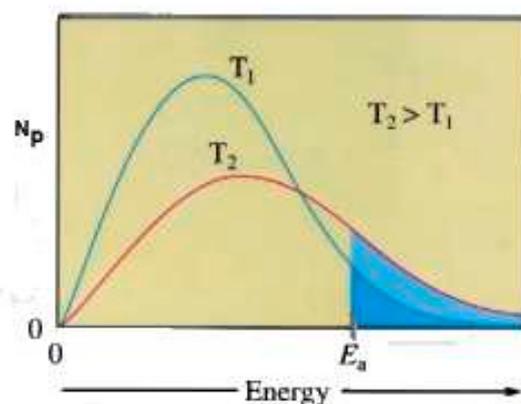


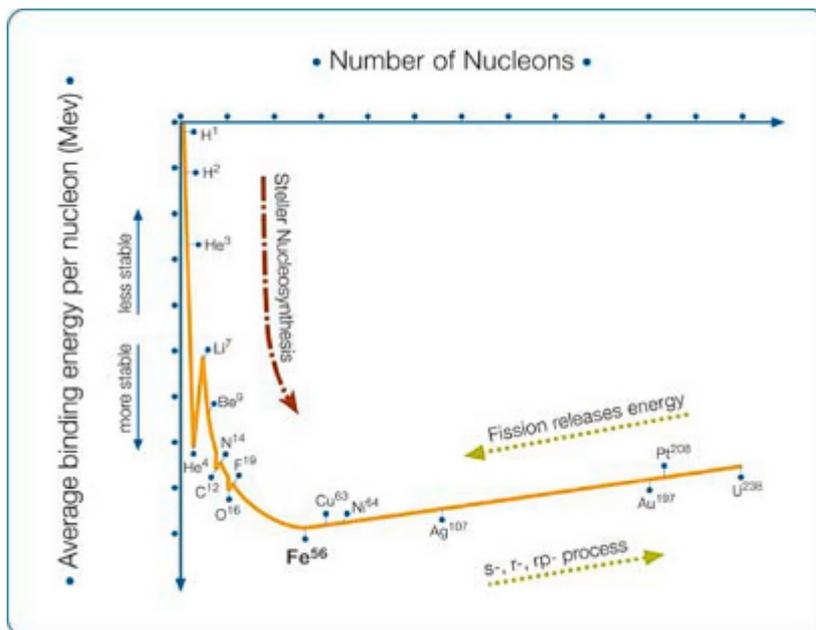
Le prime reazioni nucleari (04/11/09)

Dai salotti scorsi è emerso come i nuclei atomici siano più o meno stabili in base al gioco tra le forze nucleari (la cosiddetta “interazione forte” o “di colore”) e la forza elettromagnetica, che costringe i protoni a respingersi tra loro. Ora, l’interazione elettromagnetica è ben compresa e descritta da un insieme piuttosto semplice (almeno per i fisici) di equazioni: quelle di Maxwell, che per la prima volta furono divulgate nel 1876; ormai quasi 150 anni fa. La forza di colore, al contrario, obbedisce a meccanismi molto più complessi, “ragionevolmente” ben compresi almeno in prima istanza, ma che necessitano di una trattazione matematica di enorme complessità anche nei casi più semplici. Quello che si può dire in prima approssimazione, almeno per sintetizzare in soldoni, è quanto segue. All’interno di un protone o di un neutrone, la forza di colore è almeno 150 volte più intensa di quella elettromagnetica, e dunque quest’ultima è trascurabile nella stabilità dei nucleoni. Sempre mantenendoci all’interno di un nucleone, in circostanze particolarissime, quando due quark transitano a una distanza molto piccola tra loro, è poi possibile che scatti anche la forza nucleare cosiddetta “debole” (che, in ogni caso, è molto più “forte” di quella elettromagnetica), e allora un quark viene trasformato in un altro. In tal caso, anche il nucleone che contiene quel quark cambia natura: un protone può diventare un neutrone o viceversa, emettendo un positrone e un neutrino nel primo caso, nel secondo caso un elettrone e un antineutrino (neutrino e antineutrino si presentano come sottoprodotto della forza nucleare debole, e servono a conservare il numero di particelle / antiparticelle). E fin qui ci siamo mossi all’interno di un nucleone. Al suo esterno, sussiste una piccola “coda” di forza di colore, ma la sua intensità è molto minore. Diciamo, in prima approssimazione, che, quando due nucleoni “si toccano” (e ormai abbiamo capito che non si tratta comunque di contatto tra sfere rigide, ma di un avvicinamento con possibile compenetrazione parziale tra due “nubi” contenenti ciascuna tre quark), essa è dello stesso ordine di grandezza della forza repulsiva elettromagnetica. Dunque, il gioco tra queste due forze quasi uguali, una repulsiva e l’altra attrattiva, determina la stabilità dei nuclei atomici, e la possibilità di realizzare la fusione nucleare. Data la natura estremamente complicata della forza nucleare, non c’è da meravigliarsi se le cose non saranno “lineari”, ma un po’ controverse, almeno in apparenza. Magari, un nucleo con più protoni “fonde” prima di un nucleo che ne ha di meno. Pazienza; il motivo è da ricercarsi nello scodinziolamento della forza di colore all’esterno dei nucleoni.

