

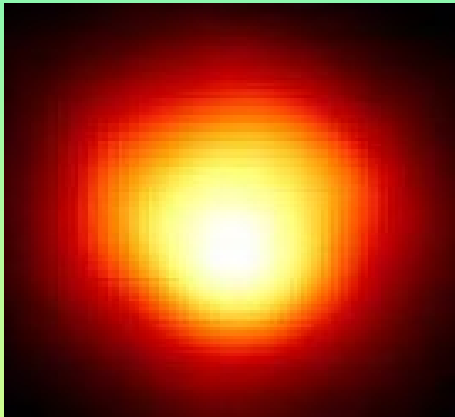
NEUTRINA Z GWIAZDY PRESUPERNOWEJ ORAZ SZANSE ICH DETEKCJI

A. Odrzywołek, M. Misiaszek, M. Kutschera

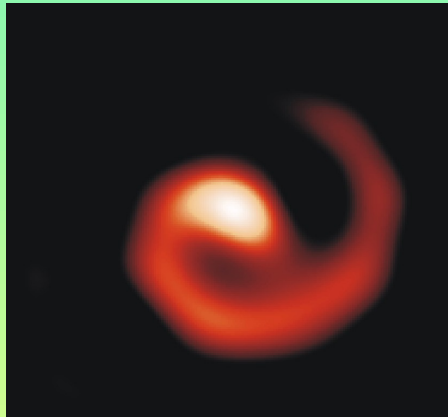
Detection possibility of the pair-annihilation neutrinos from neutrino-cooled pre-supernova star

Astroparticle Physics **21** 303-313 (2004)

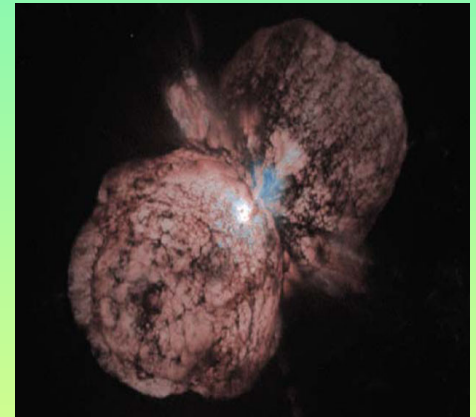
Betelgeuse 130 pc



WR 104 1.5 kpc



Eta Carina 2.7 kpc



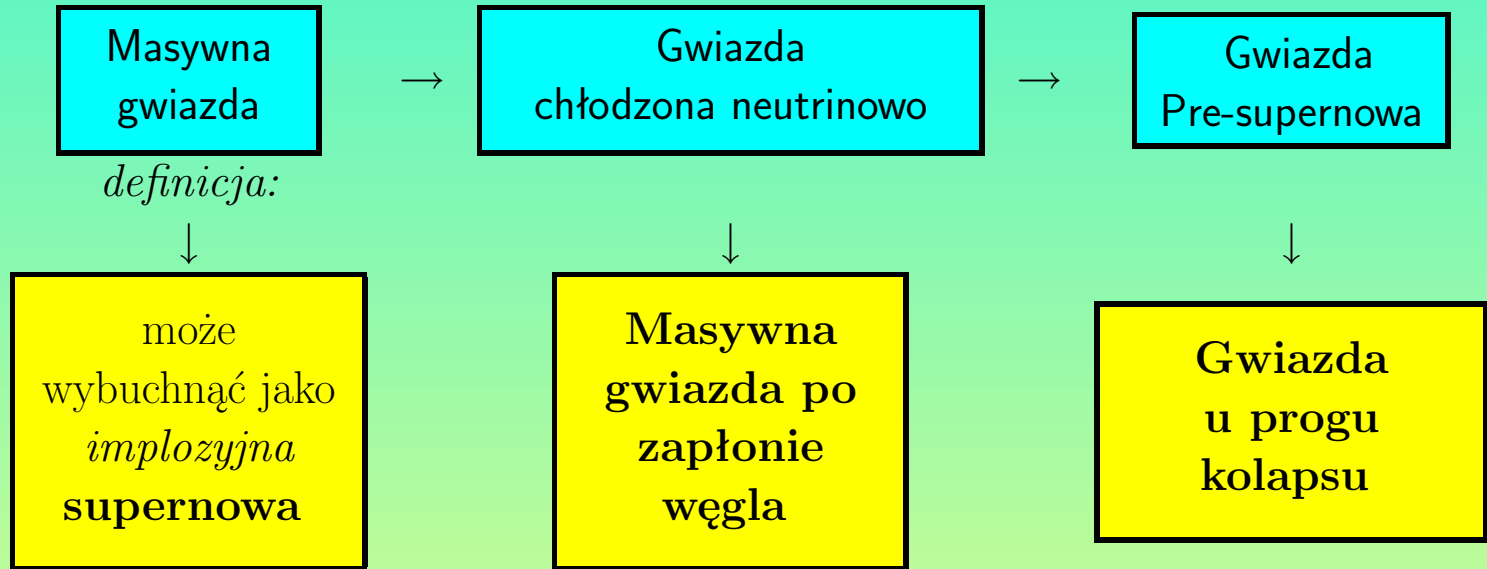
GWIAZDY W GALAKTYCE



Gwiazdy:

