



Kiedy eksploduje Betelgeza? (Betelgeuse)

Andrzej Odrzywólek

Instytut Fizyki UJ

Tytułowe pytanie zadaje sobie niemal każda osoba, która wie, czym jest Betelgeza: jedna z dwóch najjaśniejszych gwiazd w gwiazdozbiornie Oriona (α Ori), charakterystyczny czerwony punkt bardzo dobrze widoczny w Polsce na niebie podczas zimowych nocy. Z astrofizycznego punktu widzenia jest to bliski czerwony olbrzym. Ze względu na szacowaną masę około 15 razy większą od Słońca murowany kandydat na supernową. Ponieważ jej promień sięga rozmiarów orbity Marsa, a znajduje się ona w odległości zaledwie 130 parseków (425 lat świetlnych) od Słońca, udało się sfotografować powierzchnię tej gwiazdy, a także bezpośrednio mierzony jest jej promień.

Spekulacje co do rychłego wybuchu Betelgezy wzmogły się po opublikowaniu w „Astrophysical Journal” [1] danych pokazujących, iż gwiazda ta kurczy się od kilkunastu lat. Nie jest wiadome dlaczego. Emocje rozbudza podejrzenie, że może to mieć coś wspólnego z nadchodzącym wybuchem gwiazdy.

Niestety, współczesna astrofizyka nie jest w stanie przewidzieć wybuchu żadnej supernowej z dokładnością lepszą niż około 100 tysięcy lat. Jedyne co jest wiadome z dużą pewnością, to związek wyczerpania się wodoru w jądrze gwiazdy z przejściem do postaci czerwonego olbrzyma. Dlatego wiemy, iż Betelgeza jest na etapie spalania¹ helu w jądrze lub późniejszym. Ponieważ spalanie helu trwa dziesiątki lub setki tysięcy lat, z taką dokładnością możemy określić, kiedy etap ten się zakończy.

Z teoretycznych obliczeń wynika, że po zakończeniu spalania helu jądro gwiazdy pre-supernowej (czyli odpowiednio masywnej, min. 8–11 masy Słońca) kurczy się aż do momentu termojądrowego zapłonu „popiołu” pozostałego po spalaniu helu, czyli mieszaniny węgla i tlenu. Mniej więcej na tym właśnie etapie temperatury wewnątrz gwiazdy stają się tak duże², że zachodzi ciągła produkcja par elektron-pozyton. Pozytony ulegają zwykle natychmiastowej anihilacji produkując fotony. Z punktu widzenia teorii oddziaływań elektroslabych Weinberga-Salama możliwy jest też inny proces: zamiast fotonu w stanie końcowym produkowana jest para neutrino-antyneutrino³.

¹ Pod pojęciem spalania rozumiemy zachodzenie reakcji termojądrowych.

² Energia kinetyczna niektórych fotonów musi przekraczać dwie masy spoczynkowe elektronu. Dlatego astrofizycy często używają 1 MeV (mega-elektronowolta) jako jednostek temperatury. W tych jednostkach masa elektronu wynosi 0,511 MeV. Przelicznik do temperatury wyrażonej w kelwinach wynosi: $T/10^9 \text{ K} = T_9 = (kT/1 \text{ MeV}) * 11,6$. Miliard kelwinów oznaczany jest jako T_9 .

³ Dotyczy to każdego procesu elektromagnetycznego, w tym emisji promieniowania przez atomy. W szczególności tzw. emisja dwufotonowa ma swój odpowiednik w postaci procesu emi-

Zachodzi to około 1 raz na 10^{40} przypadków. Pomimo słabości tego oddziaływania efekt jest dramatyczny. W odróżnieniu od fotonów, które potrzebują setek tysięcy lat, aby wydostać się na powierzchnię gwiazdy, neutrino uciekają natychmiast. Powoduje to katastrofalne w skutkach przyspieszenie ewolucji jądra gwiazdy. Spalanie węgla zajmuje około tysiąca lat, po czym cykl powtarza się. Następuje zapłon neonu, a następnie tlenu. Spalanie tlenu trwa już tylko kilka lat. Kolejny etap spalania krzemu (Si) zajmuje tylko 2 tygodnie. Etapy te określamy mianem „fazy chłodzonej neutrinowo”. Ponieważ po spalaniu Si zostaje głównie „żelazo”, które nie stanowi paliwa termojądrowego, faza ulega zakończeniu. Wkrótce potem następuje kolaps grawitacyjny powodujący wybuch supernowej typu implozyjnego.

