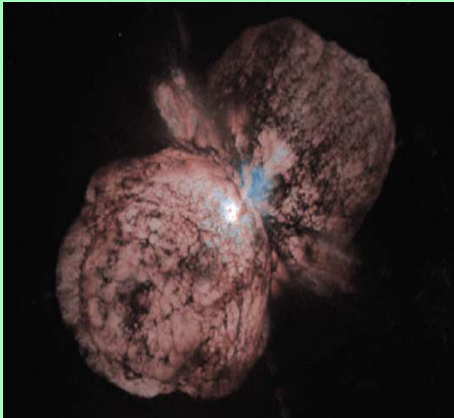
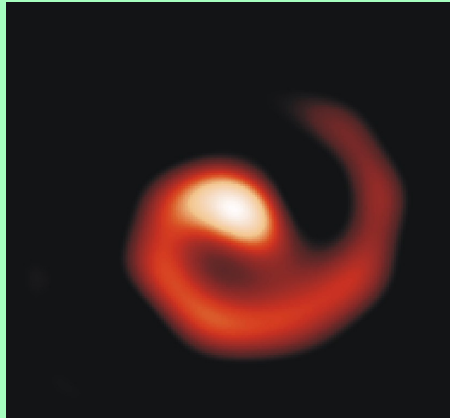


NEUTRINA Z GWIAZDY PRESUPERNOWEJ

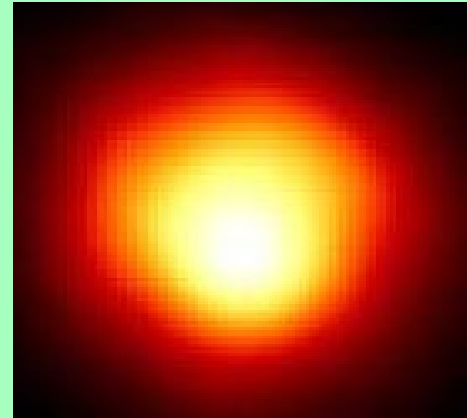
Eta Carina 2.7 kpc



WR 104 1.5 kpc



Betelgeuse 185 pc



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)

<http://arxiv.org/abs/astro-ph/0405006> (Epiphany 2004)

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) |

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 ($v_R(\text{Fe}) < -1000 \text{ km/s}$).

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 $R \sim 10 \dots 100 \text{ mln km}$.

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 ($v_R(\text{Fe}) < -1000$ km/s).

- Zamrożenie stanu gwiazdy z punktu widzenia obserwacji optycznych:

$\tau_{\text{K-H}} \sim 10\,000$ lat dla powłoki wodorowej $R \sim 10 \dots 100$ 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).

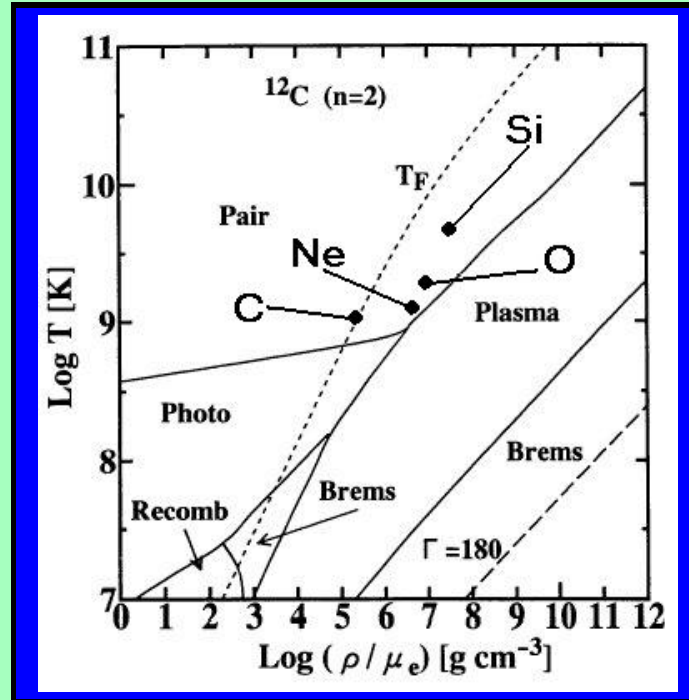
Gwiazda pre-supernowa – czysta teoria (modele). Największy sukces obserwacyjny: identyfikacja progenitora SN 1987A i towarzysza SN 1993J. (Nature **427** (2004) 129-131)