- „OMC” ($M < 0.08 M_{\odot}$)
→ Jowisz
- „przeciętne” ($0.08 M_{\odot} < M < 8 M_{\odot}$)
→ Słońce
- masywne ($M > 9-8 M_{\odot}$)
→ Betelgeuse
- supermasywne ($M > \sim 100 M_{\odot}$)
→ już nie występują...

Gwiazdy chłodzone neutrinowo



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

Ewolucja masywnej gwiazdy

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>Kolaps rdzenia</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 ...16 gigaton)
- Próg detektora (1.8...5 MeV)

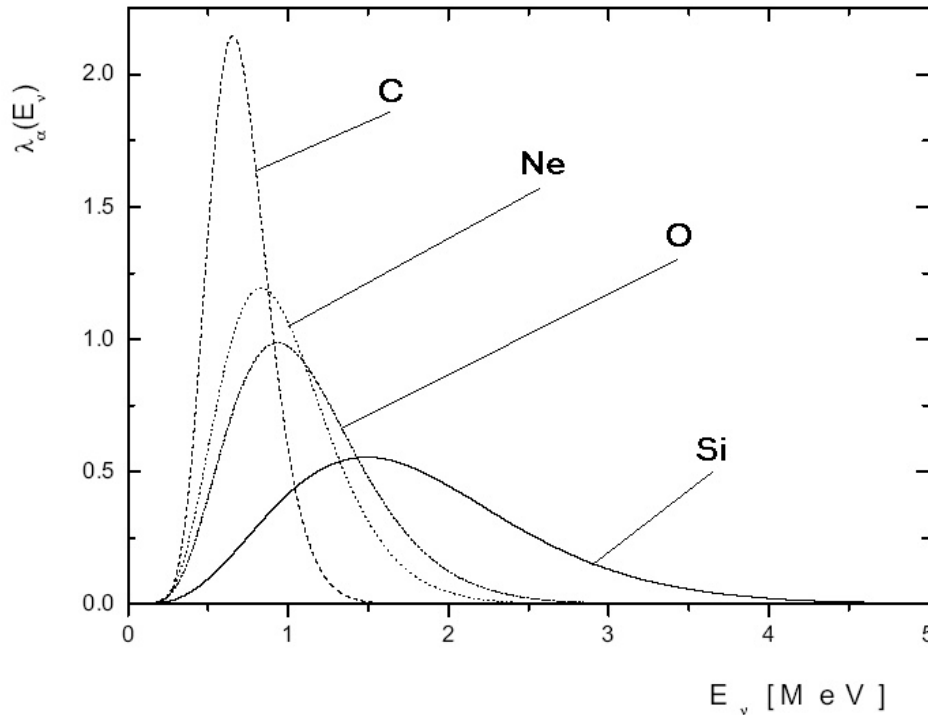
JASNOŚĆ NEUTRINOWA

Etapy spalania w fazie chłodzonej neutronowo:

H	→	${}^4\text{He}$
${}^4\text{He}$	→	${}^{12}\text{C}, {}^{16}\text{O}$
${}^{12}\text{C} ({}^{16}\text{O})$	→	${}^{20}\text{Ne}, {}^{24}\text{Mg}$
${}^{20}\text{Ne} ({}^{16}\text{O}, {}^{24}\text{Mg})$	→	${}^{16}\text{O}, {}^{24}\text{Mg}$
${}^{16}\text{O} ({}^{24}\text{Mg}, {}^{28}\text{Si})$	→	${}^{28}\text{Si}$
${}^{28}\text{Si} ({}^{32}\text{S})$	→	${}^{56}\text{Ni}, {}^{56}\text{Fe}, {}^{54}\text{Fe}$

- Masa jądra 1...2 M_{\odot} , bliska $M_{Ch}=1.44 M_{\odot}$
- Wzór Hoyle'a: $E = 0.001Mc^2 \simeq 2 \cdot 10^{51} \text{ erg}$ – całkowita energia jest rzędu energii wybuchu supernowej Ia
- 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

