L'origine degli elementi chimici:"le fornaci stellari"

Gli atomi che costituiscono il nostro pianeta e anche il nostro organismo sono stati sintetizzati miliardi di anni fa all'interno delle stelle.

***Poiché tutti gli elementi più pesanti dell'elio sono stati nucleosintetizzati dalle stelle, tutti gli elementi chimici più pesanti che sono la materia prima della vita furono un tempo parte di un ciclo di vita stellare. Noi siamo il prodotto delle stelle.* (Allan R. Sandage, astronomo)**

La storia sull'origine degli elementi chimici è strettamente intrecciata con l'evoluzione del nostro universo. Gli elementi che costituiscono il nostro corpo, ciò che ci circonda, riflettono l'abbondanza cosmica degli elementi, e la loro presenza sulla Terra è parte della storia evolutiva delle stelle.
La genesi di tutti gli elementi presenti in natura si può ricondurre a due fasi: la nucleosintesi primordiale per gli elementi "più leggeri" e la nucleosintesi stellare per la formazione degli elementi "più pesanti". La prima nucleosintesi, si riferisce al processo di formazione degli elementi nella prima fase dell'universo, conosciuta come *big bang*. Essa è responsabile della formazione degli elementi idrogeno (H) e del suo isotopo deuterio (^{2}H), dell'elio (He) e i suoi isotopi ^{3}He, ^{4}He e del litio-7 (^{7}Li). Si ritiene che la formazione di questi elementi si sia avuta subito dopo la prima fase di espansione dell'universo, quando la temperatura ha avuto un "raffreddamento" a circa 10^{10} K. In questo momento l'universo è costituito da un mare di fotoni (γ), elettroni e positroni (le antiparticelle degli elettroni e^+), neutrini (ν) e antineutrini ($\bar{\nu}$), più protoni e neutroni. Queste particelle esistono in equilibrio secondo le seguenti equazioni:

$$^1H + e^- \rightleftharpoons n + \nu$$

$$n + e^+ \rightleftharpoons {}^1H + \bar{\nu}$$

La combinazione di un protone e un neutrone attraverso l'attrazione della forza nucleare per formare ^{2}H non è possibile a temperature così alte perché i nuclei del ^{2}H si disintegrano istantaneamente, come atomi ionizzati quando esposti ad alta temperatura. Espandendosi ulteriormente, un minuto dopo l'esplosione iniziale, l'universo subisce un decremento di temperatura (intorno a 10^9 K) permettendo ai nuclei di ^{2}H di sopravvivere e rendendo possibile tutta una serie di reazioni:

$$^1H + n \rightarrow {}^2H + \gamma$$
$$^2H + n \rightarrow {}^3H + \gamma \qquad {}^3H + {}^1H \rightarrow {}^4H + \gamma$$
$$^2H + {}^1H \rightarrow {}^3He + \gamma \qquad {}^3He + n \rightarrow {}^4He + \gamma$$
$$^3He + {}^4He \rightarrow {}^7Be \qquad {}^7Be + e^- \rightarrow {}^7Li + \nu$$

La formazione degli elementi con nuclei più pesanti del ^{7}Li è impedita dal fatto che nuclei con numero di massa (A) uguale a 5 e 8 sono estremamente instabili. A questo punto (3 minuti) l'universo si è espanso e raffreddato al punto che le reazioni nucleari

non possono più essere sostenute. I neutroni rimanenti poi decadono a protoni secondo la reazione:

