ANDRZEJ KRASIŃSKI — Warszawa

JAK POWSTAŁY PIERWIASTKI CHEMICZNE? (I)

Wstęp

Pierwsze pytanie, jakie może nasunąć się Czytelnikowi po przeczytaniu powyższego tytułu, to: „Może to ciekawy problem, ale co on ma wspólnego z astronomią?" Jak się za chwilę okaże, ma bardzo wiele: naturalnymi laboratoriami, w których odbywa się przemiana lekkich jąder atomowych w cięższe są: cały Wszechświat we wczesnych etapach jego ewolucji oraz wnętrza gwiazd. Wyjaśnienie powstawania pierwiastków chemicznych jest efektownym przykładem zastosowania astrofizyki do wyjaśnienia jednego z podstawowych problemów fizyki; na ogół mamy do czynienia z procesem odwrotnym.

Przypomnijmy najpierw symbolikę stosowaną przy opisie reakcji jądrowych. Liczba napisana po lewej stronie u dołu symbolu pierwiastka oznacza jego liczbę atomową, tzn. liczbę protonów w jądrze atomowym. Liczba ta definiuje pierwiastek chemiczny, jej zmiana oznacza przemianę w inny pierwiastek. Liczba z lewej u góry oznacza liczbę masową, tzn. sumę liczby protonów i neutronów. Jądra o tej samej liczbie atomowej, ale różnych liczbach masowych, nazywają się izotopami danego pierwiastka; pierwiastki występujące w naturze są najczęściej mieszaninami różnych izotopów. Na przykład węgiel naturalny jest mieszaniną izotopów $^{12}_{6}C$, $^{13}_{6}C$ i nietrwałego $^{14}_{6}C$, średnia liczb masowych mieszaniny wynosi nieco ponad 12. Rekordzistą wśród pierwiastków występujących w naturze jest cyna $_{50}Sn$, która ma aż 10 trwałych izotopów (112, 114—120, 122 i 124). Ponad 20 pierwiastków ma po jednym tylko trwałym izotopie (np. $^{9}_{4}Be$, $^{19}_{9}F$, $^{23}_{11}Na$, $^{27}_{13}Al$, $^{31}_{15}P$). Izotopy zachowują się jednakowo w reakcjach chemicznych i wykazują tylko subtelne różnice własności chemicznych (makroskopowe porcje czystych izotopów tego samego pierwiastka różnią się gęstością — na fakcie tym opierają się techniczne metody rozdzielania izotopów). Izotopy nie występujące w naturze są nietrwałe, ulegają rozpadowi promieniotwórczemu. Wiele z nich można sztucznie otrzymać w laboratorium.

Rzut oka na tablicę Mendelejewa pozwala zauważyć, że proton, który jest jądrem atomu najbardziej rozpowszechnionego izotopu wodoru, jest jedną z dwu „cegiełek" budujących cięższe jądra atomowe. Drugą jest obojętny elektrycznie neu-

tron. Istnieją w przyrodzie lub są znane z laboratorium pierwiastki o wszystkich możliwych liczbach atomowych od jednego (wodór) aż do nieco ponad 100. Zatem w zasadzie wystarczyłoby dołączyć po jednym protonie i odpowiedniej liczbie neutronów kolejno do tego samego jądra atomowego, aby „zbudować" wszystkie znane pierwiastki. Czy tak właśnie było w przyrodzie?