PROCEDURA SYMULACJI

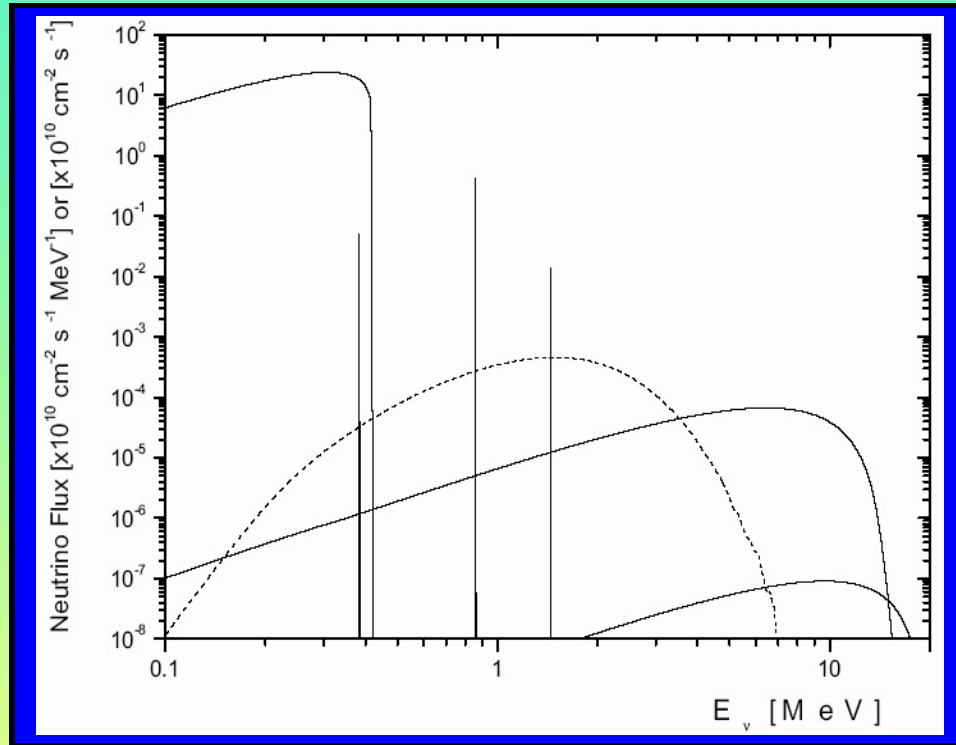
$$\frac{G_F^2}{2} \int \frac{d^3 \mathbf{p}_1}{2E_1} \frac{d^3 \mathbf{p}_2}{2E_2} \frac{d^3 \mathbf{q}_1}{2\mathcal{E}_1} \frac{d^3 \mathbf{q}_2}{2\mathcal{E}_2} \Lambda f_{e^-} f_{e^+} \delta^4(P_1 + P_2 - Q_1 - Q_2) |M|^2$$

1. Energię elektronu i pozytonu losujemy z lorentzowsko niezmienniczego elementu przestrzeni fazowej z rozkładem Fermigo-Diraca:

$$\left[1 + \exp \left(\frac{E \pm \mu_e}{kT} \right) \right]^{-1} \frac{d^3 \mathbf{p}}{2 E}$$

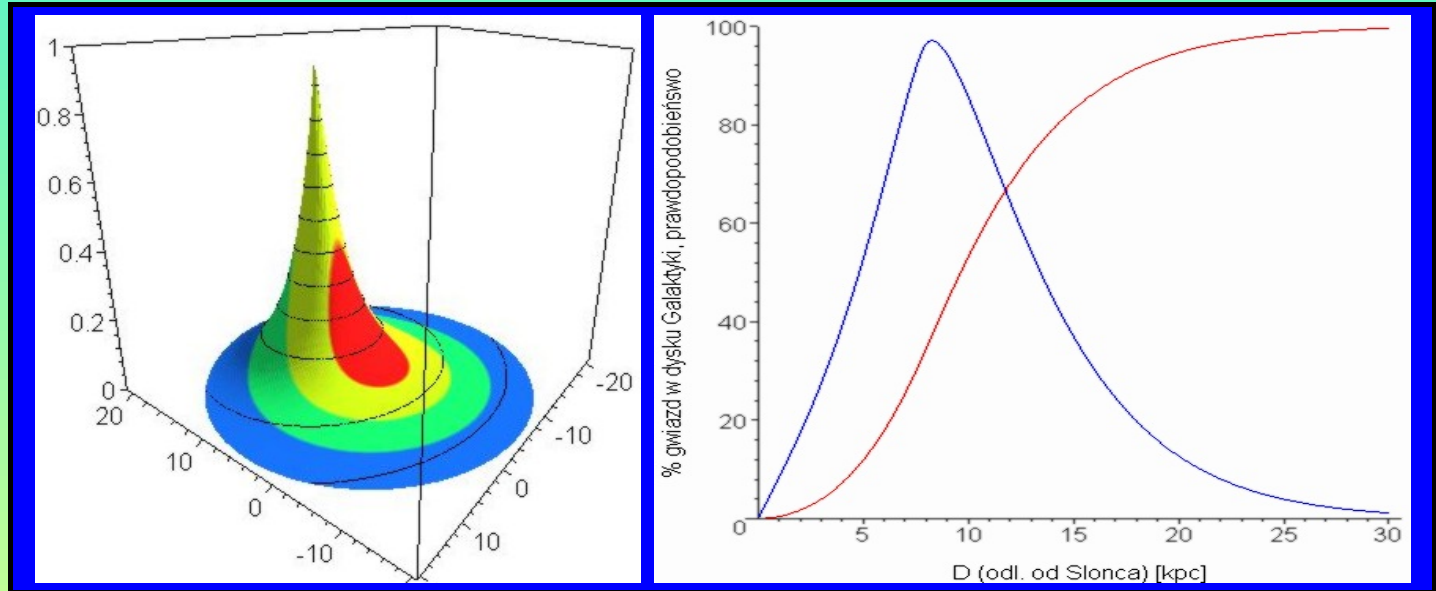
2. Losujemy izotropowe kierunki czteropędów P_1 i P_2
3. Przechodzimy do układu środka masy (CM)
4. W układzie CM wybieramy losowo kierunek neutrina
5. Powracamy do układu wyjściowego
6. Binujemy energię neutrina z wagą $|M|^2$