$n \rightarrow {}^{1}H + e^{-} + \bar{\nu}$ *(tempo di emivita = 11 minuti)*

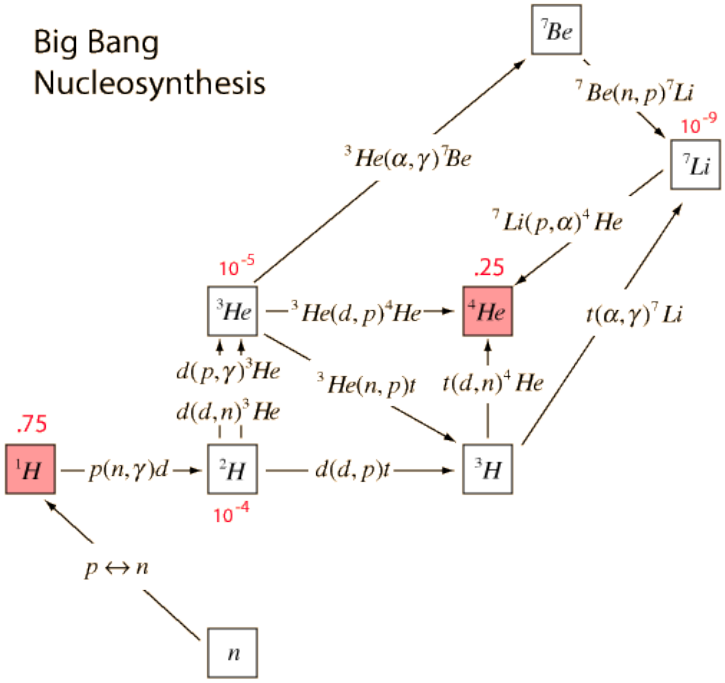

Figura 1 - ***Lo schema mostra le reazioni che avvengono nel modello del big bang e che portano alle abbondanze cosmiche degli elementi presenti nel primo universo. Il ^{7}Be è un isotopo prodotto da questo processo, ma non è considerato nell'abbondanza cosmica perché è radioattivo e decade a ^{7}Li con un tempo di emivita di 52,28 giorni.***

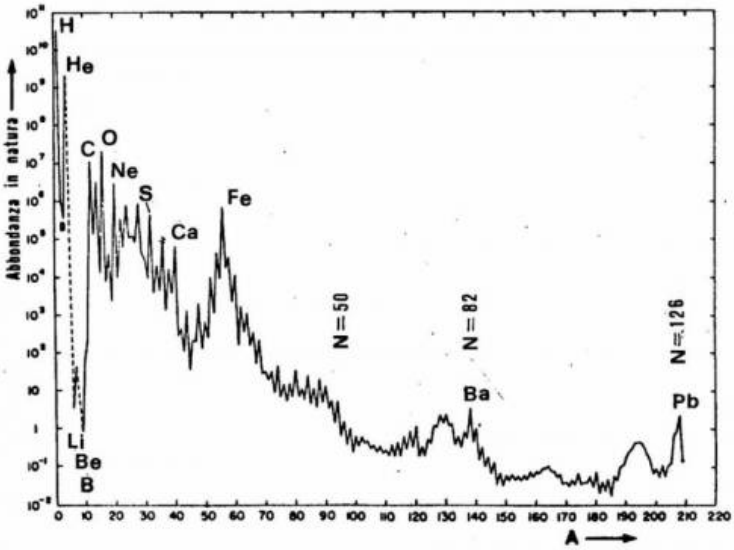

Figura 2 - ***L'abbondanza dei vari elementi nell' atmosfera del Sole in funzione del numero di massa A. I valori sono normalizzati ponendo l'abbondanza del Silicio pari a 10^{6}. L'idrogeno risulta, fatta eccezione per l'elio, almeno 10^{3} volte più abbondante di tutti gli altri elementi. Nel grafico si notano le abbondanze dei nuclei di ^{12}C e dei successivi multipli del nucleo di elio (O, Ne, S ...)e i picchi nella distribuzione in corrispondenza del ferro e per i "numeri magici" di neutroni N = 50, 82, 126.***

Nella fig.1 sono riassunte le nucleosintesi che avvengono nella prima fase dell'espansione dell'universo. Lo schema mostra l'abbondanza relativa dei diversi nuclei durante le prime tre ore dal big bang. I protoni e i neutroni derivati dal big bang non reagiti costituiscono l'abbondanza residua dell'idrogeno che osserviamo oggi nell'universo. Il prodotto di reazione principale della nucleosintesi cosmologica è ^{4}He, con piccole quantità di ^{2}H, ^{3}He e ^{7}Li. Questo elemento, insieme all'idrogeno costituisce il 98% degli elementi presenti principalmente nelle stelle (fig. 2). Esiste un forte accordo tra le abbondanze misurate per i prodotti del big bang e quelle calcolate sulla base delle conoscenze delle velocità di reazione nucleare.

