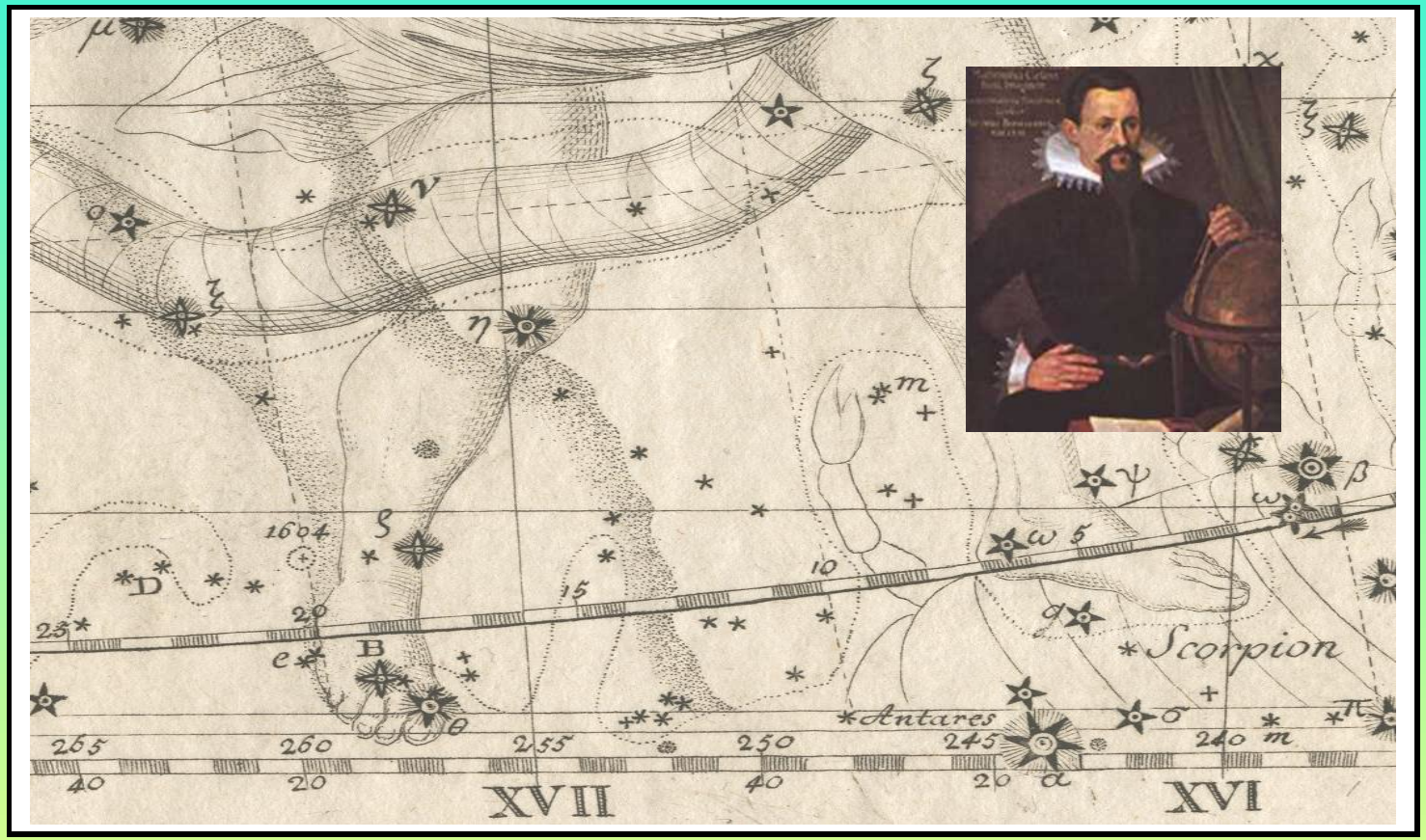
400 LAT BEZ EKSPLOZJI SUPERNOWEJ

Kiedy następna?

