

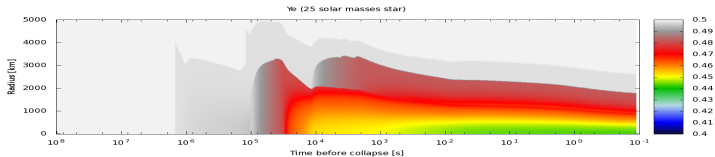
Neutrinowe sygnatury nadchodzącej supernowej

Przegląd emisji neutrin z masywnej gwiazdy od zapłonu wodoru do powstania gwiazdy neutronowej

Andrzej Odrzywołek

Zakład Ogólnej Teorii Względności i Astrofizyki
Uniwersytet Jagielloński, Kraków

Piątek, 20 listopada 2009, 10:15



Współczesny podział supernowych

Rodzaj	Termojądrowe	Implozyjne
Typ	Ia	II, Ib/c, L-GRB
Źródło energii	synteza termojądrowa	kolaps grawitacyjny
Energia wybuchu	10^{51} erg	10^{53} erg
Produkty eksplozji	promieniowanie, energia kinetyczna	neutrino (99%), promieniowanie, energia kinetyczna
Co wybucha	biały karzeł CO w układzie podwójnym	masywna gwiazda $M > 7 - 10M_{\odot}$
Znane przypadki	SN1994D	SN1987A
Pozostałość	sferyczna mgławica	asymetryczna mgławica + gwiazda neutronowa lub czarna dziura

Podstawowe informacje o masywnych gwiazdach

Definicja:

Gwiazda określana jest jako „masywna” jeżeli kończy ewolucję eksplodując jako supernowa typu implozyjnego. Często nazywa się je więc „pre-supernowymi”.

Współczesna astrofizyka potrafi oszacować minimalną masę z dokładnością 7-10 M_{\odot} . Jest znany biały karzeł który powstał z gwiazdy o szacowanej początkowej masie 7.8 M_{\odot} .



Betelgeza:

Źródło: ESO, P.Kervella, Digitized Sky Survey 2 and A. Fujii

Betelgeuse - wizja artystyczna (ESO/L. Calçada)



Podstawowe informacje o masywnych gwiazdach

- pre-supernowe tracą znaczną część swojej masy poprzez wiatr gwiazdowy; zwykle podaje się *masę początkową*, tzw. masę ZAMS (Zero **A**ge **M**ain **S**equen**C**e)
- czas życia masywnych gwiazd jest bardzo krótki, rzędu kilku milionów lat
- większość życia (99,9%) spędzają na **ciągu głównym** (*main sequence*) czyli spalając wodór w cyklu CNO
- ilość masywnych gwiazd określa tzw. IMF (Initial **M**ass **F**unction) czyli rozkład prawdopodobieństwa dN/dM narodzin gwiazd o danej masie - wg. Salpetera:

$$\frac{dN}{dM} \propto M^{-\alpha}, \alpha = 2.35$$

- na każdą gwiazdę o masie $10 M_{\odot}$ przypada ponad 200 gwiazd typu Słońca; na gwiazdę $100 M_{\odot}$ - 50 000; gwiazd o $M > 100 M_{\odot}$ praktycznie nie ma

