



Powstanie pierwiastków we Wszechświecie

Lucjan Jarczyk
Instytut Fizyki UJ

Otoczający nas świat zbudowany jest z niezliczonej wręcz liczby różnych substancji. Ich powstanie to domena chemii i pokrewnych nauk. Do ich budowy natura oraz człowiek wykorzystują około 100 różnego rodzaju cegiełek-pierwiastków. Cegiełkami-pierwiastkami są atomy. Atom składa się z jądra atomowego i powłoki elektronowej. Atom ma strukturę podobną do układu planetarnego. Jądro atomowe gra rolę Słońca. Elektrony poruszają się po orbitach podobnych do orbit planet wokół Słońca. Rozmiary jądra atomowego wynoszą około 10^{-14} cm. Orbity, po których krążą elektrony mają rozmiary około 10^{-8} cm. Dobrze sobie uświadomić, co to znaczy. Gdyby elektrony krążyły po torach zlokalizowanych na koronie stadionu piłkarskiego, to jądro o wielkości ziarenek maku musielibyśmy umieścić na środku boiska. Jeden atom waży od około $2 \cdot 10^{-27}$ kg (wodór) do około $4 \cdot 10^{-25}$ kg (uran). Masa atomu jest praktycznie skoncentrowana w jądrze atomowym. Masa elektronów to tylko około 1/2000 masy jądra wodoru, a w przypadku atomów złota – około 1/4000. Znaczący to, że atom jest, jeżeli tak można powiedzieć, pusty. Własności chemiczne atomów zależą od ich struktury elektronowej, od struktury powłokowej elektronowej. Ta ostatnia zależy od jądra atomowego.

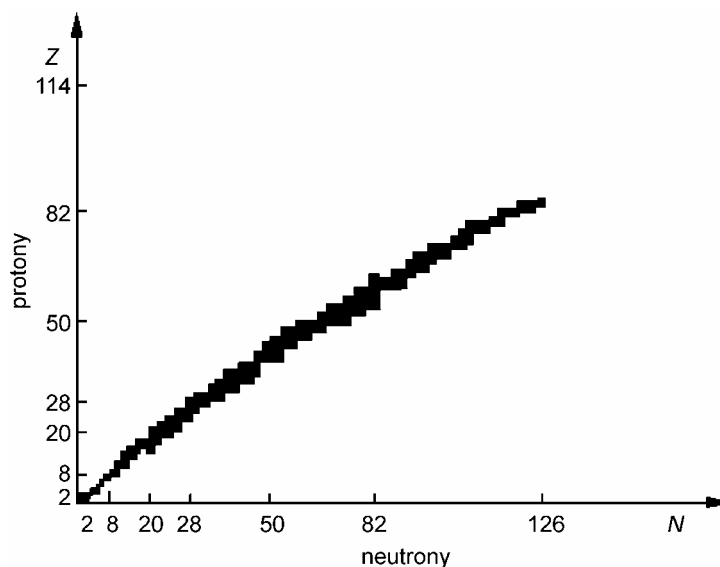
Zastanówmy się, kiedy powstały atomy różnych pierwiastków. Historia powstania pierwiastków jest ciekawa i dość złożona i zależy zasadniczo od historii powstania jąder atomowych. Wychwytywanie elektronów przez jądro atomowe i utworzenie atomu jest w zasadzie prostym procesem. Zanim rozpatrzmy scenariusz powstawania jąder atomowych, kilka bardzo ważnych informacji o ich budowie. Jądra atomowe nie są cząstkami elementarnymi. Są zbudowane z nukleonów, to znaczy z protonów i neutronów. Składają się z Z protonów oraz $N = (A - Z)$ neutronów, przy czym A określa liczbę nukleonów w jądrze atomowym. Nukleony przyciągają się siłami jądrowymi tworząc jądro atomowe. Masa jądra atomowego m_Z^A jest mniejsza od sumy mas składników, z których jądro się składa, czyli $m_Z^A < (Zm_p + Nm_n)$. Energię wiązania nukleonów w jądrze atomowym określa wyrażenie:

$$\Delta E = [(Zm_p + Nm_n) - m_Z^A]c^2 \quad (1)$$

Energia wiązania zależy nie tylko od oddziaływania jądrowego, ale także, chociaż już w znacznie mniejszym stopniu, od odpychania kulombowskiego pomiędzy protonami, od tzw. napięcia powierzchniowego jądrowego, od efek-

tów kwantowych. W przyrodzie w formie stabilnej występują jedynie takie jądra atomowe, których energia wiązania ΔE jest dodatnia. Jądra atomowe, które składają się z określonej liczby protonów Z i różnej liczby neutronów N nazywamy izotopami tego samego pierwiastka. Dla przykładu znamy trzy stabilne izotopy helu. Są to jądra o $Z = 2$ protonach oraz o $N = 1$, względnie 2 lub 4 neutronach, czyli ${}^3_2\text{He}$, ${}^4_2\text{He}$, ${}^6_2\text{He}$.

Występujące w przyrodzie jądra atomowe możemy uszeregować wzdłuż tzw. ścieżki stabilności. Na rysunku 1 na płaszczyźnie Z i N zaznaczono wszystkie stabilne jądra. Tworzą one ścieżkę stabilności jąder atomowych. Okazuje się, że jądra składające się z co najwyżej $A = 240$ nukleonów są stabilne.