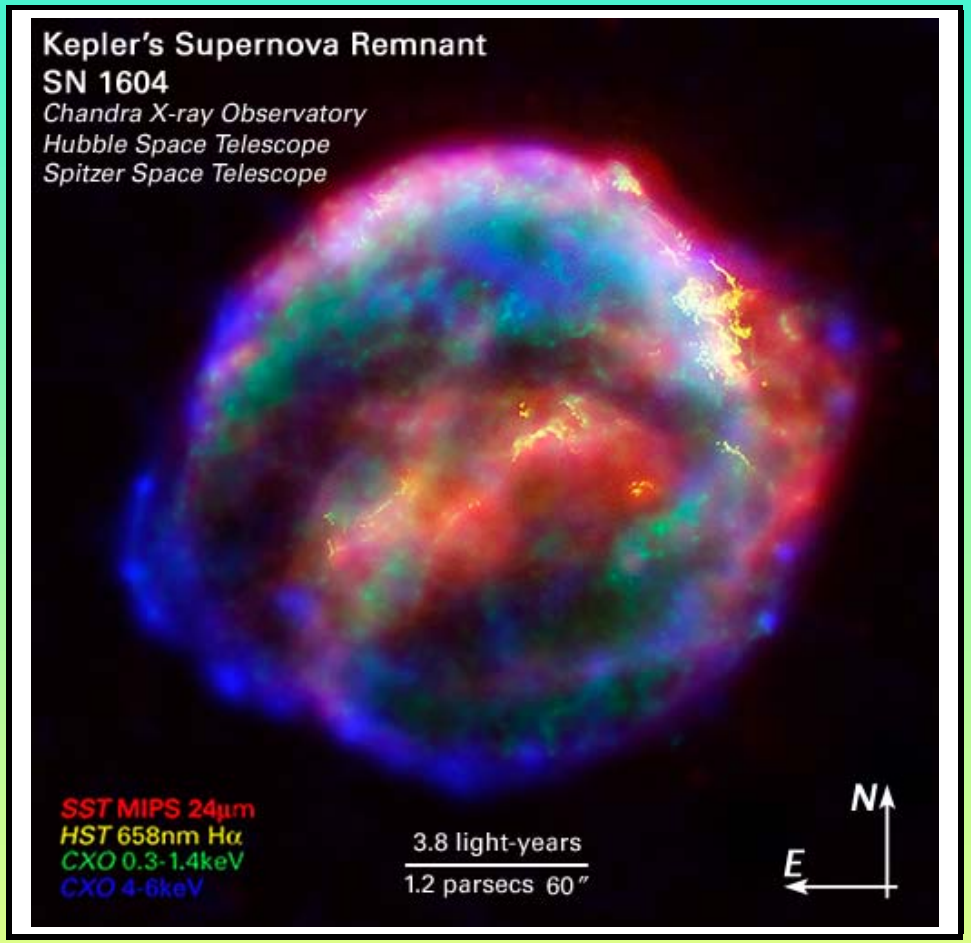
400 LAT BEZ EKSPLOZJI SUPERNOWEJ
Kiedy następna?

- 8 października 1604: kilka osób zaobserwowało gwiazdę jaśniejszą od wszystkich pozostałych
- 9 października 1604: J. Brunowski (Praga) po nocnej obserwacji powiadamia Keplera
- 17 października 1604: J. Kepler rozpoczyna nieustanne obserwacje
- listopad 1604: supernowa osiąga jasność Jowisza (-2.5^{m}) po czym znika w promieniach Słońca
- marzec 1606: supernowa niewidoczna gołym okiem



J. Kepler *De Stella nova in pede Serpentarii* (Nowa gwiazda u stóp Wężownika)

Captain's log, stardate 48022.5: Zgodnie ze wcześniejszymi rozkazami Dowództwa Gwiezdnej Floty (...) ostatecznie dotarliśmy do punktu zwrotnego w pobliżu byłej V843 Oph, obecnie 3C358.


Kepler's Supernova Remnant
SN 1604
Chandra X-ray Observatory
Hubble Space Telescope
Spitzer Space Telescope
SST MIPS 24μm
HST 658nm Hα
CXO 0.3-1.4keV
CXO 4-6keV
3.8 light-years
1.2 parsecs 60″
N
E

Przez 400 lat:

Przez 400 lat:

- Droga Mleczna (SN1667? 1680?, Cas A)
- M31 (SN1885A, S And)
- LMC (SN1987A)

Przez 400 lat:

- Droga Mleczna (SN1667? 1680?, Cas A)
- M31 (SN1885A, S And)
- LMC (SN1987A)

M83

- ⋆ 1923A (II-P)
- ⋆ 1945B (?)
- ⋆ 1950B (?)
- ⋆ 1957D (?)
- ⋆ 1968L (II-P)
- ⋆ 1983N (Ib)

Przez 400 lat:

- Droga Mleczna (SN1667? 1680?, Cas A)
- M31 (SN1885A, S And)
- LMC (SN1987A)

M83

- ⋆ 1923A (II-P)
- ⋆ 1945B (?)
- ⋆ 1950B (?)
- ⋆ 1957D (?)
- ⋆ 1968L (II-P)
- ⋆ 1983N (Ib)

NGC 6946

- ⋆ 1917A (II)
- ⋆ 1939C (I)
- ⋆ 1948B (II-P)
- ⋆ 1968D (II)
- ⋆ 1969P (?)
- ⋆ 1980K (IIb, II-L)
- ⋆ 2002hh (II)