Uno degli argomenti più forti in favore dell'ipotesi del big bang è che l'abbondanza del ^{4}He appare uniforme dovunque osserviamo l'universo, portando alla conclusione che molto dell'elio deve essere stato prodotto nello stesso momento. Altrimenti, ci dovrebbe essere una più grande differenza nella composizione tra stelle di età diversa, come nel caso degli elementi più pesanti.

Dopo questa breve fase iniziale dell'espansione dell'universo, la nucleosintesi non può più aver luogo a causa della diminuzione della temperatura e della densità e tutta la materia è costituita quindi da idrogeno (75%) ed elio (25%). Questi

elementi non sono distribuiti uniformemente nello spazio. Tale condizione è critica, perché una distribuzione non uniforme ha permesso alla gravità di agire nelle aree di maggior concentrazione per iniziare la "condensazione" della materia. Se ci fosse stata completa uniformità, non sarebbe successo nulla, in quanto ogni atomo sarebbe stato attratto uniformemente in tutte le direzioni e sarebbe rimasto nella stessa posizione relativa rispetto agli atomi vicini. Come risultato di questa leggera discrepanza nella distribuzione della materia, la gravità ha determinato il collasso di grandi quantità di idrogeno e elio in aree più concentrate. Queste zone alla fine si sono evolute a formare le galassie. All'interno di queste aree un'ulteriore concentrazione di H ed He ha portato successivamente alla formazione delle stelle, dove gli elementi con massa maggiore sono stati sintetizzati.

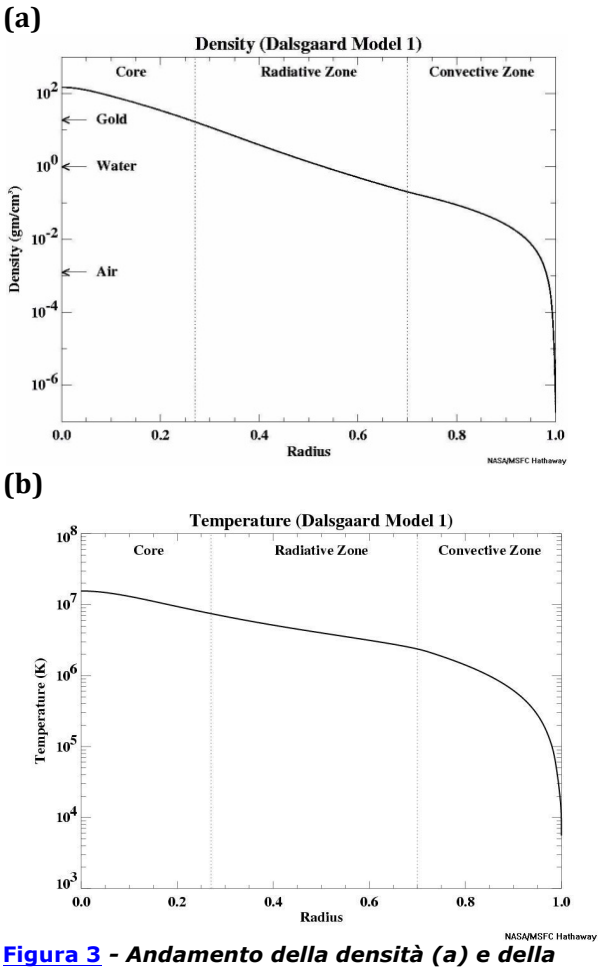

Figura 3 - ***Andamento della densità (a) e della temperatura (b) all'interno del Sole***

In queste zone più concentrate gli atomi furono spinti con elevate velocità verso il centro dalla gravità e questo ebbe come conseguenza un incremento della temperature (10^7 K) e della densità della materia (100 g/cm^3) con un aumento della frequenza di collisione tra gli atomi (formazione delle *protostelle*).

Queste condizioni sono certamente estreme quando vengono comparate a quelle dell'idrogeno sulla Terra, la cui densità a 300 K è circa 10^{-4} g/cm^3. E' importante notare che solo il nucleo di una stella raggiunge la massima temperatura e densità; per esempio la temperatura raggiunta alla superficie del Sole è circa 5700 K, mentre nel suo nucleo si ritiene che sia intorno a 14 milioni di K. In fig 4 sono mostrati i profili di temperatura e densità caratteristici di stelle come il Sole.

