

GIOVANNI GARBEROGLIO

DA DOVE VIENE LA MATERIA? GLI ATOMI E LA STORIA DELL'UNIVERSO

ABSTRACT - GARBEROGLIO G., 2018 - Where does matter come from? Atoms and the history of the Universe.

Atti Acc. Rov. Agiati, a. 268, 2018, ser. IX, vol. VIII, B: 5-24.

Questions about the nature and the origin of matter have been at the center of philosophical reflections for millennia. However, it was only at the beginning of the 20th century that the atomic structure of matter was demonstrated. In this brief contribution, the main steps of these investigations will be reviewed, emphasizing the connection between the discovery of subatomic laws and the development of cosmological models. Finally, we will comment on how the recent progresses in multimessenger astronomy provides compelling indications of their validity.

KEY WORDS - Atoms; Atomic nuclei; Radioactivity; Big Bang; Primordial nucleosynthesis; Stellar nucleosynthesis; Gravitational waves.

RIASSUNTO - GARBEROGLIO G., 2018 - Da dove viene la materia? Gli atomi e la storia dell'Universo.

Domande sulla natura, l'origine e le proprietà della materia hanno accompagnato la riflessione filosofica per millenni, ma solo agli inizi del XX secolo si è riusciti a dimostrarne in maniera definitiva la sua struttura atomica. In questo breve saggio ripercorreremo brevemente le tappe principali di queste investigazioni, che per loro natura fanno sorgere ulteriori questioni relative alla storia dell'Universo. Mostreremo come la conoscenza delle leggi del mondo subatomico abbia contribuito allo sviluppo di modelli cosmologici, e di come il recente sviluppo dell'astronomia osservativa "multimessaggero" fornisca indicazioni sempre più cogenti della loro validità.

PAROLE CHIAVE - Atomi; Nuclei atomici; Radioattività; Big Bang; Nucleosintesi primordiale; Nucleosintesi stellare; Onde gravitazionali.

INTRODUZIONE: COS'È LA MATERIA?

Cos'è la materia? Come è fatta? È sempre esistita? Sin dall'inizio della storia del pensiero gli esseri umani si sono confrontati con queste domande, ma

è solo negli ultimi 100 anni che i progressi della fisica hanno permesso di fornire loro alcune risposte con un notevole grado di certezza.

Sebbene idee relative alla struttura atomica della materia, nel senso di discreta ovvero non-continua, siano state proposte (ed argomentate in modo ineccepibile!) sin dagli albori della filosofia greca e romana – specialmente nelle opere di Democrito e Lucrezio – una visione unificata, quantitativamente corretta e soprattutto in grado di utilizzare e sfruttare le proprietà della materia in maniera razionale si è ottenuta solo a partire dai primi anni del XX secolo.

Grazie agli studi sulla radioattività si era capito che alcune sostanze emettono naturalmente delle particelle cariche, di cui la carica, la massa e la velocità erano state misurate con una notevole precisione. Ernest Rutherford, un fisico neozelandese, si rese conto che questa sconosciuta ma ben caratterizzata proprietà della radioattività avrebbe potuto essere usata per investigare in modo approfondito di cosa fosse fatta la materia. All'epoca era chiaro che nella materia c'erano particelle responsabili della corrente elettrica, gli *elettroni*, ma queste particelle erano troppo leggere per rendere conto di tutta la massa misurata. Oltre a questo la neutralità elettrica della materia faceva immediatamente dedurre che al suo interno ci dovesse essere "qualcosa" di carica elettrica opposta a quella degli elettroni. Ma cos'era questo qualcosa? Era una carica diffusa e continua in cui gli elettroni si muovevano come granelli di polvere nell'aria, oppure anche questa carica neutralizzante si presentava sotto forma di particelle? Ma allora, perché non si osservava anche il loro contributo alla corrente elettrica, oltre a quella degli elettroni nei tubi catodici dell'epoca? E inoltre, com'era disposta la massa mancante? In particelle puntiformi? In maniera diffusa?

Per rispondere a queste domande, l'idea di Rutherford fu relativamente semplice: sappiamo che le particelle radioattive – quelle che oggi sono note come particelle α – sono molto pesanti (più di 4.000 volte la massa degli elettroni) e vanno molto veloci. Se riusciamo ad indirizzarle verso uno strato sottile di materia, allora sicuramente il loro moto non verrà influenzato troppo dagli elettroni (perché sono più leggeri) e questo ci darà informazioni su come è disposta la carica positiva nella materia.

I risultati furono abbastanza sorprendenti: molte delle particelle α vennero osservate rimbalzare indietro, cosa decisamente inaspettata nel caso in cui – come alcuni si aspettavano – la carica positiva e la massa fossero distribuite in modo diffuso e continuo dentro tutto il materiale. Lo studio accurato della distribuzione degli angoli di deflessione permise di concludere che la carica positiva e la massa dentro la materia erano presenti sotto forma di particelle molto pesanti. Questo risultato stabilì definitivamente che la materia è composta da unità discrete: gli atomi, appunto. E non

solo. Gli atomi a loro volta dovevano avere una configurazione abbastanza specifica: gran parte della massa era racchiusa in un nucleo molto pesante e compatto, carico positivamente, intorno a cui orbitavano gli elettroni molto più leggeri e la cui carica è (per convenzione) di segno negativo.

E come sempre accade nella scienza, stabilire alcuni punti fermi in una situazione non molto ben compresa produce immediatamente un sacco di nuove scoperte. Ad esempio si riuscì a capire che la radioattività consiste in particelle emesse dai nuclei, che la chimica dipende da come gli elettroni si comportano, e che anzi, il comportamento degli elettroni è strano nel senso che orbitano sì intorno al nucleo, ma nel loro caso la parola “orbitano” deve essere intesa nel senso della Meccanica Quantistica e non di quella Classica ⁽¹⁾: gli elettroni si trovano all'interno di una zona distante circa un decimo di miliardesimo di metro dal nucleo (un'unità di misura “comoda” in fisica della materia, che prende il nome di Ångström, abbreviato in Å); mentre le dimensioni tipiche dei nuclei sono a loro volta circa centomila volte più piccole (altra unità di misura “comoda” in fisica nucleare, che prende il nome di fermi, abbreviato in fm). Una rappresentazione della struttura di un atomo è rappresentata in Fig. 1.

È forse opportuno rilevare in questa sede che tra i primi successi della Meccanica Quantistica c'è proprio quello di aver fornito delle interpretazioni quantitativamente esatte del comportamento della fisica degli atomi e di quello della materia condensata. In particolare la Meccanica Quantistica ha fornito spiegazioni illuminanti sulle regolarità osservate nelle proprietà degli elementi – la famosa Tavola Periodica ideata da Mendeleev – ed ha reso possibile capire *quantitativamente* tutta la chimica a seconda di come le nuvole elettroniche reagiscono alla presenza di vari tipi di nuclei. Con la parola “quantitativamente” intendo dire che risolvendo opportunamente le equazioni quantomeccaniche per gli elettroni è possibile stabilire se si formino o meno delle strutture stabili (molecole o solidi) in funzione ad esempio della temperatura o della pressione, oppure capire se una certa reazione chimica possa avvenire, e nel caso sotto quali condizioni. Detta così sembra semplice, ed in effetti è “semplice” scrivere le equazioni matematiche che descrivono il sistema; risolverle è un po' meno diretto, ma oggi giorno possiamo contare su computer paralleli la cui potenza di calcolo è sufficiente per rispondere a parecchie domande ⁽²⁾.