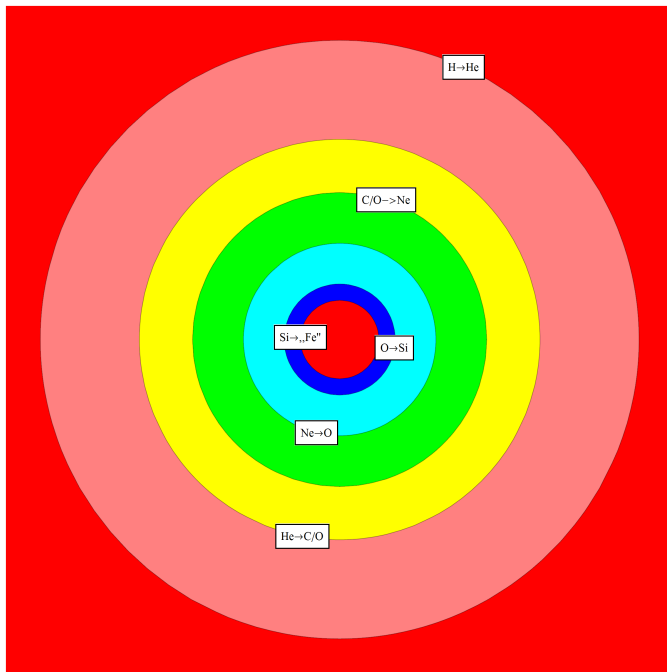
Struktura „cebulowa” gwiazdy

Cykle spalania termojądrowego

Start cyklu: powolne zapadanie → wyzwolenie energii grawitacyjnej → wzrost temperatury, gęstości i ciśnienia → zapłon paliwa termojądrowego → konwektywne jądro → wyczerpanie się paliwa → dalsze kurczenie jądra: GOTO **Start cyklu**

Cykle „wystarczająco masywnej” supernowej

- 1 $H \rightarrow {}^4\text{He}$ (ciąg główny, miliony lat)
- 2 ${}^4\text{He} \rightarrow {}^{12}\text{C}, {}^{16}\text{O}$ (spalanie helu, zwykle faza czerwonego olbrzyma, dziesiątki tysięcy lat)
- 3 ${}^{12}\text{C} \rightarrow {}^{16}\text{O}$ (spalanie węgla, setki lat)
- 4 ${}^{16}\text{O} \rightarrow {}^{28}\text{Si}$ (spalanie tlenu, kilka lat/miesiący)
- 5 ${}^{28}\text{Si} \rightarrow \text{„Fe”}$ (spalanie krzemu, kilka tygodni/dni)
- 6 „żelazo” nie jest paliwem termojądrowym - cykl **musi** się zakończyć : dochodzi do *kolapsu grawitacyjnego*



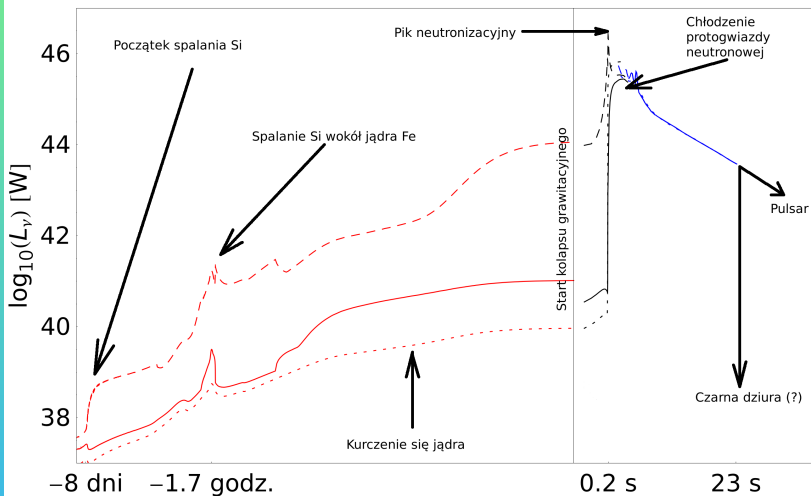
Ewolucja „masywnych” gwiazd dla astronomów neutrinowych

Faza	$\langle L_\nu \rangle$ [erg/s]	E_ν^{tot} [erg]	Czas	$\langle \mathcal{E}_\nu \rangle$ [MeV]	Procesy	Typ
1. H	10^{36}	10^{52}	10^7 yrs	0.5-1.7	CNO	ν_e
2. He	10^{31}	10^{49}	10^6 yrs	0.02	plasma	all
3. Gwiazda- ν	10^{38} - 10^{46}	10^{51}	10^4 yrs	0.5-1.5	pair	all
4. Neutronizacja	10^{54}	10^{51}	10^{-2} sec	10	ϵ^-	ν_e
5. SN	10^{52} - 10^{48}	10^{53}	~ 100 sec	10-40	ν transport	all
6. Gw. neut.	$< 10^{48}$	$< 10^{51}$	10^4 yrs	1	d(m)URCA	$\nu_e, \bar{\nu}_e$