Pomysł, który dziś, dzięki sugestywnemu (oczywiście celowo) podaniu informacji, wydaje się naturalny już uczniom liceów, nie był całkiem oczywisty, nawet po rozszyfrowaniu budowy jąder atomowych. Istotną rolę w jego powstaniu musiała odegrać, doświadczalnie udowodniona, możliwość przemian jednych pierwiastków w inne — w naturze i w laboratorium. Dalszym krokiem na drodze ku teorii powstawania pierwiastków chemicznych było wyjaśnienie mechanizmu wytwarzania energii w Słońcu, podczas którego przemiana wodoru w hel odbywa się na skalę masową. Pierwszą, powiedzielibyśmy dziś kompleksową koncepcję powstawania pierwiastków, ogłosiła w roku 1948, grupka fizyków amerykańskich skupiona wokół George Gamowa. Nie jest zadaniem niniejszego artykułu śledzenie historii tej koncepcji, ale w związku z nią powinni Czytelnicy zapamiętać nazwisko jeszcze jednego wybitnego fizyka. Był nim belgijski ksiądz Georges Lemaître, który był prekursorem tak dziś rozpowszechnionych wszechstronnych badań ewolucji Wszechświata, a zwłaszcza jej wczesnych etapów.

Obserwacje Hubble'a udowodniły, że Wszechświat rozszerza się [1]. Jeśli wierzymy, że znane z Ziemi i układu planetarnego prawa fizyki obowiązują także w wielkiej skali odległości, to przyciąganie grawitacyjne materii powinno spowalniać ten ruch. Galaktyka, która dziś oddala się od nas z prędkością v_0, oddalała się w każdej chwili w przeszłości z prędkością większą niż v_0. Ogólnie, $v(t_1) > v(t_2)$ jeśli $t_1 < t_2$. Zatem, dla każdej galaktyki można obliczyć, ile lat temu znajdowała się ona w tym samym punkcie, co nasza Galaktyka — i dla każdej z nich wynik ten będzie skończony. Formalnie, gęstość materii jest w tym punkcie i w tej chwili nieskończenie wielka i maleje z czasem aż do wielkości obserwowanej dzisiaj. Skoro gęstość była w przeszłości większa niż obecnie, to zgodnie z prawami termodynamiki temperatura Wszechświata

[1] Warto tu odnotować jako ciekawostkę, że matematyczny model rozszerzającego się Wszechświata powstał przed odkryciem Hubble'a (patrz dalej), natomiast sam Hubble do końca życia nie był przekonany o realności tego efektu i podkreślał, że przeliczanie przesunięć prążków widmowych ku czerwieni na prędkość ucieczki źródła jest tylko wygodnym sposobem opisu obserwacji.

musiała być wtedy wyższa. W chwili, gdy gęstość była nieskończona (chwila ta jest obrazowo nazywana Wielkim Wybuchem), temperatura była także nieskończona. Materia Wszechświata mogła więc osiągać w przeszłości dowolnie wysokie temperatury. Wysoka temperatura dużej porcji materii jest zaś koniecznym warunkiem, aby przemiany pierwiastków w inne pierwiastki mogły następować z dużą wydajnością. Dlaczego?

Protony i neutrony przyciągają się siłą, która, nie bez powodu, nazywana jest oddziaływaniem silnym, ma jednak bardzo krótki zasięg, nie przekraczający jednej średnicy protonu. Dwa protony trzeba więc doprowadzić do zderzenia, aby oddziaływanie silne miało szansę je związać, nawet wtedy jednak odpychanie elektrostatyczne przeważa nad przyciąganiem „silnym" — jądro atomowe złożone tylko z dwu protonów nie może istnieć, potrzebny jest przynajmniej jeden neutron. W „praktyce" zatem, aby utworzyć jądro drugiego z kolei pierwiastka w tablicy Mendelejewa, helu, trzeba zderzać protony z jądrami deuteru, cięższego izotopu wodoru, zawierającymi po jednym protonie i jednym neutronie. Można to robić w akceleratorach, przyspieszając niewielkie porcje protonów i jąder deuteru do takich prędkości, przy których energia kinetyczna ich ruchu stanie się wystarczająca dla pokonania odpychania elektrostatycznego i zbliżenia na bardzo małe odległości. Metoda ta nie pozwala jednak na uzyskanie dużych ilości helu: strumień cząstek w akceleratorze musi być dokładnie wykalibrowany, wszystkie cząstki muszą mieć, z dużą dokładnością, jednakowe prędkości, w przeciwnym wypadku ich wiązka zacznie się rozpływać i zderzać ze ścianami akceleratora, tracąc energię bezproduktywnie. Dokładna kalibracja jest niemożliwa przy dużych porcjach materii. W porcji makroskopowej miarą średniej energii ruchu cząstek tworzących tę porcję jest temperatura. Podgrzewanie materii jest więc również sposobem zwiększania energii ruchu cząstek, a jak już wiemy, materia tworząca Wszechświat musiała być kiedyś bardzo gorąca i gęsta. Załóżmy więc, że składała się ona kiedyś z samych cząstek elementarnych (tylko tych, które są konieczne do zbudowania jąder atomowych), a następnie sprawdźmy, czy mogły w tych warunkach powstać jądra cięższych pierwiastków. Przeszkodą dla ich powstawania jest obniżająca się temperatura (wskutek rozszerzania się Wszechświata), zatem może się okazać, że na powstanie wszystkich pierwiastków było za mało czasu.