⁽¹⁾ GARBEROGLIO 2016.

⁽²⁾ GARBEROGLIO 2014.

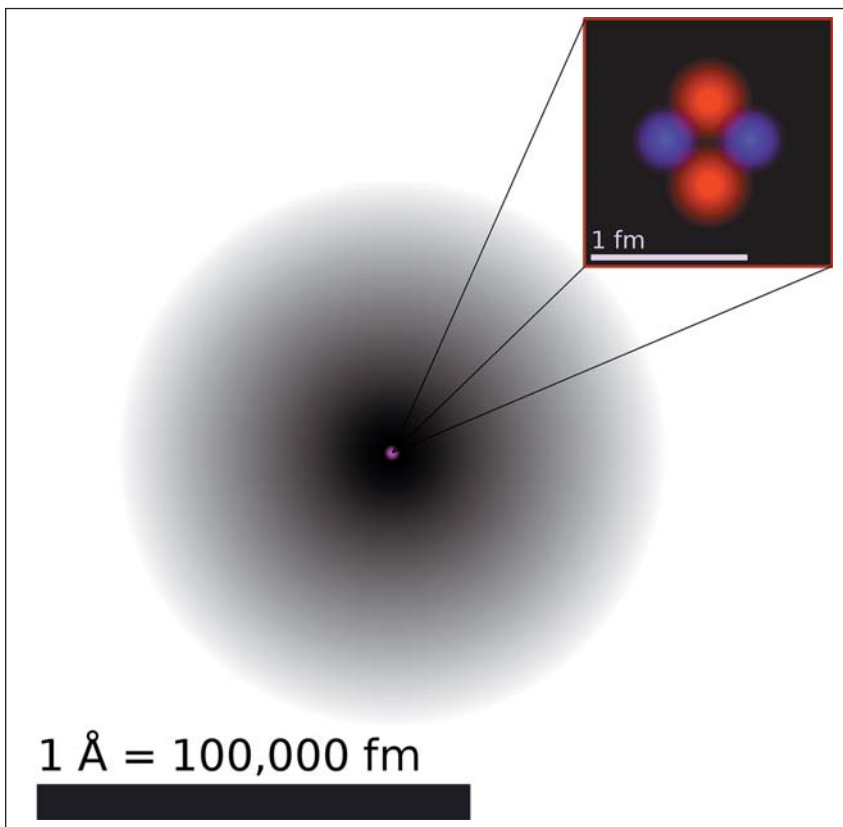


Fig. 1 - Schema della struttura di un atomo. Tratto da <https://en.wikipedia.org/wiki/Atom>.

CURIOSANDO DENTRO AI NUCLEI: RADIOATTIVITÀ E STABILITÀ

Come si può ben immaginare, i fisici sono persone curiose. Una volta stabilita la struttura atomica della materia, alcuni di loro si dedicarono ad investigare più approfonditamente le proprietà dei nuclei. Le ricerche chimiche, riassunte nella Tavola Periodica di Mendeleev, mostravano che gli atomi noti erano 92, differenziati principalmente per il valore della carica elettrica del nucleo, un numero noto come Z . Gli esperimenti di Rutherford mostravano anche che nel nucleo era presente anche tutta la massa degli atomi. Una domanda “ovvia” a questo punto era: c’è un qualche collegamento tra la massa dei nuclei dei 92 atomi conosciuti e la loro carica?

Quello che si poteva sapere allora non permetteva di farsi un’immagine chiara di cosa stesse succedendo. Oltre ai valori della massa e della carica di alcuni nuclei, si sapeva anche che erano radioattivi, ovvero che dai nuclei

di alcuni elementi venivano emesse delle particelle, che potevano essere di tre tipi diversi. La radiazione α (quella usata da Rutherford per i suoi esperimenti) era formata da particelle con la stessa carica ($Z=2$) e la stessa massa dei nuclei dell'atomo di elio. Oltre a questo erano stati scoperti dei nuclei che emettevano un altro tipo di radiazione, la radiazione β , che era indubbiamente fatta di elettroni molto veloci. In altre situazioni i nuclei potevano emettere radiazione γ , ovvero quanti della buona, cara e vecchia "radiazione elettromagnetica", sebbene di un'energia particolarmente elevata.

Date queste evidenze, una prima ipotesi potrebbe essere quella di dire che i nuclei sono composti da elettroni e da particelle α , cosa che però non spiega come mai il nucleo dell'atomo di idrogeno ($Z=1$) sia 4 volte più leggero di una particella α , né il fatto che le masse dei nuclei pesanti non siano "multipli" della massa della particella α (gli eventuali elettroni usati per neutralizzare la carica in eccesso pesano molto meno, e si possono quindi trascurare nel computo). Oltre a queste obiezioni "pratiche", questo modello era soggetto a tutta una serie di obiezioni "teoriche": la teoria quantistica degli elettroni mostrava che non esisteva nessuna possibilità per loro di rimanere confinati stabilmente in zone più piccole di circa mezzo Å. Stanno quindi a loro agio nella nuvola esterna degli atomi, ma trovarli nel nucleo – centomila volte più piccolo – era decisamente impensabile. E quindi... da dove viene la radiazione β ? Oltre a questo, un'altra obiezione "teorica" viene dal considerare che le cariche uguali si respingono: se i nuclei sono veramente fatti di particelle α , che cos'è che le tiene unite?

La situazione era decisamente confusa, e ci vollero in effetti diversi anni prima di riuscire a stabilire in dettaglio la struttura dei nuclei atomici e l'origine dei vari tipi di radiazione. Tramite esperimenti ingegnosi si arrivò a comprendere che i nuclei non sono fatti di particelle α o β , ma sono composti da due unità fondamentali: i protoni e i neutroni. I *protoni* sono particelle cariche positivamente di una unità fondamentale e costituiscono il nucleo degli atomi di idrogeno (che è l'atomo più leggero, con $Z=1$). Insieme ai protoni il nucleo ospita altre particelle, i *neutroni*, che – come il nome può far intuire – sono elettricamente neutre e di massa solo leggermente superiore a quella dei protoni. Protoni e neutroni sono tenuti insieme da un nuovo tipo di forza, la *forza nucleare*, che agisce solo fino a distanza di qualche fm, ma in questo intervallo è decine di volte più intensa di quella elettrica che tenderebbe a separare i protoni. Tutti i tipi di nuclei atomici possono quindi essere caratterizzati da due numeri: il primo, Z , corrisponde al numero di protoni e quindi alla carica mentre il secondo, comunemente chiamato N , indica il numero di neutroni presenti.