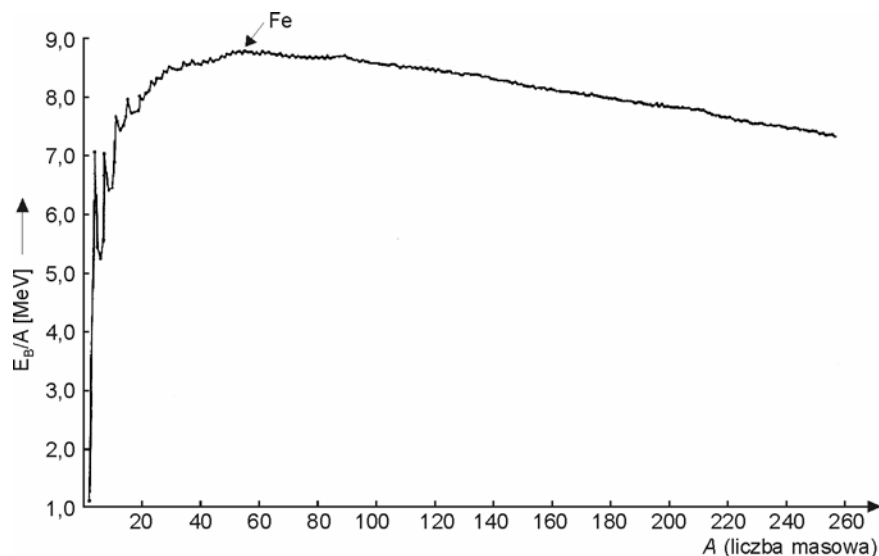
Rys. 1. Ścieżka stabilności jąder atomowych

Jądra atomowe wzdłuż ścieżki stabilności nie są równie silnie związane. By prześledzić stopień związania nukleonów w jądrze atomowym wprowadzamy średnią energię wiązania B nukleonu w jądrze A , czyli

$$B = \frac{\Delta E}{A} \quad (2)$$

Rysunek 2 prezentuje zależność średniej energii wiązania B od liczby masyowej A . Maksymalna wartość, jaką osiąga energia wiązania B wynosi 8,8 MeV/nukleon. Jądrem najsilniej związanym jest izotop żelaza o $Z = 26$ i liczbie masyowej $A = 56$. Oznacza to, że łącząc 26 protonów z 30 neutronami w jądro żelaza, wyzwala się najwięcej energii. W krzywej zależności B od liczby masyowej A występują struktury – lokalne maksima. Zależą one przede wszystkim

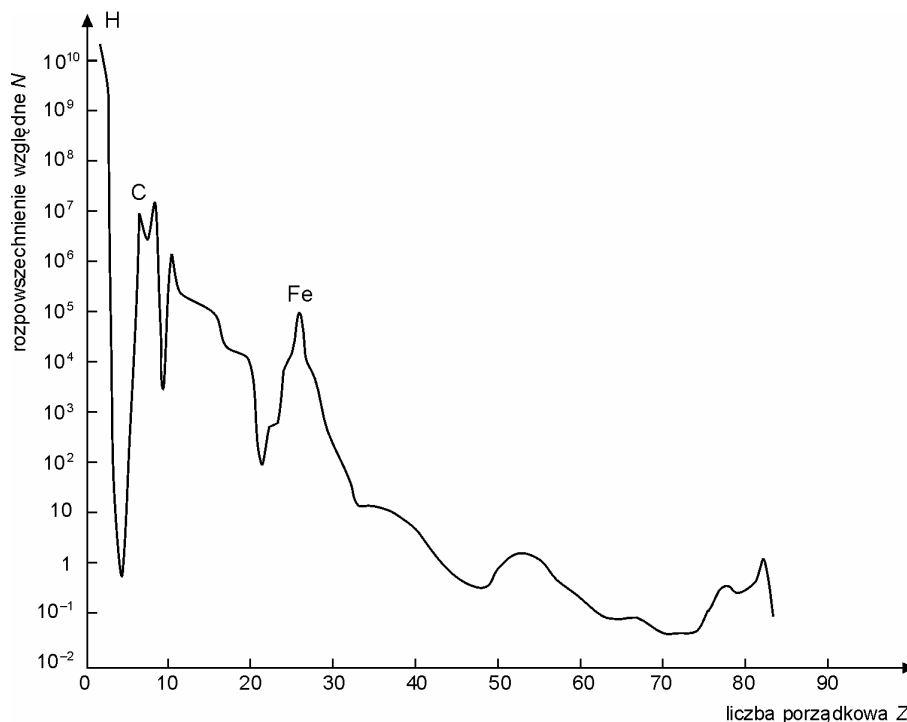
od efektów kwantowych – by wymienić chociażby tzw. siły sparowania. Dotyczy to głównie lekkich pierwiastków takich jak jądra o $Z = 2, 4, 6, 8$. Na ziemi występuje 274 różnego rodzaju stabilnych nuklidów-izotopów.



