

**MAGNETARY JAKO AKCELERATORY
CZĄSTEK
O NAJWYŻSZYCH ENERGIACH**

Marek Kutschera

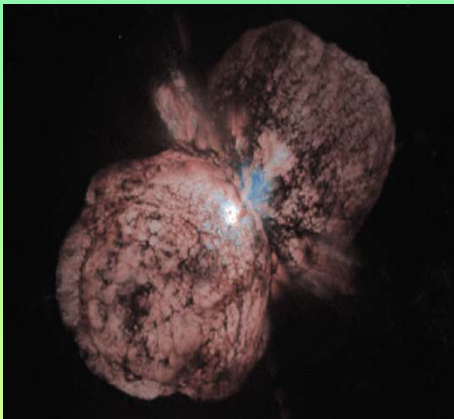
Omówione będą możliwości akceleracji UHECR przez gwiazdy neutronowe o ultrasilnych polach magnetycznych i bardzo szybkiej rotacji.

NEUTRINA Z GWIAZDY PRESUPERNOWEJ

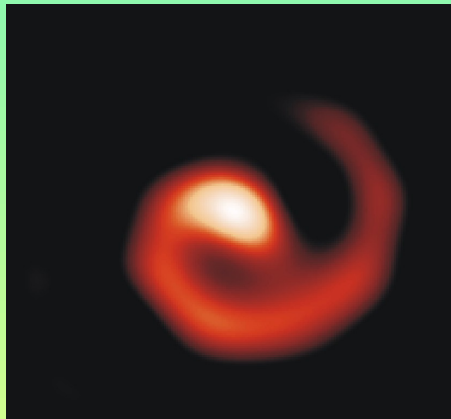
A. Odrzywołek, M. Misiaszek, M. Kutschera

Detection possibility of the pair-annihilation neutrinos from neutrino-cooled pre-supernova star, *Astroparticle Physics* **21** 303-313 (2004)

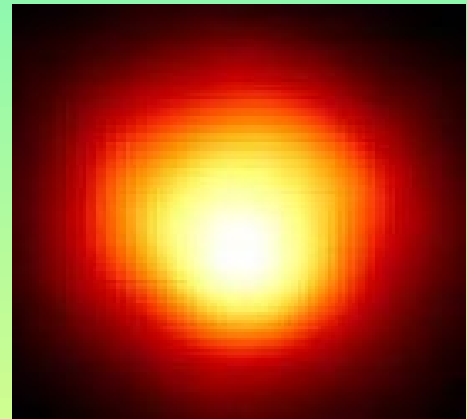
Eta Carina 2.7 kpc



WR 104 1.5 kpc



Betelgeuse 130 pc



EWOLUCJA GWIAZDY $15 M_{\odot}$

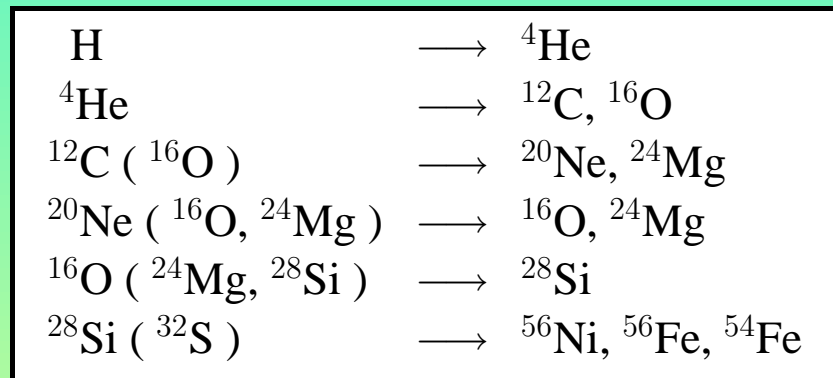
| Spalanie | $T_c [MeV]$ | $\rho_c [g/cm^3]$ | Czas | L/L_{\odot} | $L_{\nu} [erg/s]$ |
|----------------------|----------------------|-------------------|---------------|-------------------|----------------------|
| H | 3.3×10^{-3} | 3.8 | 5.8 mln lat | 40×10^3 | $\sim 0.02L$ |
| He | 0.01 | 200 | 85 000 lat | 115×10^3 | 3.9×10^{33} |
| C | 0.05 | 10^5 | 280 lat | 165×10^3 | 3.4×10^{38} |
| Ne | 0.1 | 2×10^6 | 300 dni | 185×10^3 | 6.7×10^{41} |
| O | 0.15 | 4×10^6 | 134 dni | 185×10^3 | 7.9×10^{42} |
| Si | 0.24 | 3.2×10^7 | 30 godz. | 185×10^3 | 3.4×10^{44} |
| Shell Si | 0.29 | 3.2×10^8 | 5.5 godz. | 185×10^3 | – |
| <i>Core-collapse</i> | 0.14 | 1.6×10^9 | 0.1 ... 0.5 s | 185×10^3 | $> 10^{54}$ |

CZYNNIKI DETERMINUJĄCE MOŻLIWOŚĆ DETEKCJI

- Jasność źródła ($\sim 10^{12} L_{\odot}$)
- Czas „świecenia” (0.7... 14 dni)
- Odległość (Galaktyka: 0.1... 30kpc)
- Częstość zdarzeń (co 10... 200 lat)
- Widmo ($E_{\nu} = 0.7... 2 \text{ MeV}$)
- Wielkość detektora (1 kilotona ... 1.5 gigaton)
- Próg detektora (1.8... 5 MeV)