Teraz możemy wreszcie zrozumieć, dlaczego nie widzimy na powierzchni gwiazdy nawet śladu tych procesów. Otóż fotony wytworzone podczas spalania He ciągle są transportowane na powierzchnię. Opóźnienie sięga dziesiątek tysięcy lat. Potrwa to aż do momentu zniszczenia gwiazdy w wybuchu supernowej. Ich rolę w jądrze gwiazdy przejęły neutrino, które bez oddziaływania opuszczają gwiazdę. Co gorsza, jądro gwiazdy jest znikomą małą, o promieniu niewiele większym od promienia Ziemi. Nie ma żadnej metody, aby ustalić, co się w nim dzieje, obserwując jedynie powierzchnię. Aby ostatecznie pogрузić nadzieje dodam, że nie znamy ani jednej gwiazdy, która spala w swoim wnętrzu węgiel. Nawet jeśli są jakieś obserwowalne zjawiska z tym związane, nie rozumiemy lub nie widzimy ich.

Ostatnią deską ratunku wydaje się być bezpośrednia detekcja neutrin emitowanych przez pre-supernową. W celu rozważenia tej możliwości musimy zapoznać się ze szczegółowym modelem życia gwiazdy.

Z punktu widzenia zarówno emisji neutrinowej jak i teorii ewolucji gwiazd można wyróżnić sześć etapów:

1) termojądrowe spalanie wodoru; mówimy, że gwiazda jest na ciągu głównym; neutrino emitowane są przede wszystkim jako efekt uboczny spalania wodoru w cyklu CNO. Całkowita ich liczba jest imponująca, ale emitowane są powoli przez miliony lat;

2) spalanie He; ciemny okres w emisji neutrin – większość z nich pochodzi z rozpadu plazmonu, kwazicząstki o bardzo małej masie „spoczynkowej” około 0,01 MeV;

3) faza chłodzona neutrinowo opisana wyżej;

4) neutronizacja, podczas której protony pochłaniają elektrony, zamieniając się w neutrony i emitując neutrino elektronowe; proces ten ulega nasileniu począwszy od spalania Si. Najgwałtowniejsza neutronizacja zachodzi już podczas kolapsu grawitacyjnego rdzenia gwiazdy, kiedy to elektrony zostają wręcz

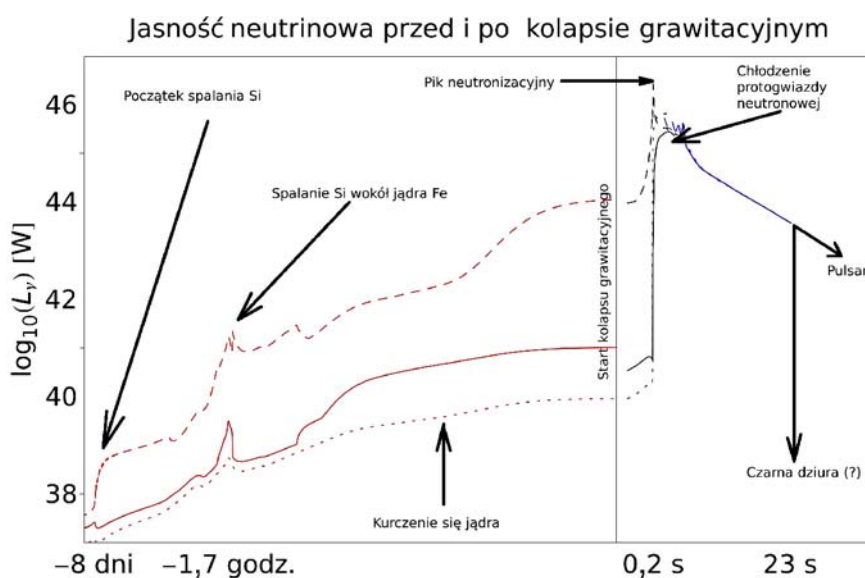
tującego foton i parę neutrino-antyneutrino. W pomiarach tego typu procesów fizyka atomowa osiągnęła ogromną dokładność. Japońscy naukowcy pracują nad opartą o te idee detekcją neutrin.

„wprasowane” w protony. W efekcie powstaje gwiazda neutronowa oraz gigantyczny strumień neutrin trwający zaledwie 1/100 sekundy.

