

Dr Marcin KUBIAK

Przysłowiowa niemal niezmiennosc gwiazd jest w rzeczywistości tylko pozorna. W ciągu swego życia gwiazdy doznają wielu istotnych zmian w swej budowie i przechodzą przez różne, wyraźnie odmienne, fazy ewolucyjne. Ich odtworzenie jest zadaniem teorii budowy i ewolucji gwiazd. Ten ważny dział dzisiejszej astrofizyki jest oczywiście zbyt obszerny, by można go było przedstawić wyczerpująco w krótkim artykule. Jednak u podstaw naszej wiedzy o gwiazdach leżą pewne ogólne, a zarazem proste zasady, pozwalające na uzyskanie wielu istotnych wniosków bez odwoływania się do jakichkolwiek rozważań szczegółowych.

Pierwszym pojęciem, nad którym warto jest zastanowić się nieco głębiej, jest pojęcie równowagi gwiazdy. Pomijając w tej chwili pytanie jak powstają gwiazdy i jakie procesy doprowadziły do ich obecnej postaci, ograniczmy się do oczywistego faktu obserwacyjnego, że zdecydowana większość znanych nam gwiazd znajduje się w stanie równowagi. Podanie warunku, którego spełnienie jest konieczne, aby gwiazda mogła w sposób trwały zachowywać swe rozmiary, jest stosunkowo proste i wynika z następującego rozumowania. Materia tworząca gwiazdę znajduje się we własnym polu grawitacyjnym. Inaczej mówiąc, na każdy element materii gwiazdy działa siła ciężenia pochodząca od innych jej części i skierowana ku środkowi gwiazdy. Wyobraźmy sobie teraz słup materii rozciągający się od pewnej głębokości aż do powierzchni gwiazdy. Ponieważ na każdą cząstkę materii tego słupa działa przyspieszenie grawitacyjne, ma on pewną wagę, a tym samym wywiera pewne ciśnienie na materię znajdującą się pod nim. Warunek równowagi wymaga, by słup ten ani nie tonął, ani nie był wypierany ku górze. Będzie on spełniony, jeżeli ciśnienie materii u podstawy słupa dokładnie zrównoważy ciśnienie wywierane przez słup. Nasze rozumowanie możemy posunąć dalej, przyjmując teraz umowną dolną granicę słupa na nieco większej głębokości. Dzięki tej myślowej operacji słup przybrał nieco na wadze, co jednocześnie oznacza, że dla jej zrównoważenia konieczne jest nieco większe ciśnienie. Wykonując jeszcze jeden taki krok w głąb stwierdzimy, że ciśnienie w warstwach jeszcze głębszych musi być jeszcze większe itd. aż do środka gwiazdy, gdzie ciśnienie musi być największe, ponieważ musi zrównoważyć ciężar największego słupa.

W tak prosty sposób doszliśmy do ważnego, a zarazem ogólnego stwierdzenia, że kula gazowa, jaką jest gwiazda, może znajdować się w stanie równowagi, zwanej dokładniej równowagą hydrostatyczną, jeżeli ciśnienie gazu wzrasta w odpowiedni sposób od powierzchni do środka, czyli mówiąc inaczej — jeżeli istnieje w niej odpowiedni gradient ciśnienia. Istnienie gradientu ciśnienia musi pociągać za sobą wytworzenie się jednocześnie gradientu temperatury. Jest to konsekwencją praw termodynamicznych rządzących przemianami gazowymi. Nie będziemy ich tu omawiać dokładnie, lecz odwołamy się do pewnej prostej analogii znanej z życia codziennego. Każdy, kto kiedykolwiek pompował oponę samochodową lub rowerową, wie, że sprężaniu gazu przez tłok towarzyszy zawsze wzrost temperatury gazu i dopiero straty ciepła w wyniku przewodnictwa powodują stopniowe zrównanie się jego temperatury z otoczeniem. Ponieważ przewodnictwo cieplne materii gwiazdowej jest do zaniedbania, z dobrym przybliżeniem

możemy przyjąć, że gazowa materia doznaje przemian bez strat energii (przemiany takie nazywamy adiabatycznymi).