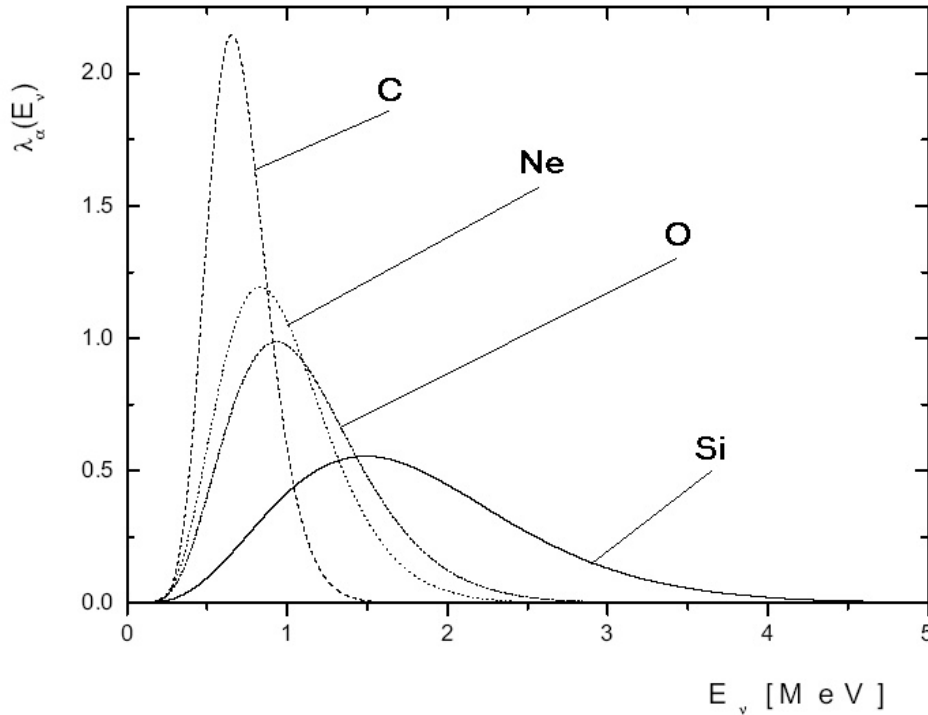
JASNOŚĆ NEUTRINOWA

Etapy spalania w fazie chłodzonej neutrinowo:



- Masa jądra 1...2 M_{\odot} , przypadkowo jest bliska $M_{Ch}=1.44 M_{\odot}$
- Energia pochodzi z przegrupowania jąder: całkowita energia jest rzędu energii wybuchu supernowej Ia $E = 10^{51}$ erg
- SN Ia → energia wybuchu (3 s) • Pre-SN → neutrino (2 dni)

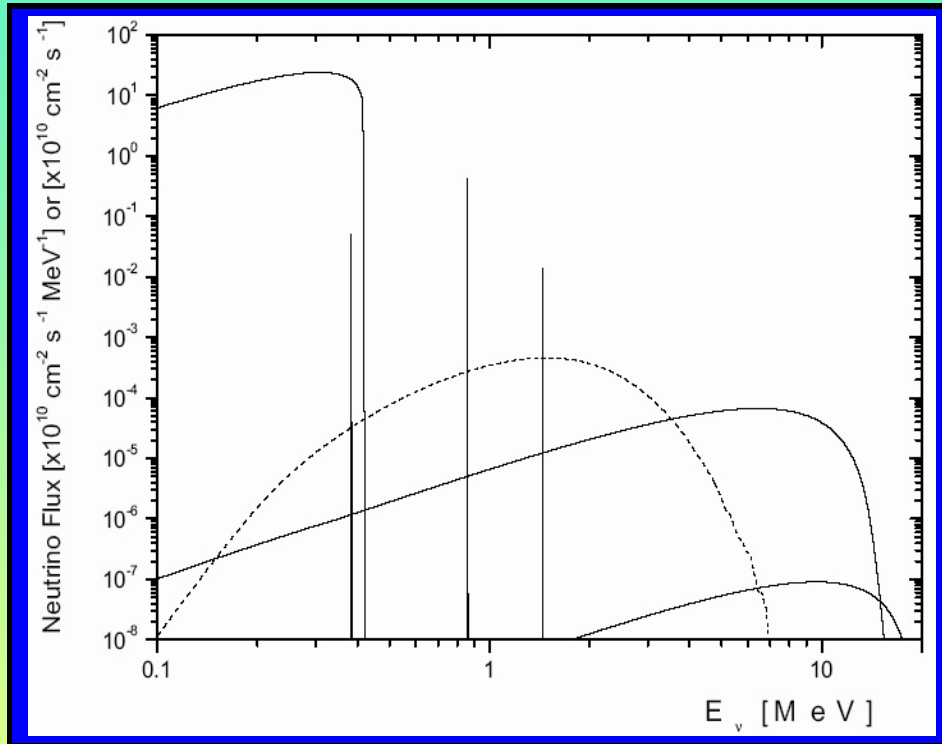
WIDMO NEUTRIN Z ANIHILACJI



Widmo i średnia energia $\bar{\nu}_e$

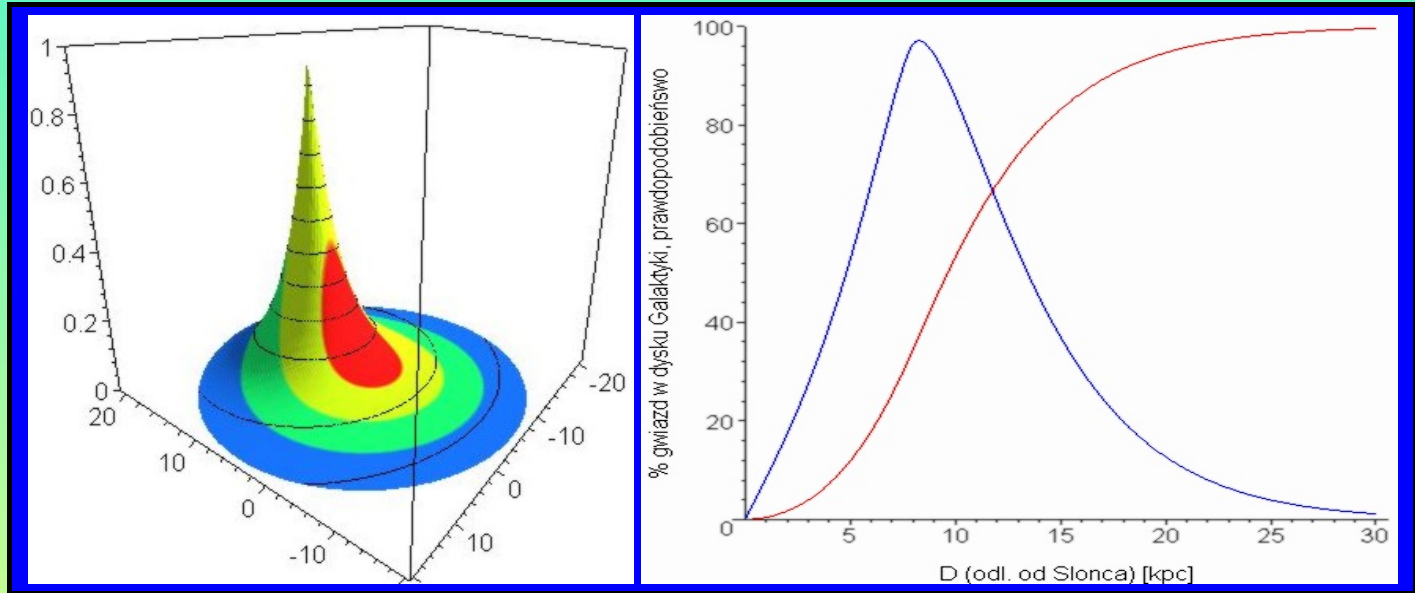
| | $\bar{E}_{\bar{\nu}_e}$ [MeV] | $\langle E_{\bar{\nu}_e} \rangle$ [MeV] | $E_{\bar{\nu}_e}^{max}$ [MeV] |
|----|----------------------------------|--|----------------------------------|
| C | 0.71 | 0.74 | 0.6 |
| Ne | 0.97 | 1.08 | 0.8 |
| O | 1.11 | 1.25 | 0.9 |
| Si | 1.80 | 2.10 | 1.5 |