Rys. 2. Średnia energia wiązania nukleonu w jądrze atomowym

Jakie wnioski można wyciągnąć z zależności prezentowanej na rys. 2? Jeżeli do stabilnego jądra atomowego o $A < 56$ będziemy „dodawali” następny nukleon, to wtedy nowy układ nukleonowy-jądro atomowe staje się bardziej związane. Dzięki silniejszemu związaniu nukleonów wydziela się energia. Procesy takie nazywamy procesami egzoenergetycznymi. W przypadku jąder o $A > 56$ wprowadzenie nowego nukleonu powoduje, że średnia energia wiązania zmniejsza się. Związanie nowego nukleonu wymaga dostarczenia odpowiedniej energii. Jeżeli to nie nastąpi, to nukleon nie zostanie schwytyany. Proces taki jest procesem endoenergetycznym. Wyróżniamy wobec tego procesy jądrowe *egzoenergetyczne*, w których będzie się wydzielać energia, oraz procesy *endoenergetyczne*, wymagające dostarczenia z zewnątrz energii, by proces mógł zajść, by dodatkowy nukleon został związany w jądrze.

Rozpatrzmy jeszcze jedną zależność, krzywą opisującą rozpowszechnienie pierwiastków na ziemi, czyli krzywą określającą tzw. abundancję pierwiastków (rys. 3).



Rys. 3. Rozpow szechnienie pierwiastków

W zasadzie możemy wyróżnić trzy obszary. **Pierwszy** z nich obejmuje pierwiastki do boru ($Z = 5$) włącznie. Średnie rozpow szechnienie wodoru i helu sięga 10^{10} (we względnych jednostkach). **Drugi** obszar obejmuje pierwiastki kończące się w okolicach żelaza ($Z = 28$, $A = 56$). Ich średnie rozpow szechnienie jest znacznie mniejsze i wynosi około 10^4 . **Trzeci** obszar obejmuje pierwiastki do uranu ($Z = 92$) o średnim rozpow szechnieniu około 10^{-1} . Te trzy grupy różnią się między sobą bardzo różnym stopniem rozpow szechnienia. Jest to związane z tym, że jądra należące do poszczególnych grup powstają w różnych procesach i okolicznościach. Pierwiastki należące do pierwszego obszaru produkowane są w tzw. pierwotnej nukleosyn-tezie, pierwiastki drugiego obszaru powstają w procesach syntezy w gwiazdach. Trzecia grupa pierwiastków związana jest z procesami wychwytu neutronów. Neutrony te powstają w różnych etapach rozwoju gwiazd. Najcięższe jądra powstają w ostatniej fazie rozwoju ciężkich gwiazd, w czasie wybuchu znanego supernową.

Pierwotna nukleosyn-teza

Najlżejsze pierwiastki powstały w początkowej fazie rozwoju Wszechświata. Zgodnie z modelem Wielkiego Wybuchu opisującym rozwój naszego Wszechświata, musimy sięgnąć do 10^{-5} sekundy po Wielkim Wybuchu, kiedy to tempe-

ratura panująca we Wszechświecie wynosiła $T = 3 \cdot 10^{12} \text{ K} \cong 300 \text{ MeV}$ ($E = k \cdot T$, k – stała Boltzmanna). Nasz Wszechświat zajmował wówczas obszar R o średnicy rzędu 1 roku świetlnego. Wtedy powstały cegiełki, z których zbudowane są jądra atomowe, czyli nukleony. Elementarne cząstki, jakimi są kwarki łączyły się wtedy ze sobą w wyniku oddziaływań silnych. Układy składające się z trzech najlżejszych kwarków utworzyły protony, względnie neutrony. Protony są cząstkami trwałymi, swobodne neutrony nie są trwałe. Rozpadają się w procesie β^- z dość długim czasem połowicznego rozpadu wynoszącym około 1000 s. Zgodnie z modelem Wielkiego Wybuchu Wszechświat składał się wtedy z fotonów, neutrin, antyneutrin i niewielkiej liczby elektronów i nukleonów. W czasie pomiędzy 10^{-5} sekundy a 3 minutą po Wielkim Wybuchu zachodziły różne procesy jądrowe. Nie wchodząc w szczegóły, między innymi w wyniku oddziaływania neutrin z protonami ubytek neutronów spowodowany rozpadem został spowolniony. W czasie około 2 minut po Wielkim Wybuchu protonów było około 6 razy więcej niż neutronów. W 3–4 minucie po Wielkim Wybuchu rozpoczęły się procesy prowadzące do pierwotnej nukleosyntezy. Podstawową reakcją w pierwotnej nukleosyntezie jest proces:



czyli synteza jąder deuteru d . Jądra deuteru składają się ze związanych ze sobą protonu i neutronu. Energię wiązania unosi foton γ . Energia fotonu E_γ jest równa energii wiązania neutronu z protonem w jądrze deuteru, czyli

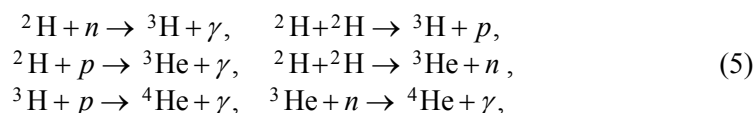
$$E_\gamma = \Delta E = (m_p + m_n - m_d)c^2 = 2,23 \text{ MeV} . \quad (4)$$

Należy w tym miejscu podkreślić, że neutrony związane w jądrze atomowym ze względów energetycznych nie rozpadają się.

