

1

Origine degli elementi. Isotopi e pesi atomici

1.1 Introduzione

Questo libro presenta in modo unitario la chimica degli elementi. A tutt'oggi se ne conoscono 107, anche se non tutti si trovano in natura. Gli elementi, dall'idrogeno all'uranio, eccetto il tecnezio ed il promezio, sono presenti sulla terra; il tecnezio è stato individuato in alcune stelle. Altri 15 elementi, oltre ai 90 esistenti in natura, sono stati ottenuti mediante sintesi nucleari artificiali. Perché esistono solo 90 elementi in natura? Perché sono presenti in quantità ben definite e perché gli isotopi dei singoli elementi hanno una ben definita abbondanza? Dovremmo inoltre chiederci entro quali limiti varino le abbondanze isotopiche naturali, dato che da esse dipendono i concetti di peso atomico, composizione chimica e struttura.

Le teorie abbondano; è tuttavia della massima importanza distinguere tra fatti sperimentalmente accertati, modelli utili per suggerire nuovi esperimenti e teorie accettabili, in grado di interpretare i fatti conosciuti. Molte delle nostre conoscenze si basano su ipotesi, come risulterà evidente fin dai primi paragrafi di questo capitolo che trattano dell'origine degli elementi chimici e della loro attuale composizione isotopica. Ciò non dovrebbe tuttavia sorprendere, se si considera che i grandi progressi in questa ardua impresa sono stati ottenuti solamente negli ultimi decenni, grazie alle scoperte nei campi della fisica nucleare, della relatività e della teoria quantistica.

1.2 Origine dell'Universo

La teoria sull'origine e sull'evoluzione dell'universo che attualmente trova più credito si basa sull'ipotesi della "grande esplosione calda primordiale" (hot big bang).¹ Questa teoria presuppone che tutta la materia dell'universo fosse inizialmente compressa in un nucleo di enorme densità e a temperatura elevatissima che, per una qualche ragione, esplose scaraventando uniformemente la materia nello spazio. Inizialmente, secondo un certo modello, la densità dell'universo sarebbe stata di circa 10^{96} g cm⁻³ e la temperatura di 10^{32} K; dopo 1 s la temperatura sarebbe caduta a circa 10^{10} K e l'universo in espansione sarebbe stato popolato di "particelle elementari" familiari ai chimici e cioè di neutroni e protoni, in quantità approssimativamente uguali, e di elettroni. Rapidamente si sarebbero quindi instaurate condizioni tali da permettere la combinazione di protoni e di neutroni con formazione di nuclei di deuterio e di elio; sarebbe così iniziato il processo di formazione degli elementi. Nel brevissimo intervallo di tempo della storia cosmica, compreso tra 10 e 500 s dopo il big bang, l'intero universo si sarebbe comportato come un enorme reattore nucleare a fusione; il 25% della massa dell'universo si sarebbe trasformata in ⁴He e solo un 10⁻³% in ²H (deuterio). A partire da questa materia si sarebbero condensate le prime stelle ed avrebbe avuto inizio la sintesi degli elementi.

Considerando l'attuale velocità di espansione dell'universo (18 Km s⁻¹ per 10⁶ anni luce) ed assumendo che tale velocità sia rimasta costante, si può facilmente calcolare che l'esplosione primordiale sia avvenuta 1.8×10^{10} anni fa {1 anno luce = 9.46×10^{12} Km; 1 anno = 3.15×10^7 s; quindi $t_0 = 9.46 \times 10^{18} / (18 \times 3.15 \times 10^7)$ anni}. Un aspetto interessante di questa teoria sta nel fatto che essa spiega facilmente la presenza in tutto l'universo della radiazione termica isotropa del corpo nero alla temperatura di -2.7 K. Questa radiazione, scoperta nel 1965 da A.A. Penzias e R.W. Wilson (Bell Laboratories, USA) e per la quale essi furono insigniti del premio Nobel per la fisica nel 1978, viene considerata come l'ultimo residuo dell'esplosione primordiale e la sua grandezza si avvicina a quella prevedibile sulla base di questa teoria.² Nessun'altra delle teorie cosmologiche correnti riesce a rendere conto in modo soddisfacente di questa radiazione, e per questa ragione, oltre che per altre, le teorie basate sullo stato stazionario, come quella della creazione continua della materia, ed altre teorie, come quella dell'esplosione primordiale fredda o quella dei polineutroni, sono meno sostenibili. Fortunatamente, la concentrazione attuale degli elementi chimici non dipende in alcun modo da alcuna delle teorie cosmologiche: questo significa che distinguiamo nettamente tra origine della

materia (cosmologia) e origine degli elementi chimici (nucleogenesi). Parimenti, la distribuzione degli isotopi nell'universo, nel sistema solare e sulla terra, non dipende dalla cosmologia e può essere spiegata in base a principi fisici ben precisi.

Le abbondanze relative degli elementi, o per lo meno di alcuni elementi, possono essere desunte dall'esame (i) del sole e delle stelle, (ii) delle nebulose gassose anche esterne alla nostra galassia, (iii) dello spazio interstellare, (iv) delle particelle presenti nei raggi cosmici, (v) della terra, della luna e dei meteoriti, nonché (vi) degli altri pianeti, degli asteroidi e delle comete nel sistema solare. I primi tre gruppi di sistemi forniscono informazioni sulla base di dati spettroscopici, mentre, nel caso dei raggi cosmici e delle meteoriti nonché degli strati superficiali della terra e della luna, è possibile un'analisi diretta. Anche se i risultati indicano una grande differenziazione all'interno del sistema solare, il quadro generale mostra una stupefacente uniformità per quanto riguarda la composizione. L'idrogeno è di gran lunga l'elemento più abbondante nell'universo e copre circa l'88.6% di tutti gli atomi (o nuclei). L'elio è circa 8 volte meno abbondante (11.3%), e la somma di questi due elementi costituisce circa il 99.9% di tutti gli atomi e circa il 99% della massa dell'universo. Ne consegue quindi che la nucleosintesi degli elementi più pesanti a partire da idrogeno ed elio non ha avuto luogo che in minima parte. Sono state effettuate varie stime delle abbondanze cosmiche degli elementi; anche se talvolta esse differiscono nei dettagli per alcuni elementi, le differenze non superano mai un fattore di 3 ($10^{0.5}$), in una scala estesa su più di 12 ordini di grandezza.

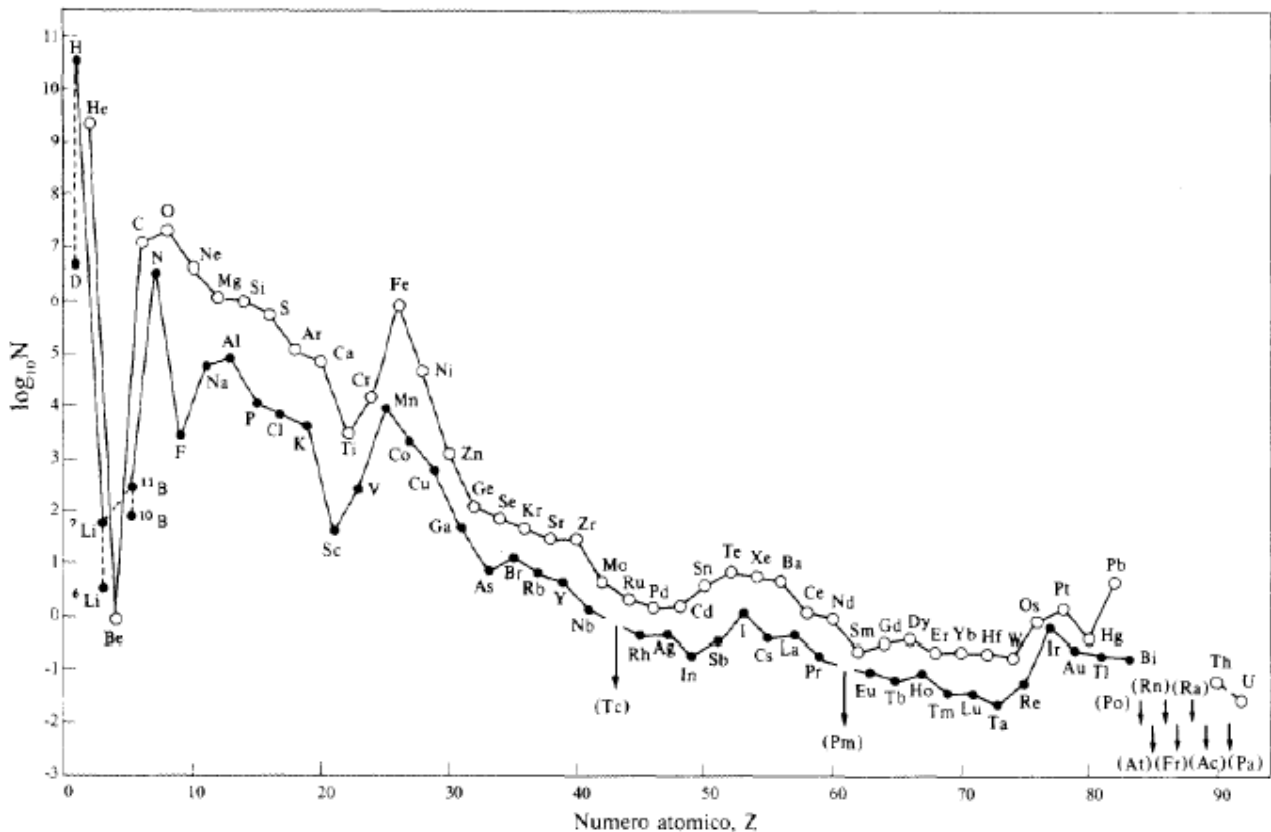


FIG. 1.1 Abbondanze cosmiche degli elementi in funzione del numero atomico Z. Le abbondanze sono espresse sotto forma di numeri di atomi per 10^6 atomi di Si e sono riportate in scala logaritmica. [Da A.G.W. Cameron, Space Sci. Rev. 15, 121-46 (1973), aggiornati da Brian Mason, comunicazione privata].

In Fig. 1.1 sono riportati alcuni valori rappresentativi delle abbondanze. Alcune considerazioni che ne emergono e che ogni soddisfacente teoria sull'origine degli elementi dovrebbe essere in grado di spiegare sono:

- (i) Le abbondanze diminuiscono con andamento quasi esponenziale all'aumentare del numero di massa atomica A, fino ad $A \sim 100$ (cioè: $Z \sim 42$); per valori di A più elevati, la diminuzione è più graduale e talvolta mascherata da fluttuazioni locali.
- (ii) Esiste un picco di abbondanza molto pronunciato per valori di Z compresi tra 23 e 28 in cui cadono V, Cr, Mn, Fe, Co e Ni, con il massimo in corrispondenza del Fe che risulta circa 1000 volte più abbondante di quanto ci si aspetterebbe sulla base dell'andamento generale.

- (iii) Deuterio (D), Li, Be e B sono piuttosto rari rispetto agli elementi vicini H, He, C e N.
- (iv) Fra i nuclei più leggeri (fino a Sc, $Z = 21$), quelli con numero di massa atomica A divisibile per 4 sono più abbondanti di quelli adiacenti, cioè: ^{16}O , ^{20}Ne , ^{24}Mg , ^{28}Si , ^{32}S , ^{36}Ar e ^{40}Ca (regola di G. Oddo, 1914).
- (v) Gli atomi con A pari sono più abbondanti di quelli con A dispari. (Vedi in Fig. 1.1 la curva superiore per Z pari; l'unica eccezione è costituita dal berillio, per il fatto che ^8_4Be non esiste, mentre la specie stabile è il ^9_4Be).