Typ	Ia	Ib → Ic	IIb → II-L(P)
Definicja	Brak linii wodoru		Silne linie wodoru
Występowanie	Wszystkie typy galaktyk	Ramiona spiralne, rejony powstawania gwiazd	
Częstość wzgl. W Galaktyce	30%± 9% ∼1/200 lat	11%± 6% ∼1/500 lat	59%± 28% ∼1/100 lat
Jasność absolutna	-20^m jednorodna	-17^m...-18^m (-19.5^m)	-16^m...-19^m (-20^m)
Widmo w maksimum	Absorbcja Si II na $\lambda 6355$	Brak lub b. słabe Si II	Silna linia Hα
Późne widmo (kilka mieś. po maks.)	emisja [FeII]+[FeIII]	Wzbroniona emisja [OI] + [CaII]	
Pozostałość mgławicowa	Shell (Balmer-dominated)	Shell (Oxygen-rich)	Plerion (Crab-like)
Pozostałość zwarta	Brak	Gwiazda neutronowa lub czarna dziura	
Progenitor	Akreujący biały karzeł w układzie podwójnym	Masywna gwiazda „obdarta” z H/He	Masywna gwiazda
Podstawowe źródło energii	Rozpad ^{56}Ni → 6 dni →^{56}Co → 77 dni →^{56}Fe		
Źródło energii wybuchu	Synteza C/O → Fe	Strumień neutrin	
Mechanizm fizyczny	Wybuch termojądrowy	Kolaps rdzenia	

- Tylko **pozagalaktyczne** supernowe (w tym 1987A)
- Tylko **Galaktyczne** (głównie) pozostałości

Dlaczego nie zaobserwowano supernowej?!

1. Supernowe wybuchały ale były niewidoczne.

   - Detektory neutrin wiekszosc czasu *offline*

2. ,,Nieudane eksplozje''
3. Ubogi rejon Galaktyki
4. Fluktuacja statystyczna

   -Pech?

   -Czy szczęście?

5. **CZY MOŻEMY PRZEWIDZIEĆ WYBUCH SUPERNOWEJ?**

EWOLUCJA GWIAZDY 25 $M_\odot$

Spalanie	$T_c\,[MeV]$	$\rho_c\,[g/cm^3]$	Czas	$L/L_\odot$	$L_\nu/L_\odot$
H	3.3×10^{-3}	3.8	7 mln lat	2.0×10^5	$\sim 0.02L$
He	0.01	200	600 tys. lat	2.4×10^5	20
C	0.05	10^5	160 lat	3.0×10^5	2.5×10^6
Ne	0.1	2×10^6	1.5 roku	3.0×10^5	2.0×10^9
O	0.15	4×10^6	6 mies.	3.0×10^5	5.0×10^9
Si	0.24	3.2×10^7	33 godz.	3.0×10^5	10^{12}
Shell **Si**	0.29	3.2×10^8	5.5 godz.	3.0×10^5	–
Core-collapse	0.14	1.6×10^9	$0.1 \ldots 0.5$ s	3.0×10^5	$> 10^{20}$

JASNOŚĆ NEUTRINOWA

Etapy spalania w fazie chłodzonej neutrinowo:

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

Masa jądra 1. . . 2 $M_\odot$, *nieprzypadkowo* jest bliska M_{Ch}=1.44 $M_\odot$

- Energia pochodzi z przegrupowania jąder
- Całkowita energia jest rzędu energii wybuchu supernowej Ia:

$$E = 2M\Delta\left(\frac{E_w}{A}\right) \quad [\text{foe} \equiv 10^{51}\ \text{erg}]$$