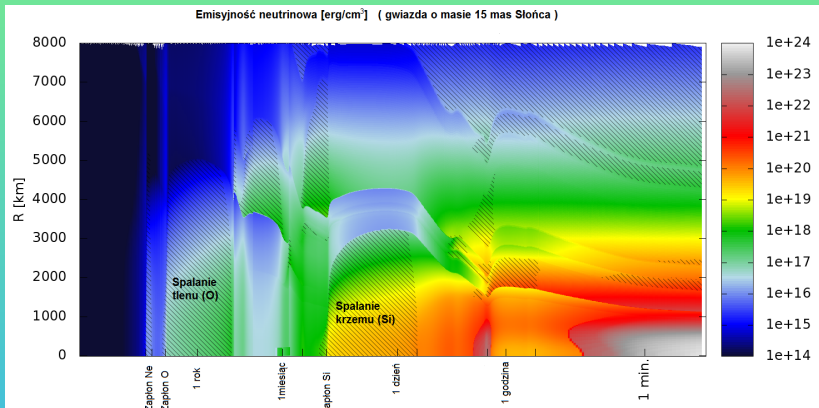
- Faza 5 została zarejestrowana w neutrinach z SN1987A
- Faza 6 może zakończyć się powstaniem czarnej dziury; do dziś *nie znaleziono* gw. neutronowej w pozostałości SN1987A

Neutrino PRZED i PO kolapsie

Jasność neutrinowa przed i po kolapsie grawitacyjnym

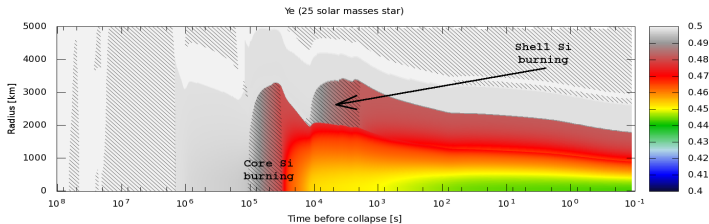
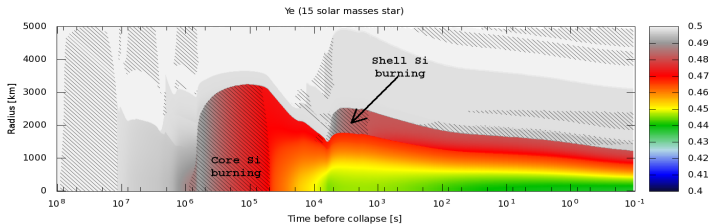


Ostatnie chwile gwiazdy o masie $15 M_{\odot}$ (s15)



15 M_{\odot} vs 25 M_{\odot} : neutronyzacja

Porównanie typowych modeli



Na ile ogólne są powyższe rozważania?

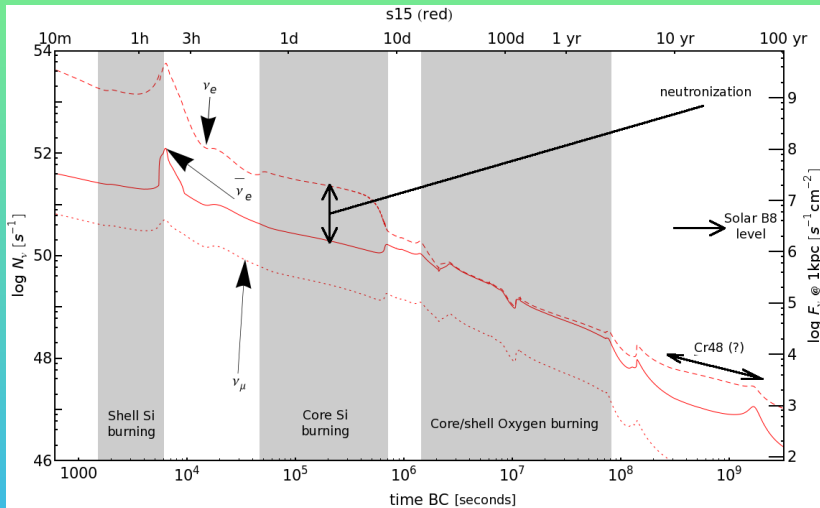
Ewolucja innych pre-supernowych

- 2 pełne modele presupernowych: $15 M_{\odot}$ i $25 M_{\odot}$ zostały przeanalizowane: w obydwu zachodzi spalanie Si w jądrze, a następnie w powłoce otaczającej jądro
- znane wyjątki:
 - gwiazdy o masach $8-11 M_{\odot}$ mogą skolapsować zanim dojdzie do spalania O / Si
 - niektóre gwiazdy mogą kolapsować bez spalania Si w shell-u
 - z drugiej strony, 2 i więcej epizodów spalania Si się zdarza