5) główna najpotężniejsza fala neutrin emitowanych w procesie formowania się protogwiazdy neutronowej. W tym czasie kurczy się ona od początkowego promienia ~ 60 km do ~ 20 km. Energia grawitacyjna zostaje wypromieniowana w czasie rzędu 10 sekund jako strumień neutrin wszystkich rodzajów. Zjawisko to zostało potwierdzone poprzez detekcję neutrin z supernowej 1987A w Obłoku Magellana.

6) powolne neutrinowe chłodzenie gwiazdy neutronowej trwające tysiące i miliony lat. Być może w tym czasie niektóre gwiazdy neutronowe zamieniają się w czarne dziury. W takim wypadku emisja neutrin spada do zera natychmiastowo.

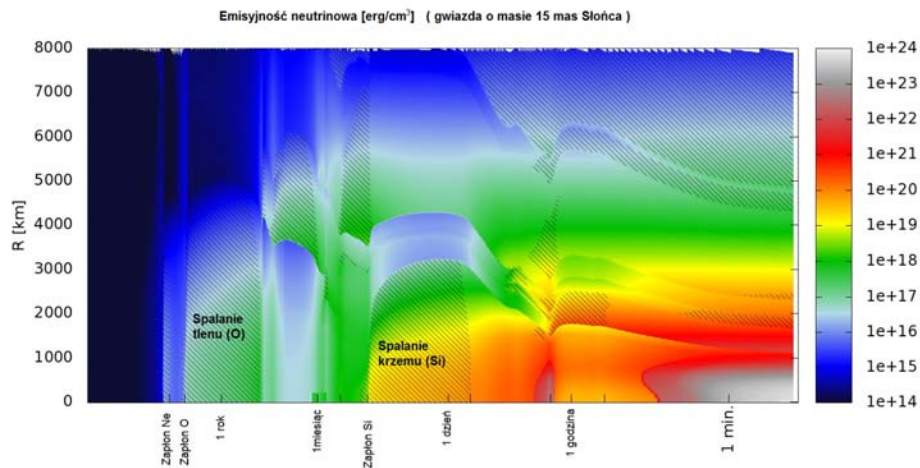
Obecnie każdy działający detektor neutrin jest zdolny do obserwacji fazy 5. Największe z nich (Super-Kamiokande) mogą wręcz zostać „oślepienie” jeżeli dojdzie do wybuchu supernowej znajdującej się bliżej niż 2 kpc^4 , czyli 6500 lat świetlnych od Ziemi.



Rys. 1. Jasność neutrinowa przed, w trakcie i po wybuchu supernowej typu implozyjnego

⁴ Niedawno skonstruowano prymitywny, ale skuteczny, prototyp detektora neutrin [2]. Ma on postać stalowej kuli o średnicy kilku metrów wypełnionej argonem pod ciśnieniem. Wewnątrz znajduje się elektroda pod napięciem. Wyprowadzony na zewnątrz jeden przewód wystarcza do analizy sygnału. Całkowity koszt pracowni wyposażonej w takie urządzenie szacuje się na 200,000 euro, a sam detektor może być obsługiwany przez studentów. Zasada działania opiera się o koherentne rozpraszanie neutrin przez jądra argonu, a przewidywany sygnał z supernowej to co najmniej kilkaset zarejestrowanych przez detektor zdarzeń w czasie około 10 sekund.

Wyzwaniem XXI wieku jest więc detekcja innych faz, szczególnie 3, 4 i 6. Rysunek 1 pokazuje opisane etapy. Strumień neutrin jest funkcją ciągłą. Nie-wielka rozbieżność widoczna dla antyneutrin elektronowych jest prawdopodobnie wynikiem pominięcia ważnego zjawiska wychwytu pozytonu przez jądra atomowe. Warto podkreślić, iż podejścia użyte do obliczenia strumienia neutrin przed i po kolapsie są diametralnie różne. Dla pre-supernowej (na lewo od kreski opisanej „Start kolapsu grawitacyjnego”) użyto kodu PSNS [3] stosowanego wyłącznie do obiektów przezroczystych dla neutrin. Do obliczenia strumienia na prawo użyto zaawansowanego kodu obliczającego transport uwieczonych neutrin [4]. Jak widać wyniki są zgodne.