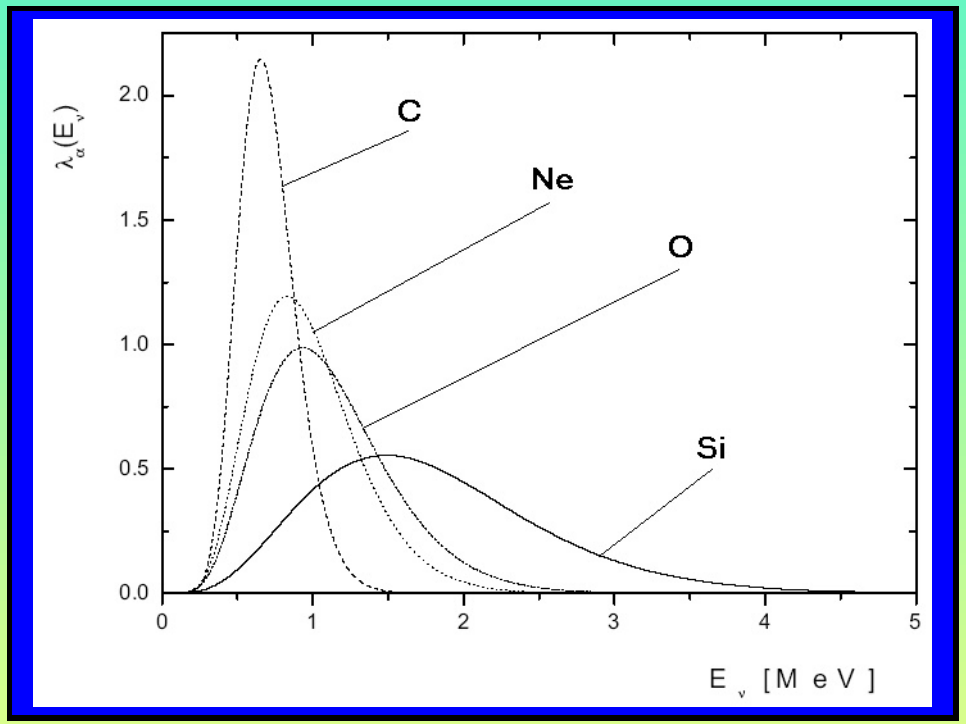
- Wzór Hoyle'a: $E = M\ c^2/1000 = 2.6$ foe

⋆ SN Ia $\longrightarrow$ energia wybuchu (3 s) ⋆ Pre-SN $\longrightarrow$ neutrina (2 dni)

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_ν = 0.7. . . 2 MeV)
- Wielkość detektora (1 kilotona. . . 16 gigaton)
- Próg detektora (1.8. . . 5 MeV)

