

Utrata masy przez gwiazdy

Dr Hugh DEASY (Irlandia)

tlum. T. KWAST

Opis zjawiska

Gwiazdy nie są biernymi świetlnymi kulami. Wszystkie zmieniają się, niektóre bardzo szybko, inne bardzo powoli. Ich jasności, rozmiary i temperatury ulegają w trakcie ewolucji znacznym zmianom w zakresie wielu rzędów wielkości. Nawet masa poważnie się zmienia. Rzeczywiście, skoro typowa gwiazda ma stać się białym karłem lub gwiazdą neutronową (które stanowią ostatnie stadia życia gwiazd), to musi utracić wielką ilość swojej początkowej masy, ponieważ oba te typy gwiazd należą do mało masywnych. Najbardziej namacalnym skutkiem tej utraty masy jest samo istnienie Czytelników tego artykułu. Nasze ciała zbudowane są wszak z „odpadów” wyrzucenych przez stare gwiazdy w przestrzeni międzygwiazdowej. W ten sposób gaz, z którego powstało Słońce i jego planety, wzbogacony został w ciężkie pierwiastki, jak węgiel, tlen, żelazo itd., powstałe w wyniku reakcji jądrowych zachodzących we wnętrzu jakichś, dzisiaj przegasyłych już lub martwych gwiazd.

Supernowe są najdrastyczniejszym przykładem wyrzucania materii przez gwiazdy. Jednak zjawisko utraty masy nie ogranicza się do tak katastroficznych wydarzeń i może występować — jak w przypadku Słońca — w postaci tzw. wiatru gwiazdowego. Gdybyśmy śledzili zjawisko utraty masy w trakcie ewolucji gwiazdy, stwierdzilibyśmy, że w jej początkowej fazie utrata masy jest ujemna, czyli masa gwiazdy początkowo rośnie — w miarę formowania się jej z rozproszonego gazu międzygwiazdowego. Na tym wczesnym etapie życia głównym źródłem energii gwiazdy jest zamiana energii grawitacyjnej kolapsującego gazu na ciepło. Gdy protogwiazda zapada się, prawo zachowania momentu pędu wymusza jej rotację. W wyniku tego materia zostaje skierowana ku równikowemu obszarom protogwiazdy tworząc po drodze dysk. Na tym etapie życia gwiazdy utrata masy może zachodzić tylko z obszarów biegunowych, ponieważ akrecja powstrzymuje jakkolwiek wypływ z pobliza równika. I rzeczywiście, u niektórych bardzo młodych gwiazd, zwanych gwiazdami typu *T Tauri*, taki biegunowy wypływ został zaobserwowany w postaci dwóch stożków materii wyrzucanych z obu obszarów biegunowych.

Akrecja jest to spadek materii na ciało centralne (np. gwiazdę) pod wpływem jego pola grawitacyjnego. W zależności od tego, czy materia spadająca ma moment pędu czy nie, rozróżniamy akrecję przez dysk lub akrecję sferyczną.

Niekiedy akrecja zostaje powstrzymana. Wtedy ciśnienie promieniowania gwiazdy rozprasza większość gazu i pyłu w płaszczyźnie równika. W niektórych przypadkach część materii dysku może skupić się w większe masy, które ewentualnie ulegną skondensowaniu w planety, jak stało się to w przypadku naszego Układu Słonecznego.

Następna faza życia gwiazdy jest stosunkowo spokojna. Ewolucja postępuje powoli w czasie wielu milionów lat (miliardów w przypadku normalnej gwiazdy, jak nasze Słońce). Gwiazdy na tym etapie ewolucji tracą masę w tempie stosunkowo wolnym, z natężeniem zbliżonym do natężenia wiatru słonecznego. Słońce traci 10^{-13} swojej masy rocznie wskutek tego wiatru, co jest znacznie mniej niż masa zużyta w reakcjach termojądrowych we wnętrzu Słońca. Czasami w okresie maksimum aktywności większa porcja jonów w postaci pochodni i protuberancji bywa wyrzucana wraz z wiatrem słonecznym, co powoduje zaburzenia w ziemskiej jonosferze i pasach Van Allena. Skutki tego zjawiska są odczuwane jako zakłócenia odbioru radiowego lub pojawianie się zórz polarnych.