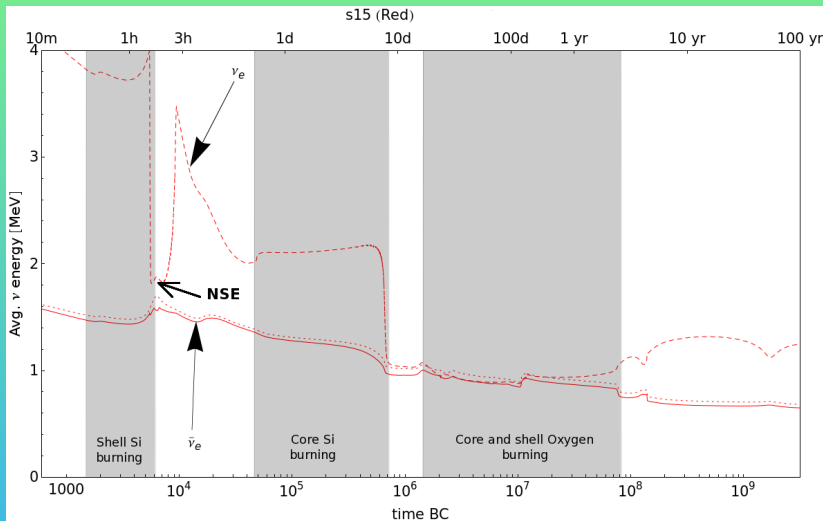
$25 M_{\odot}$ versus $15 M_{\odot}$

- ewolucja dla $25 M_{\odot}$ jest znacznie szybsza; strumień ν jest więc większy (zapas paliwa jest zawsze porównywalny)
- neutrina są emitowane w mniej zdegenerowanej materii: $\langle E_{\nu} \rangle$ jest mniejsza
- mniej masywnych gwiazd jest więcej (IMF)

Strumień neutrin 100 lat przed wybuchem supernowej



Średnia energia $\langle \mathcal{E}_\nu \rangle$ 100 lat przed wybuchem supernowej



Potencjalnie wykrywalne sygnatury neutrinowe nadchodzącego kolapsu

Gwiazda o masie $15 M_{\odot}$

- 1 core/shell O burning (miesiące przed kolapsem)
– *detekcja ograniczona do Betelgeuse ($d = 100 \dots 200 pc$)*
- 2 spalanie Si w jądrze (8 - 0.5 dni przed kolapsem)
– *dla gwiazd bliżej niż 1-2 kpc*
- 3 faza maksymalnej kontrakcji i zapłon Si w powłoce (2-0.5 godzin b.c.)
– *do 10 kpc*
- 4 faza kurczenia prowadząca bezpośrednio do kolapsu (30 - 0 minut b. c.)
– *jest to właściwie początek kolapsu, gdyż większość neutrin jest emitowana w ostatniej minucie gładko przechodząc w pik neutronizacyjny*

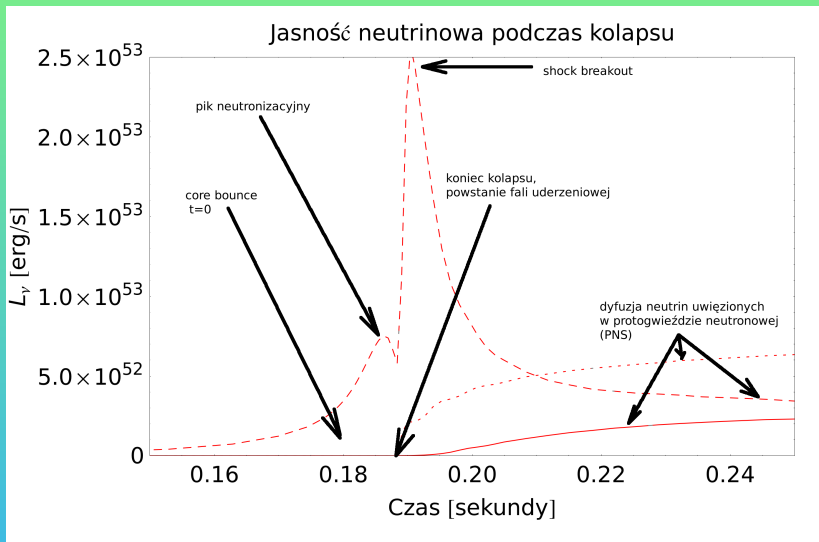
Jak dochodzi do kolapsu grawitacyjnego?