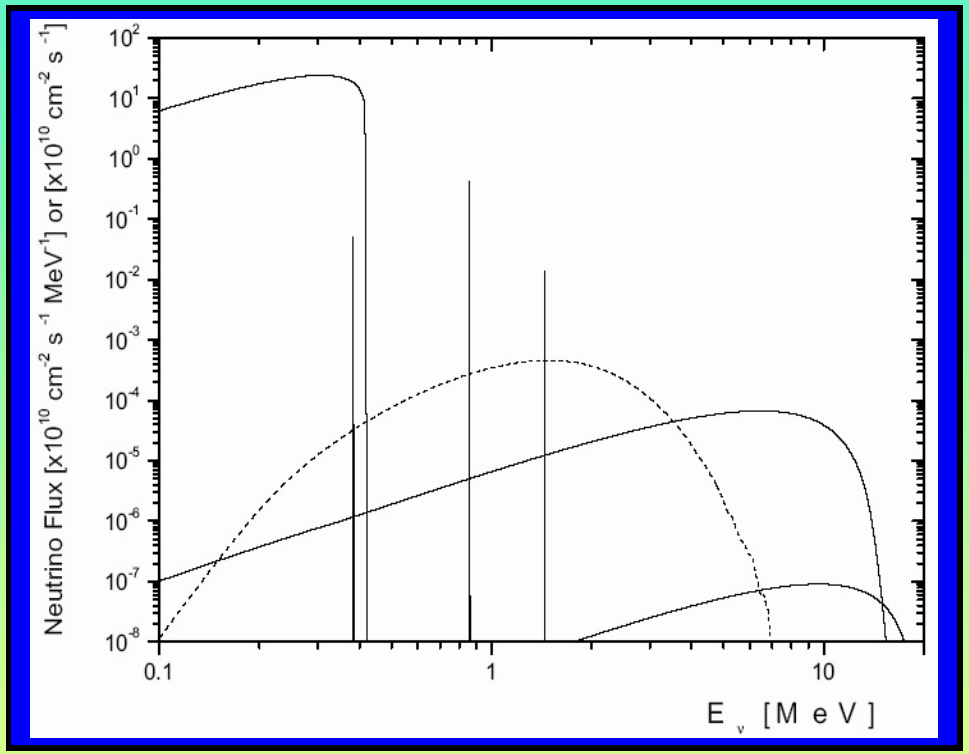
WIDMO NEUTRIN Z ANIHILACJI



Widmo i średnia energia $\bar{\nu}_e$

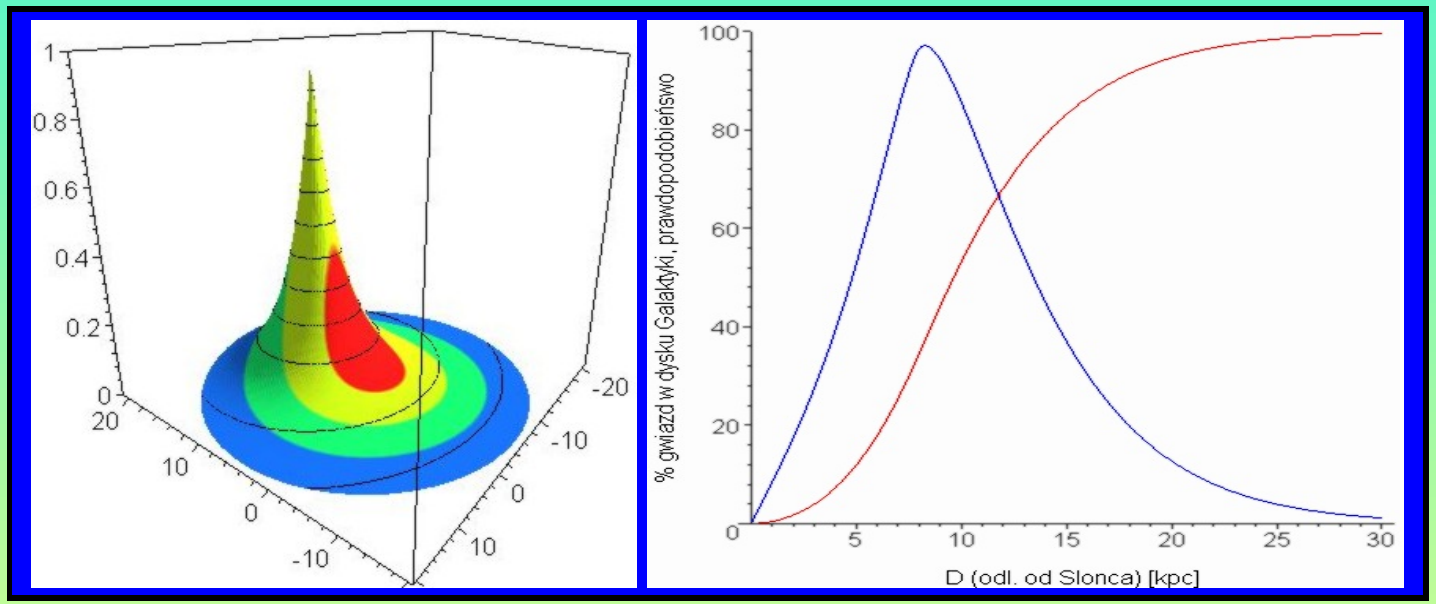
	$\bar{E}_{\bar{\nu}_e}$ [MeV]	$\langle E_{\bar{\nu}_e} \rangle$ [MeV]	$E^{max}_{\bar{\nu}_e}$ [MeV]
C	0.71	0.74	0.6
Ne	0.97	1.08	0.8
O	1.11	1.25	0.9
Si	1.80	2.10	1.5

STRUMIEŃ NEUTRIN Z 1KPC



- Neutrina z anihilacji par w gwieździe 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: $\rho_N(\mathrm{R},\mathrm{Z}) \propto exp\left(-\frac{(\mathrm{R}-8)}{3.5}\right) exp\left(-\frac{|\mathrm{Z}|}{0.1}\right)$, [kpc]

Detekcja antyneutrin w wielkiej skali

Reakcja Reinesa-Cowana (odwrotny rozpad β):

$$\bar{\nu}_e + p \rightarrow n + e^+$$

1 event/kt H_2O
z 1 kpc dziennie

- KamLAND (1 kt)
- Borexino (300 t)
- SNO (1+1.7 kt)