Żeby analogię naszą uczynić jeszcze bliższą warunków panujących w gwieździe, wyobraźmy sobie, że z jakichś powodów materia znajdująca się u podstawy rozważanego poprzednio słupa obniżyła nieco swoją temperaturę (bez zmiany gęstości materii). Zgodnie z równaniem stanu gazu doskonałego oznacza to niewielkie zmniejszenie się ciśnienia. Znajdujący się nad tą warstwą słup materii gwiazdowej opadnie więc nieco pod wpływem swego ciężaru i odegra dokładnie taką samą rolę, jak przesuwany przez nas tłok pompki rowerowej.

Widzimy więc, że układ gazowy (gwiazda) będzie pozostawał w stanie równowagi hydrostatycznej, jeżeli ciśnienie i temperatura będą odpowiednio wzrastać od powierzchni do środka. Istnienie gradientu temperatury w obszarze gwiazdy pociągnie za sobą zjawisko przepływu promieniowania. Dlaczego tak się dzieje, łatwo zrozumiemy przypominając sobie, że materia o temperaturze wyższej od zera bezwzględnego jest zawsze źródłem promieniowania (które w związku z tym nazywamy promieniowaniem termicznym). Łączna energia tego promieniowania jest w przypadku tzw. ciała doskonale czarnego (jakim w przybliżeniu jest materia gwiazdy) proporcjonalna do czwartej potęgi temperatury. Ciało o wyższej temperaturze wysyła więc w jednostce czasu odpowiednio więcej promieniowania niż ciało o temperaturze niższej. Podobnie w gwieździe warstwa leżąca bliżej środka i mająca większą temperaturę wysyła w jednostce czasu nieco więcej kwantów promieniowania niż warstwa chłodniejsza, leżąca bardziej na zewnątrz. Ponieważ kwanty poruszają się swobodnie we wszystkich kierunkach, z warstwy gorętszej przepływa do warstwy chłodniejszej więcej kwantów niż w kierunku przeciwnym. Ponieważ wskutek istnienia gradientu temperatury gwiazda składa się z wielu warstw o temperaturach malejących od środka ku powierzchni, z gwiazdy wypływa bezustannie pewien strumień promieniowania, bezpowrotnie tracony na powierzchni.

Zasadniczym problemem, stojącym przed gwiazdą w ciągu całej jej ewolucji, jest znalezienie źródła energii, które pozwalałoby na uzupełnienie strat wywołanych przez promieniowanie. Wydajność źródła, z którego gwiazda w danym momencie korzysta, jest głównym czynnikiem określającym szybkość zachodzących w niej zmian, czyli tzw. skalę czasową ewolucji w danej fazie. W zasadzie gwiazda ma do dyspozycji dwa źródła energii: energię grawitacyjną i energię przemian jądrowych. Sposób, w jaki wykorzystywana jest energia grawitacyjna, jest zrozumiałą już w świetle tego, co mówiliśmy wyżej o materii gwiazdowej ściskanej przez znajdujący się nad nią słup warstw wyższych. Utrata energii przez promieniowanie oznacza niewielkie ochłodzenie się materii, a tym samym obniżenie się ciśnienia. Nie podtrzymywany teraz z dostateczną siłą słup natychmiast przesuwa się niżej wykonując pewną pracę konieczną do ponownego ściśnięcia i ogrzania gazu. Praca ta jest oczywiście wykonywana na koszt energii potencjalnej słupa znajdującego się w polu przyciągania gwiazdy, czyli mówiąc inaczej, na koszt energii potencjalnej materii gwiazdy. Bezustanne straty promieniste gwiazdy będą więc powodować powolne jej kurczenie się.