Quando il nucleo di una stella raggiunge queste condizioni di temperatura e pressione, i protoni acquistano sufficiente energia cinetica per superare la loro reciproca repulsione elettrica e iniziano le reazioni di fusione nucleare:

$$^1H + {}^1H \rightarrow {}^2H + \beta^+ + \nu$$

$$^2H + {}^1H \rightarrow {}^4He + \gamma$$

$$^3He + {}^3He \rightarrow {}^4He + 2\,{}^1H$$

$$4\,{}^1H \rightarrow {}^4He + 2\beta^+ + 2\nu + 2\gamma$$ *reazione complessiva*

Questo ciclo è chiamato *catena p-p* (*proton–proton chain reaction*), e sono possibili diverse varianti a seconda della temperatura del nucleo o della composizione della stella. L'effetto complessivo in ogni caso è la trasformazione di 4 protoni in 1 atomo di ^{4}He, che si addiziona una piccola quantità (circa il 10%) alla concentrazione primordiale del big bang di ^{4}He.

L'enorme quantità di energia rilasciata nella reazione di fusione ($6x10^{11}$ J per grammo di H) serve come forza di espansione per stabilizzare la compressione dovuta alla forza gravità (fig.4).

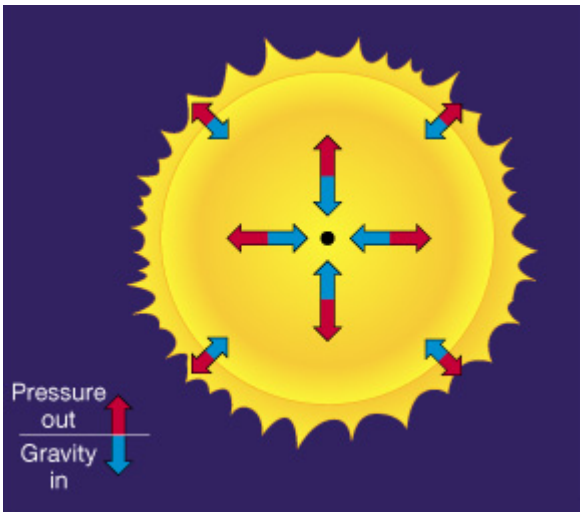

Figura 4 - ***La stella si trova in equilibrio quando la gravità (che ha un verso orientato in direzione del centro della stella) e l'energia termica della massa del gas ionizzato con verso orientato in direzione della superficie, si controbilanciano perfettamente.***

La stella appare quindi un corpo stabile con l'energia liberata dalle reazioni nucleari nel nucleo bilanciata dalla radiazione emessa alla superficie. La massa della stella determina la velocità con cui "brucia" il combustibile nucleare e quindi il suo tempo di vita. Se la massa della stella è sufficientemente grande, la forza di gravità comincia a contrarre il nucleo, causando un aumento di temperatura e pressione. Questo determina un espansione degli strati gassosi esterni composti da idrogeno che dà luogo ad una nuova fase dell'evoluzione della stella, chiamata fase della *gigante rossa*. Durante lo stadio di gigante rossa, la pressione gravitazionale continua a comprimere e riscaldare il nucleo. Quando la temperatura raggiunge valori intorno a 10^{8} K e densità di 10^{4} g/cm^{3}, diventa possibile un nuovo tipo di reazioni nucleari che interessano gli atomi di He. Queste reazioni sono dette *processo triplo-alfa (fig. 5)*:

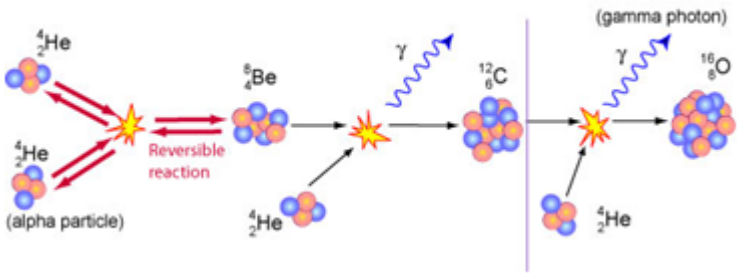

Figura 5 - ***Se la temperature della stella raggiunge i 100 milioni di K, come accade nella fase finale di una gigante rossa, l'elio può dar luogo a fusione nucleare e trasformarsi in berillio e poi in carbonio***

La cinetica di reazione di questo processo è molto lenta a causa dell'instabilità del ^{8}Be (che decade in $3x10^{-16}$ s) ed è quindi necessario un lungo periodo di tempo per dare luogo alla produzione di carbonio a partire da una iniziale atmosfera di elio. Il processo continua nel nucleo della stella finché tutto l'elio è convertito in ^{12}C e ^{16}O.