- Super Kamiokande (32 kt)
- HyperK (0.54 Mt)
- UNO (0.44 Mt)
- GADZOOKS! (32 kt)
- „*Gigaton Array*” (1-16 Gt)

GADZOOKS!

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

ROZWIĄZANIE:

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

$$n + \mathrm{Gd(Cl)} \rightarrow \mathrm{Gd^*(Cl^*)} \rightarrow \mathrm{Gd(Cl)} + \gamma_i$$

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

Gammy rozpraszają elektrony $\Rightarrow$
Elektrony świecą Czerenkowowsko $\Rightarrow$
Fotony rejestrowane przez fotopowielacze

HARMONOGRAM GAZDZOOKS!

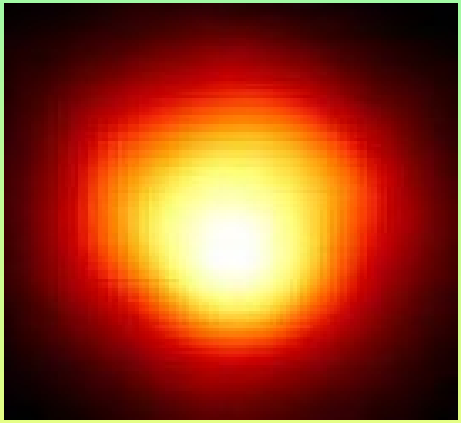
- 2004: U.S. DoE ADRP grant (*M. Vagins, UCI*)
- 2005: Testy **K2K** 1kt:
  Gd - filtrowanie, wpływ soli, osłabienie światła, ...
- 2008: GADZOOKS! **w pełnej skali** 32kt

HARMONOGRAM GAZDZOOKS!