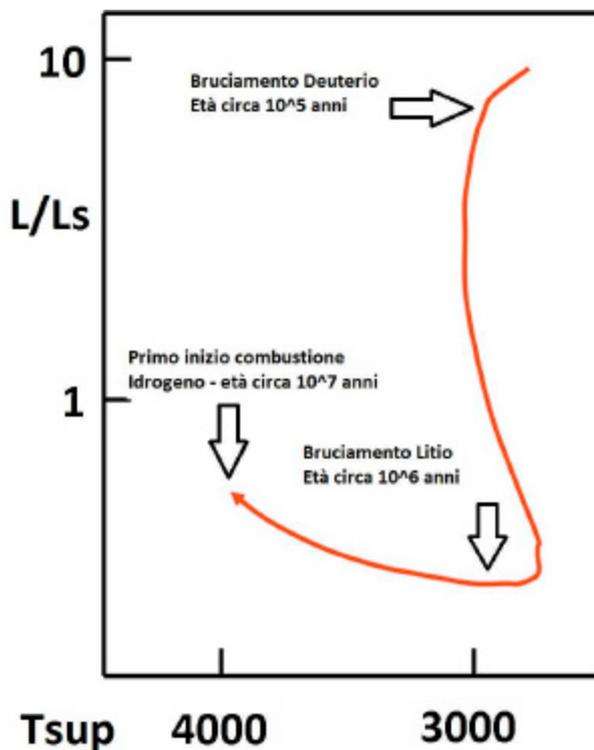
E arriviamo alla fusione, finalmente. Siccome, per ottenerla, è necessario che due nuclei siano praticamente a contatto, altrimenti la loro repulsione elettrostatica ha la meglio sulla forza di colore, la fusione (“a caldo”, perché in casi particolarissimi, che vedremo solo verso la fine di questo ciclo di salotti, nelle stelle può avvenire perfino la cosiddetta “fusione a freddo”) necessita di temperature elevatissime, perché solo in tal caso le energie di agitazione termica saranno sufficienti a superare le energie di repulsione elettrostatica tra nuclei. Nella figura accanto vediamo la distribuzione, in energia, del numero di particelle N_p a due differenti temperature, T_1 e T_2 , dove la seconda temperatura è maggiore della prima. Come si capisce bene, se prendiamo energie elevate, maggiore è la temperatura, maggiore è il numero di particelle che avranno quelle energie. Ora, supponiamo che, per portare a contatto (nel senso di cui sopra) due protoni, sia necessario superare un’energia di repulsione elettrostatica E_a . Se la temperatura è bassa (T_1), i protoni che superano quell’energia, e dunque sono in grado di entrare in collisione “nucleare” tra loro, sono pochi (la codina della curva corrispondente che supera E_a). All’aumentare della temperatura fino a T_2 , anche il numero di protoni con energia superiore a E_a aumenta, e perciò aumentano le collisioni, con maggiore probabilità di ottenere la fusione nucleare. Dunque, almeno in linea di massima, maggiore è la carica elettrica dei nuclei dai quali si vuole ottenere la fusione, maggiore sarà anche la temperatura da raggiungere per ottenerla. In cifre tonde e molto approssimate, per avere la fusione dell’idrogeno ($Z=1$) bisognerà raggiungere circa dieci milioni di gradi. Per ottenere la fusione dell’elio ($Z=2$) occorrerà arrivare a cento milioni di gradi. Per fondere il carbonio ($Z=6$) ci vorranno ottocento milioni di gradi. Per fondere l’ossigeno ($Z=8$) sarà necessario superare il miliardo di gradi e così via.