La radioattività è dovuta al fatto che le forze nucleari agiscono in modo da rendere particolarmente stabile il nucleo dell'elio ($Z=2$, $N=2$), che corrisponde alle particelle α ed è il nucleo dell'atomo rappresentato in Fig. 1. In alcuni nuclei, specie quelli più pesanti, è molto facile che due neutroni e due protoni formino una particella α . Quando questa si trova per caso ad avere un'energia sufficientemente alta riesce a superare l'attrazione nucleare e scappare, un po' come le molecole d'acqua più veloci fuggono da una bacinella di acqua calda sotto forma di vapore.

La radiazione γ viene emessa quando dei nuclei si trovano in uno stato eccitato (ad esempio, dopo aver emesso una particella α), e quindi perdono un po' di energia sotto forma elettromagnetica nel riassetarsi. Il processo è l'analogo nucleare delle reazioni fotochimiche che avvengono nelle sostanze luminescenti che dopo essere state messe in uno stato eccitato si riassettano emettendo luce. Questo è quello che avviene ad esempio, nel caso dell'aurora polare: gli atomi degli strati alti dell'atmosfera sono eccitati dagli urti con le particelle emesse dal Sole e si "riassettano" emettendo luce verde o rosa.

La spiegazione della radiazione β ha richiesto un po' più di studi alla fine dei quali ci si è resi conto che questo processo di decadimento è causato da un terzo tipo di forza, né elettromagnetica né nucleare. Le caratteristiche di questo tipo di "forza" sono abbastanza peculiari, nel senso che è responsabile della trasformazione di alcune particelle in altre ed il termine più adatto sarebbe quindi *interazione*: interazione nucleare debole. Nel caso della radiazione β l'interazione debole agisce trasformando un neutrone in un protone ed un elettrone (oltre che un'altra particella, chiamata *neutrino*, di cui non ci interessa in questa sede). Gli elettroni β quindi non "stanno" nel nucleo, ma sono letteralmente prodotti dall'interazione debole quando si verificano le condizioni opportune.

A queste ricerche di carattere fondamentale si affiancarono naturalmente alcune ricerche di carattere più sperimentale, volte ad identificare e classificare quanti più nuclei possibili e studiarne le varie proprietà, come ad esempio il tempo necessario per decadere qualora fossero instabili.

Si comprese che non tutti i valori delle coppie (Z , N) sono permessi, e questo è dovuto alle relazioni tra i vari tipi di forza in gioco: nucleare forte, elettromagnetica e nucleare debole. Se la prima tende a tenere uniti protoni e neutroni, le altre due tendono a disgregarli. Ad esempio, se immaginiamo di fissare N (il numero di neutroni) e di aumentare progressivamente Z (il numero di protoni), ad un certo punto la forza (repulsiva) elettromagnetica diventa così forte da superare perfino quella nucleare ed il nucleo che abbiamo creato decade emettendo direttamente i protoni in eccesso. Se, d'altra parte, fissiamo Z ed immaginiamo di aumentare N sono le forze

nucleari deboli che iniziano a prendere il sopravvento, ed il nucleo diventa instabile per emissione di radiazione β . Se N diventa eccessivo, è possibile addirittura che il nucleo decada emettendo direttamente neutroni. Nel diagramma di Fig. 2 – che mostra i nuclei noti e la loro stabilità – esiste quindi per ogni valore di Z un punto lungo l'asse N (leggermente più in alto della zona colorata) dove gli ipotetici nuclei formati sono instabili rispetto all'emissione di un neutrone. L'insieme di questi punti al variare di Z forma una linea, nota come *drip line*, la “linea di sgocciolamento”.

Come abbiamo già accennato, i nuclei con N e Z grandi favoriscono l'“evaporazione” di particelle α . Oltre a questo i nuclei più grandi possono anche essere instabili per via del fatto che risulta energeticamente favorito formare due nuclei più piccoli (possibilmente liberandosi di neutroni in eccesso e di una certa quantità di energia). Questo processo di “fissione” è alla base delle tecnologie di produzione di energia nucleare (quando fatto avvenire in modo controllato) o di ordigni nucleari (se volutamente fatto avvenire in maniera incontrollata).

Ritornando alla Fig. 2, notiamo che i nuclei stabili sono quelli con un numero di neutroni circa pari e quello dei protoni, con una chiara tendenza ad avere $N > Z$, specialmente per nuclei più pesanti di quello dell'argon ($Z=18$). Per $Z > 82$ (piombo) tutti i nuclei sono instabili, sebbene alcuni abbiano un tempo di vita molto lungo. L'uranio 238 ($Z=92$, $N=146$; $N+Z=238$), ad esempio, ha un tempo di vita di 4.5 miliardi di anni e si trova relativamente facilmente nella crosta terrestre. Il secondo isotopo ⁽³⁾ più abbondante dell'uranio, l'uranio 235 ($Z=92$, $N=143$; $N+Z=235$) ha un tempo di vita molto inferiore, circa 700 milioni di anni, ed è quindi molto più raro da trovare, nella misura dell'1% circa rispetto all'isotopo 238.

Ed è a questo punto che lo studio della fisica dei nuclei, portata avanti finora in laboratori terrestri, apre la strada ad una serie di domande più fondamentali sulla storia dell'Universo. È infatti interessante che vengano trovati nella crosta terrestre dei nuclei che per loro natura tendono a decadere in nuclei più semplici, sebbene su scale temporali “immense” dell'ordine di centinaia di milioni o addirittura miliardi di anni perché questo vuol dire che sicuramente non sono lì “da sempre”: ad un certo punto devono essersi formati. Dove? Come? Quando?

Il “quando” è forse la domanda più facile a cui rispondere. Le vite medie dei vari nuclei possono essere misurate in laboratorio e no, non

⁽³⁾ Nuclei con lo stesso Z , ma diverso N si chiamano *isotopi*. Il nome deriva dal greco e significa “nello stesso luogo”, perché occupano la stessa casella nella Tavola Periodica degli elementi in quanto gli atomi corrispondenti ai vari isotopi hanno proprietà chimiche praticamente uguali tra loro e si differenziano soltanto per la massa.

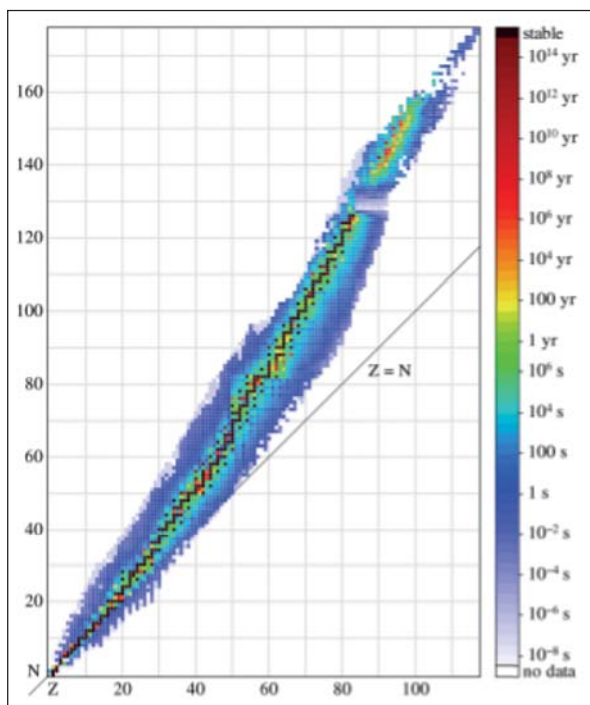


Fig. 2 - La stabilità dei nuclei atomici. Il colore indica il tempo di decadimento. Si noti l'estrema variabilità da migliaia di miliardi di anni a milionesimi di secondo, https://en.wikipedia.org/wiki/List_of_elements_by_stability_of_isotopes.