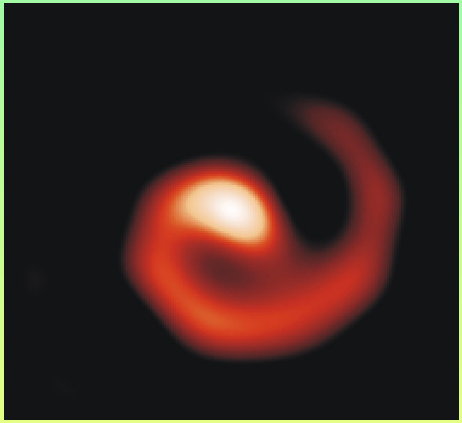
- 2004: U.S. DoE ADRP grant (*M. Vagins, UCI*)
- 2005: Testy **K2K** 1kt:
  Gd - filtrowanie, wpływ soli, osłabienie światła, ...
- 2008: GADZOOKS! **w pełnej skali** 32kt

Neutrina z pre-supernowej: 3σ z 2 kpc !

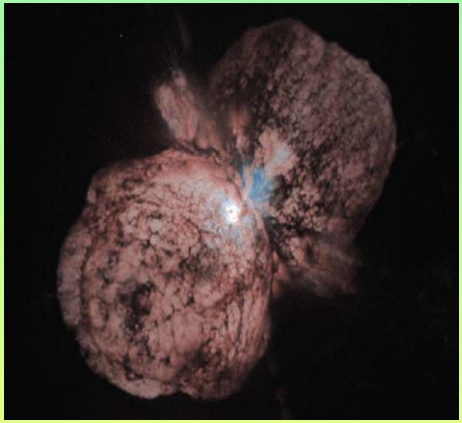
Betelgeuse 130 pc



WR 104 1.5 kpc



Eta Carina 2.7 kpc



MILITARNE ZNACZENIE ASTROFIZYKI NEUTRINOWEJ

Neutrinos and Arms Control Workshop

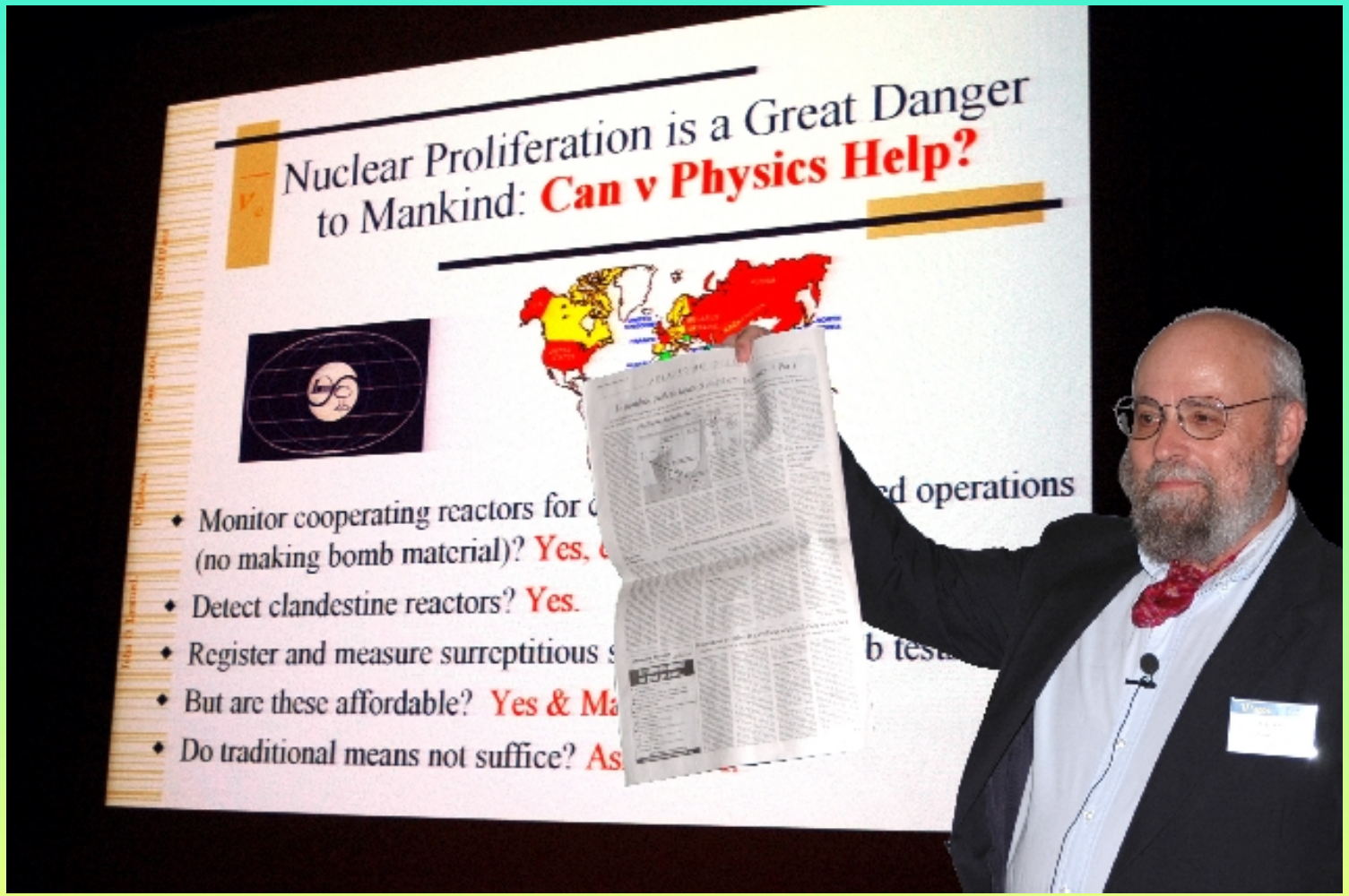
5-7 February 2004, University of Hawaii

MILITARNE ZNACZENIE ASTROFIZYKI NEUTRINOWEJ

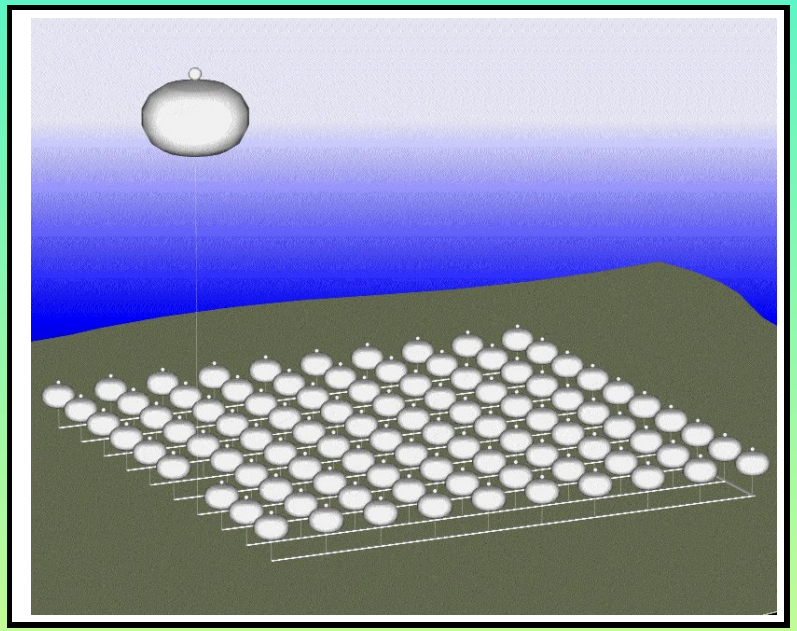
Neutrinos and Arms Control Workshop

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


Nuclear Proliferation is a Great Danger
to Mankind: Can ν Physics Help?
Monitor cooperating reactors for
(no making bomb material)? Yes,
Detect clandestine reactors? Yes.
Register and measure surreptitious
But are these affordable? Yes & Ma
Do traditional means not suffice? As
ed operations
b test