Czas, przez który gwiazda może dysponować tym źródłem energii, można — przynajmniej co do rzędu wielkości — ocenić stosunkowo prosto. Przyjmując dla uproszczenia,

że materia gwiazdy znajduje się w potencjale GM/R , gdzie G jest stałą grawitacji ($G = 6 \cdot 10^{-8}$ w jednostkach cgs), M — masą (w g) i R — promieniem (w cm), całkowita energia potencjalna będzie równa $(GM/R) \cdot M = GM^2/R$. Oznaczając przez L ilość energii wysyłanej przez gwiazdę w jednostce czasu, czas świecenia na koszt energii grawitacyjnej otrzymamy dzieląc poprzednią wartość przez L , czyli GM^2/RL . Podstawiając do tego wzoru np. odpowiednie wartości dla Słońca ($M = 2 \cdot 10^{33}$ g, $R = 7 \cdot 10^{10}$ cm i $L = 4 \cdot 10^{33}$ ergów/s) dostajemy 30 milionów lat. Inaczej mówiąc, gdyby Słońce, tak jak je widzimy obecnie, pokrywało swoje straty promieniste z zapasów zawartych w polu grawitacyjnym, wówczas czas jego życia w takiej fazie ewolucyjnej byłby mierzony w dziesiątkach milionów lat. Skalę czasową, określoną przez procesy zamiany energii potencjalnej na energię termiczną materii gwiazdy (która to energia jest następnie źródłem energii promienistej) nazywamy termiczną skalą ewolucji.

Zwróćmy uwagę, że za korzystanie z omawianego źródła energii gwiazda płaci ustawiczną zmianą swej struktury: materia skupia się coraz bardziej w pobliżu środka. Ponieważ całkowita masa nie ulega zmianie, przyspieszenie grawitacyjne wzrasta, a tym samym wzrasta ciężar warstw zewnętrznych. Ich utrzymanie wymaga coraz większych gradientów ciśnienia i temperatury, co w rezultacie prowadzi do wzrostu temperatury w środku gwiazdy. Zazwyczaj zjawisko to jest z punktu widzenia gwiazdy okolicznością korzystną, ponieważ pozwala jej na uzyskanie dostępu do nowego źródła energii, jakim są reakcje jądrowe.

Z fizyki jądrowej wiemy, że wydajnym źródłem energii są wszystkie reakcje jądrowe polegające na tworzeniu drogą syntezy pierwiastków coraz to cięższych, aż do wytworzenia żelaza (synteza pierwiastków cięższych od żelaza wymaga dostarczenia energii z zewnątrz i w związku z tym byłaby energetycznie niekorzystna). Reakcje takie mogą jednak przebiegać tylko w bardzo wysokich temperaturach, w których energia ruchu poszczególnych jąder jest wystarczająca do przezwyciężenia elektrostatycznego odpychania się ich ładunków dodatnich. Na przykład wydajna przemiana wodoru w hel zaczyna zachodzić przy temperaturach rzędu kilku milionów stopni, zaś przemiana helu w węgiel — przy temperaturach około stu milionów stopni. W reakcjach syntezy, o których mowa, energia jest wydzielana kosztem tzw. ubytku masy reagujących cząstek. Fizyka jądrowa ponownie przychodzi nam z pomocą określając łączny ubytek masy związany ze stopniową przemianą wodoru w hel, węgla itd. aż do żelaza, na 0,008. Znaczący to, że podczas zamiany początkowej masy M wodoru w żelazo wydziel się $0,008 Mc^2$ energii (rozpoznajemy tu znany wzór Einsteina stwierdzający równoważność masy i energii). Podobnie jak poprzednio, skalę czasową ewolucji w fazach, gdy gwiazda czerpie swą energię ze źródeł jądrowych, otrzymamy dzieląc tę wartość przez L . Wstawiając dla przykładu odpowiednie wartości dla Słońca dostajemy około 100 miliardów lat. Tak określony czas nazywamy skalą jądrową.

Uzyskanej liczby nie należy jednak traktować zbyt dosłownie. Oczywiście gwiazda ma małą szansę zamienić się całkowicie w gwiazdę żelazną. W przypadku Słońca i innych gwiazd o masach mniejszych od kilkudziesięciu mas Słońca reakcje najprawdopodobniej nigdy nie zajdą tak daleko. Nawet pierwsza z reakcji, przemiana wodoru w hel, nie zdoła wyczerpać całego zapasu wodoru. Również korzystanie z reakcji jądrowych wywoła we wnętrzu gwiazdy istotne zmiany

budowy, związane chociażby ze stopniową zmianą składu chemicznego. Nie zmienia to jednak naszego zasadniczego wniosku, że korzystanie ze źródeł jądrowych jest dla gwiazdy tysiące razy efektywniejsze niż odwoływanie się do zapasów energii grawitacyjnej. W przypadku gwiazd znajdujących się w tych fazach ewolucji upływające miliardy lat wywołują w ich budowie mniejsze zmiany niż zaledwie setki tysięcy lat w fazach kurczenia się grawitacyjnego.