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

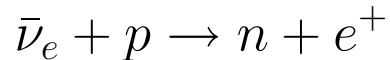


Bahcall & Soneira, ApJ **238** (1980) L17.

Model dysku: $\rho_N(R, Z) \propto \exp\left(-\frac{R-8}{3.5}\right) \exp\left(-\frac{|Z|}{0.1}\right)$, [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 $E_{th} = 1.8$ MeV podczas gdy dla wodnych detektorów Czerenkowa $E_{th} \simeq 4$ MeV.

ROZWIĄZANIE: (M. Vagins, Neutrino 2004)

Rozpuszczenie w H₂O efektywnego absorbera neutronów w postaci soli (NaCl, KCl) powoduje, że zachodzi reakcja:

GdCl₃

Gammy rozpraszają elektrony \Rightarrow

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

Elektrony świecą Czerenkowsko \Rightarrow

Fotony rejestrowane przez fotopowielacze

HARMONOGRAM GAZDZOOKS!

- 2004: U.S. DoE ADRP grant (*M. Vagins, UCI*)
- 2005: Testy **K2K** 1kt:
Gd - filtrowanie, wpływ soli, osłabienie światła, ...
- 2008: **GADZOOKS!** w pełnej skali 32kt

HARMONOGRAM GAZDOOKS!

- 2004: U.S. DoE ADRP grant (*M. Vagins, UCI*)
- 2005: Testy **K2K** 1kt:
Gd - filtrowanie, wpływ soli, osłabienie światła, ...
- 2008: **GADZOOKS!** w pełnej skali 32kt
Neutrina z pre-supernowej: 3σ z 500 pc !

Z chwilą uruchomienia detektora GAZDOOKS! w 2008 roku zyskamy możliwość **przewidzenia wybuchu supernowej** dla kilku pobliskich gwiazd: β Ori, α Her, α Sco...

Wybuch jednej z tych gwiazd w bliskiej przyszłości jest niestety **bardzo mało prawdopodobny** ($\sim 10^{-4}$ /rok)

MILITARNE ZNACZENIE ASTROFIZYKI NEUTRINOWEJ

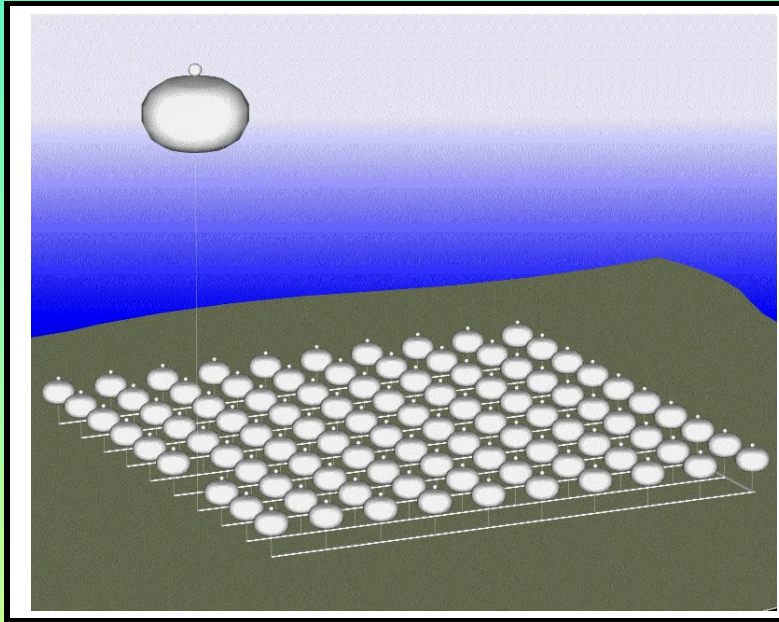
Neutrinos and Arms Control Workshop
5-7 February 2004, University of Hawaii