STRUMIEŃ NEUTRIN Z 1KPC



- Neutrina z anihilacji par w gwiazdzie pre-supernowej można potraktować *na zasadzie luźnej analogii* jako odpowiednik słonecznych neutrin *pp*.
- Należy się spodziewać, że widmo (*neutrinowe*) gwiazdy pre-supernowej jest w istocie bogatsze.
- Znaczną część strumienia stanowią $\bar{\nu}_e$.

MODEL GALAKTYKI

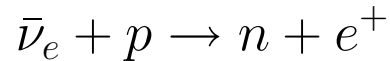


Bahcall & Soneira, ApJ 238 (1980) L17.

$$\text{Model dysku: } \rho_N(R, Z) \propto \exp\left(-\frac{(R-8)}{3.5}\right) \exp\left(-\frac{|Z|}{0.1}\right), [\text{kpc}]$$

DETEKCJA ANTYNEUTRIN W WIELKIEJ SKALI

Reakcja Reinesa-Cowana (odwrotny rozpad β):



1 event/kt H₂O
z 1 kpc

- KAMLAND (1 kt)
- BOREXINO (0.3 kt)
- SNO (1+1.7 kt)
- SUPER KAMIOKANDE (32 kt)
- HYPERK (540 kt)
- UNO (440 kt)
- GADZOOKS! (32 kt)
- „Gigaton Array” (10⁶ kt)

GADZOOKS!

Dla odwrotnego rozpadu β $E_{th} = 1.8 \text{ MeV}$ podczas gdy dla wodnych detektorów Czerenkowa $E_{th} \simeq 4 \text{ MeV}$.

ROZWIĄZANIE: (M. Vagins, Neutrino 2004)

Rozpuszczenie w H_2O efektywnego absorbera neutronów w postaci soli GdCl_3 (NaCl , KCl) powoduje, że zachodzi reakcja:



$E_{tot} = \sum_i E_{\gamma_i} \simeq 8 \text{ MeV}$

Gammy rozpraszają elektrony \Rightarrow
 Elektrony świecą Czerenkowsko \Rightarrow
 Fotony rejestrowane przez fotopowielacze

MILITARNE ZNACZENIE ASTROFIZYKI NEUTRINOWEJ

Neutrinos and Arms Control Workshop

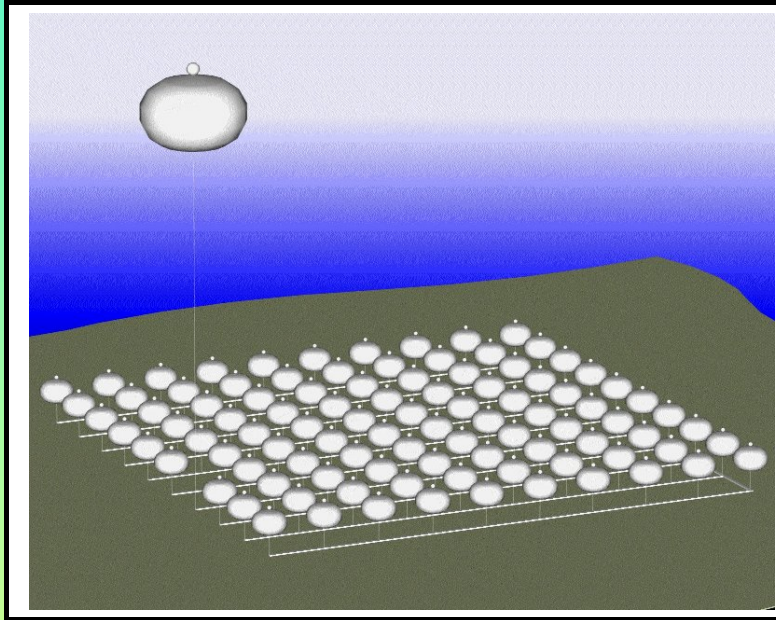
5-7 February 2004, University of Hawaii

MILITARNE ZNACZENIE ASTROFIZYKI NEUTRINOWEJ

Neutrinos and Arms Control Workshop
5-7 February 2004, University of Hawaii

- Zdalne monitorowanie reaktorów jądrowych
- Wykrywanie nielegalnych reaktorów jądrowych
- Wykrywanie ukrytych prób jądrowych
- Śledzenie atomowych łodzi podwodnych
- Georeaktor i „tomografia” Ziemi
- Przewidywanie wybuchów supernowych
- Neutrino SETI