Riportando in diagramma le abbondanze contro A , invece che contro Z , si può facilmente notare che:

- (vi) Gli atomi degli elementi pesanti tendono ad essere ricchi di neutroni; i nuclidi ricchi di protoni sono rari.
- (vii) Massimi di abbondanza a due picchi ricorrono per valori di $A = 80, 90; A = 130, 138; A = 196, 208$ (vedi Fig. 1.6).

E' anche necessario spiegare l'esistenza degli elementi radioattivi con tempi di dimezzamento sostanzialmente più brevi dell'età presunta dell'universo.

Grazie agli studi condotti negli ultimi trent'anni, è ora possibile fornire una spiegazione dettagliata e convincente dei dati sperimentali di abbondanza illustrati più sopra. Gli eventi che hanno portato alle attuali conoscenze sono brevemente riassunti nella tavola che segue. Poiché la genesi degli elementi è strettamente correlata alle teorie sull'evoluzione delle stelle, nella prossima sezione riporteremo una breve descrizione dei vari tipi di stelle, cui seguirà una discussione più completa dei vari processi che hanno portato alla sintesi degli elementi chimici.

1.3 Evoluzione delle stelle e loro classi spettrali^{3,4}

Secondo uno schema molto semplice, è stata ipotizzato che le stelle si evolvano secondo la seguente

| | | |
|---------|---|---|
| 1890 | Primi studi sistematici sulle abbondanze degli elementi sulla terra. | F.W. Clarke, H.S. Washington et al. |
| 1905 | Teoria della relatività $E = mc^2$ | A. Einstein |
| 1911 | Modello nucleare dell'atomo | E. Rutherford |
| 1913 | Prima osservazione di isotopi di un elemento stabile (Ne) | J.J. Thompson |
| 1919 | Prima trasmutazione artificiale di un elemento $^{14}_7\text{N}(\alpha, p) ^{17}_8\text{O}$ | E. Rutherford |
| 1925-28 | Primi dati spettroscopici di abbondanze nelle stelle. | C.H. Payne, Gapeschkin, H.N. Russel |
| 1929 | Prima ipotesi sulla nucleosintesi stellare via fusione di protoni ad elio e nuclidi più pesanti. | R.D.B. Atkinson, F.G. Houtermans |
| 1937 | "L'elemento mancante", $Z = 43$ (tecnecio), sintetizzato secondo la reazione $^{99}_{42}\text{Mo}(d, n) ^{99}_{43}\text{Tc}$ | C. Perrier, E.G. Segre |
| 1938 | Processo catalitico CNO nella sintesi nucleare delle stelle. | H.A. Bethe, C.F. von Weizshcker |
| 1938 | Scoperta sperimentale della fissione dell'uranio, | O. Hahn, F. Strassmann |
| 1940 | Sintesi del primo elemento transuranico, $^{239}_{93}\text{Np}$ | E.M. McMillan, P. Abelson |
| 1947 | Scoperta dell'ultimo "elemento mancante" $Z = 61$ (promezio) tra i prodotti di fissione dell'uranio. | J.A. Matrinski, L.E. Glendenin, C.D. Coryell |
| 1948 | Teoria della "grande esplosione calda", comprendente la teoria (non corretta) sulla formazione degli elementi, per spiegare la formazione dell'universo | R.A. Alpher, H.A. Bethe, G. Gamow |
| 1952-54 | Combustione dell'elio come processo addizionale nella nucleogenesi. | E.E. Salpeter, F. Hoyle |
| 1954 | Assorbimento di neutroni lenti nelle reazioni stellari. | A.G.W. Cameron |
| 1955-57 | Teoria completa sulla sintesi di tutti gli elementi nelle stelle con le abbondanze cosmiche osservate. | E.M. Burbidge, G.R. Burbidge, W.A. Fowler, F. Hoyle |
| 1965 | Scoperta della radiazione a 2.7 K. | A.P. Penzias, R.W. Wilson |

Sequenza di eventi. Il primo evento è un auto-accrecimento gravitazionale con materiale costituito da idrogeno ed elio primordiali. Per una stella delle dimensioni e della densità del sole (massa = 1.991×10^{30} Kg = $1 M_{\odot}$) questo primo evento richiederebbe ~20 anni. La contrazione gravitazionale libera energia sotto forma di calore, una parte del quale viene emessa sotto forma di radiazione; tuttavia la continua contrazione porta ad un aumento della temperatura fino a circa 10^7 K, temperatura alla quale il nucleo può sostenere le reazioni nucleari. Queste reazioni liberano una quantità ulteriore di energia, sufficiente a compensare le

perdite per irraggiamento per cui si stabilisce un equilibrio temporaneo o uno stato stazionario. Quando il 10% dell'idrogeno del nucleo è stato consumato, si riattiva la contrazione gravitazionale finché ad una temperatura di circa 2×10^8 K, si innesta la fusione dell'elio. Questa a sua volta diminuisce con conseguente contrazione della stella, cui fa seguito un ulteriore aumento della temperatura finché a circa 10^9 K, possono avvenire reazioni nucleari che coinvolgono nuclei più pesanti ($Z = 8-22$). La scala dei tempi per questi processi dipende sensibilmente dalla massa della stella; così il processo avviene in un tempo dell'ordine di 10^{12} anni per una stella di $1 M_{\odot}$, in 10^7 anni per una stella di massa $10 M_{\odot}$ e solamente in 8×10^4 anni per una stella di $50 M_{\odot}$. In conclusione, più grande è la massa di una stella, più rapidamente essa consuma il suo combustibile nucleare. Possono tuttavia verificarsi ulteriori cambiamenti catastrofici che portano, come risultato finale, all'emissione della maggior parte del materiale stellare nello spazio. Questa materia concorre, con ulteriore idrogeno ed elio, alla nascita di una nuova generazione di stelle. Si deve comunque osservare che, poiché il ferro si trova sul massimo della curva di energia di legame nucleare, i processi esotermici che avvengono spontaneamente nelle stelle possono produrre, se la temperatura aumenta sufficientemente, solamente gli elementi fino al ferro ($Z = 26$). La sintesi di elementi più pesanti richiede un ulteriore apporto di energia (processi endotermici).

Le evidenze su cui si basa questa teoria dell'evoluzione delle stelle derivano non solo dalle reazioni nucleari note e dall'equivalenza relativistica massa-energia, ma anche dall'analisi spettroscopica della luce che ci giunge dalle stelle. Questi dati consentono la classificazione spettrale delle stelle, pietra angolare della moderna astrofisica sperimentale. L'analisi spettroscopica della luce delle stelle fornisce una grande quantità di informazioni sulla loro composizione chimica e, più in particolare, sugli elementi presenti e sulle loro concentrazioni relative. Inoltre, il fenomeno dello "spostamento verso il rosso" (effetto Doppler) può venire utilizzato per misurare con precisione i moti relativi delle stelle e la loro distanza dalla terra. Con misure molto più sofisticate, se ne può determinare anche la temperatura superficiale, dalle caratteristiche spettrali della loro radiazione "di corpo nero": infatti, più alta è la temperatura, più corta è la lunghezza d'onda del massimo di emissione. Perciò stelle fredde appaiono rosse, mentre stelle più calde appaiono progressivamente gialle, bianche e blu. Le differenze di colore vengono anche associate a differenti composizioni chimiche, come riportato nella Tabella 1.1.

TABELLA 1.1 Classi spettrali delle stelle

| Classe | Colore | Temperatura superficiale (K) | Caratteri spettrali | Esempi |
|--------|---------------|------------------------------|---|---------------------|
| O | Blu | > 25000 | Righe di elio ionizzato e di altri elementi; deboli linee di H | 10 Lacertae |
| A | Blu-bianco | 11000-25000 | H ed He predominanti | Rigel, Spica |
| B | Bianco | 7500-11000 | Righe molto intense di H | Sirio, Vega |
| F | Giallo-bianco | 6000-7000 | Righe deboli di H; diventano predominanti righe di metalli ionizzati | Canopus, Procione |
| G | Giallo | 5000-6000 | Righe predominanti di metalli ionizzati e neutri (soprattutto Ca) | Sole, Capella |
| K | Arancio | 3500-5000 | Righe di metalli neutri e spettri di bande di radicali semplici (ad es. CN, OH, CH) | Arturo, Aldebaran |
| M | Rosso | 2000-3500 | Spettri di bande di molti composti semplici (ad esempio TiO) | Betelgeuse, Antares |

^(a) E' possibile effettuare un'ulteriore divisione di ogni classe in 10 sottoclassi, ad esempio....F8, F9, G0, G1, G2... Il sole è una stella di classe G2 con una temperatura superficiale di 5780 K. Questa curiosa sequenza alfabetica ha un'origine storica e si può ricordare facilmente con la regola mnemonica "Oh Be A Fine Girl (Guy), Kiss Me".

Se riportiamo le classi spettrali (o le temperature) delle stelle contro le loro magnitudo assolute, il diagramma che ne risulta presenta alcune regioni preferenziali in cui cade la maggior parte delle stelle. Questi diagrammi sono stati costruiti per la prima volta nel 1913, indipendentemente da Hertzsprung e da Russell e vengono chiamati diagrammi HR (Fig. 1.2). Più del 90% delle stelle cadono all'interno di una banda molto allargata denominata sequenza principale. Essa copre l'intervallo completo di classi spettrali e di magnitudo, dalle grandi stelle molto calde di classe O (estremità superiore) alle piccole stelle rossastre e molto dense di classe M (estremità inferiore). Questa correlazione è illustrata in Fig. 1.3, ma bisogna sottolineare che i termini "grande" e "piccolo" sono usati in senso relativo, poiché tutte le stelle che rientrano nella sequenza principale sono classificate come nane. Il secondo gruppo, quanta a numero di stelle, si colloca a destra e

nella parte superiore rispetto alla sequenza principale e comprende le giganti rosse. Per esempio, Capella ed il sole sono ambedue stelle di tipo G anche se Capella è 100 volte più luminosa del sole; poiché si trovano alla stessa temperatura, si deduce che Capella deve avere una superficie radiante 100 volte più estesa di quella del sole e perciò, un raggio 10 volte superiore. Sotto le giganti rosse troviamo le supergiganti come Antares (Fig. 1.4), che ha una temperatura superficiale pari a circa metà di quella del sole, ma B 10000 volte più luminosa; se ne deduce che il suo raggio è 10000 volte più grande di quello del sole. Per contro, l'angolo inferiore sulla sinistra del diagramma HR è popolato da stelle relativamente calde e di bassa luminosità, il che implica che esse siano molto piccole. Sono le nane bianche, come Sirio B, di dimensioni simili a quelle della terra benché con una massa comparabile a quella del sole e quindi con una densità di circa $5 \times 10^4 \text{ g cm}^{-3}$. Questi corpi sono perciò estremamente compatti

