Patrz w niebo

Analiza widmowa jest, jak dotychczas, jedyną metodą badania składu chemicznego ciał niebieskich. Dzięki jej rozwojowi dysponujemy dziś dokładniejszymi danymi o składzie chemicznym atmosfer odległych gwiazd niż o składzie chemicznym wnętrza Ziemi. Z badań widma nie można jednak bezpośrednio wnioskować o składzie chemicznym warstw leżących głębiej — pod atmosferą — ani o przebiegu ewolucji jądrowej. Proces przedostawania się promieniowania elektromagnetycznego z centrum gwiazdy, gdzie jest ono produkowane, do powierzchni, którą możemy obserwować, trwa bardzo długo i zmienia całkowicie widmo tego promieniowania.

Choć skład chemiczny wnętrz gwiazd i ich budowa fizyczna nie są dostępne dla badań bezpośrednich, możemy o nich wnioskować na podstawie modeli, które zawdzięczamy teorii budowy wnętrz gwiazdowych. Astrofizycy-teoretycy opracowują efekty reakcji jądrowych zachodzących w gwiazdach i tworzą na tej podstawie tzw. modele gwiazd dopasowując wyniki obliczeń do danych uzyskiwanych na drodze obserwacji. Z rozważań teoretycznych wynika, że procesy nukleosyntezy odgrywają zasadniczą rolę niemal we wszystkich stadiach rozwoju gwiazd.

Wspólną cechą ogromnej większości dostrzegalnych obiektów astrofizycznych jest ich dość jednolity skład chemiczny charakteryzujący się bardzo dużą zawartością wodoru. Każda gwiazda na początku swego istnienia składa się więc przede wszystkim z tego pierwiastka. Nic więc dziwnego, że reakcje jądrowe z udziałem wodoru jako paliwa mają podstawowe znaczenie dla początkowych faz życia każdej gwiazdy. Gwiazdy, w których zasadniczym źródłem energii promieniowania są reakcje termojądrowe prowadzące do powstawania helu z wodoru, nazywamy gwiazdami ciągu głównego.

Niezależnie od tego jak gwiazda gospodaruje swymi zapasami wodoru i tak kiedyś musi go w jej centrum zabraknąć. Wtedy reakcje jądrowe „przenoszą się" z jądra do cienkiej warstwy otaczającej je, ciągle jeszcze bogatej w wodór. Tę fazę ewolucji nazywamy stadium czerwonego olbrzyma, bowiem modele teoretyczne wykazują, że w czasie jej trwania wzrasta znacznie promień gwiazdy.

Po pewnym, stosunkowo krótkim w skali ewolucji gwiazdowej, czasie może dojść do zapalenia helu w jądrze (o ile tylko gwiazda ma dostatecznie dużą masę). Wtedy zostaje udostępnione nowe, bardzo obfite źródło energii. Gwiazda, znów na dość krótko w porównaniu z czasem życia na ciągu głównym, zwiększa swą jasność i staje się nadolbrzymem.

Gwiazdy masywne po wytworzeniu warstwy palenia helu i węglowego jądra wkraczają w ostatnie aktywne fazy swego życia. Fazy te nie są jeszcze obecnie w pełni poznane, jednak nie ma większych wątpliwości, że ich końcowymi produktami mogą być, w zależności od masy początkowej, białe karły, gwiazdy neutronowe lub czarne dziury.

Dla każdej z opisanych faz ewolucji można wskazać przykłady obserwowanych obiektów. Najwięcej gwiazd obserwujemy w tych stadiach, w których szybkość ewolucji jest stosunkowo najmniejsza. Wobec tego wśród obserwowanych gwiazd przeważającą większość stanowią te, w jądrach których wodór wciąż zamienia się w hel — gwiazdy ciągu głównego. Wśród najbardziej znanych obiektów tego typu należy wymienić: Słońce, Syriusza A (α *CMa*), Procjona A (α *CMi*), Altaira (α *Aql*), Spikę (α *Vir*) i Wegę (α *Lyr*).

Inną, pozornie liczną grupę, stanowią olbrzymy i nadolbrzymy. Jednak przy badaniu częstości ich występowania należy uwzględnić efekt selekcji obserwacyjnej, który faworyzuje te obiekty ze względu na ich wielką jasność. Tak faza olbrzyma, jak i nadolbrzyma stanowi stosunkowo krótki epizod w życiu gwiazdy. Choć więc w rzeczywistości jest ich niezbyt dużo, są one dobrze widoczne i wiele z nich już od dawna ma indywidualne nazwy. Wymienić tu można tak znane obiekty, jak Capella (α *Aur*), Arktur (α *Boo*), Antares (α *Sco*), Betelgeuze (α *Ori*), Deneb (α *Cyg*) czy Aldebaran (α *Tau*).