Proces syntezy deuteronu jest spowalniany przez konkurencyjny proces, tzw. dysocjację, proces odwrotny do (3). Pochłonięcie przez jądro deuteru fotonu o odpowiedniej energii [$d + \gamma \rightarrow n + p$] powoduje, że jądro deuteru rozpada się na składniki, czyli na proton i neutron. Proces tworzenia i dysocjacji jąder deuteru będzie trwał tak długo, jak długo we Wszechświecie będą istniały fotony o energii 2,23 MeV. Okres dynamicznej równowagi ma duże znaczenie w pierwotnej nukleosyntezie. Spowalnia w sposób znacząco tworzenie jąder atomowych. We Wszechświecie istnieje bowiem olbrzymia ilość fotonów. Na jeden proton przypada ponad 10^9 fotonów. Okazuje się, że średnia energia fotonów zależy od temperatury T czyli $E_\gamma \propto T$. Wszechświat cały czas się rozszerza, jego rozmiary rosną (R rośnie). Temperatura T panująca we Wszechświecie maleje zgodnie z wzorem $T \propto \frac{1}{R}$ i w konsekwencji maleje energia fotonów.

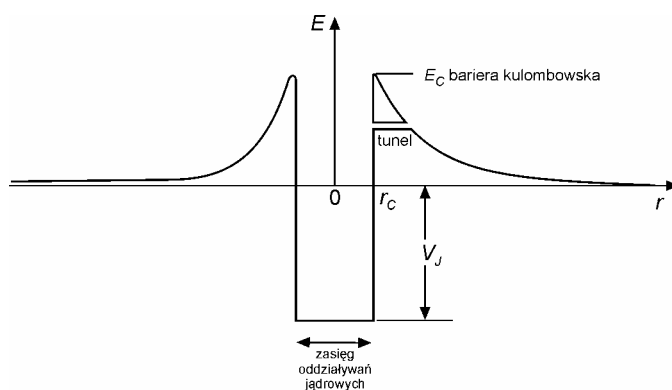
W 100 sekund po Wielkim Wybuchu temperatura T we Wszechświecie spadła do około 10^9 K. Tempo dysocjacji stało się tak małe, że jądra deuteru nie

mogły się już rozpadać. Nastąpił wzrost liczby jąder deuteru d . Zaczęły w sposób znaczący zachodzić procesy:



przy czym jądra deuteru d oznaczamy ${}^2\text{H}$, jądra trytu – ${}^3\text{H}$, a jądra helu o liczbie masowej $A = 3$ – ${}^3\text{He}$, zaś jądra helu o $A = 4$ – ${}^4\text{He}$. Są to najważniejsze procesy prowadzące do powstania jąder helu. W 100 s po Wielkim Wybuchu powstała ich znacząca liczba. W tym okresie rozwoju Wszechświata powstały także jądra Li, Be, B.

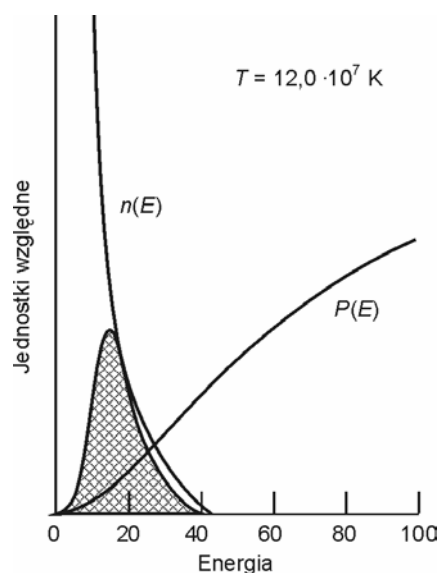
Co możemy powiedzieć o prawdopodobieństwie zajścia powyższych reakcji? Aby nukleony względnie jądra atomowe mogły łączyć się ze sobą i tworzyć nowe jądra, muszą zbliżyć się do siebie na bardzo małą odległość rzędu 10^{-14} cm. Na tych odległościach zaczynają działać siły jądrowe. Neutrony nie mają problemu, by zbliżyć się do protonu, względnie innego jądra atomowego na tak małą odległość i zostać schwytane. Protony i inne naładowane jądra atomowe muszą przewyciężyć odpychanie spowodowane siłami kulombowskimi. Cząstki naładowane napotykają na tzw. barierę kulombowską, będącą wynikiem współgrania oddziaływań jądrowych przyciągających i odpychania kulombowskiego. Wysokość bariery kulombowskiej E_C , jaką odczuwa cząstka o ładunku Z_1e zbliżająca się do drugiej o ładunku Z_2e jest proporcjonalna do $E_C \propto Z_1e \cdot Z_2e$. Rysunek 4 prezentuje przebieg bariery kulombowskiej; r_C nazywamy promieniem bariery, czyli odległością od środka jądra, przy której zaczynają działać siły jądrowe.