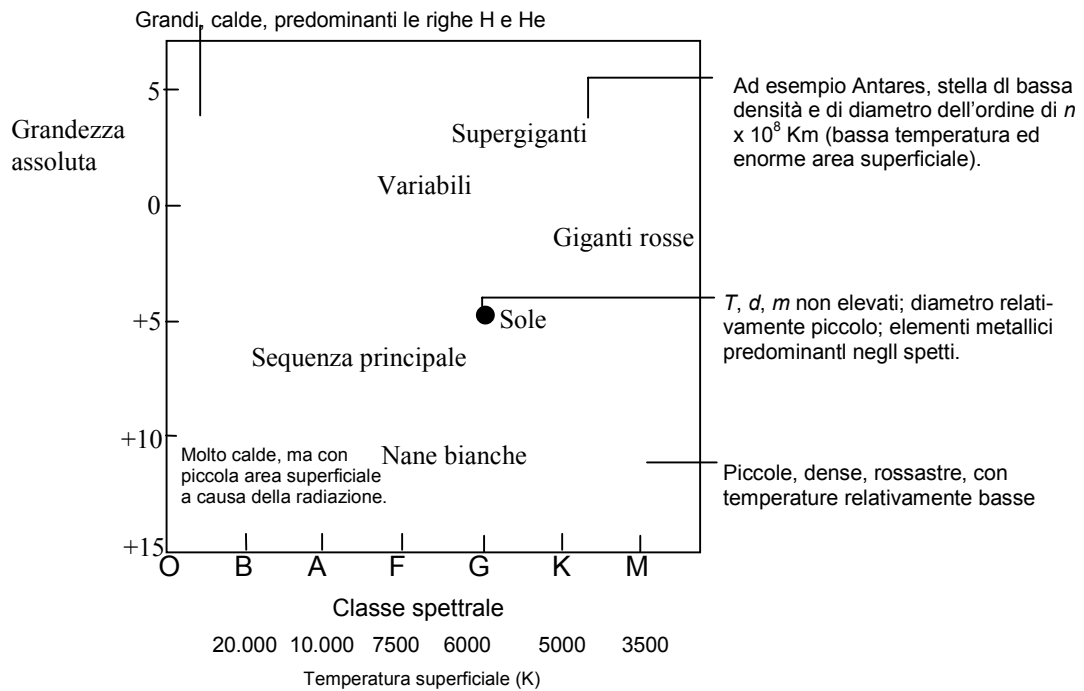


FIG. 1.2 Diagramma Hertzsprung-Russell per stelle di luminosità e spettri noti.

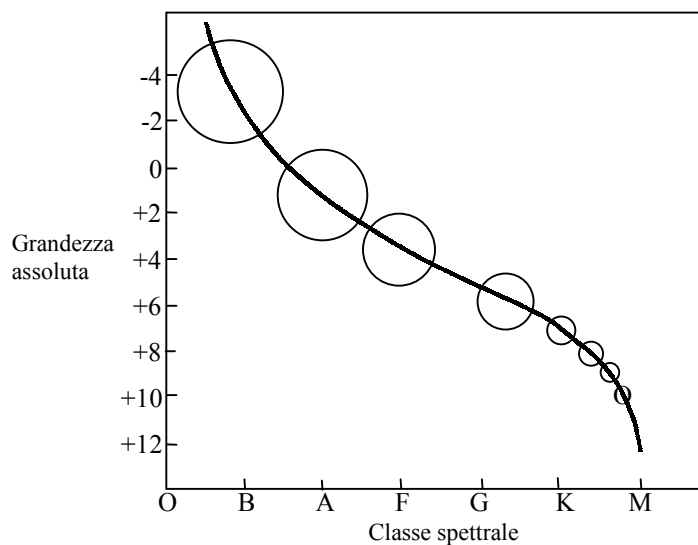


FIG. 1.3 La sequenza principale nel diagramma HR. Relazione tra posizione nella sequenza principale e dimensione della stella. E' da notare che queste stelle sono tutte "nane" se confrontate con le giganti e le supergiganti.

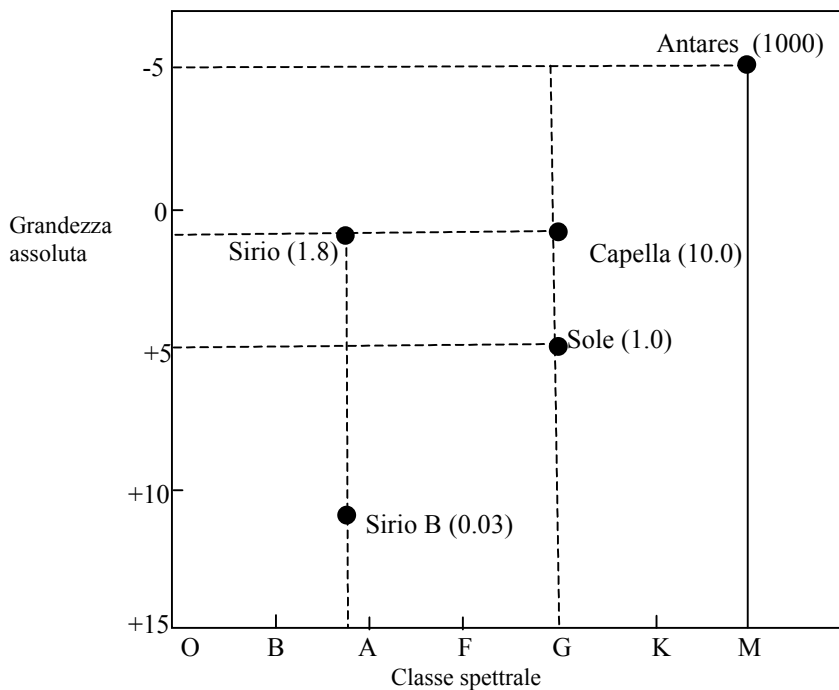


FIG. 1.4 Confronto fra le varie stelle sul diagramma HR. Il numero ha parentesi indica il diametro approssimato della stella (sole = 1.0)

Vediamo ora di collegare la descrizione appena fatta dei vari tipi di stelle con i processi termonucleari e con la sintesi degli elementi che verrà sviluppata poi nel paragrafo seguente.

Quando una protostella comincia a formarsi per contrazione gravitazionale, a partire dall'idrogeno e dall'elio interstellare, la sua temperatura aumenta tanto da poter sostenere la reazione di fusione dell'idrogeno (pag. 8). Questo evento è illustrato nella Fig. 1.5 nel caso di una stella di massa simile a quella del sole. Una stella di questo tipo può restare per il 90% della sua vita nella sequenza principale con perdite molto piccole di massa, ma con produzione di quantità enormi di energia.

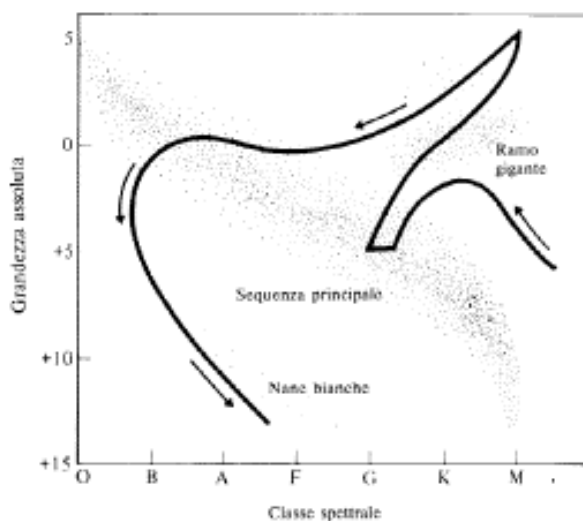


FIG. 1.5 Possibile andamento dell'evoluzione di una stella di massa simile a quella del sole. Il diagramma mostra in maniera schematica la progressione dallo stadio di sequenza pre-principale allo stadio di nana bianca. Non è indicata la possibile traccia di ritorno o altro andamento erratico che potrebbe verificarsi.

Il successivo processo di esaurimento dell'idrogeno nel nucleo (ma non negli strati esterni della stella) porta, in seguito ad ulteriore contrazione, alla formazione di un nucleo in cui si innesca la fusione dell'elio. Come conseguenza, l'idrogeno residuo viene confinato in un guscio esterno molto esteso e rarefatto. La stella diventa così una gigante rossa, poiché la sua enorme area superficiale radiante non può essere mantenuta ulteriormente ad una temperatura così elevata come nello stadio precedente, nonostante la più elevata temperatura del nucleo. Tipiche giganti rosse hanno temperature superficiali che vanno da 3500 a 5500 K, nonché luminosità e diametri rispettivamente circa 10^2 - 10^4 e 10-100 volte quelli del sole. Nelle giganti rosse più antiche può avvenire la reazione di fusione dell'idrogeno (pag. 8) seguita da un processo- α (pag. 9), che porta al decadimento finale della stella a nana bianca.

Molte stelle sono in realtà associate in un sistema binario di due stelle che ruotano una attorno all'altra. Se, come frequentemente accade, le due stelle hanno masse diverse, la stella con massa maggiore si evolve più rapidamente, raggiungendo lo stadio di nana bianca prima della sua associata. La seconda stella si espande trasformandosi in una gigante rossa; la sua atmosfera si estende ed avvolge la vicina nana bianca inducendo un'instabilità che porta a un'esplosione di energia e ad un trasferimento di materia al partner di massa più elevata. Nel corso di questo processo, la luminosità della nana bianca può aumentare di 10000 volte, trasformandosi in una nova.

Come vedremo parlando dei processi- ϵ e dei processi- γ (pag. 11), instabilità ancora più spettacolari possono svilupparsi nelle stelle più grandi della sequenza principale. Se la massa iniziale è superiore a 3.5 masse solari, le teorie correnti ammettono che il collasso gravitazionale possa essere così catastrofico da portare ad implosione del sistema che formerà un buco nero. Nel caso di stelle della sequenza principale di massa compresa tra 1.4 e 3.5 M_{\odot} l'implosione si blocca probabilmente a livello delle densità nucleari formando una stella a neutroni. Essa ruota a grande velocità (densità $\sim 10^{14}$ g cm⁻³) e può comportarsi come una pulsar, emettendo radiazione elettromagnetica sotto forma di impulsi ad intervalli dell'ordine della frazione di secondo su un largo spettro di frequenze. Durante questo processo di implosione, l'improvviso arresto del collasso del nucleo della stella a livello delle densità nucleari porta il sistema a temperature enormi (circa 10^{12} K) e ad una pressione così elevata da produrre un'onda d'urto che si propaga verso l'esterno. Quest'onda colpisce l'involucro esterno della stella determinando una rapida compressione, un drammatico aumento della temperatura, l'insorgere di molte reazioni nucleari e l'emissione esplosiva di una significativa frazione della massa della stella stessa. Il risultato finale è una supernova, fino a 100 milioni di volte più brillante della stella originale. La luminosità della supernova è paragonabile alla luminosità di tutto il resto della galassia in cui si è formata. Dopo circa 2 mesi la luminosità della supernova inizia a diminuire esponenzialmente, con un tempo di dimezzamento di 55 ± 1 giorni. È stato messo in evidenza che tale tempo di dimezzamento è molto vicino a quello del ²⁵⁴Cf, elemento che si forma in quantità non trascurabili nelle esplosioni delle bombe all'idrogeno, a causa dell'esposizione del ²³⁸U ad un flusso intenso di neutroni. Le supernove, le nove e le stelle variabili instabili derivanti dalle giganti rosse, possono dar luogo alla sintesi di elementi più pesanti. Questi verranno poi dispersi nelle regioni interstellari e formeranno successive generazioni di stelle di sequenza principale, come il sole. Deve essere comunque sottolineato che tutte queste teorie sull'origine degli elementi sono molto recenti e che i processi che vi possono essere coinvolti non sono ancora ben compresi in tutti i dettagli. Le conclusioni delineate in questo capitolo sono quindi necessariamente approssimate e certamente suscettibili di modifiche e di affinamenti alla luce dei futuri studi sperimentali e teorici. Con questo avvertimento, passiamo ora ad una descrizione più dettagliata dei singoli processi nucleari che si ritiene siano coinvolti nella sintesi degli elementi.