A questo punto ci sono due possibilità per la stella. Per le stelle più piccole, la temperatura raggiunta nel nucleo non è abbastanza alta da bruciare carbonio. Quindi non sarà possibile nessuna ulteriore reazione esotermica. Il nucleo della stella continuerà a contrarsi e la stella collasserà fino a divenire un corpo con dimensioni simili a quelle della Terra con densità elevatissima (circa 10^{9} g/cm^{3}). Queste stelle

sono chiamate *nane bianche*. Negli anni '30, il fisico Chandrasekhar (Premio Nobel per la fisica 1983) mostrò che la massima massa stellare che determina questo processo è 1,4 M_{sole}.
Per stelle più massive, cioè M ≥ 10 M_{sole}, il nucleo continua a contrarsi e la temperatura a salire. Quando questa raggiunge il valore di circa $5x10^8$ K e densità di $5x10^5$ g/cm^3 gli atomi di carbonio fonderanno per formare nuclei più pesanti come Mg, Ne. A 10^9 K i nuclei di ossigeno cominceranno a fondere producendo ^{28}Si e ^{32}S.
Queste reazioni possono essere riassunte nel seguente serie di processi esotermici:

$$^{12}C + {}^{12}C \longrightarrow {}^{20}Ne + {}^{4}He$$

$$^{12}C + {}^{16}O \longrightarrow {}^{24}Mg + {}^{4}He$$

$$^{16}O + {}^{16}O \longrightarrow {}^{28}Si + {}^{4}He$$

Poiché queste reazioni possono essere relativamente rapide ad alta temperatura, l'evoluzione della stella procede molto velocemente a questo stadio e si sviluppa una composizione nucleare molto più varia. A temperature vicine ai 10^9 K e densità intorno a 10^6 g/cm^3, inizia un nuovo processo che determina la formazione di nuclei di ferro a partire dal silicio (*processo e*). Il ferro-56 è l'ultimo isotopo che viene creato dalla nucleosintesi in quanto è uno degli isotopi più stabili dell'Universo. La fusione non può più procedere poiché il processo di fusione del ^{56}Fe è di tipo endotermico, ossia richiede un apporto di energia maggiore di quello che riesce a generare. La sintesi di elementi più pesanti del ferro non è energicamente favorevole e, non fornendo energia al sistema, non può contribuire a sostenere il peso della stella.

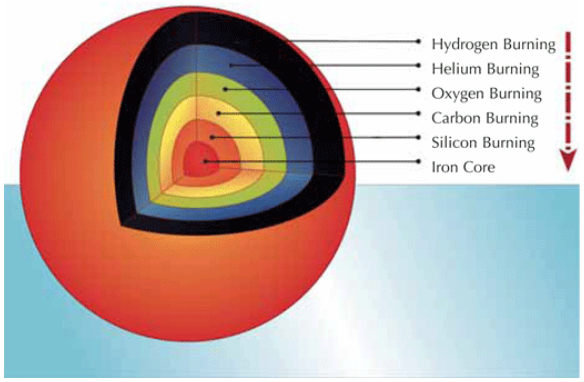

Figura 6 - ***Struttura a strati di una stella massiccia nello stadio finale. Lo strato più esterno è composto da idrogeno ed elio, mentre nuclei progressivamente più pesanti (fino al ferro) sono stratificati***

A questo punto si è formata una stella instabile piuttosto complessa, contenente nei vari strati gli elementi fino al ferro (fig. 6).
L'accumulo degli elementi del gruppo del ferro nel nucleo della stella con massa più grande di 10 volte la massa del Sole, porta a una condizione catastrofica. Senza la stabilizzazione dell'energia nucleare, le forze gravitazionali causano il collasso del nucleo. L'implosione avviene su una scala dei tempi molto breve (secondi) durante la quale la densità della materia nucleare può raggiungere i 10^8 g/cm^3 con una temperatura ben oltre i 10^9 K nel centro del nucleo. Questo rapido riscaldamento determina un'enorme onda d'urto che porta all'esplosione della stella in processo associato con la formazione di una *supernova*.
È durante i pochi secondi del collasso, le condizioni molto speciali di temperatura e pressione che esistono nella supernova permettono la formazione degli elementi più pesanti del ferro. La quantità di elementi che vengono rilasciati nello spazio è enorme. Si calcola che, per esempio, la supernova SN1987A, osservata nel 1987, espulse una quantità pari a 25000 volte la massa della Terra di solo ferro.