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

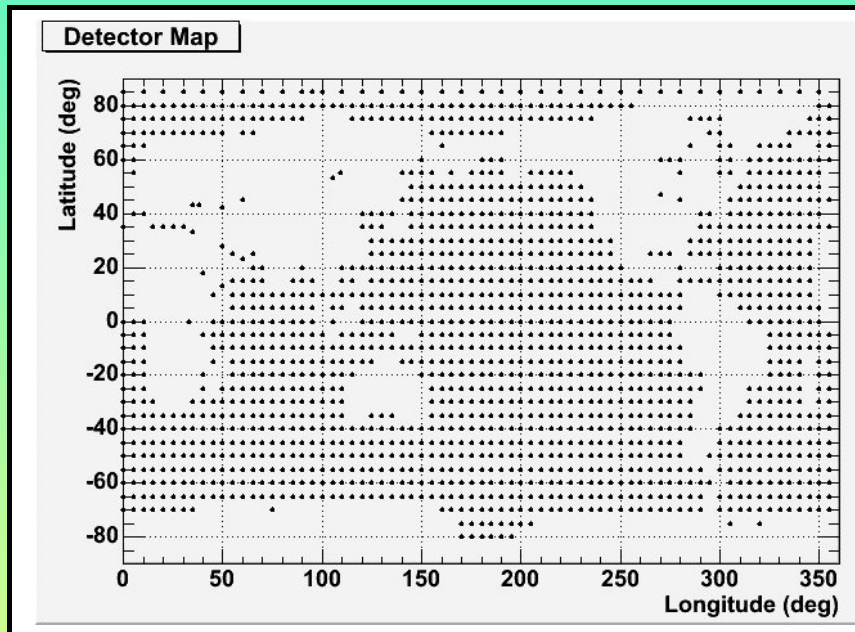
GIGATON ARRAY



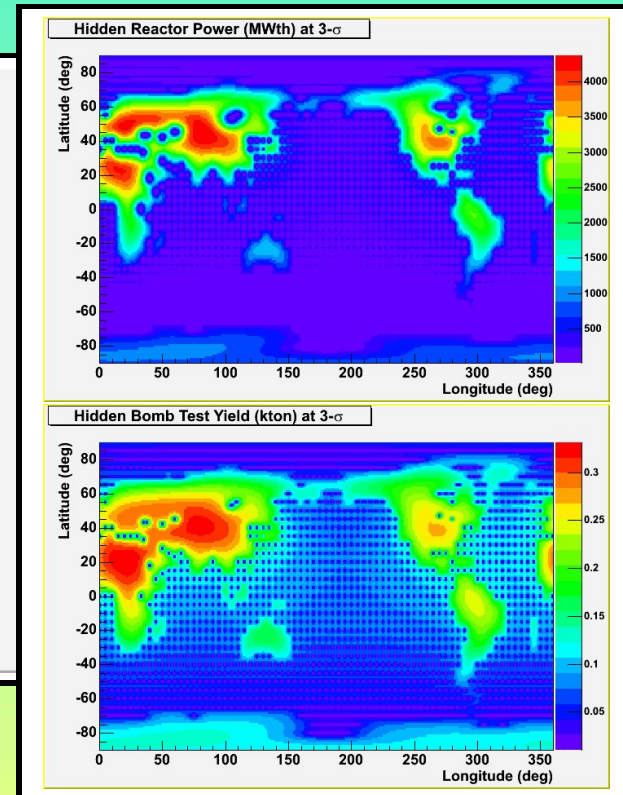
- Balony (R=134 metry, 10 Mt) pokryte fotopowielaczami
- Ustawione na dnie oceanu na głębokości ponad 4 km
- Wypełnione roztworem ^{40}KCl
- Zakotwiczone na linach