1.4 Sintesi degli Elementi^{5,6,7,8,9}

Per giustificare i vari tipi di stelle e le abbondanze degli elementi sperimentalmente osservate, sono stati proposti i seguenti tipi di reazioni nucleari:

- (i) Processi esotermici nelle parti più interne delle stelle: fusione dell'idrogeno, fusione dell'elio, fusione del carbonio, processo- α ed equilibrio o processo- ϵ .
- (ii) Processi di cattura di neutroni: comprendono il processo-s (cattura di neutroni lenti) ed il processo-r (cattura di neutroni veloci).
- (iii) Processi misti: comprendono il processo-p (cattura di protoni), la spallazione all'interno delle stelle ed il processo-x, che coinvolge spallazione (pag. 11) ad opera dei raggi cosmici galattici delle regioni interstellari.

1.4.1 Fusione dell'idrogeno

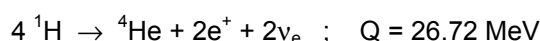
Quando la temperatura di una massa condensata di atomi di idrogeno e di elio sale a circa 10^7 K, può innestarsi una sequenza di reazioni termonucleari di cui si riportano in Tabella 1.2 le più importanti.

TABELLA 1.2 Consumo termonucleare di protoni

| Reazione | Energia sviluppata, Q | Tempo di reazione ^(a) |
|--|-----------------------|----------------------------------|
| ${}^1\text{H} + {}^1\text{H} \rightarrow {}^2\text{H} + \text{e}^+ + \nu_{\text{e}}$ | 1.44 MeV | 1.4×10^{10} anni |
| ${}^2\text{H} + {}^1\text{H} \rightarrow {}^3\text{He} + \gamma$ | 5.49 MeV | 0.6 s |
| ${}^3\text{He} + {}^3\text{He} \rightarrow {}^4\text{He} + 2{}^1\text{H}$ | 12.86 MeV | 10^6 anni |

^(a) Il tempo di reazione indicato è il tempo richiesto perché metà dei reagenti coinvolti subisca la reazione - Esso dipende in maniera rilevante sia dalla temperatura che dalla densità; i valori indicati descrivono in modo appropriato le reazioni termonucleari al centro del sole, dove i valori di temperatura e di densità sono rispettivamente 1.3×10^7 K e 200 g cm^{-3} .

La reazione totale implica quindi la trasformazione di quattro protoni in un nucleo di elio con emissione di 2 positroni e 2 neutrini:



Tenendo conto dell'energia associata ai 2 neutrini ($2 \times 0.25 \text{ MeV}$), il processo prevede un'energia radiante totale di 26.22 MeV, corrispondente a 4.20 pJ per atomo di elio o a $2.53 \times 10^9 \text{ kJ mol}^{-1}$. Questa enorme quantità di energia liberata deriva principalmente dalla differenza tra la massa del nucleo di elio e la massa dei 4 protoni (0.028 unità di massa atomica). Tra protoni, deutoni e nuclei di ${}^3\text{He}$ avvengono anche molte reazioni secondarie, di cui per ora non parleremo. Si deve comunque osservare che la massa della stella rimane praticamente costante dato che, durante questa trasformazione, viene perso solo lo 0.7% della massa originale. Nel caso del sole, ad esempio, qualcosa come 600×10^6 tonnellate di idrogeno vengono trasformate in un secondo in 595.5×10^6 tonnellate di elio con contemporanea trasformazione di 4.5 milioni di tonnellate di materia in energia. Questa energia viene liberata negli strati profondi del sole sotto forma di raggi γ ad alta energia; essi interagiscono con il materiale stellare e vengono gradualmente trasformati in fotoni che procedono verso la superficie con ripetuti assorbimenti e riemissioni ed impiegano un tempo dell'ordine di un milione di anni per fuoriuscire.

Sembra quindi piuttosto improbabile che il sole sia una stella della sequenza principale di prima generazione. Il suo spettro mostra infatti la presenza di elementi pesanti formati probabilmente in altri tipi di stelle e solo successivamente distribuiti attraverso la galassia, contribuendo così all'accrescimento di stelle della sequenza principale di nuove generazioni. In presenza di elementi più pesanti, N e C in particolare, una sequenza catalitica di reazioni nucleari favorisce la fusione di H ad He (H.A. Bethe e C.F. Weizsticker, 1938, Tab. 1.3). La reazione complessiva è esattamente la stessa riportata sopra ed avviene con liberazione di un'energia pari a 26.72 MeV. Poiché in questo caso ai 2 neutrini è associata un'energia di 0.7 e 1.0 MeV, rispettivamente, l'energia irradiata è pari a 25.0 MeV (4.01 pJ) per ciclo. Le barriere di energia coulombiana nel ciclo CN sono 6-7 volte più grandi di quelle associate alla reazione diretta protone-protone. Questo fa sì che il ciclo catalitico non predomini finché la temperatura non raggiunge circa 1.6×10^7 K. Nel sole, ad esempio, si stima che circa il 10% dell'energia derivi da questo processo e che la maggior parte della rimanente energia derivi dalla reazione protone-protone.

TABELLA 1.3 Catalisi termonucleare C-N-O

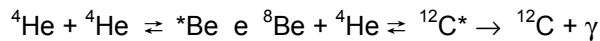
| Reazione nucleare | Q (MeV) | Tempo di reazione, $t_{1/2}$ ^(a) |
|--|---------|---|
| ${}^{12}\text{C} + {}^1\text{H} \rightarrow {}^{13}\text{N} + \gamma$ | 1.95 | 1.3×10^7 anni |
| ${}^{13}\text{N} \rightarrow {}^{13}\text{C} + \text{e}^+ + \nu$ | 2.22 | 7 min |
| ${}^{13}\text{C} + {}^1\text{H} \rightarrow {}^{14}\text{N} + \gamma$ | 7.54 | 3×10^6 anni |
| ${}^{14}\text{N} + {}^1\text{H} \rightarrow {}^{15}\text{O} + \gamma$ | 7.35 | 3×10^5 anni |
| ${}^{15}\text{O} \rightarrow {}^{15}\text{N} + \text{e}^+ + \nu$ | 2.70 | 82 s |
| ${}^{15}\text{N} + {}^1\text{H} \rightarrow {}^{12}\text{C} + {}^4\text{He}$ | 4.96 | 10^5 anni |

^(a) Al centro di una stella come il sole a 1.3×10^7 K e con una densità di 100 g cm^{-3} .

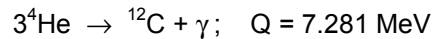
Quando circa il 10% dell'idrogeno di una stella della sequenza principale come il sole è stato consumato nel formare He, la pressione termica della radiazione non basta più a contrastare l'attrazione gravitazionale. Ne risulta un nuovo stadio di contrazione. Nel corso del processo l'elio si condensa in un nucleo centrale molto denso ($\rho \sim 10^5 \text{ g cm}^{-3}$) e la temperatura sale a $\sim 2 \times 10^8 \text{ K}$. Queste nuove condizioni sono tali da vincere le barriere di energia potenziale coulombiana che circondano il nucleo di elio, rendendo possibile la sua fusione. L'idrogeno forma un sottile strato molto esteso attorno a tale guscio e, come risultato, la stella si evolve rapidamente dalla sequenza principale per diventare una gigante rossa (pag. 9).

1.4.2 Fusione dell'elio e del carbonio

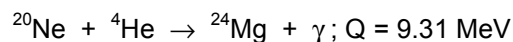
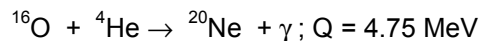
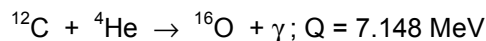
Le reazioni principali che avvengono durante la fusione dell'elio sono:



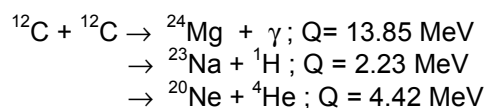
Il nucleo ${}^8\text{Be}$ è instabile relativamente all'emissione di particelle α ($t_{1/2} \sim 2 \times 10^{-16} \text{ s}$) e risulta solo 0.094 MeV più stabile dei nuclei di elio da cui ha avuto origine; in queste condizioni il rapporto d'equilibrio ${}^8\text{Be} : 4\text{He}$ nel nucleo di una gigante rossa è $\sim 10^{-9}$. Anche se piccolo, questo rapporto rende possibile la collisione a tre corpi, altrimenti impossibile. È interessante notare che basandosi su considerazioni di nucleogenesi stellare, F. Hoyle, nel 1954, predisse che lo stato nucleare eccitato radioattivo del ${}^{12}\text{C}^*$ doveva avere un'energia più elevata di 7.70 MeV rispetto allo stato fondamentale di ${}^{12}\text{C}$, 3 anni prima che ciò fosse verificato sperimentalmente (7.653 MeV). Gli esperimenti indicano anche che la differenza di energia $Q({}^{12}\text{C}^* - 3\text{He})$ è 0.373 MeV e quindi l'energia totale del processo nel suo insieme è:



A carico dell'elio si verificano anche ulteriori reazioni, nel cui ambito vengono sintetizzati nuclei più pesanti:



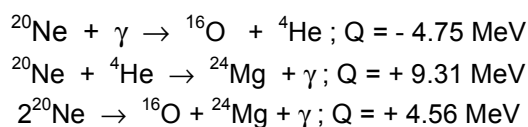
Queste reazioni portano all'esaurimento dell'elio formatosi durante il processo di fusione; comincia a formarsi un guscio interno di carbonio, ossigeno e neon che, a sua volta, subisce contrazione gravitazionale e riscaldamento, come nello stadio precedente. Ad una temperatura di circa $5 \times 10^8 \text{ K}$ diventa possibile, oltre ad altri processi, anche il processo di fusione del carbonio. Perciò, si pensa che le giganti rosse, invecchiando, possano generare un nucleo di reattore nucleare, ricco di carbonio, con una densità dell'ordine di 10^4 g cm^{-3} . Tipiche reazioni iniziali potrebbero essere:



La scala dei tempi per reazioni di questo tipo è dell'ordine di 10^5 anni a $6 \times 10^8 \text{ K}$ e di 1 anno a $8.5 \times 10^8 \text{ K}$. È da sottolineare che in questi processi vengono rigenerati nuclei di idrogeno e di elio e che diventano possibili numerose reazioni successive attraverso le quali si formano numerosi nuclidi in questo intervallo di masse.