Rys. 4. Energia oddziaływania pomiędzy dwoma cząstkami naładowanymi w wyniku oddziaływania kulombowskiego i jądrowego

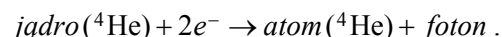
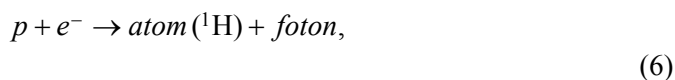
Prawdopodobieństwo zajścia reakcji wywołanej przez naładowane cząstki jest funkcją dwu prawdopodobieństw. Jednym jest prawdopodobieństwo $n(E)$, że cząstki naładowane będą posiadać energię kinetyczną E , drugim prawdopodobieństwo $P(E)$, że cząstka o energii E przeniknie do wnętrza jądra. Rozkład energii kinetycznej cząstek w ośrodku o temperaturze T (wyrażonej w Kelvinach) opisuje rozkład Maxwella-Boltzmann $n(E) \propto E^{1/2} e^{-E/2kT}$. Prawdopodobieństwo przejścia cząstki przez barierę kulombowską określa mechanika kwantowa. Jest to tzw. efekt tunelowy opisany przez wyrażenie Gamowa. Prawdopodobieństwo to dane jest wyrażeniem $P(E) = e^{-\sqrt{E_G/E}}$, przy czym E_G jest energią Gamowa. Rysunek 5 prezentuje rozkład prawdopodobieństwa obydwu efektów w funkcji energii w środkiem oddziaływających cząstek naładowanych dla określonej temperatury T . Powierzchnia zakreskowa określa prawdopodobieństwo zajścia reakcji. Jej wielkość zależy od iloczynu obydwu prawdopodobieństw $n(E)$ i $P(E)$. Jest to, jak to wynika z rysunku 5 efekt silnie zależny od temperatury. Zaprezentowane rozumowanie dotyczy wszystkich reakcji, o których będzie mowa w tym artykule. Więcej informacji na ten temat można znaleźć w artykule w *Fotonie* 95/2006, a także w podręcznikach fizyki współczesnej lub fizyki jądrowej.

Co można powiedzieć o pierwotnej nukleosyntezie? Warunki, jakie istniały we Wszechświecie w 3–4 minucie po Wielkim Wybuchu powodowały, że mogły powstać jedynie najlżejsze pierwiastki. W temperaturze panującej we Wszechświecie w 3–4 minucie po Wielkim Wybuchu mogły zachodzić jedynie reakcje pomiędzy cząstkami o niezbyt dużym ładunku elektrycznym. W wyniku tych ograniczeń okazało się, że część swobodnych protonów i wszystkie swobodne neutrony połączyły się, tworząc jądra atomowe lekkich pierwiastków. Po związaniu wszystkich neutronów materia we Wszechświecie składała się w 76% z jąder wodoru, oraz w 24% z izotopu helu o $A = 4$. Powstały także jądra deuteru ${}^2\text{H}$, helu ${}^3\text{He}$, litu ${}^6\text{Li}$, ${}^7\text{Li}$ oraz w bardzo niewielkich ilościach berylu i boru. Dla przykładu na około 10^9 jąder wodoru przypadało jedno jądro ${}^7\text{Li}$. Inne izotopy Li, Be i B produkowane były w jeszcze bardziej śladowych ilościach.



Rys. 5. Prawdopodobieństwo zajścia reakcji pomiędzy cząstkami naładowanymi elektrycznie

Co działo się dalej? Temperatura w czasie ekspansji nadal spadała. Temperatura stała się tak mała, że zaczęły się tworzyć atomy pierwiastków. Zachodziły procesy wychwytu elektronów. Dwa przykłady:



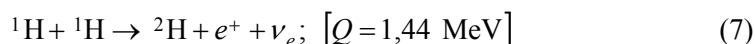
Fotony unoszą tym razem energię wiązania elektronów w atomie. Energia wiązania elektronów jest około milion razy mniejsza niż np. energia wiązania p i n w jądro d i wynosi około 10 eV. Także w tym przypadku zachodzi konkurencja pomiędzy procesem wychwytu elektronu przez jądro atomowe i procesem dysocjacji, czyli wrywaniem elektronów z orbit atomowych. Dopiero około 10^5 lat po Wielkim Wybuchu skończył się proces dysocjacji atomów. Temperatura panująca we Wszechświecie zmalała do około $T = 4000$ K. Wtedy energia fotonów wypełniających Wszechświat stała się zbyt mała, by jonizować powstałe atomy. Od tego momentu Wszechświat składa się z atomów wodoru i helu oraz śladowych ilości atomów litu, berylu, boru a także fotonów i neutrin. Zaprezentowany scenariusz powstania atomów potwierdza obserwowane promieniowanie reliktowe. Badania własności tego promieniowania prowadzone są intensywnie do dzisiaj. Za odkrycie i badania promieniowania relikтового przyznano Nagrody Nobla w roku 1978 (Arno Penzias i Robert W. Wilson) oraz w ubiegłym roku (John C. Mather i George F. Smoot – *Foton* 95/2006).