Nukleosynteza pierwotna

Taki był w przybliżeniu punkt wyjściowy rozważań Gamowa i współpracowników. Ten krótki opis daje słabe tylko pojęcie o wielkości i trudności ich przedsięwzięcia. Trzeba było mieć do dyspozycji model Wszechświata, z którego można obliczyć gęstość i temperaturę materii w dowolnej chwili w przeszłości. Modele takie były znane i dość już dobrze zbadane w r. 1948, głównie dzięki pracom G. Lemaitre'a prowadzonym od r. 1927 oraz dwu pionierskim pracom radzieckiego matematyka Aleksandra Friedmana z r. 1922 i 1924. Trzeba było mieć dane o wydajnościach wszystkich możliwych reakcji między jądrami atomowymi i cząstkami elementarnymi przy różnych temperaturach. Dane te były niepewne, zaś przyjęte modele kosmologiczne zawierały jeszcze więcej dowolności. Pionierska praca Alphera, Bethego i Gamowa miała więc raczej znaczenie filozoficzne i była wielokrotnie poprawiana w latach późniejszych. Cytowane dziś wyniki ilościowe zostały po raz pierwszy uzyskane pod koniec lat 60-tych przez R. Wagonera, W. Fowlera i F. Hoyle'a.

W swojej najambitniejszej współczesnej wersji, program wyjaśnienia obecnego składu materii we Wszechświecie zaczyna od temperatur tak wysokich, przy których istniały cząstki nie obserwowane dziś w naturze ani w laboratorium i próbuje wytłumaczyć, jak i w jakich ilościach powstały z nich protony, neutrony, elektrony, neutrina, itd. My zaczniemy obserwację od chwili bezpośrednio poprzedzającej powstanie pierwszych jąder helu, gdy istniały elektrony i ich antycząstki — pozytony, protony, neutrony (w proporcji około 1 neutron na 10 protonów), neutrina i fotony. Chwila ta nie jest dokładnie określona, nastąpiła ona pomiędzy 1/1 000 000 sek. a 10 sek. po Wielkim Wybuchu, gdy temperatura materii spadała od 10^{13} K do $5 \cdot 10^{9}$ K. Przy temperaturze około 10^{12} K gęstość masy zawarta w cząstkach wynosiła około 10^{4} g/cm^{3}, zaś średnia energia kinetyczna protonów i neutronów wynosiła około 100 MeV. Przy tej energii protony i neutrony (nazywane zbiorowo nukleonami) mogą zbliżać się do siebie na odległości mniejsze niż zasięg oddziaływań silnych i tworzyć jądra deuteru w reakcji

$$n + {}_1^1\mathrm{H} \rightleftarrows {}_1^2\mathrm{H} + \gamma,$$

jednakże zderzenie jądra deuteru z inną cząstką prowadzi przy tak dużej energii raczej do ponownego rozbicia deuteru na proton i neutron niż do przyłączenia trzeciej cząstki. Dopiero pod

koniec tego okresu deuter zaczął pojawiać się w większych ilościach, co umożliwiło dalsze reakcje prowadzące do powstania ciężkiego izotopu wodoru, trytu, oraz dwu izotopów helu:

$$ {}^{2}_{1}H + n \rightarrow {}^{3}_{1}H + \gamma, $$

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

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

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

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

Zdawałoby się, że przez przyłączanie kolejnych protonów i neutronów mogą teraz powstawać dalsze jądra atomowe. Ten ciąg reakcji napotyka jednak na dwie przeszkody:

1. Jądra o liczbach masowych 5 i 8 są bardzo nietrwałe i rozpadają się, zanim zdążą doczekać następnego zderzenia. Przyłączając pojedyncze neutrony lub protony do jąder helu trafimy zawsze na nietrwały izotop helu ${}^{5}_{2}He$ albo litu ${}^{5}_{3}Li$, na którym ciąg reakcji załamie się. Tworzenie dalszych jąder wymagałoby więc zderzeń pomiędzy już istniejącymi jądrami złożonymi. Ale...

2. Cięższe jądra mogą powstawać dopiero wtedy, gdy zgromadzi się wystarczająco duży zapas jąder lżejszych — materiałów wyjściowych dalszych reakcji. Potrzeba na to czasu, zaś z czasem materia Wszechświata ochładza się i rozrzedza. Przy niskiej temperaturze jądra złożone mają zbyt małą energię, aby pokonać odpychanie elektrostatyczne i zderzać się między sobą. Ponadto neutrony poruszające się w rozrzedzonej materii coraz swobodniej zaczynają ujawniać swoją nietrwałość (neutrony są trwałe jedynie w układach związanych oddziaływaniami silnymi i w odpowiedniej proporcji do protonów; neutrony swobodne rozpadają się z półokresem około 10.8 min.). W pewnym momencie nukleosynteza musi więc ustać.

Rachunki (przeprowadzają je komputery, ze względu na konieczność wzięcia pod uwagę wielu czynników naraz) wykazują, że zanim spadek temperatury i rozpad neutronów uniemożliwią dalszą masową produkcję pierwiastków, mogą powstać

jedynie znaczniejsze ilości helu $^{4}_{2}He$ (do 30% masy Wszechświata) oraz małe domieszki helu $^{3}_{2}He$ (poniżej 1/1000 masy), deuteru (do 1%), litu $^{7}_{3}Li$ (poniżej 10^{-6}), litu $^{6}_{3}Li$ (poniżej 10^{-10}) i boru $^{11}_{5}B$ (poniżej 10^{-11}). Wszystkie pierwiastki o liczbie masowej 12 lub większej mogły razem stanowić nie więcej niż 10^{-7} masy Wszechświata. Przynajmniej 70% masy stanowił wodór.

Podane liczby nie są ścisłymi wynikami, lecz tylko granicami dopuszczalnych przedziałów. Skład chemiczny materii po zakończeniu syntezy pierwotnej zależy od wielu parametrów, których wartości nie znamy wystarczająco dokładnie. Najważniejszym z nich jest gęstość materii. Oblicza się ją przy założeniu, że we wczesnym Wszechświecie obowiązywały znane z laboratorium prawa termodynamiki, w oparciu o obecną średnią gęstość materii, którą trzeba zmierzyć. Pomiar ten jest obarczony wieloma niepewnościami. Dla dalszych galaktyk nie można dokładnie wyznaczyć ich odległości od Ziemi; nie wiemy, ilu gwiazd w naszej Galaktyce i ilu dalekich galaktyk nie widać z powodu pochłaniania ich światła przez materię nieświecącą znajdującą się w przestrzeni (w ten sposób nie doliczamy się pewnych gwiazd, nie doceniamy masy naszej Galaktyki, której masę uznajemy za typową, oraz nie doliczamy się pewnych galaktyk, co prowadzi do zaniżenia ich liczby w jednostce objętości). Nie ma żadnych danych co do ilości materii nieświecącej, a więc nieobserwowanej bezpośrednio. W rachunkach przyjmuje się, że średnia gęstość materii zawarta jest pomiędzy 10^{-32} g/cm^3 a 10^{-28} g/cm^3 i obserwacje nie pozwalają na jej wiele dokładniejsze określenie[2]. Na dodatek, ciągle brak solidnego obserwacyjnego potwierdzenia hipotezy, że obliczając średnią gęstość materii w obszarach o różnych objętościach, położonych w różnych okolicach Wszechświata otrzymamy za każdym razem ten sam wynik. Założenie, że tak jest naprawdę, nazywa się zasadą kosmologiczną, i jest wbudowane w powszechnie używane modele Wszechświata. Jeśli jest ono nieprawdziwe, to pojęcie średniej gęstości materii w całym Wszechświecie traci sens, zaś przyjęte modele