Ci sono due importanti conseguenze del collasso gravitazionale e del rapido riscaldamento che ne segue. Primo l'incremento della temperatura dà avvio ad un'estesa rete di reazioni nucleari nella parte esterna della stella che porta ad una diversità delle specie nucleari per gli elementi precedentemente formati. Secondo, le condizioni al centro del nucleo, dove la temperatura e la densità sono più elevate, causa la rottura dei nuclei di ferro mediante reazioni di fotodisintegrazione con formazione di un gran numero di neutroni, secondo lo schema seguente:

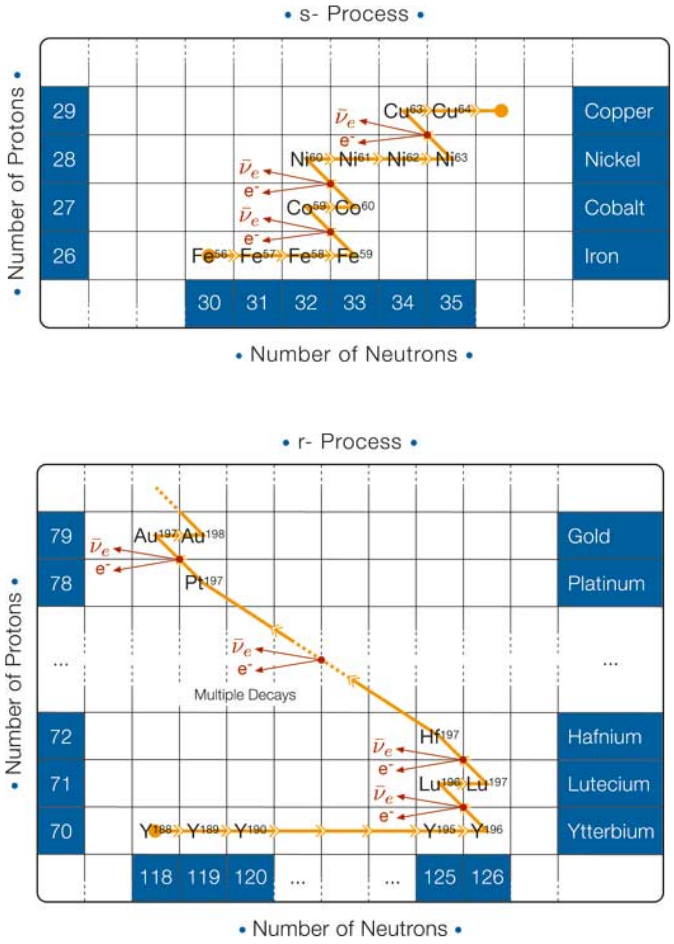

Figura 7 - ***Esempi di processo s (sopra) e processo r (sotto). Ogni posizione sul diagramma rappresenta un possibile nucleo. Ogni riga orizzontale rappresenta isotopi dello stesso elemento. Uno spostamento verso destra corrisponde ad un neutrone acquisito dal nucleo e quindi ad un aumento di massa. Uno spostamento in diagonale verso l'alto corrisponde ad un decadimento beta in cui in neutrone si trasforma in un protone e quindi aumento del numero atomico***

$$^{56}Fe + \gamma \rightarrow 13\,^{4}He + 4\,n$$

$$^{4}He + \gamma \rightarrow 2\,^{1}H + 2\,n$$

$$^{1}H + e^{-} \rightarrow n + \nu$$

Poiché i neutroni non hanno carica elettrica, possono interagire con la materia nucleare precedentemente formata senza subire repulsione coulombiana. Questo processo di cattura di neutroni determina la formazione di nuovi elementi più pesanti.