Ziemia jest otoczona pasami radiacyjnymi (Van Allena), czyli obszarem, w którym gwałtownie wzrasta koncentracja naładowanych cząstek. Cząstki te są uwięzione w polu magnetycznym Ziemi, poruszają się między biegunami magnetycznymi, najbardziej skoncentrowane są w pobliżu równika magnetycznego Ziemi.

D. Reimers, niemiecki astrofizyk z Kilonii, zauważył, że istnieje wyraźna korelacja między tempem utraty masy (obliczonym dla wielu rozmaitych gwiazd) a jasnością L , przyspieszeniem grawitacyjnym na powierzchni g i promieniem R . Związek ten może być zapisany w postaci

$$\dot{M} \approx 10^{-13} \frac{L}{gR} \approx 10^{-13} \frac{LR}{M},$$

gdzie M i \dot{M} oznaczają odpowiednio masę gwiazdy i tempo utraty masy. Wielkości L , g , R , M są wyrażone w jednostkach słonecznych, a \dot{M} w masach Słońca na rok. Zależność ta dowodzi, że w miarę ewoluowania gwiazdy poza ciąg główny (jest to obszar na wykresie zależności między jasnością i temperaturą zajmowany przez gwiazdy znajdujące się w stabilnej fazie swojego życia), ku większym jasnościom, tempo utraty masy rośnie. Zatem na etapie czerwonego olbrzyma lub nadolbrzyma (o masie początkowej równej kilku masom Słońca) tempo utraty masy jest już całkiem pokaźne. Czerwone nadolbrzymy (gwiazdy typu M) tracą masę przeciętnie w tempie $10^{-6} M_{\odot}/\text{rok}$. Zakończeniu fazy czerwonego olbrzyma towarzyszy gwałtowna utrata masy pociągająca za sobą utworzenie mgławicy planetarnej lub wybuch supernowej.

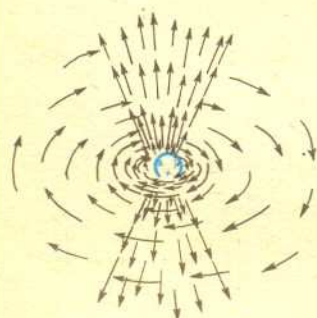
Zjawisko supernowej jest stosunkowo rzadkie, dotyczy tylko gwiazd o masie początkowej bardzo dużej ($> 10 M_{\odot}$) lub bardzo małej ($< 0,5 M_{\odot}$). Gdy gwiazda jest składnikiem dostatecznie ciasnego układu podwójnego, przepływ masy między składnikami może nieco zmienić sytuację.



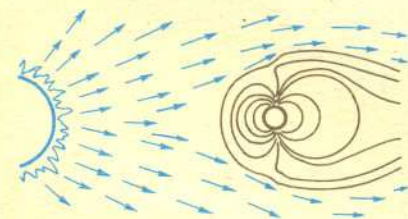
Mgławica Krab powstała w wyniku wybuchu supernowej w 1054 roku.



Mgławica planetarna NGC 7293 w Wodniku.



Wypływ materii z okolic biegunowych powstającej gwiazdy.



Wiatr słoneczny powoduje zniekształcenia magnetosfery Ziemi.

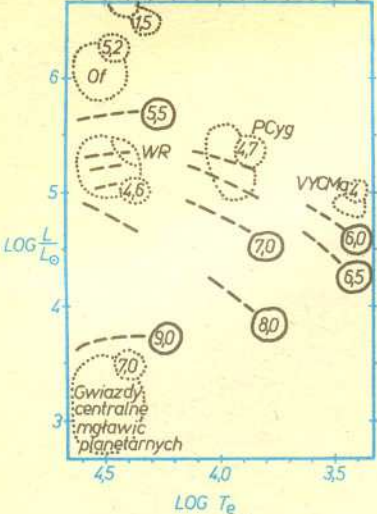
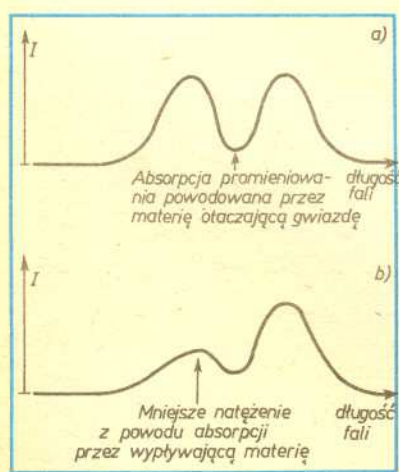