| | Słońce | Pre-supernowa 20 M_{\odot} |
|----------------------|------------------|---------------------------------|
| Czas życia | 10^{10} lat | 300 lat |
| Jasność | L_{\odot} | $10^5 L_{\odot}$ |
| Jasność ν | $0.02 L_{\odot}$ | $10^{12} L_{\odot}$ |
| Typowa energia ν | 0.3 MeV | 0.7-2 MeV |

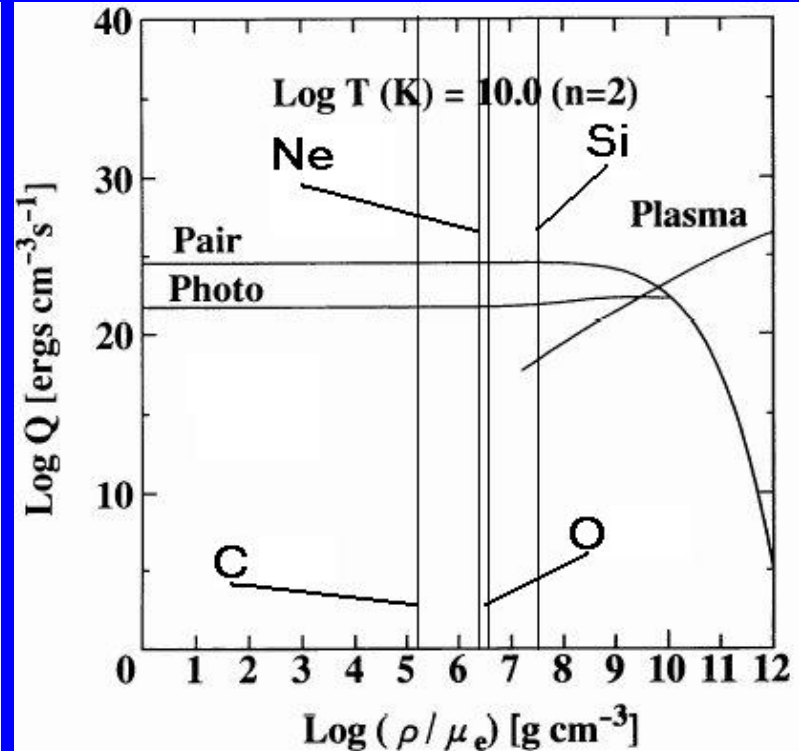
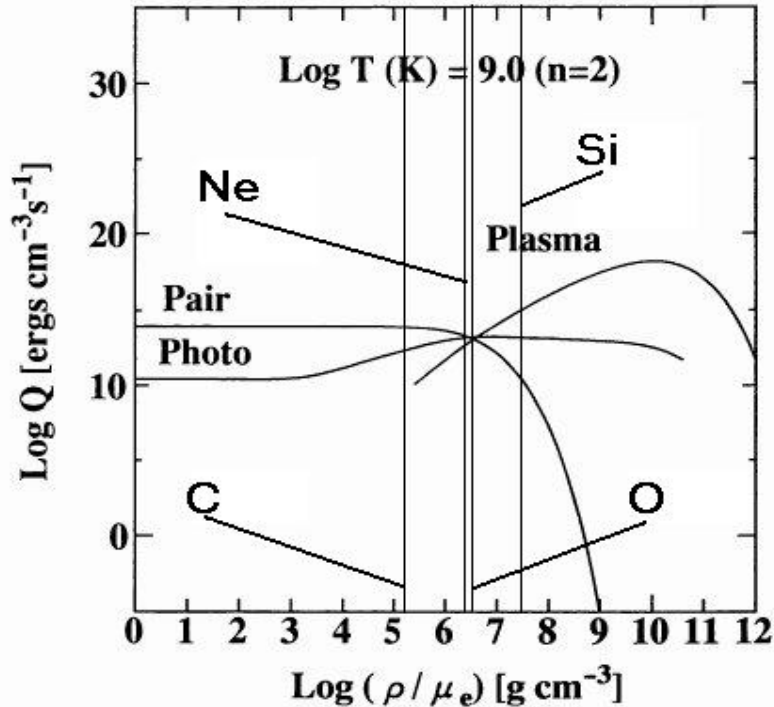
PROCESY FAZY CHŁODZONEJ NEUTRINOWO