W pierwotnej nukleosyntezie, która wystąpiła w bardzo wczesnym okresie rozwoju Wszechświata powstały jedynie bardzo lekkie pierwiastki, głównie atomy wodoru oraz helu. Na cięższe pierwiastki musieliśmy czekać bardzo długo. Rozpoczęło się to co najmniej 10^9 lat po Wielkim Wybuchu, czyli około 10^{15} lat temu i trwa do dzisiaj.

Synteza pierwiastków w gwiazdach

Zajmijmy się najpierw pierwiastkami grupy drugiej, pierwiastkami, których jądra atomowe zawierają mniej niż $Z = 26$ protonów i mniej niż $A = 56$ nukleonów. Powstanie pierwiastków tej grupy związane jest z rozwojem gwiazd. Co możemy powiedzieć o powstaniu gwiazd? W 10^5 lat po Wielkim Wybuchu mieliśmy następującą sytuację. Wszechświat wypełniony był gazem, składającym się przede wszystkim z atomów wodoru stanowiących ponad 75% materii oraz w pozostałej części praktycznie z atomów helu 4 (^4He). W wyniku termicznego ruchu atomów powstały niejednorodności materii o charakterze statystycznym. Na zagęszczeniach w wyniku grawitacyjnego przyciągania powstały coraz większe skupiska materii. Prowadziło to ostatecznie do powstania gwiazd. Kiedy powstały pierwsze gwiazdy? Szacuje się, że było to 10^9 lat po Wielkim Wybuchu. W 10^{10} lat istniała już znacząca liczba gwiazd. Proces powstania gwiazd nie ustał. Dzisiaj nadal powstają gwiazdy z materii międzygwiazdnej.

W wyniku grawitacji następuje sprężenie materii. We wnętrzu gwiazdy powstaje materia o dużym ciśnieniu. Sprężeniu materii towarzyszy wzrost temperatury. W wyniku kompresji grawitacyjnej w centrum gwiazdy temperatura osiąga taką wartość, że gwiazda się zapala, czyli jądra wodoru zaczynają oddziaływać ze sobą. Zgodnie z tym, co zostało wcześniej powiedziane powstają warunki, by mogły zachodzić reakcje jądrowe. W pierwszym etapie powstają jądra deuteru:

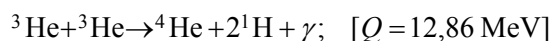
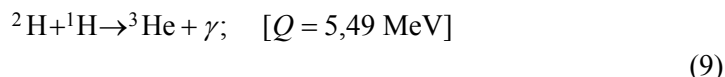


Jest to proces egzoenergetyczny ($Q > 0$), w którym wydziela się energia 1,44 MeV. Wielkość wydzielanej energii związana jest w tym przypadku z różnicą pomiędzy masami dwu swobodnych protonów i masą jądra deuteru oraz elektronu przy założeniu, że neutrino jest bezmasowe. Ogólnie w reakcji $m_1 + m_2 \rightarrow m_3 + m_4 + Q$, przy czym tzw. ciepło reakcji Q wynosi

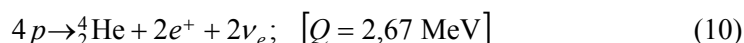
$$Q = [(m_1 + m_2) - (m_3 + m_4)]c^2 \quad (8)$$

Z reakcją egzoenergetyczną mamy do czynienia, gdy $Q > 0$, endoenergetyczną, gdy $Q < 0$.

Prześledźmy procesy zachodzące w typowej gwiazdzie, jaką jest Słońce. W wyniku oddziaływań grawitacyjnych średnia temperatura w centrum Słońca osiąga 15 milionów stopni Kelvina. Dzięki temu protony mają tak dużą energię kinetyczną, że mogą się ze sobą połączyć (7). Następnymi procesami są między innymi reakcje:



Zachodzące procesy jądrowe prowadzą ostatecznie do wiązania 4 protonów w cząstkę alfa (${}^4\text{He}$), czyli do procesu:



W wyniku procesu syntezy jądra ${}^4\text{H}$ wydziela się energia 26,7 MeV. Gęstość wodoru w gwiazdach jest bardzo duża. Np. w centrum Słońca wynosi około 125 g/cm^3 , czyli $7,5 \cdot 10^{25}$ protonów/ cm^3 . Zachodzi dostatecznie duża liczba reakcji syntezy w jednostce czasu. Wyzwała się olbrzymia energia, którą obserwujemy jako świecenie gwiazdy. W wyniku spalania zmniejsza się gęstość wodoru w centrum gwiazdy, maleje liczba zachodzących reakcji, czemu towarzyszy zmniejszenie produkcji ciepła. Wówczas „produkcja energii” w gwiazdzie znacząco maleje. W konsekwencji maleje powoli temperatura we wnętrzu gwiazdy. Jej wnętrze stygnie, ciśnienie wewnętrzne maleje. Skład materii we wnętrzu gwiazdy zmienia się. Wzrasta znacząco udział jąder helu.