J. G. Learned, Neutrino 2004

SIEĆ OGÓLNOŚWIATOWA



1596 detektorów 10 Mt



PRZEWIDYWANIE SUPERNOWYCH

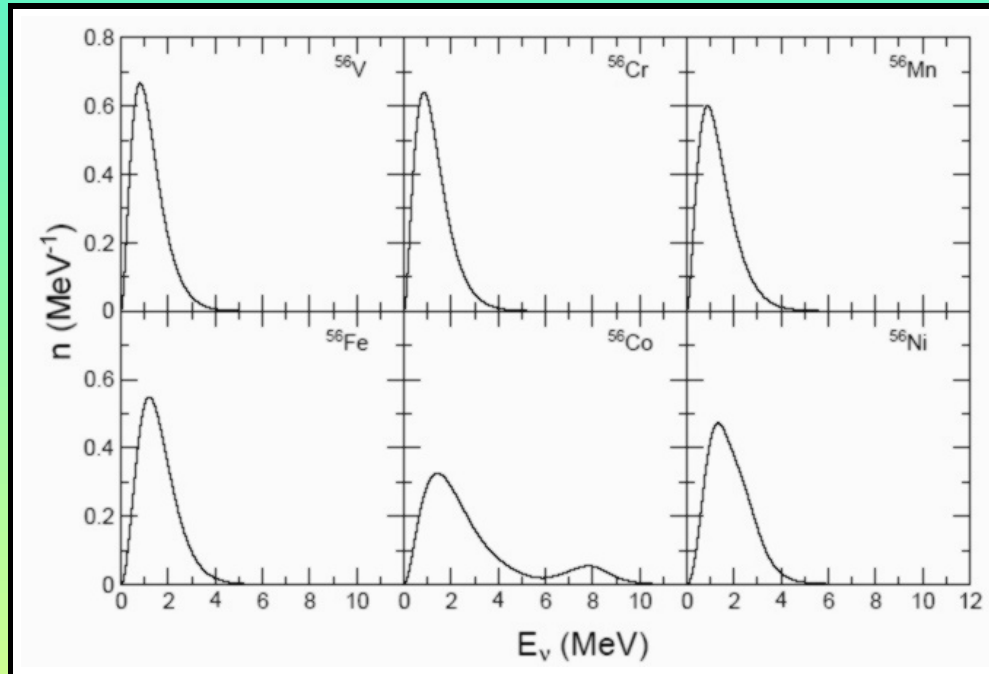
Obserwujemy wyłącznie $\bar{\nu}_e$ z anihilacji par e^+e^-

	Masa aktywna	Zasięg obserwacji	Pokrycie Galaktyki
GADZOOKS!	32 kilotony	0.5 kpc	0.1%
HYPER-KAMIOKANDE	0.5 megaton	2 kpc	2%
POJEDYNCZY MODUŁ OCEANICZNY	10 megaton	10 kpc	50%
GIGATON ARRAY	1 gigatona	100 kpc	Cała Galaktyka

Oczekiwany zasięg obserwacji pre-supernowych na poziomie ufności 3σ (99%)

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

NEUTRINA Z PROCESÓW β 

Widmo ν_e z wychwy-
tu elektronu przy
spalaniu Si w shell-u

Langanke et. al. Phys.Rev. C64 (2001) 055801



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

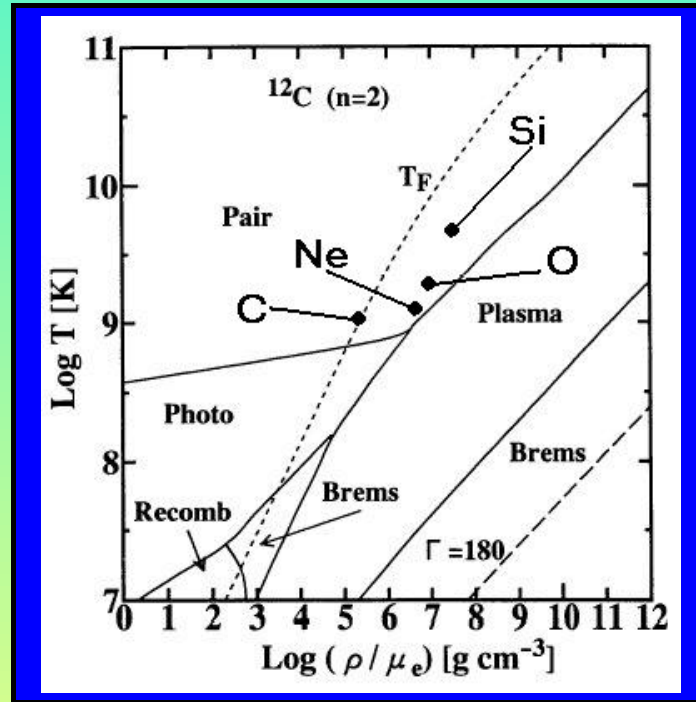
Fuel	ρ_c (g cm^{-3})	T_c (10^9 K)	τ (yr)	L_{phot} (erg s^{-1})	L_{ν} (erg s^{-1})
Hydrogen	5.6(0)	0.040	1.0(7)	2.7(38)	—
Helium	9.4(2)	0.19	9.5(5)	5.3(38)	<1.0(36)
Carbon	2.7(5)	0.81	3.0(2)	4.3(38)	7.4(39)
Neon	4.0(6)	1.7	3.8(−1)	4.4(38)	1.2(43)
Oxygen	6.0(6)	2.1	5.0(−1)	4.4(38)	7.4(43)
Silicon	4.9(7)	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 $R \sim 10\,000 \text{ km}$.