W życiu gwiazd zdarzają się jednak okresy bardzo szybkiej ewolucji. Dzieje się tak wówczas, gdy z pewnych powodów żadne z wymienionych wyżej źródeł energii nie może zostać w pełni wykorzystane. Przez fazę taką praktycznie wszystkie gwiazdy przechodzą w trakcie swych narodzin z kurczących się obłoków materii międzygwiazdowej. Obłok, który wskutek pewnych nie wyjaśnionych jeszcze do końca procesów zaczyna zagęszczać się w przyszłą gwiazdę, ma stosunkowo niską temperaturę i składa się głównie z wodoru w postaci atomów i cząsteczek oraz z pyłu. Towarzyszące kurczeniu się obłoku wydzielanie energii grawitacyjnej powoduje wzrost temperatury materii i jej ciśnienia. Zanim jednak ciśnienie zdoła zahamować skuteczną tendencję do zmniejszania rozmiarów, temperatura może wzrosnąć powyżej tysiąca kelwinów. W tej temperaturze cząsteczki wodoru zaczynają ulegać rozdzieleniu na poszczególne atomy, co wymaga pochłonięcia z zewnątrz energii równej energii wiązania. W materii obłoku pojawia się „zlew” energii, który bardzo skutecznie odprowadza wydzielaną energię grawitacyjną. Sciskanie obłoku w niewielkim tylko stopniu podnosi jego temperaturę, a foszące powoli ciśnienie nie jest w stanie utrzymać opadających warstw zewnętrznych. W dużym przybliżeniu możemy przyjąć, że warstwy te spadają swobodnie we własnym polu grawitacyjnym. Tempo ewolucji obłoku jest praktycznie określone przez czas swobodnego spadku materii. Czas ten definiuje tzw. dynamiczną skalę ewolucji. Jej ocena jest nieco bardziej skomplikowana, ze względu na niedokładną znajomość parametrów (przyspieszenia grawitacyjnego i rozmiarów) kurczącego się obłoku. Pewne oceny prowadzą jednak do wniosku, że np. dla obłoku, z którego powstało niegdyś Słońce, czas ten był rzędu zaledwie 100 lat.

Innym przykładem takiej fazy ewolucyjnej może być wybuch supernowej. Jak mówiliśmy, źródła jądrowe energii wyczerpują się ostatecznie wraz z wytworzeniem żelaza. Gwiazdy o bardzo dużych masach, które zdołały wytworzyć w swych wnętrzach jądra żelazne, stają w obliczu energetycznego bankructwa. Odwołanie się na krótki czas do energii grawitacyjnej prowadzi do niezwykłego wzrostu gęstości materii żelaznej. Po osiągnięciu pewnego progu ciśnienia i temperatury materia zaczyna wykorzystywać posiadaną energię termiczną do ponownego rozbijania jąder żelaza na cząstki elementarne. Znowu pojawia się „zlew” energii i znowu zaczyna jej brakować do podtrzymania warstw zewnętrznych. Gwiazda zapada się. Ponieważ jednak jądro skupia w sobie stosunkowo dużą masę i ma stosunkowo małe rozmiary, przyspieszenie grawitacyjne jest ogromne i proces zapadania się przebiega w skali ułamków sekundy. W tak krótkim czasie obiekt, który był dość zwyczajną gwiazdą, może zmienić się w twór tak osobliwy, jak gwiazda neutronowa lub czarna dziura.

Na zakończenie wypada jeszcze raz podkreślić, że przytoczone liczby nie mają charakteru „dokładnego”. Ich znaczenie polega nie na dokładności. Stanowią one jednak znakomitą ilustrację często stosowanej w astrofizyce metody uzyskiwania w sposób zasadniczo bardzo prosty znaczących informacji o zjawiskach, których dokładne prześledzenie jest jednym z trudniejszych zadań współczesnej astronomii.