[2] W żargonie astronomicznym mówi się, że ten przedział obejmuje „cztery rzędy wielkości", bo 32 — 28 = 4. Ta terminologia maskuje brutalną prawdę, że największa z dopuszczalnych wartości jest 10 000 razy większa od najmniejszej. Gdybyśmy powiedzieli, że Paryż leży na zachód od Warszawy gdzieś pomiędzy Ursusem i Nowym Jorkiem, to określilibyśmy położenie Paryża z dokładnością nawet nieco większą od podanej wyżej oceny gęstości.

będzie trzeba zastąpić innymi, dokładniej naśladującymi rzeczywisty rozkład materii.

Mimo tak dużej niepewności danych, można z nich jednak wyciągać sprawdzalne wnioski. Ilości różnych pierwiastków w materii Wszechświata po zakończeniu syntezy pierwotnej zależą od średnieej gęstości w bardzo różny sposób. Zawartość helu $^{4}_{2}He$ jest od niej najmniej zależna: przy gęstości obecnej 10^{-32} g/cm^3 helu byłoby nieco mniej niż 10% masy Wszechświata, przy gęstości 10^{-27} g/cm^3 byłoby go około 30%. Najsilniej zależy od obecnej gęstości zawartość deuteru: przy 10^{-32} g/cm^3 byłoby go 1% masy, przy 10^{-30} g/cm^3 — 10^{-5} masy, przy 10^{-20} g/cm^3 — mniej niż 10^{-12} masy. Im większa gęstość, tym szybciej deuter zużywa się w reakcjach syntezy helu.

Obserwacje astronomiczne potwierdzają wniosek, że około 25% masy materii w naszej okolicy Wszechświata powinien stanowić hel. Gwiazdy oraz obłoki materii mieędzygwiazdowej wykazują mniej więcej taką samą zawartość helu. Są to obiekty o całkiem odmiennej strukturze i historii, co świadczy o tym, że hel musiał powstać przed ich utworzeniem, a nie wewnątrz nich w wyniku ich indywidualnej ewolucji.

Fakt, że synteza jąder cięższych do litu jest we wczesnym Wszechświecie niemożliwa, wydawał się z początku być porażką teorii. Była to jednak ważna wskazówka, którą wykorzystano później. Dalsza synteza złożonych jąder atomowych następuje w gwiazdach, o czym napiszemy dalej. Dla każdego przyrodnika fakt, że teoria zmusiła nas do zaakceptowania wyniku odwrotnego niż oczekiwaliśmy, jest optymistycznym potwierdzeniem obiektywizmu wiedzy przyrodniczej. W fizyce nie da się narzucić ludziom wiary w nieprawdziwe stwierdzenia.

ANDRZEJ KRASIŃSKI — Warszawa

JAK POWSTAŁY PIERWIASTKI CHEMICZNE (II)

Nukleosynteza w gwiazdach

W nukleosyntezie pierwotnej powstało tylko kilka najlżejszych pierwiastków. We wnętrzach gwiazd musiało więc powstać następne sto. Szczegółowe objaśnienie tego procesu wymagałoby tekstu znacznie obszerniejszego. Po szczegóły odsyłam więc Czytelników do książki Bronisława Kuchowicza pt. *Kosmochemia* (PWN, Biblioteka Problemów, Warszawa 1979).