Produkcja neutrin
w procesach
termicznych :

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



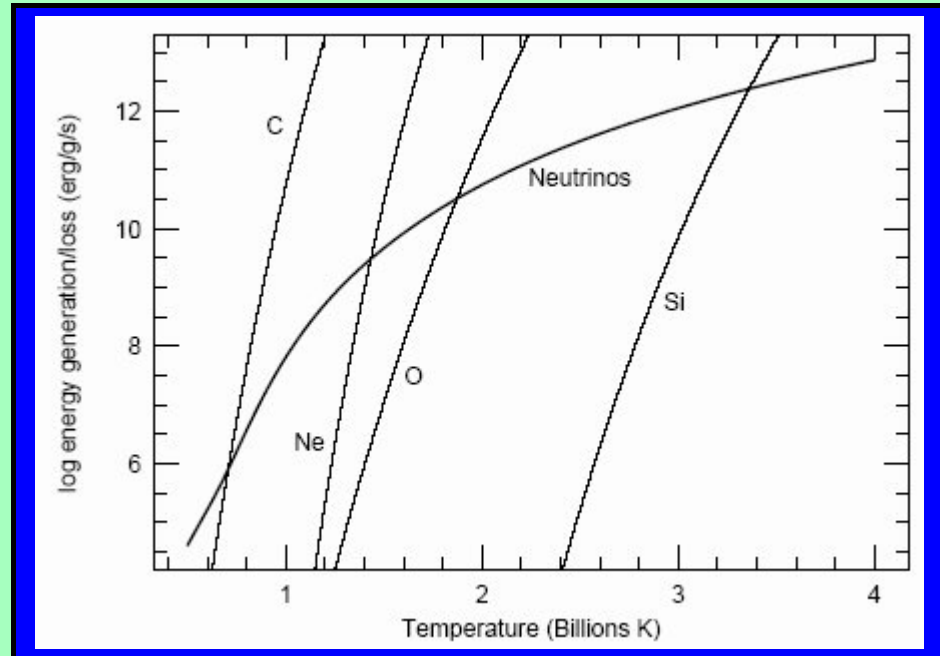
Itoh et.al, ApJSS, **102** (1996) p. 411



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

$$e^+ + e^- \rightarrow \nu_x + \bar{\nu}_x$$

KONWEKTYWNY CHARAKTER SPALANIA

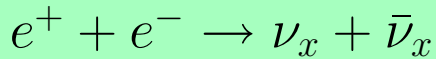
Realistyczny przebieg zjawisk przy emisji

$$e^+ + e^- \rightarrow \nu_x + \bar{\nu}_x$$

1. W centrum gwiazdy dochodzi do zapłonu reakcji jądrowych

KONWEKTYWNY CHARAKTER SPALANIA

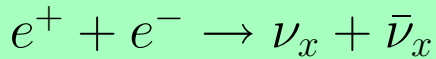
Realistyczny przebieg zjawisk przy emisji