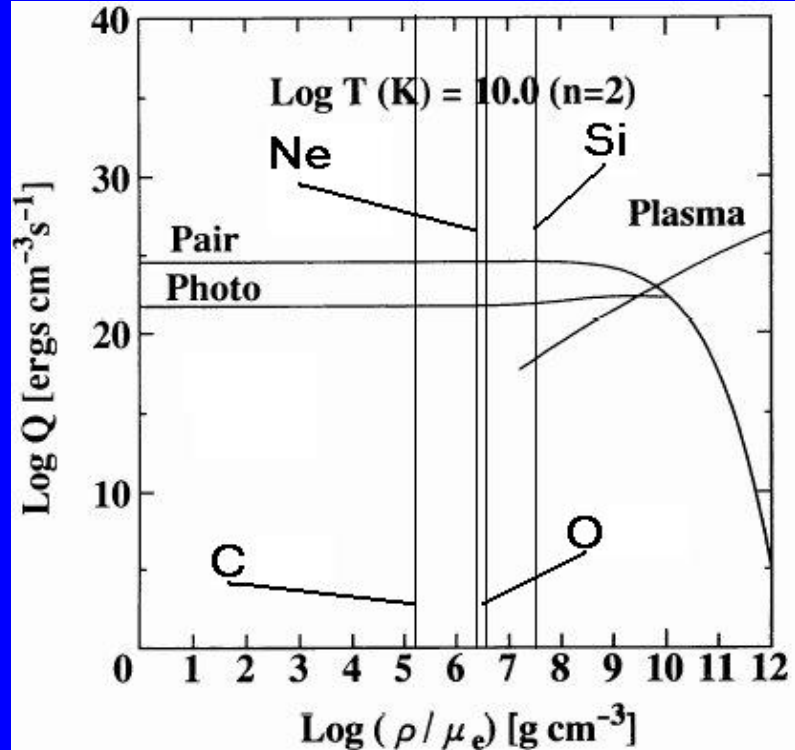
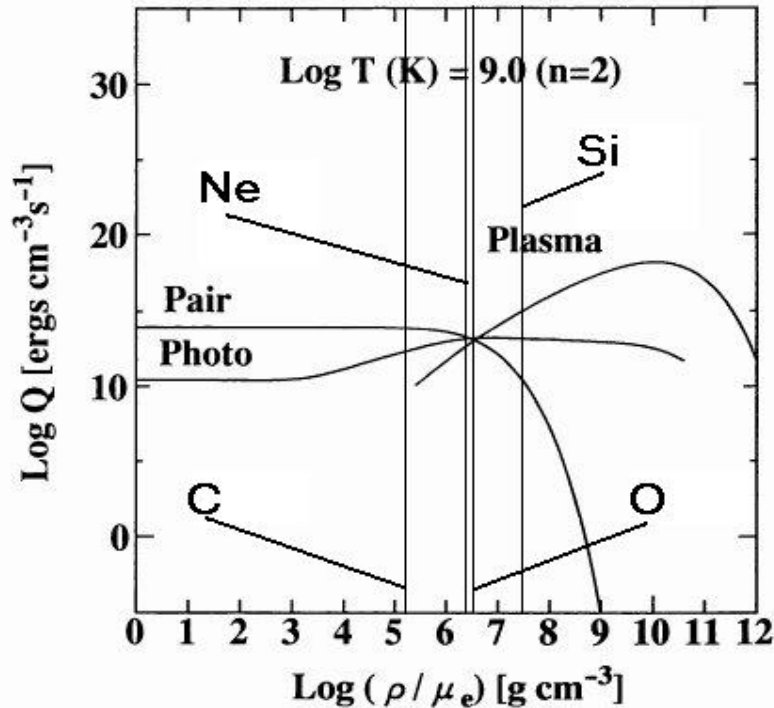
PROCESY FAZY CHŁODZONEJ NEUTRINOWO

Produkcja neutrin
w procesach
termicznych :