Pierwsze gwiazdy powstające we Wszechświecie mogły zawierać jedynie trzy izotopy wodoru, dwa izotopy helu oraz ślady litu i boru. Powstawały one przez opadanie materii na zagęszczenia wytworzone w ośrodku galaktycznym. Wskutek przyłączania coraz to nowej materii masa każdego zagęszczenia wzrastała, co prowadziło do wzrostu jego siły grawitacyjnej i kurczenia się. Zmniejszanie objętości powodowało wzrost temperatury i gęstości we wnętrzu obiektu. Przy dostatecznie wysokiej temperaturze (około 10^3 K) mogły znów rozpocząć się reakcje syntezy helu z wodoru. Były to inne reakcje niż we wczesnym Wszechświecie, ponieważ pierwsze gwiazdy zaczęły powstawać 1 000 000 lat po Wielkim Wybuchu, gdy praktycznie nie istniały już neutrony w materii kosmicznej. Skutkiem „netto" tych reakcji jest przemiana czterech protonów w jądro helu, z wyrzuceniem produktów ubocznych — pozytonów, neutrin elektronowych i kwantów promieniowania elektromagnetycznego:

$$4\,{}^{1}_{1}\mathrm{H} \rightarrow {}^{4}_{2}\mathrm{He} + 2e^{+} + 2\nu_e + 2\gamma$$

(po szczegóły odsyłam Czytelników do wspomnianej książki B. Kuchowicza). Rozpoczęcie tych reakcji wymaga pewnego wkładu energii (dostarczonego w tym przypadku przez pole grawitacyjne powstającej gwiazdy, którego energia potencjalna jest przetwarzana na energię cieplną), lecz wydziela się przy nich więcej energii kinetycznej niż jest pochłaniane. Coraz silniejszy strumień energii wyprodukowanej w tych reakcjach wydobywa się na zewnątrz gwiazdy i jego ciśnienie zatrzymuje w pewnym momencie zapadanie grawitacyjne. Gwiazda zaczyna świecić ze stałą w czasie wydajnością. W procesie tym wodór przemienia się w hel, przy czym proces rozpoczyna się w centrum gwiazdy, bo tam jest najwyższa temperatura, i tamże gromadzi się wytworzony hel, ponieważ jego gęstość

jest większa od gęstości wodoru. W głębi gwiazdy rośnie więc stopniowo jądro helowe, synteza nowego helu odbywa się na jego powierzchni. Jądro to, pod naciskiem warstw zewnętrznych i własnej grawitacji, kurczy się powoli i podwyższa swoją temeperaturę w centrum. W pewnym momencie temperatura (około 10^8 K) i gęstość (około 10^5 g/cm^3) stają się wystarczające dla zapoczątkowania następnej serii reakcji, której pierwszym etapem jest

$$ {}^{4}_{2}He + {}^{4}_{2}He \rightarrow {}^{8}_{4}Be + \gamma. $$

Powstające w niej jądro berylu ma pechową liczbę masową 8, jest więc nietrwałe i z półokresem 10^{-15} sek rozpada się z powrotem na dwa jądra ${}^{4}_{2}He$. Przy tak wysokiej gęstości i temperaturze produkcja ${}^{8}_{4}Be$ skutecznie konkuruje z rozpadem i w materii utrzymuje się stale niewielka domieszka jąder ${}^{8}_{4}Be$, w proporcji około $1 : 10^9$ do jąder ${}^{4}_{2}He$. Dzięki tej domieszce może zachodzić następna reakcja:

$$ {}^{8}_{4}Be + {}^{4}_{2}He \rightarrow {}^{12}_{6}C + \gamma, $$

zaś powstałe w niej jądro ${}^{12}_{6}C$ jest już trwałe. W ten sposób nukleosynteza w gwiazdach przeskakuje przez nietrwałe jądra o liczbach masowych 5 i 8.