1. W centrum gwiazdy dochodzi do zapłonu reakcji jądrowych
2. Neutrino nie są w stanie odprowadzić energii

KONWEKTYWNY CHARAKTER SPALANIA

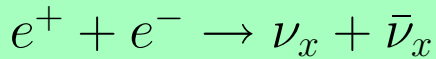
Realistyczny przebieg zjawisk przy emisji



1. W centrum gwiazdy dochodzi do zapłonu reakcji jądrowych
2. Neutrino nie są w stanie odprowadzić energii
3. Następuje ekspansja gazu

KONWEKTYWNY CHARAKTER SPALANIA

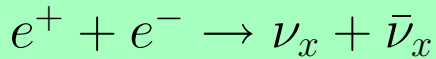
Realistyczny przebieg zjawisk przy emisji



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

KONWEKTYWNY CHARAKTER SPALANIA

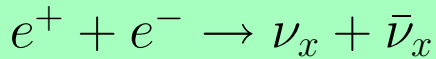
Realistyczny przebieg zjawisk przy emisji



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

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

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 $Y_e = 0.5$

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

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 $\sin^2 \theta_W = 0.2224$.

SYMULACJA WIDMA NEUTRIN

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

SYMULACJA WIDMA NEUTRIN

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

1. Losujemy czteropędy $p_{e^+}^\mu$ i $p_{e^-}^\mu$ zgodnie z rozkładem F-D

SYMULACJA WIDMA NEUTRIN

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

1. Losujemy czteropędy $p_{e^+}^\mu$ i $p_{e^-}^\mu$ zgodnie z rozkładem F-D
2. Przechodzimy do układu środka masy

SYMULACJA WIDMA NEUTRIN

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

1. Losujemy czteropędy $p_{e^+}^\mu$ i $p_{e^-}^\mu$ zgodnie z rozkładem F-D
2. Przechodzimy do układu środka masy
3. W układzie CM wybieramy losowo kierunek neutrina

SYMULACJA WIDMA NEUTRIN

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

1. Losujemy czteropędy $p_{e^+}^\mu$ i $p_{e^-}^\mu$ zgodnie z rozkładem F-D
2. Przechodzimy do układu środka masy
3. W układzie CM wybieramy losowo kierunek neutrino
4. Powracamy do układu wyjściowego