Diagram HR z zaznaczonymi obszarami o stałym tempie wypływu masy z gwiazd (w kółkach podane jest $\log(\dot{M}/(M_{\odot}/\text{rok}))$). Najbardziej znane typy gwiazd o silnym wietrze zaznaczone są w owalach (Of — jasne, bardzo gorące gwiazdy typu widmowego O; WR — gwiazdy Wolfa-Rayeta).



Zachowanie zewnętrznych warstw gwiazdy w czasie pulsacji; najbardziej zewnętrzne części gwiazdy oddalają się coraz bardziej w ciągu każdego cyklu pulsacji.



Widmo gwiazdy
a) bez wiatru,
b) o silnym wietrze.

Z kolei wytworzenie mgławicy planetarnej zachodzi częściej i jest wynikiem wyrzucenia kilku dziesiątych masy Słońca, przy czym reszta gwiazdy staje się czasem białym karłem. Taki jest los większości pojedynczych gwiazd o masach od jednej do kilku mas Słońca. Natomiast gwiazdy masywne, które mają zarazem duże jasności (ponad 10 000 jasności Słońca) stają się gorącymi nadolbrzymami o temperaturze powierzchniowej rzędu 10 000 K. Ciśnienie promieniowania w atmosferach tych gwiazd jest czynnikiem znaczącym i u gwiazd typu P Cygni czy Wolfa-Rayeta powoduje utrzymujące się przez długi czas wysokie tempo utraty masy ($> 10^{-6} M_{\odot}/\text{rok}$).

Tzw. gwiazdy Be są gorącymi, jasnymi gwiazdami typu widmowego B i według wszelkich oznak otoczone przez dysk materii wyrzuconej prawdopodobnie głównie z obszarów równikowych. Dysk może również powstać wokół głównego składnika w ciasnym układzie podwójnym jako wynik utraty masy przez wtórny olbrzyma. W tym więc przypadku utratę masy powoduje rozpraszanie materii składnika wtórnego. Dodatkowo może nastąpić wypływ masy (z dysku akrecyjnego lub z powierzchni któregośkolwiek składnika gwiazdy podwójnej) całkiem poza układ, w przestrzeń międzygwiazdową.

Mechanizmy

Jest ich kilka. Jakikolwiek z nich, aby być dostatecznie wydajny, musi zapewnić dostarczenie gazowi energii w ilości umożliwiającej ucieczkę z pola grawitacyjnego gwiazdy. Ważne jest też miejsce w atmosferze gwiazdy, gdzie taki mechanizm zaczyna działać, ponieważ gęstość materii w tym miejscu określa ilość utraconej masy, a zatem wydajność mechanizmu.

Najwydajniejszym sposobem odrzucania masy jest wybuch, jak w przypadku supernowych. W sytuacjach bardziej zwyczajnych istotne są inne mechanizmy, np. ciśnienie promieniowania lub ruchy falowe, wliczając w to fale uderzeniowe oraz fale z udziałem pola magnetycznego, zwane falami Alfvena. W przypadku ciśnienia promieniowania fotony pochodzące z gwiazdy dostarczają pęd i energię wypływającej materii. Mechanizm ten jest znacznie wydajniejszy, gdy materia jest w postaci pyłu, ponieważ ziarna pyłu mają duży przekrój czynny i dlatego łatwiej absorbują pęd fotonów niż cząstki gazu.