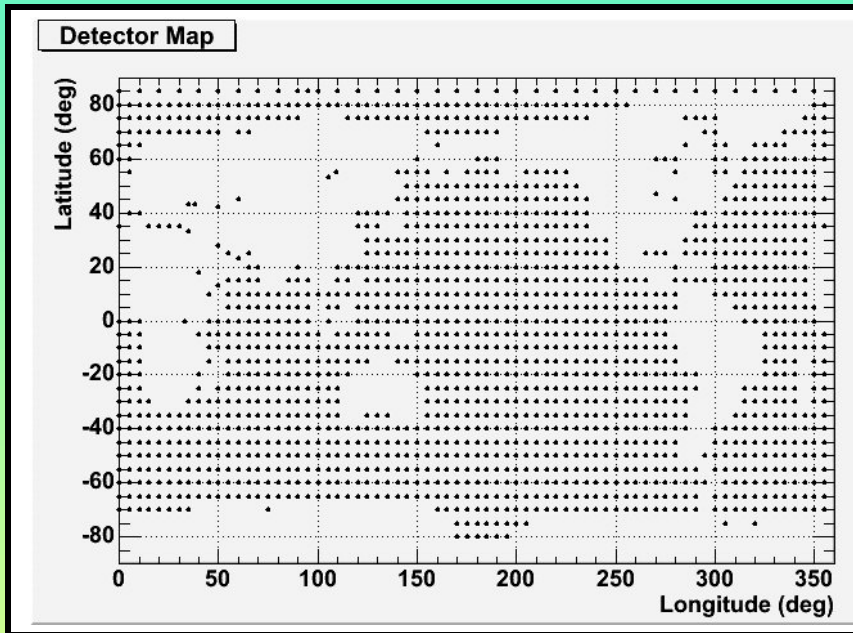
GIGATON ARRAY



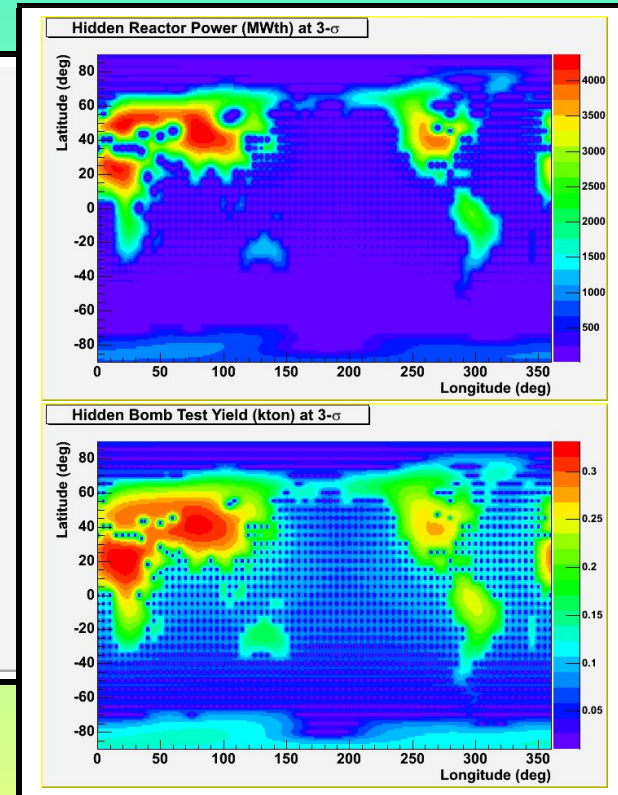
- Balony
($R=134$ metry, 10 Mt)
pokryte fotopowielaczami
- Ustawione na dnie oceanu
na głębokości ponad 4 km
- Wypełnione roztworem
 ^{40}KCl
- Zakotwiczone na linach

J. G. Learned, Neutrino 2004

SIEĆ OGÓLNOŚWIATOWA



1596 detektorów 10 Mt



ASTRONOMIA NEUTRINOWA ERY GIGATONOWEJ

- Wariacja strumienia neutrin słonecznych
- Supernowa co 20 dni z całej supergromady Virgo
- Tło neutrinowe z kosmologicznych supernowych
- Spalanie Si kilka dni przed kolapsem z całej Galaktyki
- Spalanie O / Ne *rok przed wybuchem supernowej* do kilku kpc
- Śledzenie fali uderzeniowej: „tomografia pre-supernowej”
- Chłodzenie gwiazd neutronowych
- Punktowe źródła neutrin UHE
- ...i potencjalnie wiele innych nieodkrytych jeszcze obiektów

JASNOŚĆ NEUTRINOWA MASYWNYCH GWIAZD

TABLE 1
MAJOR NUCLEAR BURNING STAGES FOR 15 AND 25 M_{\odot} POPULATION I STARS*

| Burning Stage | Central Temperature (K) | Central Density (g cm ⁻³) | Neutrino Luminosity [†] (erg s ⁻¹) | Optical Luminosity (erg s ⁻¹) | Effective Temperature (K) | Photospheric Radius (cm) | Time Scale (s) |
|---------------|-------------------------|---------------------------------------|---|---|---------------------------|--------------------------|----------------|
| Hydrogen | 3.4 (7) | 5.9 (0) | ---- | 8.1 (37) | 3.26 (4) | 3.2 (11) | 3.9 (14) |
| | 3.7 (7) | 3.8 (0) | ---- | 3.1 (38) | 3.98 (4) | 4.2 (11) | 2.3 (14) |
| Helium | 1.6 (8) | 1.3 (3) | 3.9 (33) | 2.3 (38) | 1.59 (4) | 2.2 (12) | 4.2 (13) |
| | 1.8 (8) | 6.2 (2) | 7.3 (34) | 9.5 (38) | 1.58 (4) | 4.7 (12) | 2.1 (13) |
| Carbon | 6.2 (8) | 1.7 (5) | 3.4 (38) | 3.3 (38) | 4.26 (3) | 3.7 (13) | 2.0 (11) |
| | 7.2 (8) | 6.4 (5) | 1.0 (40) | 1.2 (39) | 4.36 (3) | 6.7 (13) | 5.2 (9) |
| Neon | 1.3 (9) | 1.6 (7) | 6.7 (41) | 3.7 (38) | 4.28 (3) | 3.9 (13) | 2.2 (8) |
| | 1.4 (9) | 3.7 (6) | 7.8 (42) | 1.2 (39) | 4.36 (3) | 6.7 (13) | 3.9 (7) |
| Oxygen | 1.9 (9) | 9.7 (6) | 7.9 (42) | 3.7 (38) | 4.28 (3) | 3.9 (13) | 5.5 (7) |
| | 1.8 (9) | 1.3 (7) | 2.3 (43) | 1.2 (39) | 4.36 (3) | 6.7 (13) | 1.6 (7) |
| Silicon | 3.1 (9) | 2.3 (8) | 3.4 (44) | 3.7 (38) | 4.28 (3) | 3.9 (13) | 5.2 (5) |
| | 3.4 (9) | 1.1 (8) | 3.8 (45) | 1.2 (39) | 4.36 (3) | 6.7 (13) | 1.2 (5) |
| Collapse | 8.3 (9) | 6.0 (9) | 6.8 (48) | 3.7 (38) | 4.28 (3) | 3.9 (13) | 3.0 (-1) |
| | 8.3 (9) | 3.5 (9) | 8.1 (48) | 1.2 (39) | 4.36 (3) | 6.7 (13) | 3.5 (-1) |

*All physical parameters refer to conditions just after the core ignition of each fuel, except the time scale which is the period between successive ignitions. The value for the 15 M_{\odot} star is listed first in each case.

[†]Excluding neutrino losses during hydrogen burning.

Weaver, Zimmermann and Woosley 1978

SN1987A review, Table 1. Bahcall, Arnett, Kirshner, Woosley, ARA&A.