SYMULACJA WIDMA NEUTRIN

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

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

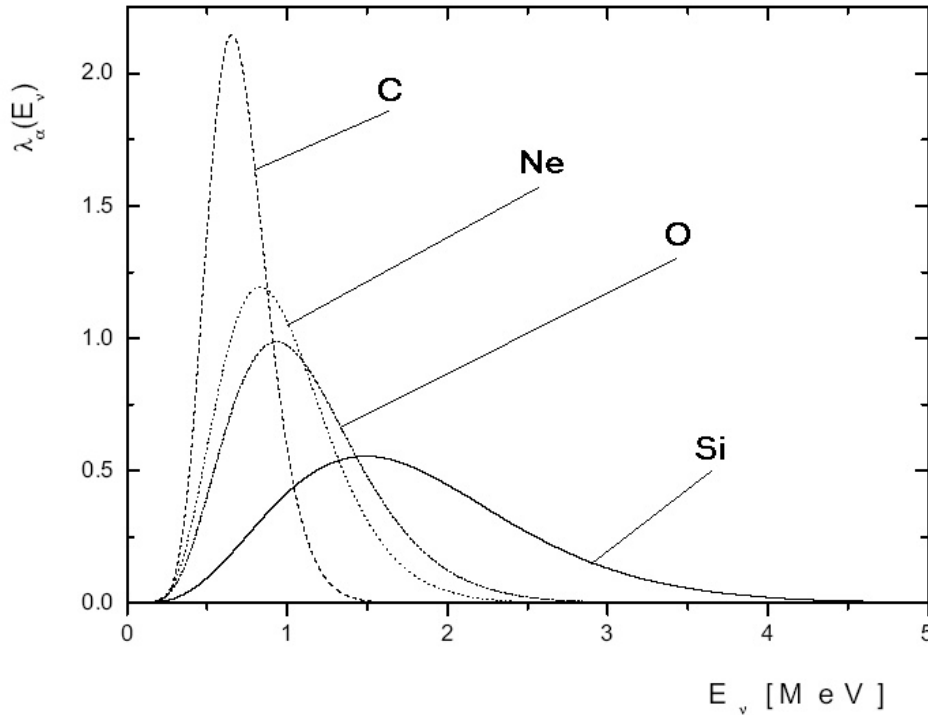
SYMULACJA WIDMA NEUTRIN

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 .