Zużywanie helu w dwu ostatnich reakcjach prowadzi do wzrastania jądra węglowego w gwieździe, które kurczy się i nagrzewa aż do temperatury, przy której zostaje „uruchomiona" następna seria reakcji:

$$ {}^{12}_{6}C + {}^{12}_{6}C \rightarrow \begin{cases} {}^{20}_{10}Ne + {}^{4}_{2}He \\ {}^{23}_{11}Na + {}^{1}_{1}H \\ {}^{24}_{12}Mg + \gamma \\ {}^{23}_{12}Mg + n \end{cases} $$

(ostatnia z nich pochłania energię i jest mniej prawdopodobna od pozostałych, jej rolę wyjaśnimy nieco dalej). Wydajność syntezy pierwiastków, a więc długość poszczególnych etapów ewolucji, zależy od całkowitej masy gwiazdy — ona określa wielkość ciśnienia potrzebnego do powstrzymania kurczenia się. Dla gwiazdy o masie równej masie Słońca stadium syntezy wodoru w hel trwa około $8 \cdot 10^9$ lat, dla gwiazdy o masie 15

razy większej trwa ono około 10^6 lat. Przy dużej masie jeden z etapów kurczenia się może spowodować nagrzanie wnętrza tak gwałtowne, że nowo uruchomione reakcje przebiegną eksplozyjnie i wyprodukowany przy tym strumień energii rozerwie gwiazdę na fragmenty. Z fragmentów tych mogą następnie powstać gwiazdy „drugiego pokolenia", od początku zawierające domieszki ciężkich pierwiastków. Produkty uboczne reakcji ${}^{12}_{6}C + {}^{12}_{6}C$, a więc jądra ${}^{4}_{2}He$ i protony, są stale obecne w jądrze węglowym i mogą także wchodzić w reakcje.

Cykl kurczenia się gwiazdy i uruchamiania reakcji z udziałem coraz cięższych jąder atomowych może powtarzać się wielokrotnie. Z początku reakcje te wiążą się z uwalnianiem energii: energia kinetyczna produktów reakcji jest większa od energii kinetycznej jąder przed reakcją. Synteza połączona z uwalnianiem energii może jednak doprowadzić tylko do 1/3 tablicy Mendelejewa, do jąder żelaza ${}_{26}Fe$ i niklu ${}_{28}Ni$. Dołączanie dalszych protonów i neutronów wymaga początkowej energii kinetycznej większej niż energia końcowa. Procesy te nie mogą więc być źródłem energii cieplnej w gwiazdach, lecz tylko zjawiskiem ubocznym przy innych reakcjach jądrowych. Gwiazda, która wykształciła masywne jądro żelazowo-niklowe staje się bezbronna wobec sił grawitacyjnych i przekształca się pod ich wpływem w nieświecącą gwiazdę neutronową.

Produktami ubocznymi niektórych reakcji zachodzących podczas przetwarzania (w żargonie astronomicznym mówi się „spalania") węgla i tlenu są neutrony. Przykładem takiej reakcji jest ostatni kanał syntezy dwu jąder węgla wspomniany wyżej, a także reakcja

$${}^{16}_{8}O + {}^{16}_{8}O \rightarrow {}^{32}_{16}S + n.$$

Dzięki takim reakcjom istnieje w gwieździe pewna domieszka neutronów, które mogą wytwarzać jądra cięższe od żelaza w procesie zwanym *s* (od angielskiego *slow* — powolny). Polega on na kolejnym przyłączaniu pojedynczych neutronów do jąder już istniejących. Jak widać z tablicy Mendelejewa, jądra atomowe są trwałe, gdy zachowana jest odpowiednia proporcja między liczbą neutronów i liczbą protonów. Dla jąder lekkich proporcja ta wynosi w przybliżeniu 1 : 1, dla cięższych zawartość neutronów jest większa (np. 146 : 92 dla najtrwalszego izotopu uranu). Nadmiar neutronów powoduje przemianę promieniotwórczą β^-: wyrzucenie elektronu z jądra, co jest równoważne zamianie neutronu na proton. Przez przyłączanie neu-