Masa Chandrasekhara (M_{Ch})

$$1.44 M_{\odot} (2 Y_e)^2 \left[1 + \left(\frac{S_e}{\pi Y_e} \right)^2 \right] \left[1 - \frac{3}{5} \left(\frac{12}{11} \right)^{1/3} \alpha \bar{Z}^{2/3} + \frac{p_{rad}}{p_{mat}} \right]$$

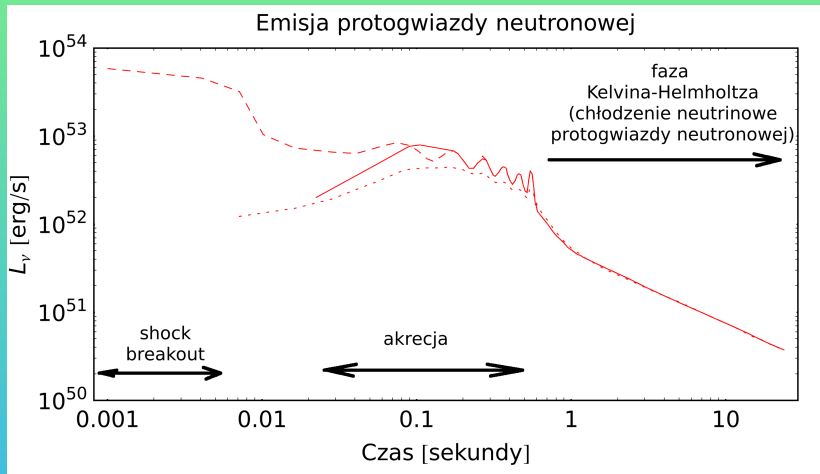
- M_{Ch} określa maksymalną masę jądra gwiazdy lub białego karła
- po zakończeniu spalania Si w powłoce masa jądra $M_{Fe} = const$
- jądro „Fe” emituje neutrina i kurczy się
- powoduje to zmiany Y_e i S_e
- w pewnym momencie dochodzi do sytuacji gdy $M_{Ch}(t) < M_{Fe}$
- następuje utrata stabilności dynamicznej i kolaps grawitacyjny

Emisja neutrinowa podczas kolapsu

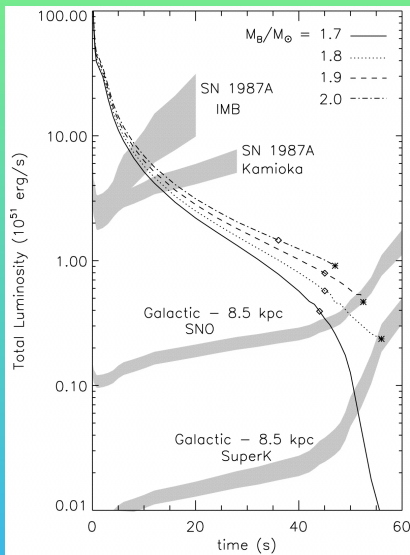


Źródło danych: <http://www.astro.princeton.edu/~burrows/tbp/tbp.html>

Utworzenie i ewolucja protogwiazdy neutronowej

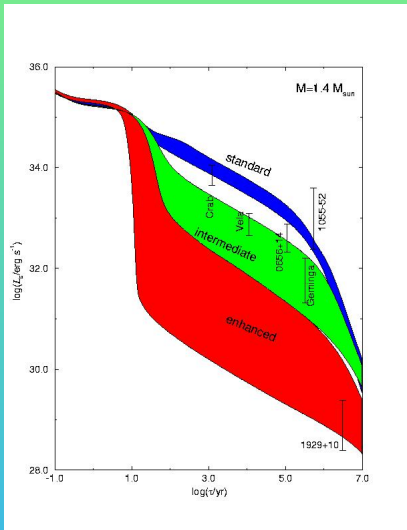


Późna ewolucja gwiazdy neutronowej



- protogwiazda neutronowa (**Proto Neutron Star**) ostatecznie staje się gwiazdą neutronową, stygnąc tysiące lat
- w niektórych modelach gwiazd neutronowych (np. z kondensatem kaonów) zmiana równania stanu na skutek emisji neutrin i związanego z tym spadku temperatury oraz zmiany składu „chemicznego” może doprowadzić do późnego ($t > 10^2 \dots 10^7$ sekund) kolapsu do czarnej dziury
- w sytuacji opisanej powyżej strumień neutrin spada do zera niemal natychmiast