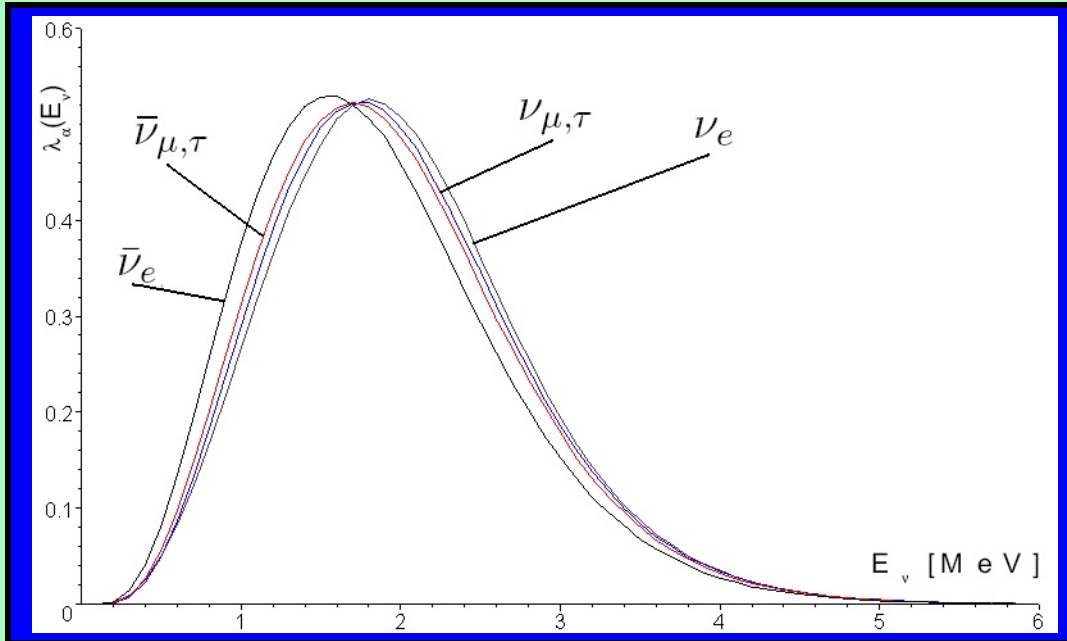
WIDMO NEUTRIN Z ANIHILACJI



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 |

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

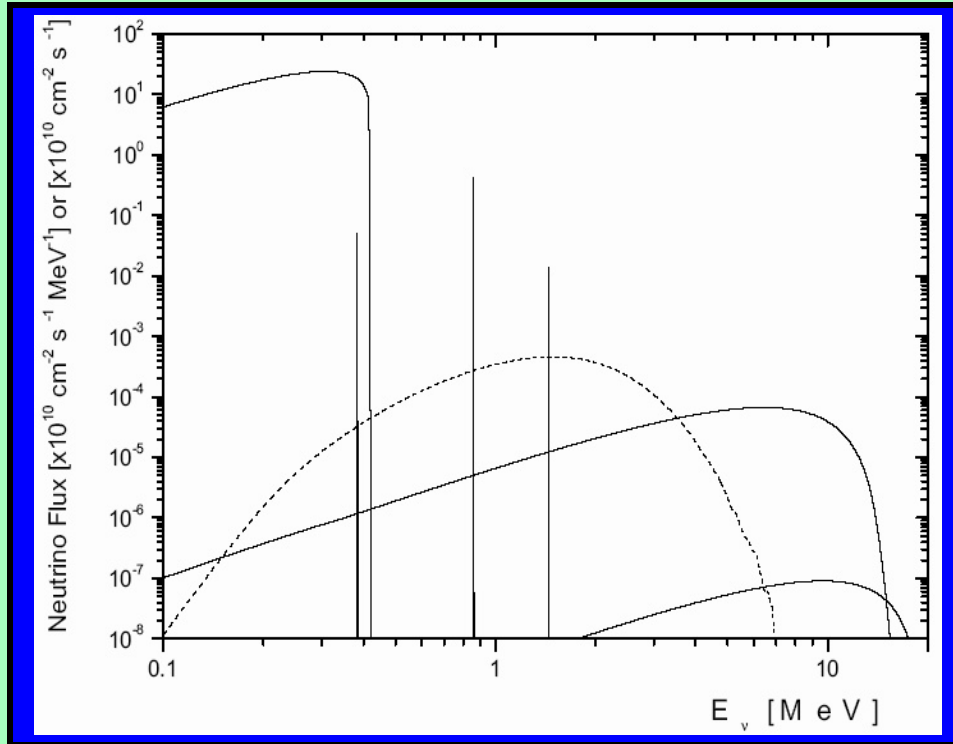


| | \bar{E}_ν [MeV] |
|-------------------------|------------------------|
| $\bar{\nu}_e$ | 1.80 |
| $\bar{\nu}_{\mu, \tau}$ | 1.87 |
| $\nu_{\mu, \tau}$ | 1.89 |
| ν_e | 1.89 |

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 .

STRUMIEŃ NEUTRIN Z 1KPC



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

SZANSE DETEKCJI NEUTRIN Z PRE-SUPERNOWEJ

Co potrzebujemy?

SZANSE DETEKCJI NEUTRIN Z PRE-SUPERNOWEJ

Co potrzebujemy?

- Możliwość detekcji ν_e lub $\bar{\nu}_e$ w zakresie 0.5-6 MeV.

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.

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.

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:



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

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

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

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 | |

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

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:

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)

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

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

CZĘSTOŚĆ WYSTĘPOWANIA

Definicja (dogmat):