Ma ora siamo all'inizio della vita della stella, che è una sfera di plasma a bassa densità e di raggio enorme, poiché proviene dal collasso di una nube di gas interstellare molto rarefatto. La densità della protostella è comunque sufficiente a trattenere parte del calore generato durante la contrazione, e dunque la sfera è più densa e calda al centro, più fredda e rarefatta in superficie, e in completa ebollizione. Per fissare alcune cifre, la protostella che poi diventerà il nostro Sole, nel momento in cui s'innescano le primissime reazioni nucleari, ha una luminosità pari a circa dieci volte quella attuale, e una temperatura superficiale di circa 3000 °K, mentre al centro la temperatura raggiunge appena un milione di gradi. Quali sono le prime reazioni? Ebbene: durante il Big Bang si è prodotta una quantità piccolissima di deuterio: circa un nucleo ogni centomila d'idrogeno. Ma il gioco tra le forze nucleari e quella elettrostatica è tale per cui, già a un milione di gradi, un nucleo di deuterio, incontrandone uno d'idrogeno, fonde formando ^3He . Poiché questa reazione produce una grande quantità di energia (vedere il grafico "Number of nucleons"), per circa centomila anni quasi tutta l'energia liberata dalla protostella è di origine nucleare, e dunque l'oggetto non ha bisogno di contrarre per produrre energia gravitazionale. Si ha una prima, breve stabilizzazione dell'oggetto nel diagramma HR e, poiché la stella è totalmente in ebollizione (nel gergo si dice che è "convettiva"), via via che il deuterio viene bruciato al centro, ne viene portato sempre altro dalla convezione, finché tutto quello che era inizialmente presente nella protostella finisce bruciato, e l'oggetto resta privo di deuterio. A quel punto le reazioni nucleari si spengono, e la protostella ricomincia a contrarre e liberare energia gravitazionale, e non più nucleare.



Sempre dal Big Bang, ricordiamo che si è prodotta una quantità veramente minuscola di ^7Li . Questo nucleo, malgrado abbia carica elettrica $Z=3$, ha una tendenza enorme a catturare un protone per diventare per un istante ^8Be e quindi decadere in due nuclei di elio. Infatti, dal diagramma grafico "Number of nucleons", si vede come il ^7Li si piazza a un'energia molto più alta di quella dell'elio, al contrario dell'andamento generale che vede l'energia diminuire via via che aumenta Z . Perciò, gli basta che la temperatura al centro della protostella raggiunga all'incirca 2,5 milioni di gradi, e fonde tutto in elio. In questo caso, però, la quantità di litio è così bassa che il contributo energetico di queste reazioni nucleari è trascurabile. Il litio brucia al centro, poiché la stella ormai non è più tutta convettiva, e piano piano brucia anche negli strati più esterni quando la temperatura è sufficiente, ma nel diagramma HR non c'è uno stop, magari anche breve come quello del bruciamento di deuterio.



I primi bruciamenti sono esauriti. Adesso bisogna aspettare che cominci la catena protone-protone, ma questa richiede temperature molto più elevate, e la vedremo la prossima volta.