1.4.3 Processo- α

L'evoluzione di una stella dopo la fase di gigante rossa, dipende in qualche misura dalla sua massa. Se non supera $1.4 M_{\odot}$, essa può contrarsi ancora apprezzabilmente. Entra così in una fase oscillante della sua vita, prima di trasformarsi in una nana bianca (pag. 9). Quando la contrazione del nucleo, conseguente alla diminuzione dell'elio e del carbonio, fa aumentare la temperatura al di sopra di 10^9 K , i raggi γ del complesso stellare diventano sufficientemente energetici da promuovere la reazione (endotermica) ${}^{20}\text{Ne}(\gamma, \alpha){}^{16}\text{O}$. La particella α liberata può superare la barriera coulombiana di altri nuclei di neon e formare ${}^{24}\text{Mg}$ con una reazione fortemente esotermica:



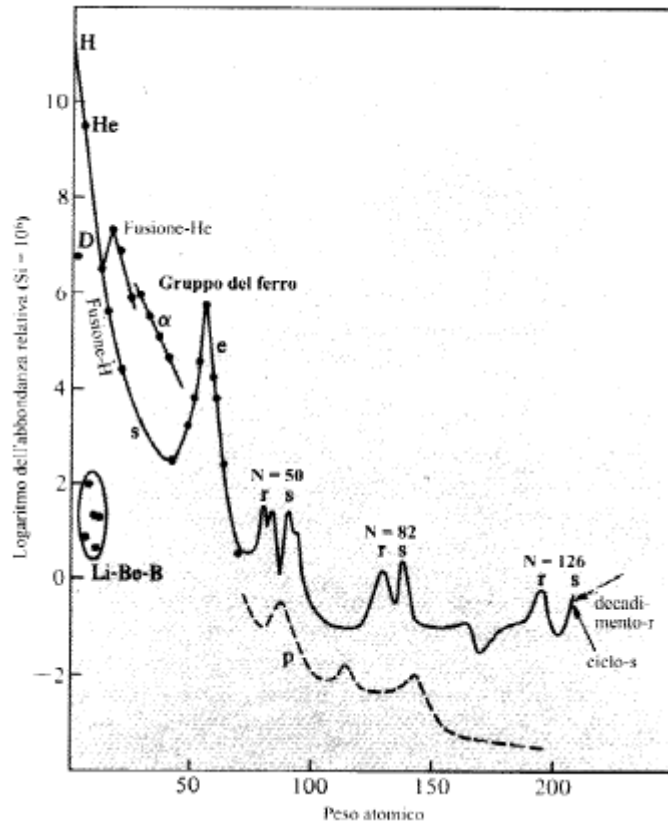
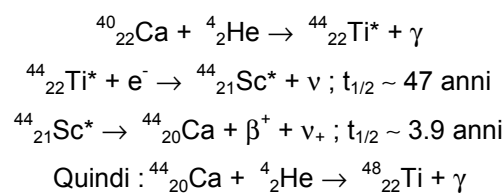


FIG. 1.6 Rappresentazione schematica delle caratteristiche principali della curva che esprime le abbondanze cosmiche di Fig. 1.1, contrassegnate in base alle varie reazioni stellari ritenute responsabili della sintesi degli elementi (Da E.M. Burbidge et al. chJ).

Una certa frazione delle particelle α liberate può anche interagire con ^{12}C per dare ulteriore ^{16}O . Analogamente, il ^{24}Mg precedentemente formatosi può ulteriormente reagire secondo il processo $^{24}\text{Mg}(\alpha, \gamma)^{28}\text{Si}$. Lo stesso vale per ^{32}S , ^{36}Ar , e ^{40}Ca . E' proprio questo processo che viene considerato responsabile della diminuzione dei così detti nuclei di particelle α (Fig. 1.1 e Fig. 1.6). I dati numerici più rilevanti (per confronto sono riportati anche i dati relativi al ^{20}Ne , prodotto nei processi di fusione dell'elio e del carbonio) sono sotto riportati:

| Nuclide | ^{20}Ne | ^{24}Mg | ^{28}Si | ^{32}S | ^{36}Ar | ^{40}Ca | ^{44}Ca | ^{48}Ti |
|----------------------------------|------------------|------------------|------------------|-----------------|------------------|------------------|------------------|------------------|
| Q_α /MeV | (9.31) | 10.00 | 6.94 | 6.66 | 7.04 | 5.28 | 9.40 | 9.32 |
| abbondanza relativa (osserv.) | (8.4) | 0.78 | 1.00 | 0.39 | 0.14 | 0.052 | 0.0011 | 0.0019 |

In un certo senso, il processo- α è simile al processo di fusione dell'elio e si distingue da esso a causa della diversa sorgente delle particelle α consumate nel corso del processo stesso. Il processo- α diretto si blocca a livello di ^{40}Ca , dato che il $^{44}\text{Ti}^*$ è instabile e decade per cattura elettronica. Quindi (riportando anche i numeri atomici Z come pedici, per maggiore chiarezza):



Il tempo totale che una stella passa in questa fase, può essere di $\sim 10^2 - 10^4$ anni (Fig. 1.7).

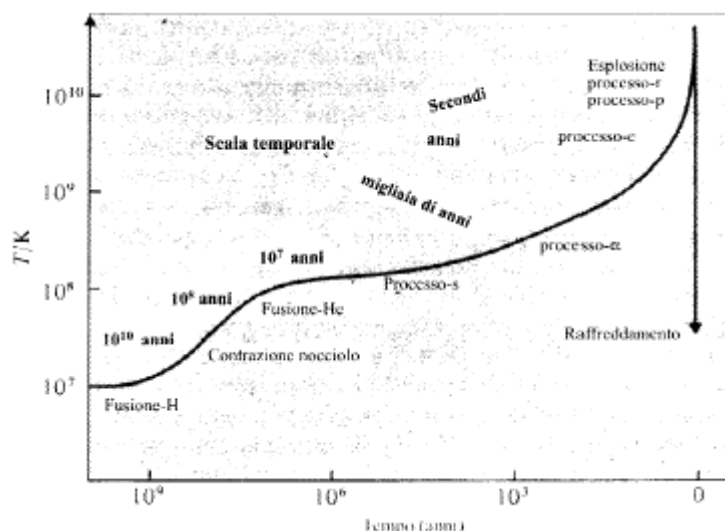


FIG. 1.7 Scala dei tempi dei vari processi che intervengono nella sintesi degli elementi nelle stelle. La curva della temperatura media in funzione del tempo per una stella di massa circa pari ad una massa del sole. La curva è puramente schematica.⁶

1.4.4 Processo-e e Processo d'equilibrio

Le stelle di massa più elevata, situate nella parte superiore del diagramma della sequenza principale (stelle con masse comprese nell'intervallo $1.4-3.5 M_{\odot}$), hanno una storia alquanto differente da quella esposta nei paragrafi precedenti. Abbiamo visto (pag. 5) che queste stelle consumano l'idrogeno molto più velocemente di quanto non facciano le stelle più piccole che, di conseguenza, trascorrono un tempo più breve nella sequenza principale. Le reazioni nel loro interno, a carico dell'elio, hanno inizio molto prima che tutto l'idrogeno sia esaurito, e nella parte centrale del loro ciclo vitale subiscono un'espansione molto modesta. Alla conclusione del ciclo diventano instabili ed esplodono violentemente, liberando nello spazio interstellare enormi quantità di materiale. Queste esplosioni vengono osservate dalla terra come supernove, 10000 volte più luminose delle normali nove. Nei secondi (o minuti) che precedono questa catastrofe, le altissime temperature raggiunte (circa 3×10^9 K) rendono possibili un gran numero di reazioni nucleari, come (γ, α) , (γ, p) , (γ, n) , (α, n) , (p, γ) , (n, γ) , (p, n) , ecc. (Fig. 1.7). Ciò può innestare numerose interconversioni con rapido raggiungimento di un equilibrio statistico tra i vari nuclei, i protoni e i neutroni liberi. Si ritiene che questo equilibrio sia responsabile delle abbondanze cosmiche degli elementi dal ${}_{22}\text{Ti}$ al ${}_{29}\text{Cu}$. Scendendo più in dettaglio, poiché il ${}^{56}_{26}\text{Fe}$ si trova sul massimo della curva delle energie di legame nucleari, esso è considerevolmente più abbondante di altri elementi più lontani dallo stato stabile.

1.4.5 Processo-s e processo-r (assorbimento di neutroni lenti e veloci)

Si ritiene che la cattura di neutroni lenti con emissione di raggi γ sia il processo responsabile della sintesi della maggior parte degli isotopi nell'intervallo di masse $A = 63-209$ e della maggior parte dei nuclei formati a seguito di processi non- α , nell'intervallo di masse $A = 23-46$. Questi processi avvengono probabilmente nelle giganti rosse in tempi dell'ordine di 10^7 anni. I cicli relativi alla produzione dei vari isotopi possono invece essere dell'ordine di 10^2-10^5 anni. Sono state proposte numerose sorgenti stellari di neutroni; le più probabili sono le reazioni esotermiche ${}^{13}\text{C}(\alpha, n){}^{16}\text{O}$ e ${}^{23}\text{Na}(\alpha, n){}^{26}\text{Mg}$. In entrambi i casi, i nuclei bersaglio ($A = 4n + 1$) verrebbero prodotti tramite una reazione (p, γ) su un nucleo più stabile $4n$, con emissione di positroni.

Dati i tempi estremamente lunghi necessari per il processo-s, i nuclidi instabili formati via reazioni (n, γ) hanno un tempo sufficiente per decadere, emettendo elettroni (decadimento β^-). Il punto cruciale nella determinazione dell'abbondanza relativa degli elementi formati con questo processo è la sezione d'urto della reazione di cattura neutronica del nuclide precursore. In questo modo il processo fornisce una spiegazione ingegnosa dei picchi massimi di abbondanza che si osservano in vicinanza di $A = 90, 138$ e 208 , in quanto questi massimi cadono in prossimità di nuclei insolitamente stabili ("numeri magici" di neutroni 50, 82 e 126) che hanno una sezione d'urto di cattura molto bassa (Fig. 1.6). Pertanto la loro concentrazione cresce in conseguenza della resistenza ad ulteriori reazioni. Così si possono giustificare le abbondanze relativamente alte di alcuni isotopi quali ${}^{89}_{39}\text{Y}$ e ${}^{90}_{40}\text{Zr}$, ${}^{138}_{56}\text{Ba}$, ${}^{140}_{58}\text{Ce}$, ${}^{208}_{82}\text{Pb}$, e ${}^{209}_{83}\text{Bi}$.

In contrasto con i processi più lenti discussi nei paragrafi precedenti, le condizioni possono diventare più critiche (cioè aumentare a $\sim 10^9$ K nelle esplosioni delle supernove) in seguito alla cattura rapida e

successiva di numerosi neutroni al nucleo prima che il successivo decadimento β^- diventi possibile. La scala temporale per un processo-r è $\sim 0.01-10$ s, per cui, ad esempio, in 10-100 s si possono addizionare 200 neutroni ad un nucleo di ferro. Solo quando l'instabilità β^- dei nuclei eccessivamente ricchi di neutroni diventa estremamente elevata e la sezione d'urto per la cattura di ulteriori neutroni diminuisce in prossimità dei "numeri magici", si innesta una cascata di 10 emissioni β^- , che riportano il prodotto nella regione degli isotopi stabili. Sulla base di questo meccanismo è possibile dare una convincente interpretazione dei picchi di abbondanza locale in prossimità di $A = 80, 130$ e 194 (8-10 unità di massa inferiori rispetto ai nuclidi associati con i massimi propri del processo-s) (Fig. 1.6). E' stato inoltre suggerito che anche gli isotopi ricchi di neutroni di alcuni degli elementi più leggeri, come ad esempio ^{36}S , ^{46}Ca , ^{48}Ca e forse ^{47}Ti , ^{49}Ti e ^{50}Ti , possano essere i prodotti di un processo-r. Questi isotopi, anche se non così abbondanti come altri isotopi di questi elementi, esistono tuttavia come specie stabili e non possono venire così facilmente sintetizzati tramite altri potenziali processi.