Come le stelle formano gli elementi più pesanti del ferro

Il processo di formazione degli elementi più pesanti del ferro può avvenire attraverso due meccanismi, detti *processo s* (dall'inglese *slow* "lento") e *processo r* (dall'inglese *rapid* "rapido"). Nel processo s, quando un nucleo di ferro assorbe un neutrone, aumenta il proprio peso atomico di un'unità. Se diventa un isotopo instabile può subire un decadimento *beta* (che consiste nella conversione di un neutrone in un protone all'interno del nucleo), aumentando così il proprio numero atomico di un'unità.

Se il nucleo formato attraverso il processo s è stabile questo può catturare un altro neutrone, altrimenti decadere in un altro nucleo (fig. 7).

Il meccanismo s è estremamente lento; è stato stimato che, in media, possono passare centinaia di migliaia di anni tra successive catture di neutroni. Inoltre il processo di crescita del numero atomico può proseguire fino al ^{208}Pb e ^{209}Bi. Al di

sopra di questo punto, i nuclei sono abbastanza stabili da non permettere ulteriore cattura di neutroni e quindi gli elementi che fanno parte della serie degli attinidi (numero atomico > 90) non possono esser sintetizzati mediante il processo s.
A differenza del processo s che avviene all'interno della stella prima che questa esploda, il processo r , cioè la cattura rapida di neutroni avviene nelle fasi esplosive di una stella, durante le quali si producono moltissimi neutroni in pochissimo tempo. In queste circostanze, più neutroni vengono catturati in rapida successione dai nuclei atomici, prima che possano verificarsi dei decadimenti beta. Come l'addizione di neutroni prosegue, il decadimento beta diventa più probabile. Questo produce gli elementi successivi più pesanti (fig 7).

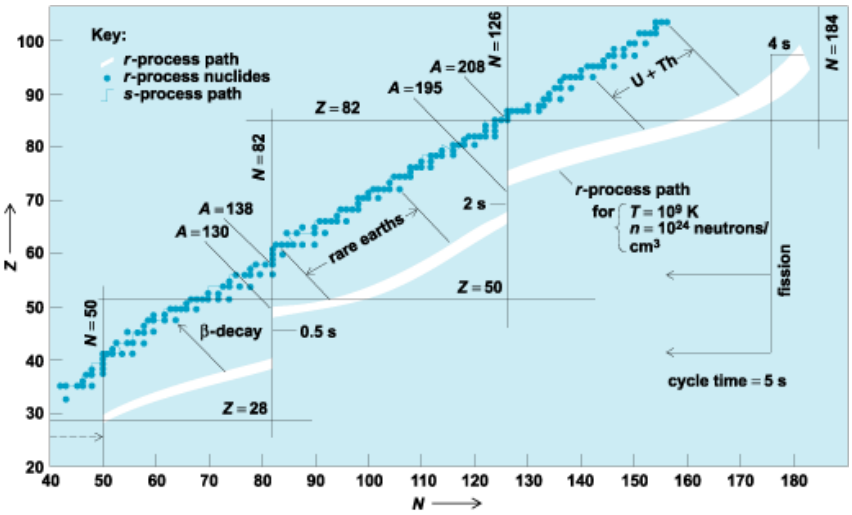

Figura 8 - ***Schema della carta dei nuclidi in cui vengono mostrati i percorsi di cattura neutronici del processo s e del processo r (zona bianca). Sono inoltre indicati dalle linee verticali i nuclei con un "numero magico" di neutroni e i numeri di massa dei nuclidi più abbondanti.***

