterle di proseguire il moto nello spazio esterno e poter essere rilevata come usuale luminosità. Inoltre, eccettuate le primissime semplici abbondanze derivate dal "Big Bang", le differenti reazioni chimiche che si svolgono nelle stelle permettono la nucleosintesi di ogni elemento stabile esistente, che compone tutto ciò che vediamo intorno a noi, e di cui noi stessi siamo costituiti: primo l'elio per mezzo dell'idrogeno, poi tutti gli altri più pesanti, che gli astronomi sono soliti indicare genericamente come "metalli"; essi, oltre che ovviamente gli interni dove vengono sintetizzati, vanno poi ad arricchire il mezzo interstellare disperdendosi nel cosmo in forma di vento stellare, oppure a seguito di rilascio di strati esterni od ancora in maniera esplosiva tipica delle supernovae. In questa sede ci si è concentrati sui più importanti tipi d'interazione e formazione senza analizzare a fondo le modalità da una certa popolazione stellare ad un'altra ed i precisi cambiamenti che può presentare una medesima stella durante la sua esistenza, argomento specifico dell'evoluzione stellare, facente parte di studi più avanzati come tra l'altro uno dei corsi della "Laurea Magistrale in Astrofisica e Cosmologia".

Bibliografia

- materiale didattico di "Astrofisica stellare (struttura delle stelle)", corso del prof. Francesco Rosario Ferraro;
- materiale didattico di "Processi di radiazione e MHD", corso del prof. Daniele Dallacasa;
- materiale didattico di "Fisica nucleare e subnucleare", corso del prof. Maurizio Spurio;
- "Astronomia", volume 31 de "L'Universale, La Grande Enciclopedia Tematica", a cura de "Il Giornale" in collaborazione con le "Garzantine", testo originale di John Gribbin e Mary Gribbin;
- "L'Universo", volume 1 de "La Scienza", da "La Biblioteca di Repubblica", testo di Rosanna Faraggiana, Francesco Palla, Franco Pacini, Giovanni F. Bignami, Elisabetta Tommasi et al.;
- Wikipedia, enciclopedia libera online.