Z kolei gwiazdy kończące swój żywot powinny być dość liczne (czas życia w tym stadium porównywalny jest z wiekiem Wszechświata), co nie zawsze znajduje odzwierciedlenie w danych obserwacyjnych. Są one przecież bardzo słabe i w związku z tym trudne do odnalezienia. O ich istnieniu można wnioskować na drodze obserwacji układów podwójnych, w których występują zaburzenia w ruchu jasnego, widocznego składnika, lub gdy świeci materia opadająca na te gwiazdy. Mimo trudności obserwacyjnych odnaleziono szereg przedstawicieli białych karłów (najbardziej znane to Syriusz B i Procjon B), gwiazdy neutronowe w postaci licznych pulsarów, a istnienie czarnych dziur podejrzewa się w pewnych układach podwójnych.

Według oszacowań, wynikających zarówno z modeli teoretycznych, jak i danych obserwacyjnych, na 10 milionów gwiazd ciągu głównego powinien przypadać zaledwie jeden nadolbrzym, 1000 olbrzymów i aż milion białych karłów. Te proporcje, w przypadku obserwacji gołym okiem, są, rzecz jasna, zupełnie inne. Widzimy przede wszystkim gwiazdy ciągu głównego, bo jest ich najwięcej, i jasne olbrzymy lub nadolbrzymy, bo są najjaśniejsze.

mgr Joanna UDALSKA

Przy redakcji "Delty" powstał [illegible], czyli Zespół Rozpatrywania konkursu Praw Uczniowskich, złożony z laureatów dotychczasowych konkursów. Członkowie zespołu będą wyjeżdżać do szkół [illegible] z uczniami, wyjaśniając tylko, ale [illegible] [illegible] z redakcji "Delty" [illegible] szczegółowo [illegible].

Liczymy na to, że uda nam się zachęcić uczniów do [illegible] nie dotychczas udziału w konkursie, a do najważniejszego — pomoc w wyborze interesującego tematu pracy konkursowej. Przypuszczamy, że konkurs Praw Uczniowskich z Matematyki [illegible] zorganizowany uroczyście, a [illegible] w "Delcie" 2/1987, wkrótce się [illegible] w "Delcie" 2/1987.

Mion (μ) jest to cząstka elementarna, pod wieloma względami podobna do elektronu. Jedyne różnice to 212 razy większa masa i krótki czas życia — około 2 mikrosekund.

W wielu przypadkach można mionem zastąpić elektron. Na przykład przy hamowaniu mionów w wodorze tworzą się mionowe atomy pμ (układy związane proton-mion). Są one 212 razy mniejsze od zwykłego wodoru, czyli mogą swobodnie wnikać do wnętrza innych atomów i zbliżać się do ich jąder. Zachodzą przy tym różne reakcje μ-atomowe i μ-cząsteczkowe, takie jak przechwycenie mionu przez jądro cięższego izotopu

$$p\mu + D \rightarrow D\mu + p$$

czy tworzenie cząsteczek mionowych

$$D\mu + p \rightarrow pD\mu.$$

W cząsteczkach mionowych odległości jąder są kilkaset razy mniejsze niż w ciekłym wodorze, a prawdopodobieństwo syntezy jąder (przez efekt tunelowy) np. w reakcjach

$$pD\mu \rightarrow {}^3He + \mu,$$

$$DD\mu \rightarrow {}^3He + n + \mu$$

jest milion razy większe niż przy zderzeniu atomu mionowego z jądrem.

Mion nie znika w reakcjach syntezy i może znów utworzyć atom Dμ i odtworzyć wyjściową molekułę; odgrywa więc rolę katalizatora. Liczba cykli jest jednak ograniczona krótkim czasem życia mionu oraz faktem, iż część mionów „przykleja się" do powstającego ^{3}He i nie może katalizować następnych reakcji.

Najbardziej wydajna jest synteza w molekule DTμ

$$DT\mu \rightarrow {}^4He + n + \mu + 17{,}6\ MeV.$$

Jeden mion w mieszaninie deuteru i trytu może w ciągu czasu życia katalizować około 100 reakcji syntezy uwalniając około 2 GeV energii.