serve aspettare miliardi di anni. Basta contare il numero di atomi che decadono in un secondo (cosa relativamente facile con un contatore Geiger) e dividerlo per il numero di atomi presenti (cosa relativamente facile da misurare, basta pesare il campione e sapere quanto pesa un singolo atomo): l'inverso di questo tempo numero è la vita media (in secondi) degli atomi del campione. Conoscendo questi dati e misurando le abbondanze relative dei prodotti di decadimento, ottenuti analizzando il contenuto delle rocce nelle quali si trovano i materiali radioattivi, è relativamente diretto estrapolare all'indietro e scoprire quando questi nuclei si sono formati. Occhio e croce 4 miliardi e mezzo di anni fa.

La materia, perlomeno quella radioattiva, non è sicuramente presente da sempre. E l'altra, quella non radioattiva?

DA DOVE VENGONO GLI ATOMI?

Per il "dove" ed il "come" occorre alzare gli occhi al cielo. Là fuori, da qualche parte, dovremmo riuscire a trovare qualche indicazione per rispondere a questa domanda.

Un primo indizio importante venne trovato negli anni '20 del secolo scorso da Edwin Hubble, che scoprì le galassie e ne misurò il moto: l'Universo si sta espandendo ⁽⁴⁾. Questa osservazione porta subito ad ipotizzare che parecchio tempo fa doveva essere molto più piccolo di adesso e anche molto più caldo, secondo la legge termodinamica per cui un sistema in espansione si raffredda... come si può osservare ogni volta che si stappa una bottiglia di spumante: la leggera nebbiolina che si vede emergere dal collo della bottiglia sono piccoli cristalli di ghiaccio formati a seguito dell'espansione improvvisa, e relativo raffreddamento, del gas nel collo della bottiglia a seguito della rimozione del tappo.

Ma quanto era più piccolo l'Universo? E quanto più caldo? Beh, vediamo cosa succede se prendiamo questa ipotesi molto sul serio e andiamo dritti a considerare la temperatura più alta per cui ci aspettiamo che le leggi fisiche che conosciamo siano ancora valide. Data questa premessa, ancora ipotetica, possiamo quindi passare a trarre delle conclusioni su come dovrebbe presentarsi oggi l'Universo. A questo punto basta andare a vedere se quello che abbiamo dedotto sia o meno verificato per aumentare la nostra fiducia in questa ipotesi, od eventualmente scartarla.

Allo stato attuale delle conoscenze, i fisici sono ragionevolmente certi di riuscire a capire il comportamento della materia e dei suoi costituenti microscopici per temperature inferiori a circa 1.000 miliardi di gradi, anche se per i nostri scopi ci possiamo accontentare di molto meno. Tipo 5 miliardi di gradi.

A queste temperature così elevate le particelle di cui stiamo parlando (elettroni, protoni e neutroni) sono stabili, ma le loro velocità sono così elevate che nemmeno le forze nucleari riescono a mantenerle legate in nuclei o atomi. In queste condizioni, l'Universo doveva presentarsi come una "zuppa" di protoni, neutroni, elettroni e fotoni (radiazione elettromagnetica) sostanzialmente in equilibrio termodinamico tra di loro ⁽⁵⁾. Una rappresentazione pittorica di questa situazione è riportata in Fig. 3. Tramite un uso giudizioso delle equazioni della Fisica Nucleare e della Relatività

⁽⁴⁾ GARBEROGLIO 2013.

⁽⁵⁾ A 1000 miliardi di gradi i fotoni presenti sono così energetici da creare, grazie alla relazione di Einstein $E=mc^2$, coppie di elettroni ed antielettroni. Per temperature ancora più grandi i neutroni ed i protoni perderebbero la loro identità, creando un mare di quark, antiquark, elettroni, antielettroni, gluoni, fotoni, neutrini e via dicendo. Sebbene si ritenga di conoscere le equazioni che governano questo sistema (noto come "plasma di quark e gluoni"), molto poco si conosce ancora sulle caratteristiche delle soluzioni. Alcune delle proprietà del plasma di quark e gluoni sono accessibili sperimentalmente, dal momento che viene formato – sebbene per un tempo brevissimo – durante collisioni ad alta energia tra nuclei pesanti.

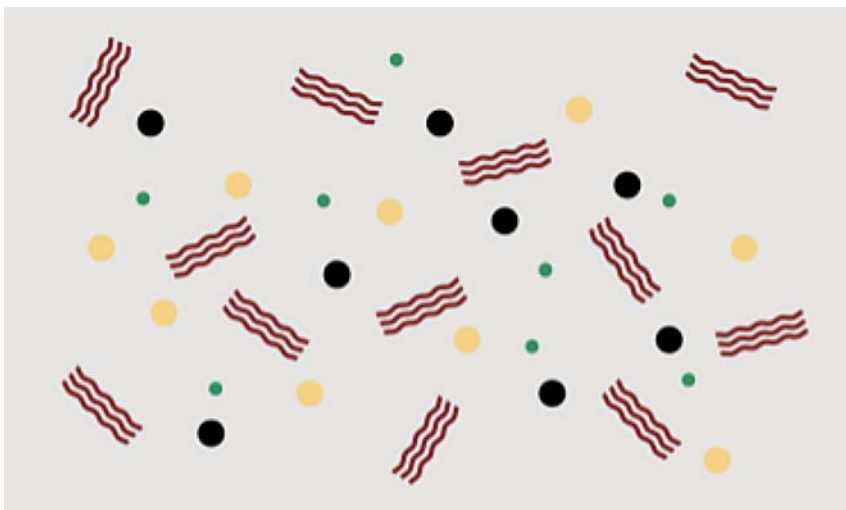


Fig. 3 - Rappresentazione della struttura dell'Universo a 2 secondi dal Big Bang. Una "zuppa" di protoni (neri), neutroni (gialli), elettroni (verdi) e fotoni (linee rosse).

Generale è persino possibile avere una stima dell'età dell'Universo in queste condizioni: 2 secondi.

Data questa condizione "di partenza" vediamo cosa succede man mano che l'Universo si espande e si raffredda. Dato che la forza nucleare è la più intensa, man mano che la temperatura (e quindi la velocità delle particelle) diminuisce inizia ad aumentare la probabilità che neutroni e protoni si uniscano per formare i vari nuclei atomici. Dal momento che i nuclei sono però carichi positivamente la loro formazione dovrà terminare quando – a seguito dell'espansione – la temperatura diventerà così bassa (e le particelle così lente) da far sì che la repulsione elettrostatica non permetta ai nuclei stessi di avvicinarsi fino a qualche fm, la distanza a cui le forze attrattive nucleari sono più intense di quelle repulsive elettrostatiche.