Si deve anche prendere in considerazione il problema dell'esistenza degli elementi pesanti. I bassi tempi di dimezzamento di tutti gli isotopi del tecnezio e del promezio giustificano pienamente la loro assenza sulla terra. Resta comunque il fatto che nessun elemento con numero atomico maggiore del ^{83}Bi possiede isotopi stabili. Molti di questi (in modo particolare ^{84}Po , ^{85}At , ^{86}Rn , ^{87}Fr , ^{88}Ra , ^{89}Ac e ^{90}Pa) si possono generare sulla base degli equilibri secolari con i precursori radioattivi, e le loro concentrazioni sono determinate dai relativi tempi di dimezzamento degli isotopi nella serie radioattiva che li produce. Il problema sta quindi nello spiegare la presenza cosmica del torio e dell'uranio, i cui isotopi di vita più lunga sono ^{232}Th ($t_{1/2} 1.4 \times 10^{10}$ anni), ^{238}U ($t_{1/2} 4.5 \times 10^9$ anni) e ^{235}U ($t_{1/2} 7.0 \times 10^{10}$ anni). Il tempo di dimezzamento del torio è paragonabile all'età dell'universo (circa 1.8×10^{10} anni) e ciò non desta alcun problema. Se tutto l'uranio attualmente presente sulla terra fosse stato prodotto attraverso un processo-r sfociante in un'unica supernova, questo evento si sarebbe dovuto verificare 6.6×10^9 anni fa (Cap. 3 1). Se, come sembra più probabile, molte supernove avessero contribuito a questo processo, allora questi eventi, distribuiti uniformemente nel tempo, si sarebbero verificati circa 10^{10} anni fa. In entrambi i casi tuttavia l'uranio si sarebbe formato molto tempo prima della formazione del sistema solare [(4.6-5.0) $\times 10^9$ anni fa]. Considerazioni più recenti basate sulla formazione e sul decadimento di ^{232}Th , ^{235}U e ^{238}U suggeriscono che la nostra galassia abbia un'età compresa tra 1.2×10^{10} e 2.0×10^{10} anni.

1.4.6 Processo-p (cattura di protoni)

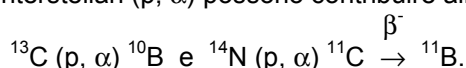
Dei processi di cattura di protoni da parte di nuclidi pesanti si è già brevemente accennato. La reazione (p, γ) si può anche invocare per spiegare la presenza di alcuni isotopi ricchi di protoni con abbondanze minori rispetto a quelle degli isotopi con numero pressoché normale di protoni e degli isotopi ricchi di neutroni (Fig. 1.6). Questi isotopi si potrebbero anche formare per espulsione di un neutrone ad opera della radiazione γ , cioè attraverso un processo (γ, n). Questi processi inoltre sono associabili all'attività delle supernove negli istanti dell'esplosione. Con l'eccezione dell' ^{113}In e del ^{115}Sn tutti i 36 isotopi che si ritiene vengano prodotti in questo modo hanno numeri di massa atomica pari; il più leggero è $^{74}_{34}\text{Se}$ ed il più pesante $^{196}_{80}\text{Hg}$.

1.4.7 Processo-x

Esaminando le Figure 1.1 e 1.6 si nota immediatamente l'abbondanza cosmica molto bassa degli isotopi stabili del litio, del berillio e del boro.¹⁰ Paradossalmente il problema non è quello di spiegare perché queste abbondanze siano così basse, ma perché questi elementi esistano, dato che i loro isotopi non compaiono nella normale catena di reazioni termonucleari descritte nelle pagine precedenti. Ancora, deuterio e ^3He , anche se partecipano al processo di fusione dell'idrogeno, vengono virtualmente consumati completamente nel corso del processo stesso. Quindi la loro presenza nell'universo, anche se in abbondanze molto basse, è sorprendente. Per di più, anche ammettendo che questi isotopi si siano formati nelle stelle, non avrebbero dovuto sopravvivere all'intenso calore. Esaminando le energie di legame in gioco, il deuterio dovrebbe venire completamente consumato a temperature superiori a 0.5×10^6 K, il litio sopra i 2×10^6 K, il berillio sopra i 3.5×10^6 K ed il boro sopra i 5×10^6 K. Deuterio e ^3He sono peraltro assenti dagli spettri di quasi tutte le stelle e quindi si pensa che si siano formati per nucleosintesi durante gli ultimi istanti della grande esplosione primordiale; la causa principale della loro scomparsa è il processo stellare.

Oggi si pensa che i 5 isotopi stabili, ^6Li , ^7Li , ^9Be , ^{10}B e ^{11}B si siano formati soprattutto in seguito a reazioni di spallazione (cioè di frammentazione) provocate da bombardamenti galattici di raggi cosmici (processo-x). I raggi cosmici sono costituiti da una grande varietà di particelle atomiche che si muovono attraverso la galassia a velocità relativistiche. Nei raggi cosmici sono stati identificati nuclei compresi tra l'idrogeno e l'uranio, pur rimanendo ^1H e ^4He i componenti di gran lunga più abbondanti (^1H : 500; ^4He : 40; tutte le particelle con numeri atomici da 3 a 9: 5; tutte le particelle con $Z \geq 10$: ~ 1). Comunque, esiste una notevole differenza rispetto alle abbondanze stellari poiché Li, Be e B sono largamente sovrabbondanti, come lo sono pure Sc, Ti, V e Cr (elementi che precedono il picco di massima abbondanza in prossimità del

ferro). Secondo una interpretazione semplice, si assume che le particelle (quelle più pesanti) che costituiscono i raggi cosmici, attraversando distanze così enormi, collidano occasionalmente con atomi del gas interstellare (soprattutto ^1H e ^4He) e si frammentano. Questa frammentazione, o spallazione, come viene normalmente chiamata, produce nuclei più leggeri a partire da nuclei più pesanti. Per contro, le particelle di ^4He , estremamente veloci, possono collidere occasionalmente con gli elementi stellari del gruppo del ferro e con altri nuclei pesanti, dando luogo a processi di spallazione con formazione di Li, Be e B (e probabilmente anche ^1H e ^3He) da una parte, ed elementi compresi nell'intervallo Sc-Cr, dall'altra. Come abbiamo già visto, tramite vari processi stellari si formano anche alcuni tra gli elementi di transizione più leggeri, ma la presenza di elementi di masse comprese nell'intervallo 6-12 si può spiegare soddisfacentemente solo invocando un processo extrastellare a basse temperature e densità. Oltre alla spallazione, in seguito alle onde d'urto di una supernova, anche le reazioni interstellari (p, α) possono contribuire alla sintesi degli isotopi del boro:



Riassumendo, la presenza dei 273 isotopi noti degli elementi fino al $^{209}_{83}\text{Bi}$, nonché le loro concentrazioni relative nell'universo, possono essere giustificate in modo approssimato, sulla base di tutta una serie di sintesi nucleari. Il fantastico numero di conversioni e di reazioni internucleari ipoteticamente possibili rende questo calcolo estremamente difficoltoso. Le variazioni di energia vengono facilmente calcolate sulla base delle masse atomiche relative (conosciute) dei vari nuclidi, ma le sezioni d'urto (probabilità) di molte reazioni non sono note. Ciò impedisce il calcolo preciso delle velocità di reazione e delle concentrazioni di equilibrio nelle condizioni estremamente critiche che si ritrovano anche nelle stelle stabili. Ancora più difficili da stabilire con precisione sono le condizioni e le reazioni che si instaurano all'atto dell'esplosione di una supernova; risulta comunque chiaro che negli ultimi vent'anni sono stati fatti dei sostanziali progressi nell'interpretazione della sbalorditiva varietà di abbondanze isotopiche degli elementi usati dai chimici. L'approssimativa costanza di composizione isotopica dei singoli elementi è il fortunato risultato di condizioni di stato quasi-stazionario instauratosi nell'universo nell'arco di tempo richiesto per la formazione del sistema solare. Si potrebbe tentare di speculare sulla domanda se la chimica avrebbe mai potuto affermarsi come scienza quantitativa, se gli elementi avessero avuto composizioni isotopiche sensibilmente variabili; l'analisi gravimetrica sarebbe stata infatti impossibile e i grandi traguardi del diciannovesimo secolo difficilmente sarebbero stati raggiunti.

TABELLA 1.4 Evoluzione dei valori dei pesi atomici di alcuni elementi^(a) (le date riportate sono state scelte per le ragioni riportate più sotto).

| Elemento | 1873-5 | 1903 | 1925 | 1959 | 1961 | 1981 |
|----------|--------|--------|------------------------|-----------|-----------|-----------------|
| H | 1 | 1,008 | 1,008 | 1,0080 | 1,007 97 | 1,007± 97(gmr) |
| C | 12 | 12,00 | 12,000 | 12,011 15 | 12,011 15 | 12,011 r |
| O | 16 | 16,00 | 16,000 | 16 | 15,9994 | 15,9994 (±3) gr |
| P | 31 | 31,0 | 31,027 | 30,975 | 30,9738 | 30,973 76 |
| Ti | 50 | 48,1 | 48,1 | 47,90 | 47,90 | 47,88 (±3) |
| Zn | 65 | 65,4 | 65,38 | 65,38 | 65,3 | 65,38 |
| Se | 79 | 79,2 | 79,2 | 78,96 | 78,96 | 78,96 (±3) |
| Ag | 108 | 107,93 | 107,880 | 107,880 | 107,870 | 107,8682(±3)g |
| I | 127 | 126,85 | 126,932 | 126,910 | 126,9044 | 126,9045 |
| Ce | 92 | 140,0 | 140,250 | 140,130 | 140,12 | 140,12 g |
| Pr | - | 140,5 | 140,920 | 140,920 | 140,907 | 140,9077 |
| Re | - | - | 188,700 ^(b) | 186,220 | 186,22 | 186,207 |
| Hg | 200 | 200,0 | 200,610 | 206,1 | 200,59 | 200,58 (±3) |

^(a) Le annotazioni g, m ed r nell'ultima colonna hanno lo stesso significato delle analoghe notazioni riportate nella tabella definitiva (in copertina). ^(b) Il valore per il renio fu tabulato per la prima volta nel 1929.