Table 1 Burning stages in the evolution of a $20-M_{\odot}$ star

| Fuel | ρ_c (g cm^{-3}) | T_c (10^9 K) | τ (yr) | L_{phot} (erg s^{-1}) | L_{ν} (erg s^{-1}) |
|----------|------------------------------------|-------------------------------|----------------|--|--------------------------------------|
| Hydrogen | 5.6(0) | 0.040 | 1.0(7) | 2.7(38) | — |
| Helium | 9.4(2) | 0.19 | 9.5(5) | 5.3(38) | < 1.0(36) |
| Carbon | 2.7(5) | 0.81 | 3.0(2) | 4.3(38) | 7.4(39) |
| Neon | 4.0(6) | 1.7 | 3.8(−1) | 4.4(38) | 1.2(43) |
| Oxygen | 6.0(6) | 2.1 | 5.0(−1) | 4.4(38) | 7.4(43) |
| Silicon | 4.9(7) | 3.7 | 2 days | 4.4(38) | 3.1(45) |

- Spalanie C, Ne, O i Si określamy jako fazę chłodzoną neutrinowo, a samą gwiazdę jako pre-supernowa ($v_R(\text{Fe}) < -1000 \text{ km/s}$).

- Zamrożenie stanu gwiazdy z punktu widzenia obserwacji optycznych: $\tau_{\text{K-H}} \sim 10\,000 \text{ lat}$ dla powłoki wodorowej $R \sim 10 \dots 100 \text{ mln km}$.

- Gwałtowne przyspieszenie ewolucji w obszarze centralnym $R \sim 10\,000$ km.

GWIAZDA PRE-SUPERNOWA A SŁOŃCE

Słońce – doskonale zbadane teoretycznie i obserwacyjnie (EM, neutrino, heliosejsmologia).

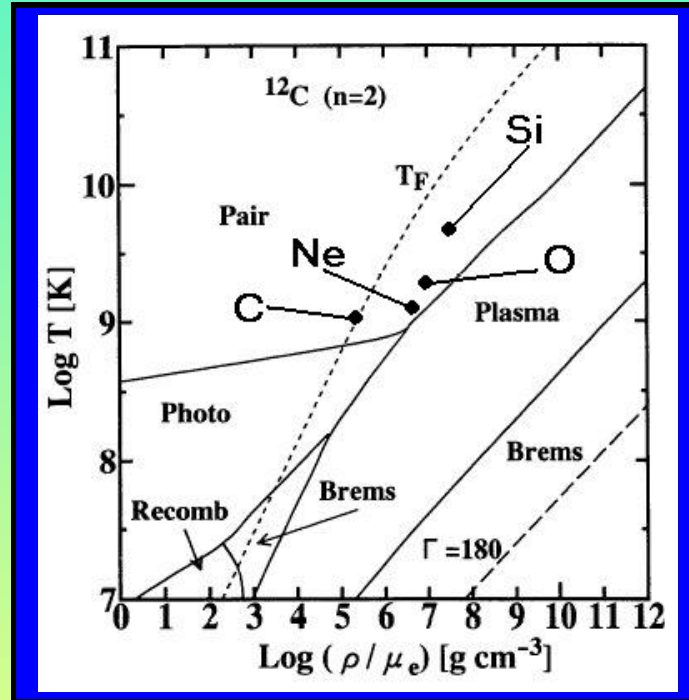
Gwiazda pre-supernowa – czysta teoria (modele). Największy sukces obserwacyjny: identyfikacja progenitora SN 1987A i towarzysza SN 1993J. (Nature **427** (2004) 129-131)

| | Słońce | Pre-supernowa 20 M _⊙ |
|----------------------|----------------------|------------------------------------|
| Czas życia | 10 ¹⁰ lat | 300 lat |
| Jasność | L _⊙ | 10 ⁵ L _⊙ |
| Jasność ν | 0.02 L _⊙ | 10 ¹² L _⊙ |
| Typowa energia ν | 0.3 MeV | 0.7-2 MeV |

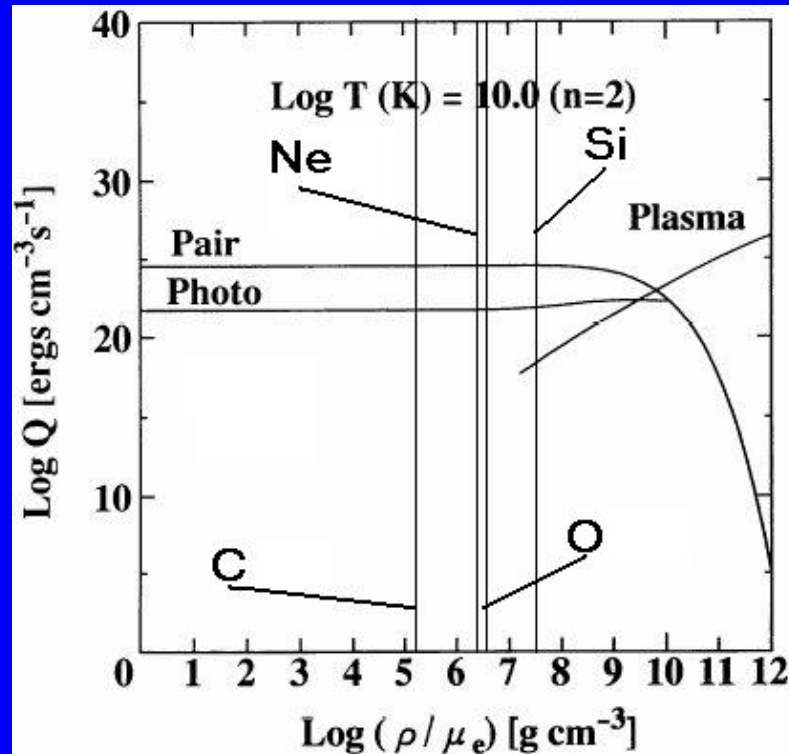
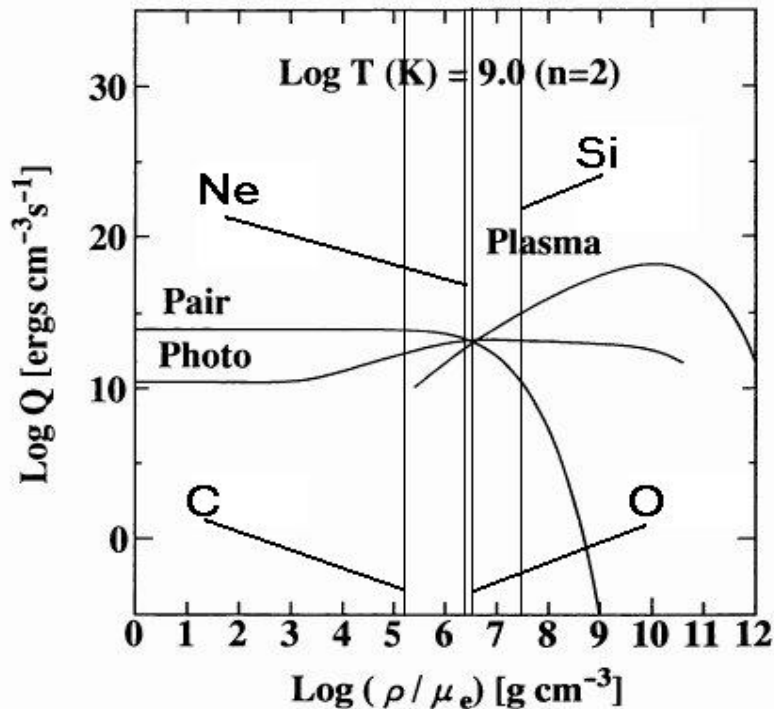
PROCESY FAZY CHŁODZONEJ NEUTRINOWO