Si noti che possiamo "comodamente" seguire tutti questi processi perché i vari modi con cui i nuclei si possono combinare a seconda dell'energia in gioco si possono studiare con dovizia di particolari nei laboratori terrestri, grazie a quelle macchine acceleratrici che sono un po' i "nonni" del collisore LHC attualmente installato al CERN. I risultati di questi calcoli sono riassunti in Fig. 4.

Come si può vedere dal grafico, tutti i giochi sono fatti entro 15 minuti, dopo i quali la temperatura scende sotto i 500 milioni di gradi e le reazioni nucleari cessano. In un intervallo di tempo così piccolo non sono molti i nuclei che si possono formare: alla fine rimangono sostanzialmente

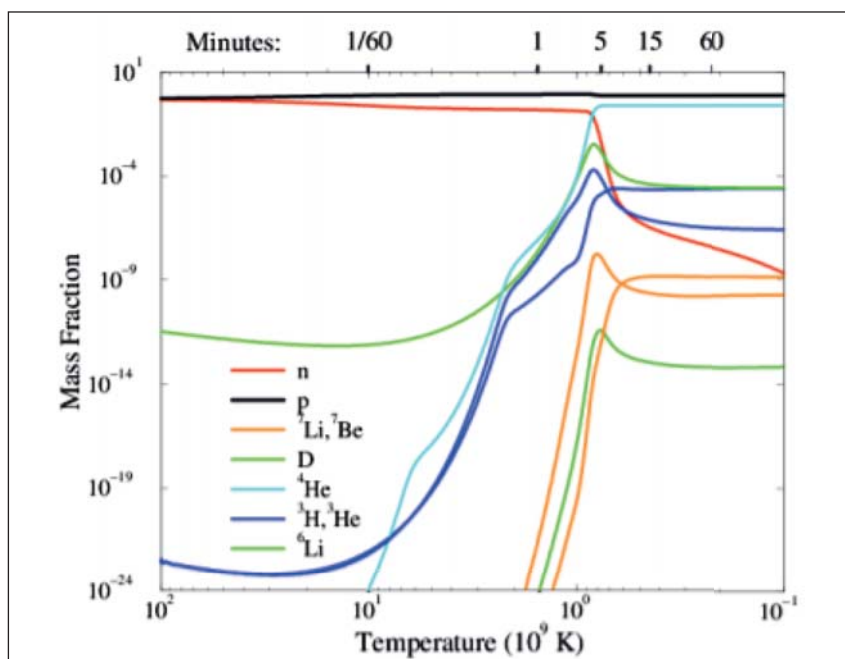


Fig. 4 - Evoluzione temporale delle abbondanze di nuclei durante i primi minuti dell'Universo. Da: BURLES *et al.*, <https://arxiv.org/abs/astro-ph/9903300>.

solo idrogeno ($Z=1$, $N=0$) per circa il 75% in peso, elio 4 ($Z=2$, $N=2$), per circa il 25% in massa, più una spruzzatina di altri nuclei leggeri come il deuterio ($Z=1$, $N=1$), l'elio 3 ($Z=2$, $N=1$) e – in meno di una parte su un miliardo – litio 7 ($Z=3$, $N=4$) e berillio 7 ($Z=4$, $N=3$).

Secondo questa teoria, nota come teoria del Big Bang (il Grande Botto), anticamente l'Universo doveva essere formato solo da idrogeno ed elio, in una proporzione ben precisa di $\frac{3}{4}$ e $\frac{1}{4}$, rispettivamente. Le osservazioni astronomiche mostrano che in effetti la maggior parte della materia osservabile nell'Universo è formata da questi due elementi, ed esattamente in queste proporzioni: praticamente tutte le stelle che si vedono, compreso il nostro Sole, sono composte da questa "miscela primordiale" per oltre il 99.9%. Questa osservazione è una delle più importanti prove a sostegno del fatto che effettivamente l'Universo si sia evoluto da una condizione molto densa e molto calda.

Il rimanente 0.1% in massa di quello che riusciamo a vedere è fatto da tutti gli altri elementi della tavola periodica. Ma da dove sono venuti?

Riassumendo in breve la storia successiva dell'Universo dopo i primi 15 minuti discussi più sopra, ci limitiamo a notare che la successiva espansione

ha continuato a raffreddare la “zuppa” di nuclei, elettroni e fotoni (fortemente interagenti tra di loro per via delle forze elettromagnetiche) fino a che la temperatura media non è scesa sotto i 3.000 gradi. A questo punto le condizioni sono state tali da permettere ai nuclei e agli elettroni di combinarsi in atomi stabili e l’Universo è diventato trasparente alla radiazione. Per arrivare a questo stadio sono stati necessari circa 400.000 anni ⁽⁶⁾.

Da questo punto in poi della storia dell’Universo è la gravità che la fa da padrona nel determinare la distribuzione delle masse. Essendo una forza attrattiva ha favorito la compressione del gas primordiale, specie in quelle zone in cui la densità era leggermente maggiore della media, ma essendo una forza molto debole questo processo di coagulazione degli atomi in strutture più dense ha richiesto un po’ di tempo, dell’ordine di almeno 100 milioni di anni.

Grazie alla compressione gravitazionale gli atomi poterono scaldarsi di nuovo, ripetendo – per nubi sufficientemente grosse – una specie di processo inverso rispetto a quanto accaduto nella precedente storia dell’Universo, fino a raggiungere temperature sufficientemente alte da poter riavviare le reazioni nucleari e produrre abbastanza energia da tenere a bada la pressione della gravità ⁽⁷⁾. Nacquero così le prime stelle, all’interno delle quali le reazioni nucleari ebbero tutto il tempo necessario (diverse centinaia di milioni di anni) per formare nuclei via via più pesanti: azoto, carbonio, ossigeno... anche se...

IL PROBLEMA DEL FERRO

Analogamente alle trasformazioni chimiche di cui possiamo avere esperienza quotidiana (ad esempio, il sale che si scioglie in acqua), anche le reazioni nucleari avvengono principalmente nella direzione di creare dei prodotti che abbiano un’energia più bassa dei reagenti. Ma dal momento che l’energia viene conservata, l’eccesso presente nei reagenti rispetto ai prodotti viene emessa in varie forme: nel caso delle reazioni nucleari

⁽⁶⁾ Abbiamo qui un’altra interessante previsione della teoria del Big Bang: l’Universo dovrebbe essere permeato dal residuo di questa “radiazione primordiale”, opportunamente raffreddatasi anch’essa per via dell’espansione. Nel 1964 Penzias e Wilson hanno effettivamente scoperto una radiazione di questo tipo, la cui temperatura è di 2.7 gradi sopra lo zero assoluto, corroborando ulteriormente questo modello. Dal momento che la temperatura è legata in maniera inversamente proporzionale alla lunghezza d’onda dei fotoni, questa osservazione permette subito di concludere che sono stati “stirati” dall’espansione dell’Universo di circa 1.100 volte. Ovvero 400.000 anni or sono l’Universo era 1.100 volte più piccolo di adesso.

⁽⁷⁾ GARBEROGLIO 2012.

l'aspetto più evidente è quello della radiazione elettromagnetica (grazie a cui le stelle brillano), anche se nel caso delle stelle accenneremo solo alla produzione di neutrini o di altri tipi di radiazione, tipicamente particelle α , protoni o neutroni.