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



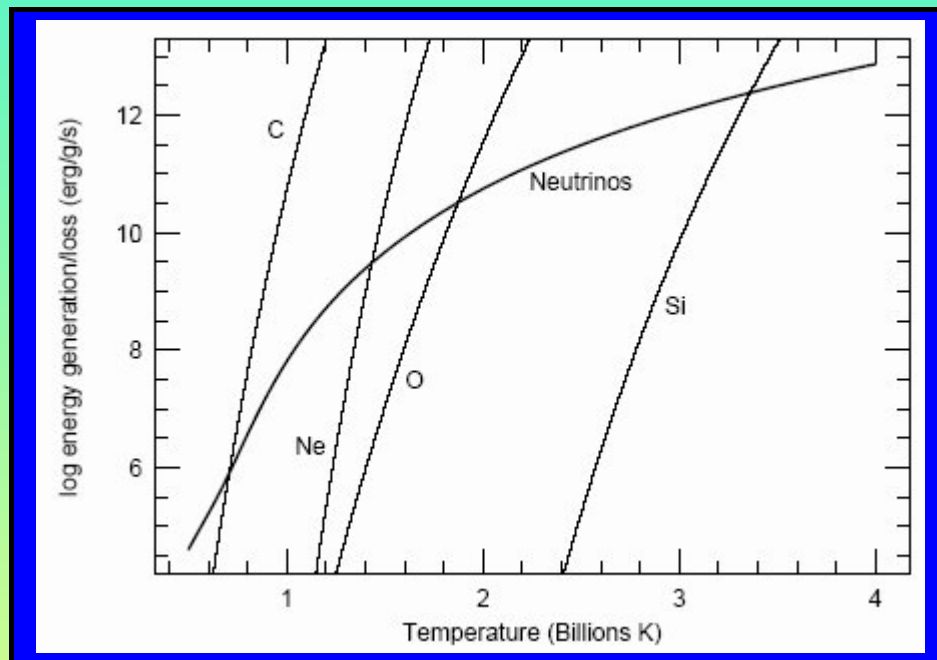
Itoh et.al, ApJSS, **102** (1996) p. 411



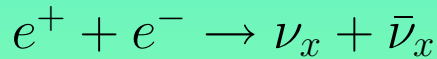
Spalanie C: $\log(T_c) = 8.9$, Ne: $\log(T_c) = 9.2$, O: $\log(T_c) = 9.3$,
 Si: $\log(T_c) = 9.6$. μ_e – średnia waga molekularna: $1/\mu_e = Y_e$.

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

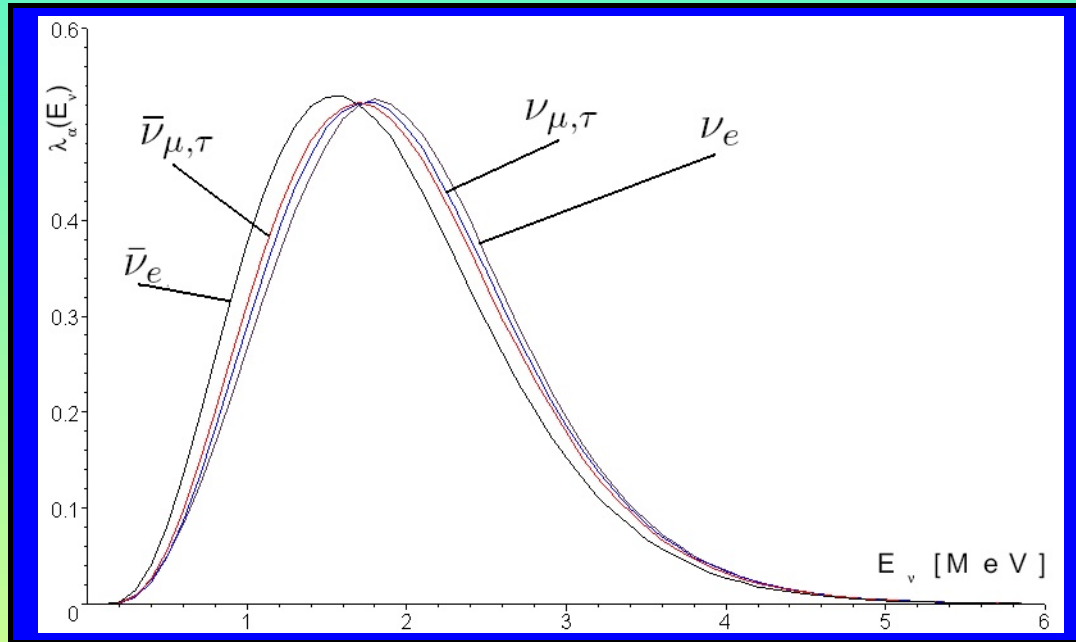
$$M = \frac{i g^2}{8m_W^2} \bar{u}_\nu(q) \gamma^\alpha (1 - \gamma_5) v_\nu(q') \times \bar{v}_e(p') \gamma_\alpha (C_V - C_A \gamma_5) u_e(p)$$

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

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

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

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 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 zasłonięte obłokami gazu i pyłu międzygwiazdowego.