Note sulle date:

1874 Fondazione della Società Chimica Americana (tabulati 64 elementi).

1903 Prima tavola internazionale dei pesi atomici (tabulati 78 elementi).

1925 Importante revisione della tavola (tabulati 83 elementi).

1959 Ultima tabella basata sull'ossigeno (tabulati 83 elementi).

1961 Nuova revisione dei dati e riferimento al ^{12}C (tabulati 83 elementi).

1981 Valori IUPAC più recenti (tabulati 87 + 19 elementi).

Ugualmente, non dovrebbe sorprendere il fatto che i pesi atomici degli elementi non siano necessariamente sempre “costanti della natura” e che ci si possa aspettare variazioni, in particolare tra gli elementi più leggeri, che possono avere apprezzabili effetti sulle misure chimico-fisiche e sull’analisi quantitativa.

1.5 Pes atomici¹¹

Il concetto di “peso atomico” o “massa atomica relativa media” è stato ed è fondamentale nello sviluppo della chimica. Dalton aveva supposto che tutti gli atomi di un dato elemento avessero lo stesso peso inalterabile, ma dopo la scoperta degli isotopi, nei primi anni del secolo, questa proprietà fu trasferita dagli atomi agli isotopi. Oggi, nota la possibilità di composizione isotopica variabile (naturale o indotta artificialmente), è impossibile definire il peso atomico della maggior parte degli elementi; è prevalsa quindi la tendenza a definire un peso atomico di un elemento come “il rapporto tra la massa media di un atomo di un elemento e un dodicesimo della massa di un atomo di ¹²C”. È importante sottolineare che i pesi atomici (masse atomiche medie relative) degli elementi sono numeri adimensionali, cioè esprimibili senza alcuna unità di misura.

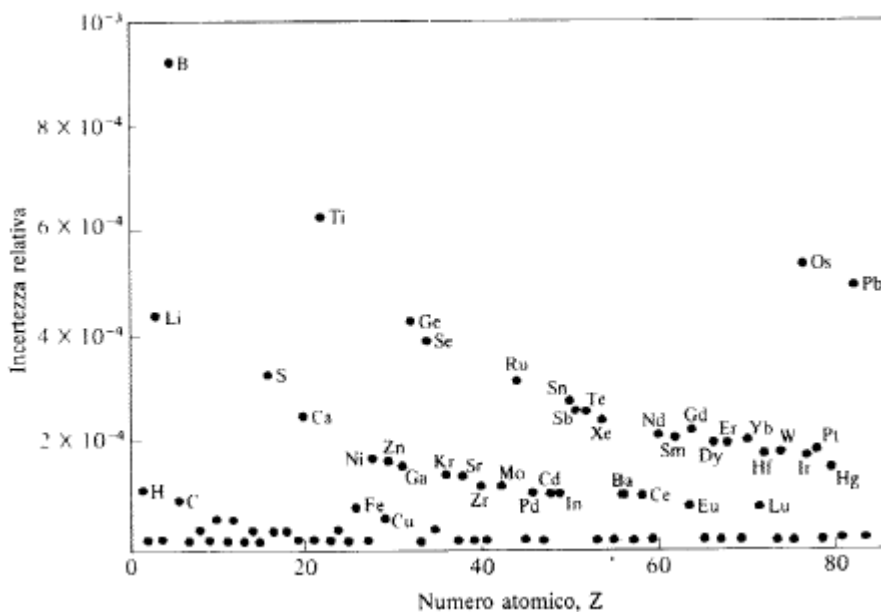


FIG. 1.8 Incertezze relative nei valori dei pesi atomici tabulati (1979).

Data la loro fondamentale importanza nella chimica, i pesi atomici sono stati continuamente ritoccati ed ottimizzati fin dalla prima tabulazione fatta da Dalton (1803-5). Nel 1808 Dalton aveva incluso 20 elementi nella sua tabella. Questo risultato fu ripreso ed esteso da Berzelius nei decenni successivi. Nella Tabella 1.4 e riportata una serie di dati che illustrano il continuo affinamento dei pesi atomici avvenuto nel corso degli ultimi 100 anni. Nel 1874 la precisione era dell’ordine dell’uno per duecento, ma già nel 1903 furono riportati i pesi atomici di 33 elementi con una precisione dell’uno per mille. Nel caso particolare dell’argento e dello iodio, la precisione arrivava all’uno per diecimila. Oggi la maggior parte dei pesi atomici sono noti con una precisione dell’uno per diecimila e si arriva all’uno per milione nel caso di 33 elementi. Questo eccezionale miglioramento è dovuto soprattutto alla disponibilità di metodi atomici di determinazione sempre più precisi. In particolare, nel periodo 1900-1935, il miglioramento determinante è derivato dall’uso di contenitori in silice fusa e di forni elettrici, che hanno ridotto di molto le possibilità di contaminazione. Un ulteriore affinamento per quanto riguarda la precisione si è avuto con l’introduzione della spettrometria di massa, che ha fornito un mezzo di indagine di altissimo livello per controllare la validità dei valori precedentemente ricavati e riportati nella Tabella dei pesi atomici del 1935. Dal 1938, i valori di peso atomico dell’idrogeno e dell’osmio, ottenuti mediante spettrometria di massa, vengono preferiti a quelli ottenuti tramite determinazioni chimiche. Analogamente, nel caso dell’elio, relativamente alle misure di densità gassosa. Nel 1959, i valori di peso atomico di oltre 50 elementi erano ancora basati su metodi atomici classici, ma dal 1973 tale numero si è ridotto a 9 (Ti, Ge, Se, Mo, Sn, Sb, Te, Hg, Tl), o a 10, nel caso che la determinazione coulombometrica del peso atomico dello zinco venga considerata determinazione chimica. I valori di altri 8 elementi sono stati determinati sia con misure chimiche che mediante spettrometria di massa, ma i valori riportati per tutti gli altri elementi sono stati ricavati esclusivamente da dati di spettrometria di massa.

Tuttavia, valori precisi di peso atomico non discendono automaticamente da misure precise delle masse atomiche, data la possibile variazione dell'abbondanza relativa dei vari isotopi. Un caso limite si può notare in Tabella 1.4: il valore per il praseodimio (un solo isotopo naturale stabile) è 100 volte più preciso del valore assegnato al Ce, presente in natura con 4 isotopi.

1.5.1 Incertezza nei pesi atomici

I valori numerici per i pesi atomici degli elementi vengono attualmente rivisti ogni 2 anni dalla Commissione per i Pesi Atomici e le Abbondanze Isotopiche della IUPAC (Unione Internazionale di Chimica Pura ed Applicata). Le loro raccomandazioni più recenti¹² sono riportate in copertina. Risulta evidente lo sforzo continuo che viene fatto per migliorare l'attendibilità dei valori. Osservando la Fig. 1.8 dove sono riportate le incertezze relative dei valori tabulati, si può notare che tutti i valori sono più accurati di 1 parte per 1000 e che per la maggior parte l'accuratezza supera le 2 parti per 10⁴. In questo diagramma il boro si stacca dagli altri elementi, non a causa dell'errore sperimentale (poiché la spettrometria di massa ha portato a risultati di altissima precisione), ma perché l'abbondanza relativa dei due isotopi ¹⁰B e ¹¹B varia di almeno ± 0.003 rispetto al valore quotato di 10.81. Non è peraltro nota alcuna variazione delle abbondanze isotopiche per elementi quali il titanio e l'osmio, ma per questi elementi non sono disponibili dati calibrati di spettrometria di massa. Poiché esistono rispettivamente 5 e 7 isotopi naturali stabili dei due elementi, è molto difficile avere dati di alta precisione: essi sono quindi suscettibili di ulteriori affinamenti.

La migliore precisione nei pesi atomici si ha nel caso di elementi con un solo isotopo stabile; la massa atomica relativa di questo isotopo può essere determinata con una precisione dell'ordine dell'1 per 10⁶, dato che non esiste in natura possibilità di variazione. Gli elementi di questo tipo sono 20: Be, F, Na, Al, P, Sc, Mn, Co, As, Y, Nb, Rh, I, Cs, Pr, Th, Ho, Tm, Au, Bi. (E' da notare che tutti questi elementi, eccetto il berillio, hanno numero atomico dispari; perché?)

Anche gli elementi con un solo isotopo predominante si prestano a determinazioni molto precise di peso atomico, dato che le variazioni di composizione isotopica o gli errori nella loro determinazione, hanno un effetto molto limitato sul valore del peso atomico determinato con la spettrometria di massa. Gli elementi con 1 isotopo con abbondanza maggiore del 99% sono 9 (H, He, N, O, Ar, V, La, Ta, U). Anche il carbonio potrebbe rientrare in questa categoria; il ¹³C ha infatti un'abbondanza dell'1.11%.

Le note variazioni nella composizione isotopica dei materiali terrestri impediscono una determinazione più precisa del peso atomico di 9 elementi (nota r al piede nella Tabella dei Pesi Atomici). Per ognuno di questi elementi (H, Li, B, C, O, S, Ar, Cu, Pb), l'accuratezza che può essere raggiunta nella determinazione del peso atomico di un dato campione è normalmente più elevata di quella associata al valore raccomandato nella Tabella dei Pesi Atomici. Infatti, quest'ultimo valore deve essere applicabile a tutti i campioni e deve perciò tenere conto di tutte le variazioni note di composizione isotopica di tutte le fonti commerciali. Per esempio, l'accuratezza attualmente ottenibile nella determinazione del peso atomico dell'idrogeno con misure calibrate di spettrometria di massa è circa ± 1 sulla sesta cifra decimale, mentre il valore raccomandato, che tiene conto della variazione naturale nel contenuto di deuterio, è 1.007 94 (± 7). Il valore più accettabile nel caso delle sostanze chimiche normalmente usate in laboratorio (ad esempio H₂O) è 1.007 97. Si dovrebbe comunque tenere presente che l'idrogeno gassoso usato nei laboratori risulta spesso impoverito in deuterio (impoverimento dovuto al processo elettrolitico usato nella preparazione). Il peso atomico dell'idrogeno di tali campioni è pertanto più vicino a 1.007 90. Viceversa, i processi di frazionamento sfruttati nella preparazione dell'acqua pesante (migliaia di tonnellate all'anno) o di prodotti chimici deuterati portano ad un peso atomico vicino a 2.014. Si deve pertanto fare molta attenzione durante la lavorazione o la preparazione di tali materiali "arricchiti", per evitare la contaminazione da parte di campioni "normali".

Si potrebbe dire molto sulla variabilità naturale di ognuno degli altri 8 elementi. Basti accennare al fatto che la determinazione delle variazioni di composizione isotopica costituisce attualmente uno strumento essenziale nello studio della storia geochimica dei vari corpi rocciosi. Per esempio, il peso atomico dello zolfo, determinato su campioni di zolfo nativo del Texas è chiaramente diverso da quello ottenuto da campioni di rocce contenenti zolfo sotto forma di solfati. Esaminando una grande varietà di campioni terrestri, la variabilità è compreso nell'intervallo ± 0.01 . Quindi il valore riportato per lo zolfo è 32.06, nonostante che l'accuratezza raggiunta nelle determinazioni su singoli campioni sia di $\pm 0.000 15$. Nel caso del boro, il valore del peso atomico è ancora più critico; esso può variare da 10.807 a 10.819 per campioni provenienti rispettivamente dalla Turchia e dagli Stati Uniti.