Le reazioni quindi procedono spontaneamente fino a che è possibile generare nuovi nuclei con energia via via più bassa. Lo studio delle energie caratteristiche dei vari nuclei mostra però che questo modo di procedere ha un limite che è il nucleo del ferro ($Z=26$, $N=30$): qualsiasi nucleo più pesante è dotato di energia maggiore e non può quindi essere prodotto in questo modo.

L'esistenza di questo nucleo particolarmente stabile, ci fa anche capire che le stelle hanno una quantità finita di carburante a loro disposizione. Ci si può quindi aspettare che man mano che passa il tempo l'energia prodotta dalle reazioni nucleari tenda a scemare e la gravità possa riprendere la sua azione di compressione. Il tempo di vita di una stella dipende da un sacco di fattori, tra cui la sua massa complessiva gioca forse il ruolo più determinante. Stelle più massicce hanno in genere una vita più breve di quelle meno grandi. Ad esempio, si stima che il nostro Sole abbia un'aspettativa di vita di altri 5 miliardi di anni, e si sia formato circa 4.5 miliardi di anni or sono. Stelle di massa 50 volte più grande hanno una vita più breve, esaurendo il loro "carburante nucleare" in circa 500 milioni di anni. Giusto per dare un metro di paragone, l'età dell'Universo è stimata in circa 13.5 miliardi di anni.

E cosa succede dopo?

I dettagli dipendono abbastanza dal tipo di stella, ma via via che il carburante nucleare va esaurendosi, la gravità non è più contrastata e può procedere nella sua opera di concentrare ulteriormente la massa della stella. Questo provoca un ulteriore riscaldamento e la conseguente possibilità di innescare una serie di reazioni nucleari "esplosive". In queste condizioni, molto diverse dal "placido" equilibrio che si può creare in una stella "nel mezzo del cammin di sua vita", viene rilasciata in tempi relativamente brevi (giorni o settimane) una grandissima quantità di energia e la stella diventa una *supernova*. In queste condizioni diventa possibile la produzione di nuclei anche più pesanti del ferro, i quali – a seguito dell'esplosione – vengono rilasciati nel mezzo interstellare dove vanno ad aggiungersi alla "miscela originaria" in quelle regioni dello spazio dove si sta concentrando per dare origine a nuove stelle. Grazie alla presenza di elementi pesanti, le stelle più recenti possono essere accompagnate da sistemi planetari, come ad esempio il nostro Sistema Solare.

La Fig. 5 mostra un esempio di "residuo" in seguito alla comparsa di una supernova. Se la massa della stella eccede un certo limite, la dinamica dell'esplosione è tale per cui la parte espulsa non corrisponde alla totalità della

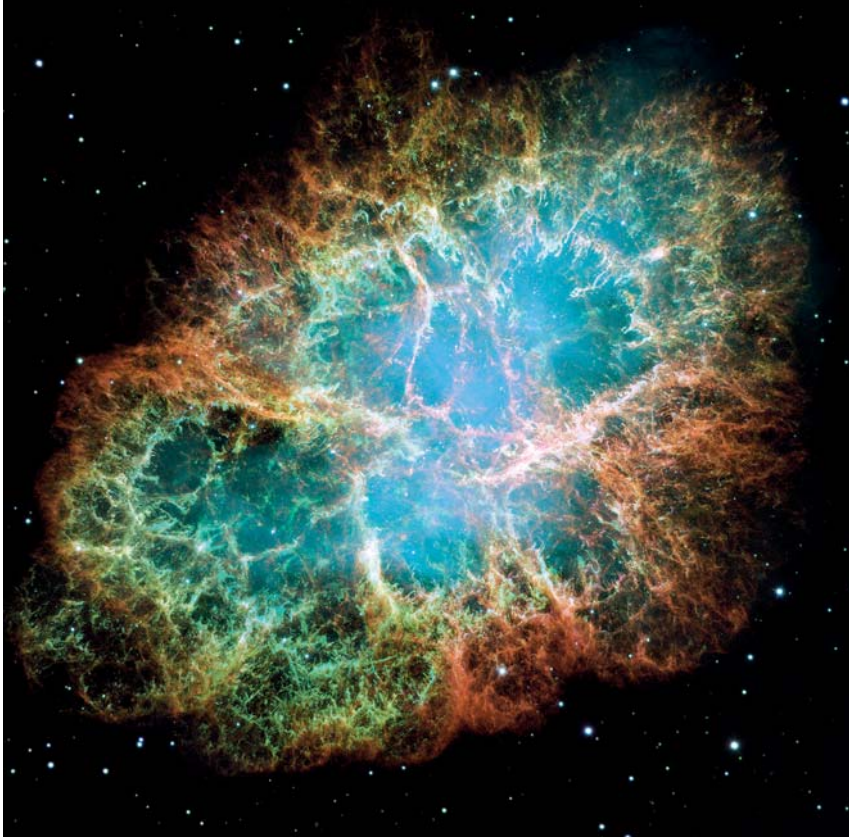


Fig. 5 - La Nebulosa del Granchio, residuo di una supernova osservata nel 1054. By NASA, ESA, J. Hester and A. Loll (Arizona State University) - HubbleSite: gallery, release., Public Domain, <https://commons.wikimedia.org/w/index.php?curid=516106>.

massa della stella e rimane un nucleo su cui la gravità può esercitare la sua azione di compressione. In questo caso ci sono due possibilità: per nuclei di massa inferiore a poco più di due masse solari la compressione gravitazionale è talmente forte da riuscire a ricombinare i protoni e gli elettroni in neutroni. Una volta creatosi questo “fluido neutronico”, la sua pressione è sufficiente a contrastare quella gravitazionale, e si forma un corpo molto compatto (del diametro di una ventina di km): una stella di neutroni ⁽⁸⁾. Se invece il nucleo

⁽⁸⁾ La natura di questo “fluido neutronico” è abbastanza impressionante. I neutroni sono compattati gli uni contro gli altri a distanze dell'ordine del fm e la densità risultante è tale che un volume pari ad un cucchiaino da caffè avrebbe una massa circa 500 volte maggiore del più pesante edificio mai costruito dall'uomo.

ha una massa ancora maggiore, allora non esiste nessun meccanismo fisico noto in grado di contrastare la gravità, la quale comprime la materia così tanto da creare una zona dove l'attrazione è così forte che nemmeno la luce riesce ad uscirne: un buco nero.

Sembrerebbe quindi che i problemi siano risolti: tutti gli elementi con $Z > 2$ sono prodotti nelle stelle e vengono diffusi nello spazio quando queste finiscono il loro ciclo di vita. Eppure...