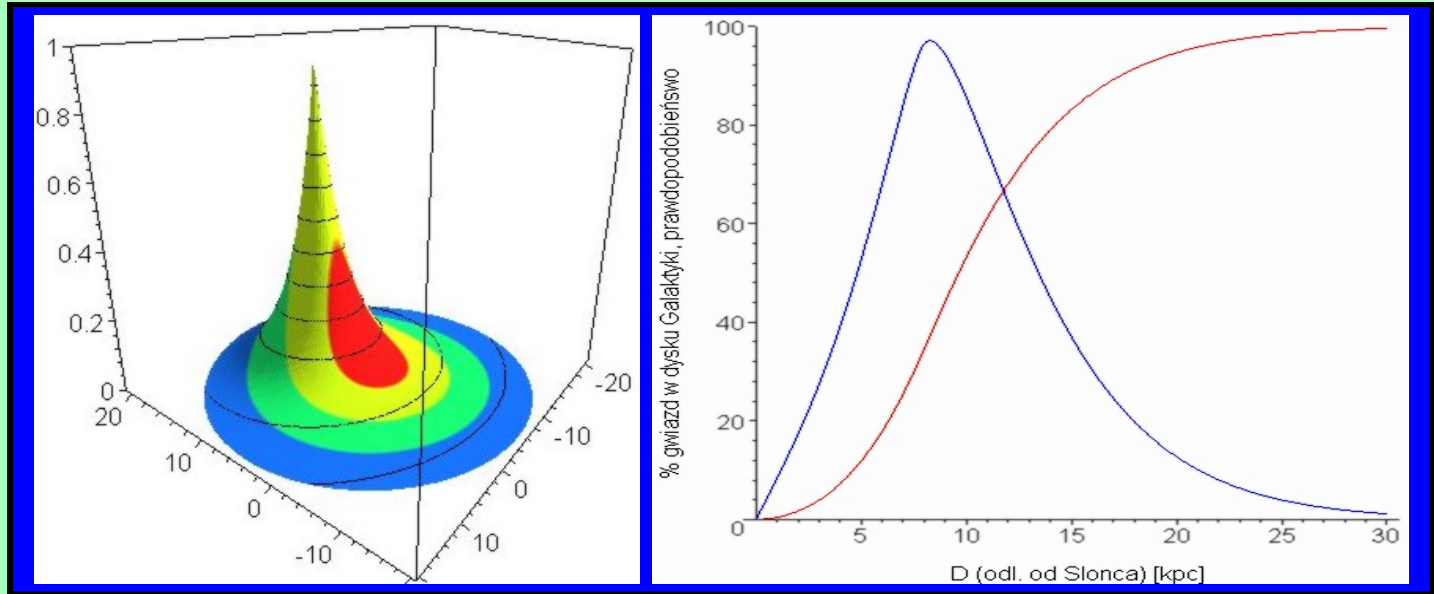
masywne gwiazdy, (jak sama nazwa *pre-supernowa* wskazuje) wybuchają jako „implozyjne” (*core-collapse*) supernowe czyli Ic, Ib, Iib, II-L lub II-P.

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.

MODEL GALAKTYKI



Bahcall & Soneira, ApJ 238 (1980) L17.

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

SZANSE POWODZENIA

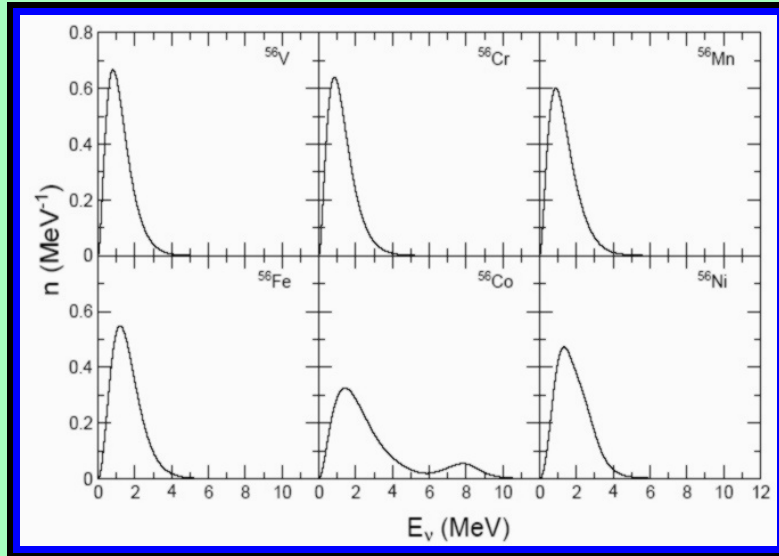
| Metoda detekcji | $n+\text{Cl}(\text{Gd})$ $E_{th}^{(\bar{\nu}_e)} = 1.8 \text{ MeV}$ | $n \ \& \ e^+$ $E_{th}^{(\bar{\nu}_e)} = 1.8 \text{ MeV} + 2.5 \text{ MeV}$ |
|---|--|--|
| Minimalna ilość zdarzeń [dzień^{-1}] | 100 | 1 |
| Zasięg Super-K | 640 pc / 0.2% | 2 kpc / 1.7% |
| Zasięg Hyper-K | 2.5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

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/>