Deviazioni ancora più rilevanti sono quelle che si possono riscontrare in materiali commerciali a causa di inaspettate variazioni di composizione isotopica (nota m al piede nella Tabella dei Pesi Atomici). Questa situazione si presenta attualmente per sette elementi (H, Li, B, Ne, Kr, Xe, U) e può essere estesa a comprendere anche altri elementi (He, C, N, O). Gli isotopi di Li e B, separati o parzialmente arricchiti, e l'uranio vengono ampiamente usati nella tecnologia nucleare e nel campo degli armamenti. Le scorie, impoverite degli isotopi desiderati, vengono immesse sotto costo sul mercato dove vengono vendute come materiale "normale". Per questa ragione i sali di litio possono rivelarsi molto impoveriti nell'isotopo ⁶Li

(abbondanza naturale 7.5%). Ad esempio, uno dei maggiori fornitori ha immesso sul mercato del litio contenente meno del 3.75% di questo isotopo, il che comporta una variazione di peso atomico dello 0.53%. Praticamente tutti i composti di litio provenienti dagli Stati Uniti sono sospetti e i dati di peso atomico ricavati da misure effettuate su questi composti sono potenzialmente poco attendibili. Anche la pratica di "mungere" i gas rari presenti nei prodotti di fissione durante il ciclo del combustibile del reattore e poi di commercialarli, crea campioni di composizione isotopica anomala. L'effetto può risultare estremamente serio; di qui la necessità di tenere presente tale possibilità di deviazione nel caso degli elementi riportati con la nota m al piede nella Tabella dei Pesi Atomici.

I problemi derivanti dalla presenza di elementi radioattivi vengono considerati nella sezione seguente.

1 5.2 Il problema degli elementi radioattivi

Gli elementi contenenti nuclidi radioattivi tra i loro isotopi naturali subiscono nel tempo una progressiva variazione della concentrazione relativa dei loro isotopi, da ciò deriva un peso atomico continuamente variabile. Che questa variazione sia chimicamente significativa, dipende dal tempo di dimezzamento della trasformazione e dall'abbondanza relativa dei vari isotopi. Analogamente, la reale concentrazione di isotopi stabili di alcuni elementi (ad es. Ar, Ca, Pb) può essere influenzata dall'associazione di questi elementi con precursori radioattivi (ad es. ^{40}K , ^{238}U , ecc.), che possono generare quantità variabili degli isotopi stabili in questione. Ancora, alcuni elementi (come il tecnezio, il promezio e gli elementi transuranici) vengono sintetizzati tramite reazioni nucleari che producono un unico isotopo dell'elemento. Il "peso atomico" dipende perciò da quale particolare isotopo verrà sintetizzato; in questi casi il "normale" concetto di peso atomico perde di significato. Per esempio, la produzione di tecnezio mediante ciclotrone fornisce ^{97}Tc ($t_{1/2}$ 2.6×10^6 anni) con un peso atomico di 96.906, mentre il tecnezio contenuto nei prodotti di fissione è ^{99}Tc ($t_{1/2}$ 2.13×10^5 anni), peso atomico 98.906 e l'isotopo a vita più lunga è ^{98}Tc ($t_{1/2}$ 4.2×10^6 anni), peso atomico 97.907.

Almeno 19 elementi, che normalmente vengono considerati non radioattivi, in realtà hanno isotopi naturali instabili. Le minime tracce di ^3H ($t_{1/2}$ 12.33 anni) e di ^{14}C ($t_{1/2}$ 5.73×10^3 anni) non influenzano i pesi atomici di questi elementi, anche se la loro presenza risulta estremamente importante sotto altri punti di vista. La radioattività del ^{40}K ($t_{1/2}$ 1.28×10^9 anni) influenza il peso atomico di due elementi figli, l'argon (cattura di elettroni) e il calcio (emissione β), ma fortunatamente non influenza in modo significativo il peso atomico del potassio stesso, data l'abbondanza assoluta estremamente bassa di questo particolare isotopo (0.0117%). I tempi di dimezzamento degli isotopi radioattivi di tutti gli altri 16 elementi "stabili" sono maggiori di 10^{10} anni, ed hanno quindi un'influenza estremamente piccola sul peso atomico di questi elementi anche quando, come nel caso dell' ^{115}In ($t_{1/2}$ 5×10^{14} anni, abbondanza 95.7%) e del ^{187}Re ($t_{1/2}$ 5×10^{10} anni, abbondanza 62.6%), sono gli isotopi più abbondanti. E' comunque da notare che sulla scala dei tempi geologici è risultata possibile la formazione di concentrazioni significative di ^{187}Os nelle rocce che contenevano renio (decadimento β^- di ^{187}Re). Di conseguenza esistono campioni di osmio con peso atomico anomalo, più vicino a 187 che al valore tabulato di 190.2. Il primo elemento che si scoprì soggetto a queste variazioni fu il piombo. Infatti la scoperta degli isotopi, nonché la loro corretta interpretazione, sono legate all'osservazione fatta da T.W. Richards alla fine del secolo che un gruppo di campioni di piombo, di origine geologica diversa, erano chimicamente identici, ma differivano quanto a peso atomico. Oggi sappiamo che questa variazione può essere riscontrata in tutti gli elementi con pesi atomici compresi nell'intervallo 204-208. Questi elementi, per ognuno dei quali sono noti esemplari geologici di composizione isotopica anomala, sono riportati con la nota g al piede della Tabella dei Pesi Atomici. Oltre agli elementi Ar, Ca, Os e Pb, appena discussi, questa variabilità si ritrova in almeno altri 26 elementi, fra cui Sr (si forma per decadimento β^- di ^{87}Rb), Ra, Th e U. Un esempio spettacolare, che interessa praticamente tutti gli elementi situati nella parte centrale della Tabella periodica, è stato recentemente portato alla luce in seguito alla scoperta del reattore nucleare naturale preistorico di Oklo in Africa (Cap. 31). Fortunatamente questa miniera viene sfruttata solamente come fonte di rocce uranifere e quindi non incide sui campioni commercialmente disponibili degli altri elementi presenti.

In conclusione, possiamo considerare "costanti naturali" solo i pesi atomici di 20 elementi mononuclidici. In tutti gli altri elementi è potenzialmente possibile una variabilità nei pesi atomici; in alcuni casi tale variabilità è così accentuata da influenzare l'attendibilità dei risultati quantitativi ottenuti con precisioni modeste.

1.6 Punti da considerare

- Le forze gravitazionali sono 10^{37} volte più deboli delle forze elettrostatiche e 10^{39} volte più deboli delle forze nucleari; sono tuttavia tali da innescare il meccanismo iniziale che porta la temperatura delle protostelle a 10^7 K. (Suggerimento; nel sole ci sono 10^{57} atomi).

- Gli eventi successivi, e più precisamente le reazioni protone-protone e le reazioni nucleari derivanti dalla fusione dell'elio e del carbonio, richiedono temperature più elevate.
- L'idrogeno, che è instabile rispetto a tutti gli altri nuclidi presenti in natura, è l'elemento più abbondante nell'universo.
- I nuclei più stabili si trovano tra gli isotopi del ferro e del nichel, anche se questi due elementi formano meno dell'1% della massa totale dell'universo.
- Deuterio, litio, berillio e boro sono virtualmente assenti nelle stelle, ma costituiscono un componente rilevante dei raggi cosmici.
- Le concentrazioni degli elementi nelle stelle, pur essendo analizzabile solo la litosfera, vengono stimate da dati spettroscopici.
- Alle altissime temperature stellari, l'idrogeno si ionizza e, di conseguenza, non presenta alcuno spettro elettronico. A temperature più basse l'elio si trova allo stato fondamentale; il suo spettro elettronico di emissione cade quindi nel lontano ultravioletto, ma non può venire osservato sulla terra, a causa del noto assorbimento della radiazione ultravioletta da parte dell'atmosfera.

Bibliografia

- ¹ J. SILK. *The Big Bang: The Creation and Evolution of the Universe*, W.H. Freeman, San Francisco, 1980, pp. 394. J.D. BARROW and J. SILK, *The Left Hand of Creation: The Origin and Evolution of the Expanding Universe*, Heinemann, London, 1984, pp. 256.
- ² A.A. PENZIAS and R.W. WILSON, A measurement of excess antenna temperature at 4080 MC/S, *Astrophys. J.*, 142, 419-21 (1965). R.H. DICKE, P.J.E. PEEBLES, P.G. ROLL, and D.T. WILKINSON, Cosmic black-body radiation, *Astrophys. J.*, 142, 414-19 (1965). R.W. WILSON, The cosmic microwave background radiation, pp. 113-33 in *Les Prix Nobel 1978*, Almqvist & Wiksell International, Stockholm 1979. A.A. PENZIAS, The origin of the elements, pp. 93-106 in *La Prix Nobel 1978* (anche in *Science*, 105, 549-54 (1979)).
- ³ IS. SHIUOVSKII, *Stars: Their Birth, Growth, and Death* (translated by R.B. Rodman), W.H. Freeman, San Francisco, 1978, pp. 442. J. AUDOUZE and B.M. TINSLEY, Chemical evolution of the galaxies, *A. Rev. Astron. Astrophys.*, 14, 43-80 (1976). Rassegna dei lavori più recenti, inclusa la nucleosintesi.
- ⁴ D.H. CLARK and F.R. STEPHENSON, *The Historical Supernovae*, Pergamon Press, Oxford, 1977, pp. 233. Una interessante raccolta di osservazioni di nove e supernove attraverso i secoli, collegata ad una valida descrizione dei processi astrofisici associati.
- ⁵ D.N. SCHRAMM and R. WAGONER, Element production in the early universe, *A. Rev. Nucl. Sci.*, 27, 37-74 (1977).
- ⁶ E.M. BURBIDGE, G.R. BURBIDGE, W.A. FOWLER, and F. HOYLE, Synthesis of the elements in stars, *Rev. Mod. Phys.*, 29, 547-650 (1957). Rassegna esauriente su cui è basato tutto il lavoro successivo.
- ⁷ L.H. ALLER, The Abundance of γ Elements, *Interscience*, New York, 1961, pp. 283. Ottima discussione sulla nucleogenesi e sui dati di abbondanza.
- ⁸ R.J. TAYLOR, Origin of the elements, *Rept. Prog. Phys.*, 29, 489-538 (1966). Resoconto critico sul lavoro più recente che pone l'accento sui problemi di interpretazione e di stima.
- ⁹ R.J. TAYLOR, *The Origin of the Chemical Elements*, Wykeham Publications, London, 1972, pp. 169. Eccellente testo introduttivo rivolto agli studenti di fisica.
- ¹⁰ H. REEVES, Origin of the light elements, *A. Rev. Astron. Astrophys.*, 12, 437-69 (1974). Un resoconto sui problemi relativi alle abbondanze di deuterio, elio-3, litio, berillio e boro.
- ¹¹ N.N. GREENWOOD, Atomic weights, Cap. 8 in Parte I, Vol. 1, Sezione C, di Kolthoff and Elving's *Treatise on Analytical Chemistry*, pp. 453-78, *Interscience*, New York, 1978. Riporta un resoconto completo della storia e delle tecniche impiegate nella determinazione dei pesi atomici, nonché la loro significatività. Include inoltre la bibliografia completa sui pesi atomici.
- ¹² IUPAC Inorganic Chemistry Division, *Atomic Weights of the Elements 1981*, *Pure Appl. Chem.*, 55, 1101-18 (1983). Questo è il resoconto più recente nel quale, oltre ai pesi atomici, è riportata la composizione isotopica di tutti gli elementi e discussa la problematica più attuale.