Gli scienziati sono – solitamente – persone precise e ci tengono a che le cose tornino anche quantitativamente. Le abbondanze relative di tutti gli elementi sono note abbastanza bene dal punto di vista sperimentale: il modello appena discusso riesce a spiegare le osservazioni? Come potete immaginare, il calcolo accurato di queste quantità richiede una notevole precisione nella descrizione dell'espansione dell'Universo, della distribuzione della massa, della dinamica di formazione stellare (legata a sua volta la dinamica di formazione delle galassie), oltre che ad uno studio dettagliato di tutte le fasi di vita di una stella, cosa che implica conoscenze non solo di gravità e di fisica nucleare, ma anche di elettromagnetismo per via delle cariche in gioco e dinamica dei fluidi per via del fatto che tutto il plasma di cui è fatta la stella ribolle per via dell'energia prodotta di continuo dalle reazioni nucleari.

Insomma, un sacco di lavoro

Al termine del quale, controllando e ricontrollando, sembra proprio che i conti non tornino: se i nuclei più pesanti del ferro sono formati *solo* nelle supernovae, allora ne vediamo un po' troppi. I calcoli mostrano chiaramente che nelle supernovae si possono formare nuclei fino al niobio ($Z=41$), più alcuni (ma non tutti) degli elementi a Z più grande.

Sebbene questo modello non sembri essere particolarmente preciso, permette però di fare qualche ipotesi su cosa ci sia che non vada: se solo le supernovae riuscissero a produrre più neutroni, si andrebbe nella direzione giusta per spiegare le abbondanze osservate.

IL "PROCESSO RAPIDO" E GW170817

Il modo più "facile" per produrre elementi pesanti è quello della cattura neutronica. I neutroni vengono prodotti in vari tipi di reazioni o decadimenti nucleari (ad esempio, i processi di fissione per cui nuclei molto pesanti si scindono in nuclei più leggeri) e non essendo soggetti alla forza elettromagnetica riescono facilmente ad avvicinarsi agli altri nuclei eventualmente presenti dove possono essere catturati e dare l'avvio a nuove reazioni nucleari. D'altro canto i protoni o le particelle α devono superare

una barriera repulsiva dovuta alle forze elettromagnetiche e sono molto meno efficienti nell'interagire con i nuclei.

In un ambiente ricco di neutroni è quindi possibile che vengano continuamente generati nuclei sempre più pesanti lungo tutta la *drip line*. In nuclei formati appena sotto la *drip line* decadono principalmente il meccanismo β , creando nuclei con Z incrementato di uno, i quali assorbono a loro volta neutroni fino ad arrivare alla *drip line* e produrre nuclei con Z ulteriormente incrementato e così via.

Tutti questi nuclei formati sulla *drip line* possono poi decadere in nuclei all'interno della zona di stabilità (riportata in colori scuri nella Fig. 2), oppure in nuclei pesanti con lungo tempo di decadimento (sostanzialmente tutti gli elementi fino all'uranio, con $Z=92$). Questo meccanismo, funziona grazie al fatto che la cattura neutronica avviene più velocemente di quanto i nuclei riescano a decadere e si chiama pertanto *processo rapido*. I modelli mostrano chiaramente come esso sia all'opera dentro le supernovae, ma gli stessi modelli mostrano che la densità neutronica in queste condizioni non è abbastanza alta per arrivare ad esplorare la zona con grandi Z .

La necessità di avere un ambiente ricco di neutroni permette di arrivare subito ad un'ipotesi interessante: e se i nuclei mancanti venissero dalle stelle di neutroni? Questa ipotesi, sebbene semplice e diretta, è risultata per lungo tempo difficile da verificare. Ovviamente non basterebbe una stella di neutroni isolata, dal momento che la gravità sulla sua superficie è tale da tenere i neutroni bene attaccati per un tempo sostanzialmente illimitato, ma sicuramente non sono impensabili fenomeni catastrofici tipo lo scontro di una stella di neutroni con un'altra stella – "normale" o di neutroni anch'essa – oppure con un buco nero.

Per corroborare queste ipotesi bisognerebbe avere un'idea chiara di cosa possa succedere in situazioni così estreme; in fenomeni come questo la giocano da padrona due teorie considerate molto difficili da risolvere: la relatività generale (per via della gravità molto intensa) e la fisica nucleare (per via della presenza di neutroni molto, molto concentrati). È solo dai primi anni 2000 che i computer sono diventati così potenti da permettere di "curiosare" con un certo dettaglio cosa possa mai accadere in questi casi. Prima di allora si poteva avere soltanto un'idea semi-quantitativa delle scale in gioco. È relativamente semplice rendersi conto che la coalescenza di due oggetti altamente compatti come le stelle di neutroni o buchi neri debba avvenire in un periodo relativamente breve (dell'ordine di secondi) e debba emettere una enorme quantità di energia, specialmente sotto forma di raggi γ .

In realtà, per quanto riguarda questi fenomeni, le osservazioni sono state molto più premature della teoria. Intorno alla fine degli anni '60 gli Stati

Uniti avevano messo in orbita una costellazione di satelliti dotati di rivelatori di raggi γ con lo scopo di verificare che l'Unione Sovietica rispettasse il trattato sulla messa al bando di esperimenti nucleari. Con grande sorpresa degli analisti militari, questi satelliti rivelarono subito una gran quantità di impulsi γ , molti dei quali con una durata temporale ed una forma d'onda difficilmente ascrivibili a test nucleari segreti. Anzi, la triangolazione dei segnali mostrò chiaramente la loro origine astrofisica invece che terrestre.

Come fossero generati questi lampi γ fu subito oggetto di discussione. Successive osservazioni, condotte con strumenti creati all'uopo mostrano che questi lampi si presentavano con una distribuzione temporale sostanzialmente bimodale dove si potevano identificare quelli *corti* (della durata inferiore a 2 secondi) da quelli *lunghi* (di durata da oltre 2 secondi a qualche minuto). In alcuni rari casi vennero osservati "lampi" della durata di un'ora o più.

Per via della loro energia elevatissima, i lampi γ sono sicuramente il segnale di qualche fenomeno astrofisico particolarmente violento, ma i tentativi iniziali di associare questi lampi a qualcosa di "visibile" e studiabile in dettaglio si scontrò con la difficoltà di riuscire a determinare in maniera sufficientemente precisa la direzione di provenienza. I primi strumenti avevano una risoluzione pari a 350 volte le dimensioni apparenti della Luna, decisamente troppo per una ricerca esaustiva, specialmente senza avere nessuna idea di cosa andare a cercare. In alcuni (rari) casi fu possibile dimostrare la corrispondenza fra lampi γ lunghi e la comparsa di supernovae, ma l'origine di quelli corti rimaneva solo speculazione, per quanto l'idea di coalescenza di stelle di neutroni fosse ritenuta la più probabile.

Nuova linfa a questa ipotesi arrivò finalmente nel 2017. Ma per capire bene in che modo occorre fare una breve digressione nel campo recentissimo dell'astronomia gravitazionale.

Per moltissimo tempo, da quando l'umanità ha alzato gli occhi al cielo notturno e si è chiesta cosa mai ci fosse lassù, l'unico "messaggero" disponibile a portarci informazioni da stelle e galassie lontane è stata la radiazione elettromagnetica (luce, onde radio, raggi X e anche lampi γ). Ma l'interazione elettromagnetica non è l'unica capace di trasportare informazioni a lunghe distanze. Ci sono almeno i neutrini (che interagiscono con la forza nucleare debole, la stessa responsabile della radioattività β) e le onde gravitazionali. Queste ultime sono come delle increspature nella struttura dello spaziotempo che, secondo la teoria di Einstein, si propagano con la velocità della luce. Tra i modi più promettenti per rivelare queste increspature c'è la misura delle differenze relative nella lunghezza di due bracci messi a forma di lettera L. Quando un'onda gravitazionale incide perpendicolarmente rispetto ad una struttura di questo tipo, l'ef-

fetto netto è quello di allungare uno dei due bracci e simultaneamente accorciare l'altro.