Queste reazioni producono nuclei ricchi di neutroni che sono quelli presenti nella parte inferiore del diagramma di stabilità dei nuclei (fig. 8).
E' il processo r che porta alla formazione del torio (Z=90) e uranio (Z=92). Il limite massimo per la sintesi degli elementi nel processo r è imposto dalle reazioni di fissione nucleare, che dividono i nuclei pesanti in frammenti più leggeri. Il processo r è ritenuto concludere il ciclo delle stelle di prima generazione, cioè le stelle composte del materiale originale del big bang. A seguito del collasso gravitazionale, il nucleo ricco di neutroni della supernova può formare una densa *stella di neutroni* o perfino un *buco nero*.
L'esplosione di una supernova emette i materiali nucleari prodotti nello spazio interstellare dove la temperatura e la densità sono molto più basse. A questo punto tutti gli elementi essenziali alla vita sono presenti, come pure gli elementi più pesanti presenti in natura.
La teoria della nucleosintesi stellare si deve principalmente la lavoro di quattro fisici: Geoffrey e Margaret Burbidge, William Fowler e Fred Hoyle (spesso indicati con la sigla B^2FH) i quali proposero che tutti i nuclei atomici più pesanti del litio dovevano essere sintetizzati nelle stelle e non durante il big bang. Nel 1983 W. Fowler ricevette il Premio Nobel per la fisica per i suoi studi teorici e sperimentali delle reazioni nucleari importanti nella formazione degli elementi chimici nell'universo.

La nucleosintesi cosmologica nel big bang e la sintesi degli elementi durante l'evoluzione stellare sono in grado di tener conto di quasi tutti gli elementi della tavola periodica e delle loro abbondanze relative. L'unica eccezione riguarda gli elementi più leggeri Li, Be e B che contengono rispettivamente tre, quattro e cinque protoni, e che si disintegrano rapidamente nell'ambiente caldo e denso che caratterizza l'interno di

una stella. Si ritiene ora che questi tre elementi siano stati sintetizzati non nell'interno delle stelle, ma nelle immense nubi di gas e polvere a bassa densità che riempiono lo spazio interstellare della galassia, costituendo nell'insieme il mezzo interstellare (*processo di spallazione*). I raggi cosmici, costituiti principalmente da protoni di alta energia, che attraversano il mezzo interstellare, hanno dato inizio alle reazioni che producono i tre elementi leggeri. I nuclei di Li, Be e B si formano quando i raggi cosmici interagiscono con i nuclei di elio, carbonio, azoto e ossigeno presenti nel mezzo interstellare. Queste reazioni avvengono ad energie molto più alte di quelle caratteristiche del big bang e dell'evoluzione stellare ma in un ambiente che ha una bassa densità.

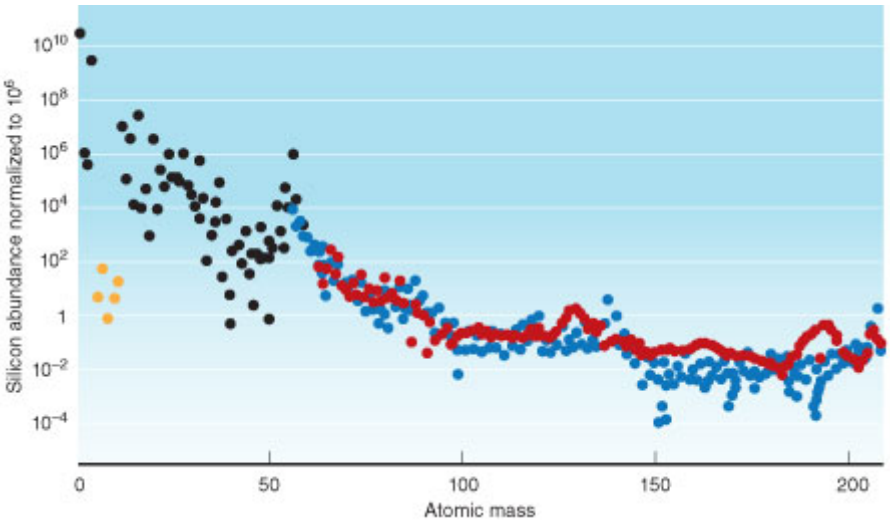

Figura 9 - ***Il grafico mostra l'abbondanza degli elementi formati durante il Big bang e il ciclo C-N-O(punti neri), dai raggi cosmici (punti gialli) e durante i complessi processi nelle stelle che portano agli elementi più pesanti del Fe: il processo s (punti blu) e il processo r (punti rossi)***

Conseguentemente, la temperatura è bassa e i prodotti Li, Be, e B non bruciano dopo la loro formazione, come avviene nelle stelle.

In conclusione si può dire che la distribuzione dell'abbondanza cosmica delle specie nucleari osservate (fig.9) è una chiara testimonianza della storia dell'Universo nel suo insieme, a partire dal big bang e attraverso la nascita e la morte delle strutture stellari.