Produkcja neutrin
w procesach
termicznych :

- **anihilacja par**
- rozpad plazmonu
- fotoemisja neutrin
- bremsstrahlung
- rekombinacja



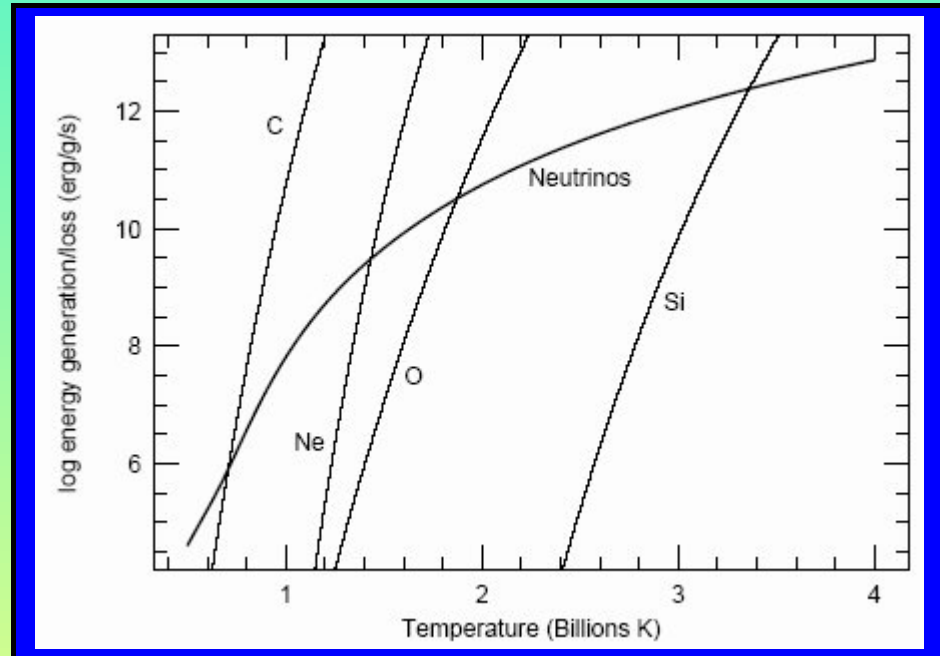
Itoh et.al, ApJSS, **102** (1996) p. 411



Spalanie C: $\log(T_c) = 8.9$, Ne: $\log(T_c) = 9.2$, O: $\log(T_c) = 9.3$,
 Si: $\log(T_c) = 9.6$. μ_e – średnia waga molekularna: $1/\mu_e = Y_e$.

BILANS ENERGII

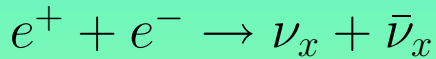
- Emisja neutrin równoważy energię produkowaną przez reakcje jądrowe.
- Tempo reakcji jądrowych rośnie z T_c szybciej niż emisja neutrin



Woosley, Heger, Weaver, RMP **74** (2002) p. 1015

KONWEKTYWNY CHARAKTER SPALANIA

Realistyczny przebieg zjawisk przy emisji



1. W centrum gwiazdy dochodzi do zapłonu reakcji jądrowych
2. Neutrino nie są w stanie odprowadzić energii
3. Następuje ekspansja gazu
4. Płonący bąbel gazu unosi się w region o mniejszej gęstości
5. Reakcje jądrowe ustają
6. Energia zostaje wypromieniowana w postaci neutrin

PROSTY MODEL EMISJI NEUTRIN Z MASYWNEJ GWIAZDY

1. Materia gwiazdy opisana wartościami temperatury T_c i gęstości ρ_c w centrum
2. Potencjał chemiczny μ_e elektronów i pozytonów jest wyliczony z T_c i ρ_c przy założeniu $Y_e = 0.5$

$$\frac{\rho_c Y_e}{m_p} = \frac{8\pi}{h^3 c^3} (10^6 q_e)^3 \int_0^{\infty} \frac{(E + m_e) \sqrt{E^2 + 2m_e E}}{\exp\left(\frac{E - \mu_e}{k_B T_c}\right) + 1} dE$$

3. Rozkłady energii (pędów) elektronów i pozytonów dane przez rozkład Fermiego-Diraca w temperaturze T_c z potencjałem chemicznym: $\mu_{e^-} = \mu_e$, $\mu_{e^+} = -\mu_e - 2m_e c^2$.

ANIHILACJA NA NEUTRINA

D. Dicus, Phys. Rev. D, **6** (1972) p. 941

$$M = \frac{i g^2}{8m_W^2} \bar{u}_\nu(q) \gamma^\alpha (1 - \gamma_5) v_\nu(q') \times \bar{v}_e(p') \gamma_\alpha (C_V - C_A \gamma_5) u_e(p)$$

$$\begin{aligned} |M|^2 \propto & (C_A - C_V)^2 (p_{e^-} \cdot q_{\nu_x})(p_{e^+} \cdot q_{\bar{\nu}_x}) + (C_A + C_V)^2 (p_{e^+} \cdot q_{\nu_x})(p_{e^-} \cdot q_{\bar{\nu}_x}) + \\ & m_e^2 (C_V^2 - C_A^2) q_{\nu_x} \cdot q_{\bar{\nu}_x} = \\ & (C_A^2 + C_V^2) [(p_{e^-} \cdot q_{\nu_x})(p_{e^+} \cdot q_{\bar{\nu}_x}) + (p_{e^+} \cdot q_{\nu_x})(p_{e^-} \cdot q_{\bar{\nu}_x})] \\ & - 2 C_V C_A [(p_{e^-} \cdot q_{\nu_x})(p_{e^+} \cdot q_{\bar{\nu}_x}) - (p_{e^+} \cdot q_{\nu_x})(p_{e^-} \cdot q_{\bar{\nu}_x})] \\ & + m_e^2 (C_V^2 - C_A^2) q_{\nu_x} \cdot q_{\bar{\nu}_x} \end{aligned}$$

$$C_V = \frac{1}{2} \pm 2 \sin^2 \theta_W = 0.5 \pm 0.4448, \quad C_A = \frac{1}{2},$$

p i q są czteropędami, m_e – masa elektronu, θ_W kąt Weinberga $\sin^2 \theta_W = 0.2224$.