Wiatr słoneczny również jest napędzany ciśnieniem promieniowania, chociaż atmosfera Słońca jest zbyt gorąca, by mogły w niej powstać ziarna pyłu. Dlatego też wiatr słoneczny jest względnie słaby. Istnieje graniczne tempo utraty masy, gdy jego przyczyną jest wyłącznie ciśnienie promieniowania. Granica ta zostaje osiągnięta, gdy fotony opuszczające gwiazdę przekazują cały pęd wypływającej materii. Spełniony jest wtedy związek

$$L/c = \dot{M}v_{\infty}$$

gdzie L oznacza jasność gwiazdy, \dot{M} tempo utraty masy, zaś c i v_{∞} to prędkość światła i wypływającej materii (w dużej odległości od gwiazdy). Można pokazać, że tempo utraty masy może osiągnąć jedynie drobny ułamek wartości granicznej, jeżeli promieniowanie dostarcza energii strumieniowi materii poniżej pewnej krytycznej powierzchni w atmosferze gwiazdy, zwanej „punktem Parkera”. Jest nią powierzchnia, na której prędkość dźwięku jest równa prędkości wiatru — w przypadku przepływu stacjonarnego. Muszą więc istnieć jeszcze inne, efektywne mechanizmy przyspieszające wypływającą materię. Mogą to być rozmaite ruchy falowe. Np. energia powierzchniowego pola magnetycznego może zostać przekazana wiatrowi gwiazdowemu za pośrednictwem fal hydromagnetycznych. Mechanizm ten może być szczególnie wydajny u gwiazd chłodniejszych o słabej grawitacji (tj. dużym, przy określonej masie, promieniu). Fale związane z pulsacjami gwiazdy mogą również przekazywać energię wiatrowi. W przypadku pulsacji czysto radialnych utrata masy jest jednakowa we wszystkich kierunkach. Oczywiście nie jest tak przy pulsacjach nieradialnych. Np. wydaje się, że gwiazdy Be mogą odrzucać dysk właśnie wskutek nieradialnych pulsacji o dużej amplitudzie w pobliżu równika.

Obserwacje

Skąd wiemy, że i obecnie dokonuje się utrata masy przez gwiazdy? Otóż po pierwsze, jak już wspomnieliśmy, typowa gwiazda musi utracić znaczną część swojej początkowej masy, ponieważ ma stać się białym karłem lub gwiazdą neutronową, a obie mają masy stosunkowo małe (prawdopodobnie gwiazda taka może również stać się czarną dziurą, lecz przypadek taki uznajemy za bardzo rzadki). Mamy również znaczną ilość dowodów obserwacyjnych. Supernowe zostawiają bardzo wyraźne ślady gwałtownej utraty masy. Są nimi również mgławice planetarne. U niektórych gwiazd można też zaobserwować wpływ biegunowy. Wraz z wprowadzeniem nowoczesnych detektorów optycznych (np. Charge Coupled Device, czyli CCD) liczba takich, znanych obecnie, obiektów ogromnie wzrosła. W przypadku mniej spektakularnej utraty masy musimy polegać na dowodach spektroskopowych: wypływający gaz może pochłaniać światło gwiazdy o długościach fal odpowiadających znanym przejściom atomowym lub cząsteczkowym, lecz przesuniętym względem wartości laboratoryjnych o wielkość wskazującą na prędkości zbliżone do prędkości ucieczki z gwiazdy.

Inną oznaką utraty masy jest emisja w podczerwieni silniejsza niż oczekiwana dla samej gwiazdy. W tym przypadku często można wydedukować obecność materii otaczającej gwiazdę. Np. ziarna pyłu, które mogą powstawać w wietrze niektórych gwiazd, mogą być przyczyną nadwyżki podczerwieni. Ostatnio satelita IRAS dostarczył dowodów istnienia pyłu wokół wielu gwiazd. W szczególności czerwone nadolbrzymy wykazują obecność takiej ilości pyłu, że dowodzi to utraty masy w tempie ponad $10^{-6} M_{\odot}/\text{rok}$.

Wiatr gwiazdowy jest zjawiskiem powszechnym i może nim być łagodny „powiew” — jak wiatr słoneczny, lub straszliwy „huragan” — jak w przypadku supernowej. Gdyby kiedykolwiek miało dojść do podróży międzygwiazdowych, najprostszym napędem mogłaby być sila tych wiatrów. Ale dziś cieszymy się raczej z tego, że Słońce zachowuje się tak powściągliwie.