tronów i rozpady β^- może powstać większość jąder o liczbach atomowych większych niż 26. Zauważmy jednak, że procesy te mogą zachodzić już tylko w gwiazdach drugiego pokolenia, ponieważ tylko one mogą zawierać jądra żelaza i niklu w postaci nieszkodliwych małych domieszek reagujących z neutronami wytworzonymi w reakcjach jąder lżejszych. Masywna część centralna starej gwiazdy I pokolenia, zawierająca jądra żelaza w dużej ilości, jest bowiem przestrzennie odizolowana od obszaru, gdzie produkowane są neutrony.

W procesie *s* nie mogą powstawać jądra o liczbach atomowych większych niż 83. Bizmut $_{83}Bi$ jest najdalszym pierwiastkiem możliwym do wytworzenia w tym procesie, zaś jego izotop $^{209}_{83}Bi$ jest najcięższym trwałym izotopem. Wszystkie inne izotopy bizmutu oraz produkty ich przemian β^- są niestabilne ze względu na przemianę α, która polega na wyrzuceniu jądra helu $^{4}_{2}He$ i oznacza cofnięcie się w tablicy Mendelejewa o dwie jednostki liczby atomowej.

W ośrodku przenikanym obfitym strumieniem neutronów (np. podczas wybuchu gwiazdy supernowej) może jednak zachodzić proces *r* (od *rapid* — szybki). Polega on na tym, że następny neutron przyłącza się do jądra, które nie zdążyło jeszcze ulec rozpadowi β^- po przyłączeniu poprzedniego neutronu. Wszystkie jądra powstające w tym procesie mają duży nadmiar neutronów i są niestabilne ze względu na przemianę β^-, co chroni je przed przemianą α kładącą kres procesowi *s*. W wyniku przemiany β^- powstają z nich te jądra, do których proces *s* nie może doprowadzić. Są one także niestabilne, lecz półokres ich rozpadu jest znacznie dłuższy. Produkty działania procesu *r*, jądra nr 99 (einstein) i 100 (ferm) obserwowano na Ziemi po wybuchach bomb jądrowych. Jego działanie rozpoczyna się już w okolicy jąder żelaza $_{26}Fe$. Teoretycznie może on prowadzić poza najcięższe obecnie znane jądra.

Rozpoczynając od uranu $_{92}U$, jądra atomowe stają się coraz bardziej niestabilne ze względu na rozszczepienie, tzn. „pęknięcie" na dwa jądra o nierównych, lecz dużych liczbach atomowych. Rozszczepienie może następować samorzutnie lub pod wpływem zderzenia z neutronami. Ono właśnie stanowi nieprzezwyciężoną przeszkodę na drodze syntezy dalszych pierwiastków w laboratorium. Trudność polega nie tylko na wytworzeniu ich jąder atomowych, ale także na utrzymaniu dostatecznej ich liczby przez dostatecznie długi czas, aby była możliwa identyfikacja będąca dowodem sukcesu.

Uran $_{92}U$ jest najcięższym z pierwiastków występujących naturalnie na Ziemi, wszystkie dalsze wytworzono sztucznie w laboratorium (mogą też istnieć we wnętrzach gwiazd. Jądra uranu są niestabilne ze względu na przemianę α. Przetrwał on do dziś na Ziemi dzięki temu, że okres połowicznego rozpadu jego najtrwalszego izotopu $^{238}_{92}U$ wynosi około $4,5 \cdot 10^9$ lat, tzn. ilość uranu istniejącego dziś na Ziemi jest równa połowie ilości uranu, który istniał w momencie powstania Ziemi. Niektóre lżejsze jądra nietrwałe, o znacznie krótszym półokresie rozpadu, są odtwarzane w reakcjach rozpadu uranu i ich produktów.