Stygnięcie gwiazd neutronowych



Źródło: <http://www.astro.umd.edu/~miller/nstar.html>

- emisja neutrin trwa nadal przez miliony lat
- obserwujemy jej pośrednie skutki, jako spadek temperatury gwiazd neutronowych

- z punktu widzenia emisji neutrin ewolucja masywnej gwiazdy jest ciągłym zjawiskiem
- nowe (2009) wstępne wyniki zawierają **silny (do 100× anihilacji) strumień ν_e po zapłonie Si** oraz już zbadany strumień $\bar{\nu}_e$ z procesów termicznych
- energia ν_e oszacowana za pomocą tablic FFN i α -network-u (~ 4 MeV) oraz NSE (~ 2.5 MeV)
- procesy ewolucyjne: spalanie O, spalanie Si w jądrze, spalanie Si w powłoce oraz bezpośrednia faza kurczenia przed kolapsem dostarczają charakterystycznego sygnału neutrinowego
- szanse detekcji silnie zależą od dystansu do gwiazdy; dla Betelgezy detektory typu LENA będą w stanie wykryć ν_e na **miesiące** przed wybuchem supernowej (!)
- 50% gwiazd w Galaktyce znajduje się dalej niż 10 kpc; dla nich wykrywalny jest jedynie sygnał około 1 godziny przed kolapsem
- ziemskie $\bar{\nu}_e$ i słoneczne ν_e przeszkadzają: *analiza kierunkowa może to zmienić*

- **Modele pre-supernowych s15 and s25:** Woosley, S. E.; Heger, A.; Weaver, T. A., *The evolution and explosion of massive stars*, *Reviews of Modern Physics*, 2002 **74**, 1015-1071
- **Widmo neutrin & procesy elektroslabe:** Misiaszek, M.; Odrzywolek, A.; Kutschera, M., *Neutrino spectrum from the pair-annihilation process in the hot stellar plasma*, *Physical Review D*, **74**, 043006.
A. Odrzywolek, *Plasmaneutrino spectrum*, *Eur. Phys. J. C* **52**, 425-434, 2007
A. Odrzywolek, *NSE neutrino spectrum*, *Phys. Rev. C* **80**, 045801 (2009)
M. Kutschera, A. Odrzywolek, M. Misiaszek, *Presupernovae as Powerful Neutrino Sources*, *Acta Phys. Pol. B.* **40** (2009) 3063 <http://th-www.if.uj.edu.pl/acta/vol40/abs/v40p3063.htm>
- **Neutrina z kolapsu grawitacyjnego ν_e :** Thompson, Todd A.; Burrows, Adam; Pinto, Philip A., *Shock Breakout in Core-Collapse Supernovae and Its Neutrino Signature*, *The Astrophysical Journal*, 2003 **592** 434-456
<http://www.astro.princeton.edu/~burrows/tbp/tbp.html>
- **Chłodzenie protogwiazdy neutronowej i opóźnione powstanie czarnej dziury:** J. A. Pons, J. A. Miralles, M. Prakash and J. M. Lattimer, *Evolution of Proto-Neutron Stars with Kaon Condensates*, *The Astrophysical Journal*, 2001 **553** 382-393
A. Odrzywolek, M. Kutschera, *Kaon condensate with trapped neutrinos and high-density symmetry energy behavior*, *Acta Phys. Polon.* **B40**, 195, 2009 (arXiv:astro-ph/0703686v1)
- **Stygnięcie gwiazd neutronowych** Yakovlev, D. G.; Kaminker, A. D.; Gnedin, O. Y.; Haensel, P., *Neutrino emission from neutron stars*, *Physics Reports*, Volume 354, Issue 1-2, p. 1-155 (2001)

PSNS WWW : strona poświęcona tematyce post-procesowania modeli astrofizycznych w celu uzyskania wysokiej jakości widm neutrinowych i „astronomii neutrinowej” .

<http://ribes.if.uj.edu.pl/psns>

Widmo neutrin i antyneutrin elektronowych: ostatnie 40, 000 lat przed wybuchem supernowej (po zakończeniu spalania He).
[link]