Rys. 2. Neutrinowy diagram Kippenhahna

Aby opisać szybko zmieniające się wnętrze gwiazdy, astrofizycy używają diagramu Kippenhahna (rys. 2). Jest to forma diagramu czasoprzestrzennego, gdzie na osi poziomej zaznaczono czas pozostały do wybuchu supernowej, a na pionowej – odległość od centrum. Kolorami pokazuje się istotne wielkości fizyczne, na rys. 2 jest to emisyjność neutrinowa. Kreskowanie pokazuje regiony konwektywne, czyli takie, w których transfer energii następuje poprzez przepływ gorącego gazu. Prawie zawsze oznacza to zachodzenie produkujących energię reakcji termojądrowych. Neutrina są produkowane kosztem energii zarówno termojądrowej jak i grawitacyjnej. Jest to widoczne na diagramie, jako wyraźne zmniejszenie się promienia jądra. Po wyczerpaniu się paliwa (Si) rdzeń wyraźnie kurczy się od $R = 3000$ km dzień przed wybuchem gwiazdy, do $R = 1500$ km na godzinę przed eksplozją. Różnica energii grawitacyjnej jest wypromieniowana głównie jako neutrina, ale jej część powoduje wzrost temperatury na powierzchni żelaznego jądra doprowadzając do zapłonu krzemu (Si)

w powłoce otaczającej jądro. Powoduje to ekspansję rdzenia i „odroczenie” wybuchu supernowej o kolejne 2 godziny. Po wyczerpaniu się krzemu następuje kolejna faza kontrakcji, tym razem prowadząca bezpośrednio do kolapsu grawitacyjnego. Rozpoczyna się wybuch supernowej.

Neutrino emitowane przed wybuchem mogą zostać wykryte przez detektory neutrin nowej generacji. Będą to znacznie powiększone wersje działających obecnie detektorów Super-Kamiokande lub Borexino, albo urządzenia nowej generacji. Te ostatnie mają używać spójnego rozpraszania neutrin na jądrach atomowych. W procesie tym neutrino oddziałuje w skoordynowany sposób ze wszystkimi neutronami równocześnie. Reakcja zachodzi dzięki temu N^2 razy częściej w porównaniu do reakcji z pojedynczymi protonami. N jest tu liczbą neutronów w jądrze, która np. dla germanu ($Ge76$) wynosi $N = 44$, a dla ksenonu ($Xe134$) $N = 80$. W efekcie detektor równie skuteczny jak 1000 ton wody lub cieczy organicznej, można w zasadzie zbudować używając 1 kg germanu, ksenonu lub innego materiału. Piszę „w zasadzie”, gdyż ciągle nie udało się nikomu uruchomić takiego urządzenia. Sukces jest spodziewany w ciągu roku. Pracują nad nim m.in. wojskowe laboratorium Sandia, Uniwersytet w Chicago (USA) oraz naukowcy z Tajwanu. Jako źródło neutrin wykorzystywane są elektrownie atomowe. Wbrew pozorom detektor taki trudno jednak uznać za „przenośny”. Wymaga on bowiem chłodzenia do temperatur bliskich zera bezwzględnego oraz wybudowania dużej liczby osłon. Energia odrzutu jądra po uderzeniu przez neutrino jest znikomo mała (~ 100 eV) i najmniejsze zakłócenia uniemożliwiają działanie kalorymetru, podstawowej części detektora. Całe urządzenie zajmuje sporej wielkości pomieszczenie.

Czego możemy oczekiwać w przypadku Betelgeuse? Zależy to głównie od postępów w technologii detektorów neutrin. W najbardziej optymistycznym wariacie nadwyżka neutrin będzie widoczna na tle sygnału pochodzącego od neutrin ze Słońca już kilka miesięcy przed wybuchem. W pesymistycznym, zakładając działanie wyłącznie detektorów już uruchomionych i sprawdzonych, zauważymy dopiero sam kolaps. Dodam, że scenariusz ten jest znikomo prawdopodobny. Prawdopodobieństwo wybuchu alfy Oriona w tym stuleciu szacuję na mniej niż 0,25%. Sam wybuch byłby spektakularnym zjawiskiem, ale praktycznie nieszkodliwym dla nas.

Literatura

- [1] C.H. Townes, E.H. Wishnow, D.D.S. Hale, B. Walp, *A Systematic Change with Time in the Size of Betelgeuse*, The Astrophysical Journal Letters, Volume 697, Issue 2, pp. L127-L128 (2009)
- [2] I. Giomataris, J. Vergados, Nucl. Instrum. Meth. A530:330–358, 2004
- [3] <http://ribes.if.uj.edu.pl/psns/>
- [4] T.A. Thompson, A. Burrows, P.A. Pinto, *Shock Breakout in Core-Collapse Supernovae and Its Neutrino Signature*, The Astrophysical Journal, 592, 434–456, 2003