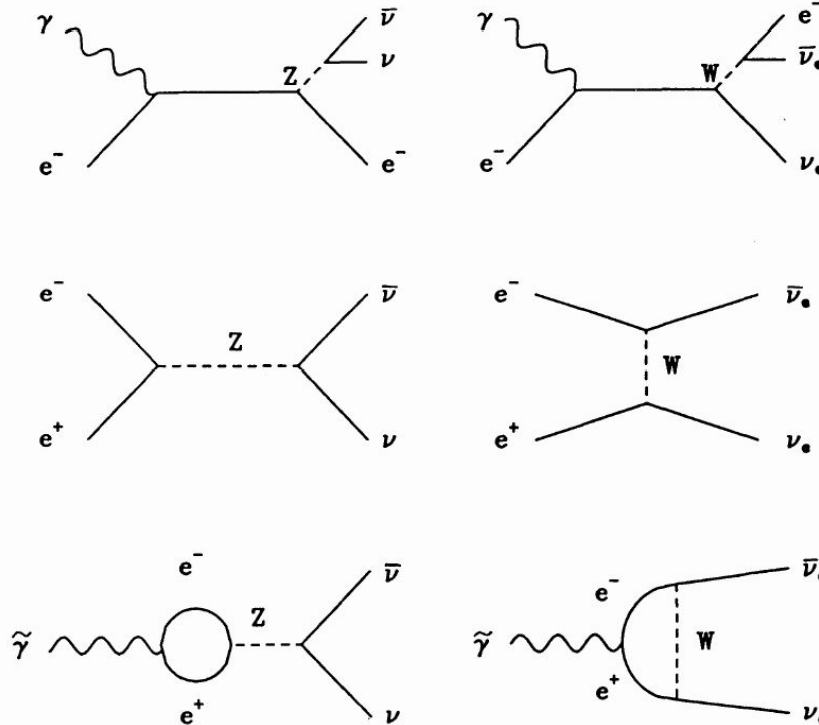


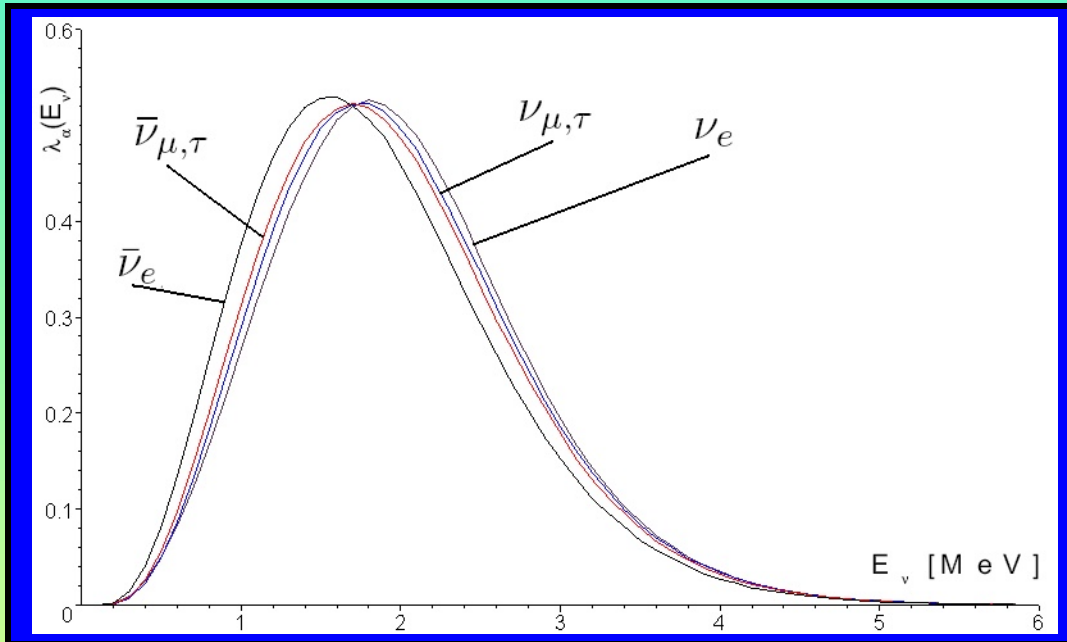
FIG. 1.—Feynman diagrams for neutrino pair emission processes. The top row shows the photo-emission processes. The middle row shows the electron-positron annihilation processes. The bottom row shows the plasmon processes. The neutral current reactions are in the left column, while the right column shows the charged current reactions.

SYMULACJA WIDMA NEUTRIN

Shi & Fuller ApJ, **503** (1998) p. 307

1. Losujemy czteropędy p_{e+}^{μ} i p_{e-}^{μ} zgodnie z rozkładem F-D
2. Przechodzimy do układu środka masy
3. W układzie CM wybieramy losowo kierunek neutrina
4. Powracamy do układu wyjściowego
5. Binujemy energię neutrina z wagą $|M|^2$

Względny strumień np. ν_{μ}/ν_e jest szacowany poprzez względną ilość zdarzeń w dwóch przebiegach symulacji z $|M|^2$ odpowiednio dla ν_{μ} i ν_e .

WIDMO $\nu_e, \bar{\nu}_e, \nu_{\mu, \tau}, \bar{\nu}_{\mu, \tau}$ 

| | \bar{E}_ν [MeV] |
|-------------------------|------------------------|
| $\bar{\nu}_e$ | 1.80 |
| $\bar{\nu}_{\mu, \tau}$ | 1.87 |
| $\nu_{\mu, \tau}$ | 1.89 |
| ν_e | 1.89 |

C: $\nu_{\mu, \tau} / \nu_e = 1 : 11.4$, 42.5% ν_e , Ne: $\nu_{\mu, \tau} / \nu_e = 1 : 7.8$, 39.8% ν_e ,

O: $\nu_{\mu, \tau} / \nu_e = 1 : 6.9$, 38.9% ν_e , Si: $\nu_{\mu, \tau} / \nu_e = 1 : 5.4$, 36.3% ν_e .