Negli ultimi 20 anni sono stati costruiti e costantemente migliorati 3 osservatori di onde gravitazionali basati su questo principio. In questo caso, i bracci della 'L' sono due tunnel di circa 4 km di lunghezza, la cui distanza relativa viene costantemente monitorata da fasci laser ultrastabili. Gli specchi su cui i laser si riflettono sono isolati il più possibile da interferenze esterne. Questi apparecchi, due dei quali sviluppati negli Stati Uniti (LIGO) ed un altro sviluppato da un consorzio europeo a guida italo-francese (VIRGO), sono stati ottimizzati per rivelare onde gravitazionali con una frequenza da circa 100 a circa 1000 Hz. All'interno di questa banda, è possibile misurare la differenza di lunghezza dei bracci con una incertezza molto minore delle dimensioni di un nucleo atomico!

Questi osservatori hanno rilevato per la prima volta un segnale di onda gravitazionale il 14 Settembre del 2015, la cui analisi ha mostrato essere dovuto alla coalescenza di due buchi neri di massa 30 e 35 volte quella solare, che hanno dato origine ad un buco nero 62 volte più massiccio del Sole. La differenza di massa, circa 3 masse solari, è stata convertita in onde gravitazionali nel corso della fusione dei due buchi neri, che è avvenuta in poco più di un decimo di secondo. Questo evento, battezzato GW150914 (GW = *gravitational wave* ovvero onda gravitazionale), ha aperto una nuova finestra di indagine astrofisica; basti pensare al fatto che fenomeni come questo non lasciano alcuna traccia nello spettro elettromagnetico e sono quindi studiabili solo attraverso la loro emissione gravitazionale. Da allora fino al momento in cui scrivo sono stati osservati dieci eventi di questo tipo.

Il 17 Agosto del 2017, LIGO e VIRGO osservarono però un segnale gravitazionale dalle caratteristiche assai diverse da quelle attribuite alla coalescenza di due buchi neri, GW170817 ⁽⁹⁾: il suo spettrogramma (vedi Fig. 6) aveva la caratteristica forma a "pattino da slitta", ma era caratterizzato da una estensione temporale molto più lunga, circa 30 secondi. Come consueto in questi casi, la comunità astrofisica venne avvisata dell'osservazione, insieme ad una prima stima della posizione dell'evento nel cielo e delle masse degli oggetti in gioco (meno di 2 masse solari ciascuno). Tempo che la collaborazione LIGO/VIRGO migliorava l'accuratezza della prima stima (cosa che richiese circa 40 minuti), un altro avviso si era già fatto strada nella comunità: il satellite Fermi aveva rivelato un lampo γ di tipo corto. A meno di 2 secondi di distanza dal segnale gravitazionale.

⁽⁹⁾ La pagina di Wikipedia relativa riporta ulteriori dettagli su questa fondamentale rilevazione: <https://it.wikipedia.org/wiki/GW170817>.

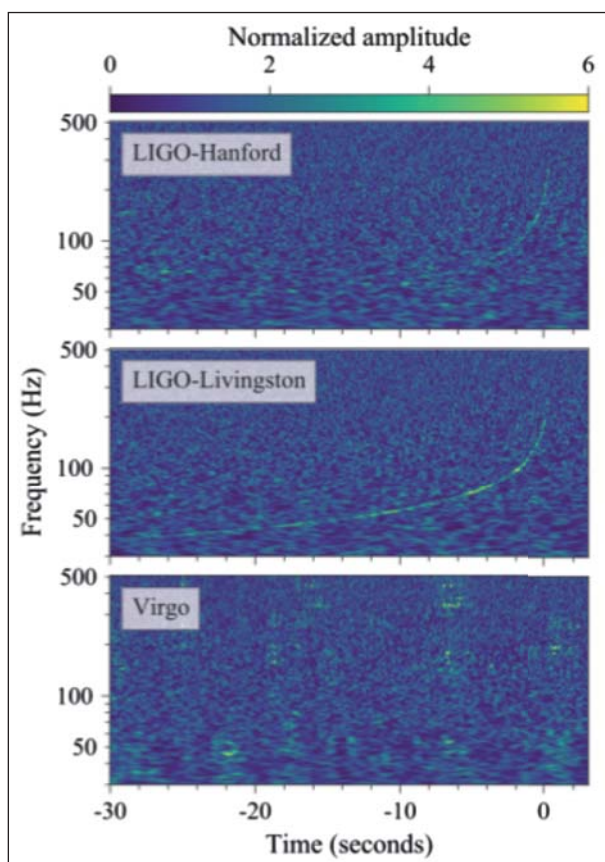


Fig. 6 - Spettrogramma del segnale di onda gravitazionale GW170817. By LIGO Scientific Collaboration and Virgo Collaboration, <https://journals.aps.org/prl/abstract/10.1103/PhysRevLett.119.161101>; <https://commons.wikimedia.org/w/index.php?curid=63455773>.

Fusione di due stelle di neutroni! Praticamente in diretta. A quel punto parecchi telescopi vennero puntati nella zona del cielo da dove erano arrivati il segnale gravitazionale e il lampo γ ; si trattava di una zona larga quasi 150 volte la dimensione della Luna piena, ma gli astronomi potevano contare su sistemi automatizzati per la ricerca del “colpevole”. Una controparte ottica dell’evento gravitazionale/ γ venne trovata dopo poco più di 10 ore... ed osservata attentamente per i successivi mesi.

Con grande stupore e soddisfazione da parte degli astronomi, l’evoluzione della radiazione proveniente da quella zona in praticamente tutte le bande dello spettro, dal radio ai raggi X, sembrava l’impronta digitale del processo rapido di cattura neutronica, fino ad allora soltanto immaginato.

Il meccanismo di formazione degli elementi pesanti ha finalmente svelato il suo mistero.

BIBLIOGRAFIA

- GARBEROGLIO G., 2012 - Zio, ma quanto è grande il Sole?, «Atti Acc. Rov. Agiati, a. 262, ser. IX, vol. II, B», pp. 43-61.
- GARBEROGLIO G., 2013 - Zio, e l'Universo quanto è grande?, «Atti Acc. Rov. Agiati, a. 263, ser. IX, vol. III, B», pp. 5-23
- GARBEROGLIO G., 2014 - Zio, ma cosa fai di lavoro?, «Atti Acc. Rov. Agiati, a. 264, ser. IX, vol. IV, B», pp. 35-52.
- GARBEROGLIO G., 2016 - La "realtà" secondo la Meccanica Quantistica: dalla funzione d'onda all'*entanglement*, «Atti Acc. Rov. Agiati, a. 266, 2016, ser. IX, vol. VI, B», pp. 5-34.