Co się dzieje dalej? W wyniku sił grawitacji materia gwiazdy ulega ponownemu sprężeniu. We wnętrzu podnosi się gęstość i temperatura. Jeżeli masa gwiazdy jest dostatecznie duża, to temperatura osiągnie dostatecznie dużą wartość. Gwiazda zapala się ponownie. Zachodzą reakcje, w których ${}^4\text{He}$ mogą przezwyciężyć odpowiednio wyższą barierę kulombowską. Zaczynają zachodzić nowe procesy. Nie wchodząc w szczegóły, podstawową reakcją są procesy ${}^4\text{He}+{}^4\text{He}\rightarrow{}^8\text{Be}\rightarrow{}^8\text{Be}+{}^4\text{He}\rightarrow{}^{12}\text{C}$. Mówimy, że gwiazda przeszła do nowej fazy, *fazy helowej*. W fazie tej powstają jądra cięższe niż w czasie etapu wodorowego, w tym jądra węgla.

Sytuacja zaczyna się powtarzać. Hel ulega spalaniu. Następuje kolejna faza. Materia gwiazdowa ulega dalszej kompresji. Temperatura we wnętrzu gwiazdy osiąga odpowiednią wartość, gwiazda przechodzi do *epoki węglowej*. Zachodzące reakcje prowadzą do procesu ${}^{12}\text{C}+{}^{12}\text{C}\rightarrow{}^{20}\text{Ne}$. Ostatecznie następuje synteza neonu o liczbie masowej $A = 20$. Sytuacja się powtarza. Gwiazda stygnie, następuje ponowna kompresja. Gwiazda się ponownie zapala. Mówimy o *epoce neonowej*. Zachodzące reakcje jądrowe sprowadzają się do procesu ${}^{12}\text{C}+{}^{20}\text{Ne}$. Następny etap to *epoka tlenowa* z reakcjami prowadzącymi do procesu ${}^{16}\text{O}+{}^{16}\text{O}$, w wyniku którego powstają jądra krzemu Si. Spalanie gwiazdy w poszczególnych etapach staje się coraz szybsze. Zależy to od masy gwiazdy. Ostatnim etapem jest epoka krzemowa prowadząca do powstania jąder żelaza Fe. Dalszych etapów nie ma, gdyż reakcje jądrowe przestają być egzoenergetyczne. Powstanie w wyniku syntezy cięższych pierwiastków staje się niemożliwe. Reakcje jądrowe stają się endoenergetyczne. Aby zachodziły, zderzające się cząstki musiałyby mieć tak duże energie, by skompensować malejącą energię wiązania nukleonów w jądrze.

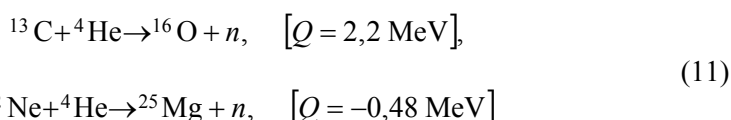
To, na którym etapie kończy się żywot gwiazdy, zależy od jej wielkości i od możliwości kompresji grawitacyjnej. Gwiazdy o większej masie przechodzą przez większą liczbę etapów. Przewidziany scenariusz dla gwiazdy o masie 25 razy większej od masy Słońca powinien przebiegać następująco:

<i>Faza</i>	<i>Temperatura</i>	<i>Czas trwania</i>
<i>wodorowa</i>	$6,10^7$	10^7 lat
<i>helowa</i>	$2,10^8$	10^5 lat
<i>węglowe</i>	10^9	600 lat
<i>neonowa</i>	$1,7 \cdot 10^9$	1 rok
<i>tlenowa</i>	$2,5 \cdot 10^9$	6 miesięcy
<i>krzemowa</i>	$4 \cdot 10^9$	1 dzień

Nasze Słońce, mała gwiazda, kończy swój żywot już po pierwszym etapie wodorowym. Po wypaleniu Słońce stanie się tzw. czerwonym karłem.

Procesy wychwyty neutronów

Synteza pierwiastków w gwiazdach w reakcjach jądrowych kończy się na jądrach żelaza. Cięższe pierwiastki o masach $A > 56$ powstają w innych procesach. Są to procesy wychwyty neutronów. W poszczególnych stadiach rozwoju gwiazd oprócz reakcji podstawowych, o których była mowa, zachodzą reakcje, w wyniku których powstają neutrony. Jako przykład można wymienić:



Gęstości neutronów powstałych w ten sposób osiągają w gwiazdach tylko wartości rzędu 10^8 neutronów w 1 cm^3 . Neutrony są chwypane przez jądra atomowe w procesach (n, γ) . Oznacza to, że jądro typu (A, Z) w wyniku procesu wychwyty neutronu (n, γ) przechodzi w jądro o większej liczbie neutronów, czyli staje się jądrem $(A + 1, Z)$. Zwiększa się liczba neutronów w jądrze. Zachodzą procesy wielokrotnego wychwyty neutronów. W ten sposób powstają jądra cięższe. Jeżeli powstałe jądro oddali się od ścieżki stabilności, gdyż stało się jądrem o nadmiarze neutronów, to wtedy zachodzi rozpad promieniotwórczy β^- . Wówczas jeden z neutronów jądra zamienia się w proton. Zachodzi proces ${}^A_{Z+1}X \rightarrow {}^A_{Z+1}Y + e^- + \bar{\nu}_e$. Oznacza to, że jądro X składające się z $(A + 1)$ nukleonów, w tym Z protonów, przechodzi w jądro Y nadal o $(A + 1)$ nukleonach, ale o $(Z + 1)$ protonów. W ten sposób jądro neutron nadmiarowe staje się jądrem stabilnym. Procesy (n, γ) zachodzą wielokrotnie. Otrzymujemy jądra o A dochodzących do 150, a nawet znacznie cięższe. Aby proces ten, proces poruszania się po „drabince masowej” był skuteczny, jądra nie mogą się zbyt szybko rozpadać w procesie β^- . Musi istnieć możliwość wychwyty następnego neutronu. Mimo dużych przekrojów czynnych na reakcję (n, γ) wychwyty neutronu następuje średnio w odstępach dni, lat a nawet kilkudziesięciu lat. Procesy wychwyty, o których mowa nazywamy **procesami typu s** (powolny – *slow*) i to nie z tego powodu, że neutrony miałyby poruszać się powoli, ale że wychwyty neutronów zachodzą zbyt rzadko. Neutrony mają oczywiście dostatecznie dużą energię, by być wychwypane w tych endoenergetycznych procesach.

Jednakże im cięższe jądra, tym czasy życia ze względu na rozpad β^- stają się coraz krótsze. Procesy s są zbyt wolne. Kiedy wystąpią zatem warunki umożliwiające powstanie najcięższych pierwiastków? Głównym procesem są nadal reakcje (n, γ) . Przy bardzo krótkich czasach życia, sięgających milisekund, wychwyty neutronów muszą nastąpić bardzo szybko po sobie. Wymaga to bardzo dużych gęstości neutronów. Pod koniec, trwającej zresztą bardzo krótko, epoki krzemowej gwiazda nie może się już zapalić. Reakcje jądrowe, które mogłyby być zainicjowane są już tylko endoenergetyczne. Następuje załamanie się gwiazdy. Powstaje gwałtowny wybuch. Mówimy o supernowej. W wyniku wielkiej

implozji znacząca część materii wyrzucana jest na zewnątrz. Sama gwiazda w zależności od swojej wielkości staje się albo czarną dziurą albo gwiazdą neutronową. W tym czasie powstaje między innymi olbrzymia liczba neutronów. W porównaniu do procesów *s*, w których mamy do czynienia z neutronami o gęstościach rzędu 10^8 cm^{-3} , gęstość neutronów w tym krótkim czasie trwania wybuchu supernowej jest znacznie większa i sięga 10^{20} cm^{-3} . Wychwyty neutronów stają się bardzo częste. Zachodzą gwałtowne procesy, w wyniku których produkowane są najcięższe znane nam pierwiastki sięgające $A = 210$. Mówimy w tym przypadku o **procesach r** (szybkie – *rapid*), procesach wychwytu szybkich neutronów, których energia sięga 10–20 MeV, w bardzo krótkich odstępach czasu.

Z przedstawionego scenariusza wynika, że pierwiastki produkowane są w następujących procesach: najlżejsze (praktycznie wodór i hel) w pierwotnej nukleosyntezie; w reakcjach jądrowych w gwiazdach prowadzących do syntezy jąder do żelaza włącznie; w procesach wychwytu neutronów – procesy *s* względnie procesy *r* (pierwiastki cięższe od żelaza), przy czym niezbędne neutrony powstają albo w różnych stadiach rozwoju gwiazd względnie w wyniku wybuchu gwiazdy w ostatnim etapie rozwoju gwiazdy, czyli w tzw. supernowej. Nie znaczy to, że nie występują jeszcze pewne specyficzne procesy. Mają one znikome znaczenie w pełnym bilansie produkcji pierwiastków. Są jednak interesujące. Dla przykładu supernowa jest nie tylko źródłem neutronów *r*, ale także bardzo dużej liczby neutrin, antyneutrin, protonów. Neutrina także odgrywają pewną rolę, gdyż w takich reakcjach jak $n + \bar{\nu}_e \rightarrow p + e^-$ zamieniają neutrony w protony i wpływają na szczegółowy bilans produkcji. Przy produkcji niektórych rodzajów jąder ważne są także reakcje (p, γ) . W omawianych procesach powstaje 264 stabilnych izotopów, tworzących 92 pierwiastki.

Oddzielnym bardzo interesującym zagadnieniem jest produkcja przy użyciu urządzeń zbudowanych przez człowieka. W laboratorium potrafimy oprócz stabilnych pierwiastków wytworzyć ponad 2000 różnego rodzaju jąder atomowych. Są to jądra niestabilne, promieniotwórcze. Na specjalną uwagę zasługują prace nad wytwarzaniem superciężkich jąder o $Z > 92$. Rekordem jest utworzenie jąder o $Z = 116$. Badania te mają istotne znaczenie poznawcze. Są to prace interesujące z punktu widzenia fizyki, studiowania mechanizmów reakcji jądrowych, struktur jąder atomowych. Ale to już historie wykraczające poza ramy tego artykułu.

Od Redakcji:

O podobnej tematyce polecamy książkę *Magiczny tygiel* Marcusa Chowna, Wyd. Zysk i S-ka, Poznań 2004.