SZANSE DETEKCJI NEUTRIN Z PRE-SUPERNOWEJ

Co potrzebujemy?

- Możliwość detekcji ν_e lub $\bar{\nu}_e$ w zakresie 0.5-6 MeV.
- Musi być zarejestrowane $N \gg 1$ przypadków/dzień.
- Eksperyment działający nieprzerwanie latami.

PROPOZYCJA: ZMODYFIKOWAĆ SUPER-KAMIOKANDE

Detekcja antyneutrino poprzez reakcję: $\bar{\nu}_e + p \rightarrow n + e^+$ (*)

Przekrój czynny (ważony widmem):

$$\bar{\sigma}_{\text{Si}} = \int_{E_{\text{min}}}^{\infty} \sigma(E) \lambda_{\text{Si}}(E) dE = 0.7 \cdot 10^{-43} \text{ cm}^2$$

$E_{\text{min}} = 1.8 \text{ MeV}$. Reakcja (*) zachodzi w SK 41/dzień przy $D=1 \text{ kpc}$

DETEKCJA NEUTRONÓW W SK

Po rozpuszczeniu w H_2O efektywnego absorbera neutronów w postaci soli np. NaCl , GdCl_3 zachodzi reakcja:



$$E_{tot} = \sum_i E_{\gamma_i} \simeq 8 \text{ MeV}$$

Gammy rozpraszają elektrony \Rightarrow

Elektrony emitują promieniowanie Czerenkowa \Rightarrow

Świecenie rejestrowane przez fotopowielacze

DETEKCJA POZYTONÓW W SK

Pozytony mogą zostać wykryte poprzez promieniowanie Czerenkowa, gdy $E_{e^+} > E_{min}$, $E_{e^+} = E_{\bar{\nu}_e} - \Delta$, $\Delta = m_n - m_p$

| $E_{\bar{\nu}_e}$ [MeV] | E_{min} [MeV] | Event rate (dzień) ⁻¹ | |
|----------------------------|--------------------|-------------------------------------|----|
| 1.8 | 0.5 | 41 | |
| 3.0 | 1.7 | 22 | |
| 4.0 | 2.7 | 6.5 | ↑ |
| 5.0 | 3.7 | 1.2 | SK |
| 6.0 | 4.7 | 0.2 | ↓ |
| 7.0 | 5.7 | 0.0 | |

Czy jest możliwe obniżenie progu na detekcję pozytonów przy wykorzystaniu koincydencji $e^+ \leftrightarrow n$?

CZĘSTOŚĆ WYSTĘPOWANIA

Definicja (dogmat):

masywne gwiazdy, (jak sama nazwa *pre-supernowa* wskazuje) wybuchają jako „implozyjne” (*core-collapse*) supernowe czyli Ic, Ib, IIb, II-L lub II-P.

Częstość występowania supernowych w Galaktyce:

- Zapisy historyczne: 1 na ~ 175 lat (do 5 kpc)
- Obserwacje pozagalaktyczne: 1 na 40 – 200 lat
- Symulowana ewolucja Galaktyki: 1 na 10 lat

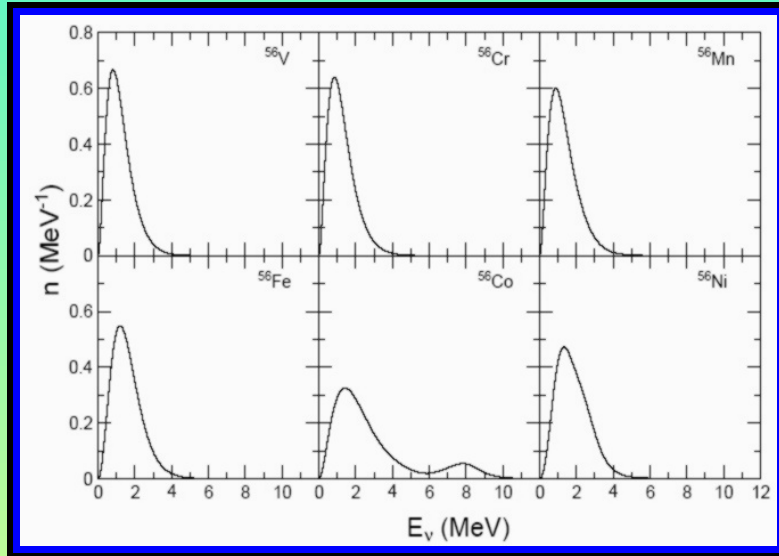
Górny limit najbardziej prawdopodobny ze względu na zdarzenia zastonięte obłokami gazu i pyłu międzygwiazdowego.

SZANSE POWODZENIA

| Metoda detekcji | $n+\text{Cl}(\text{Gd})$ $E_{th}^{(\bar{\nu}_e)} = 1.8 \text{ MeV}$ | $n \ \& \ e^+$ $E_{th}^{(\bar{\nu}_e)} = 1.8 \text{ MeV} + 2.5 \text{ MeV}$ |
|---|--|--|
| Minimalna ilość zdarzeń [dzień^{-1}] | 100 | 1 |
| Zasięg Super-K | 640 pc / 0.2% | 2 kpc / 1.7% |
| Zasięg Hyper-K | 2.5 kpc / 2.7% | 8 kpc / 35% |

| Gwiazda | D [pc] | Spalanie Ne (4 miesiące) | Spalanie O (6 miesięcy) | Spalanie Si (2 dni) |
|--------------------|--------|-----------------------------|----------------------------|------------------------|
| Betelgeuse | 185 | 2/dzień | 47/dzień | 20000/dzień |
| γ^2 Velorum | 285 | 1/dzień | 20/dzień | 8400/dzień |
| Eta Carina | 2700 | 0.01/dzień | 0.2/dzień | 100/dzień |

A MOŻE INNE NEUTRINA?



Widmo ν_e z wychwytu elektronu przy spalaniu Si w shell-u

- Neutrinos&Arms Control Workshop 5-7 Feb 2004, University of Hawaii, Manoa.
<http://www.phys.hawaii.edu/~kamland/nacw/post/MarkVagins/snwarning.pdf>
- The 5th Workshop on “Neutrino Oscillations and their Origin” (NOON2004), Tokyo, Japan.
<http://www-sk.icrr.u-tokyo.ac.jp/noon2004/trape/42-vagins.pdf>
- Long-Baseline Neutrino Oscillation Newsletters, 04.2004
<http://www.hep.anl.gov/ndk/longbnews/>