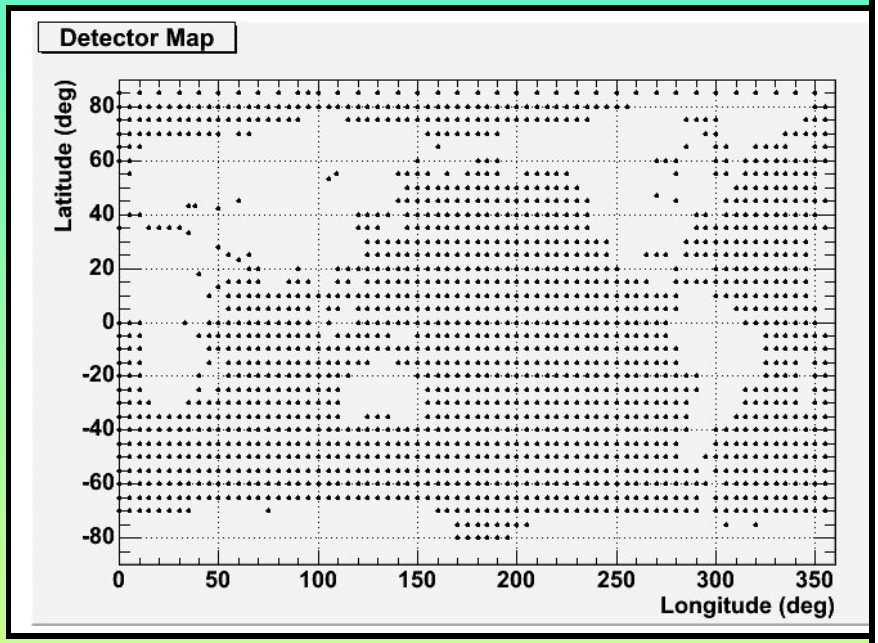
GIGATON ARRAY

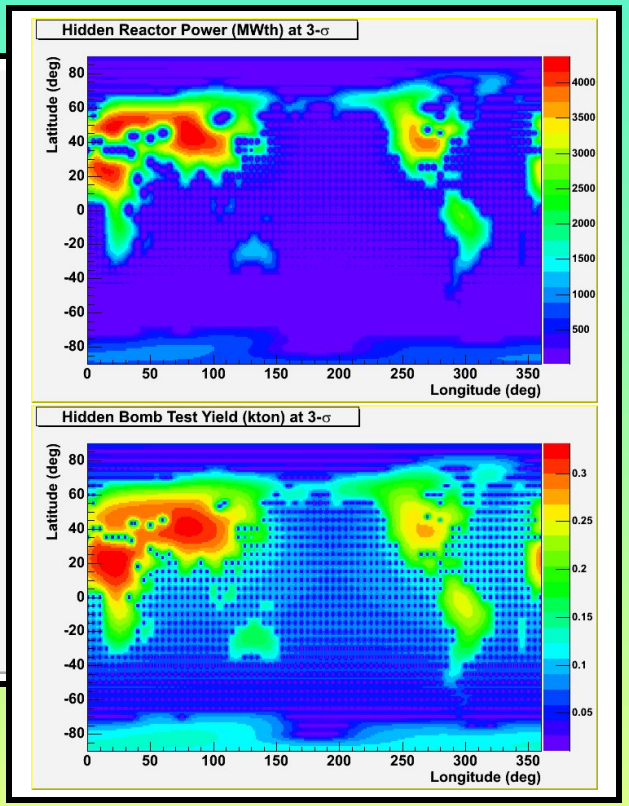


- Balony (R=134 metry, 10 Mt) pokryte fotopowielaczami
- Ustawione na dnie oceanu na głębokości ponad 4 km
- Wypełnione roztworem ^{40}KCl
- Zakotwiczone na linach

(*J. G. Learned, Univ. Hawaii*, Neutrino 2004)

Sieć ogólnoświatowa





1596 detektorów 10 Mt

ASTRONOMIA NEUTRINOWA ERY GIGATONOWEJ

- Wariacja strumienia neutrin słonecznych $0.13\%/\sqrt{\mathrm{dni}}$
- Supernowa co 20 dni z całej supergromady Virgo
- Tło neutrinowe z kosmologicznych supernowych
- **Spalanie Si 1-20 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

A. Odrzywołek, M.Misiaszek, M. Kutschera

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

- Neutrinos&Arms Control Workshop 5-7 Feb 2004, University of Hawaii
  http://www.phys.hawaii.edu/~jgl/nacw_summary.html
- The 5th Workshop on "Neutrino Oscillations and their Origin" (NOON2004), Tokyo, Japan.
  http://www-sk.icrr.u-tokyo.ac.jp/noon2004/ M. Vagins, A. Y. Smirnov
- Neutrino 2004, 14-19 June 2004, College de France, Paris
  http://neutrino2004.in2p3.fr/
  J. G. Learned, M. Vagins, A. Mirizzi (poster).
- Long-Baseline Neutrino Oscillation Newsletters, 04.2004
  http://www.hep.anl.gov/ndk/longbnews/

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 ($v_{\mathrm{R}}(\mathrm{Fe}) < -1000$ km/s).
- Zamrożenie stanu gwiazdy z punktu widzenia obserwacji optycznych: $\tau_{\mathrm{K-H}} \sim 10\,000\,lat$ dla powłoki wodorowej $\mathrm{R} \sim 10 \ldots 100$ mln km.
- Gwałtowne przyspieszenie ewolucji w obszarze centralnym $\mathrm{R} \sim 10\,000$ km.

Gwiazda pre-supernowa a Słońce

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

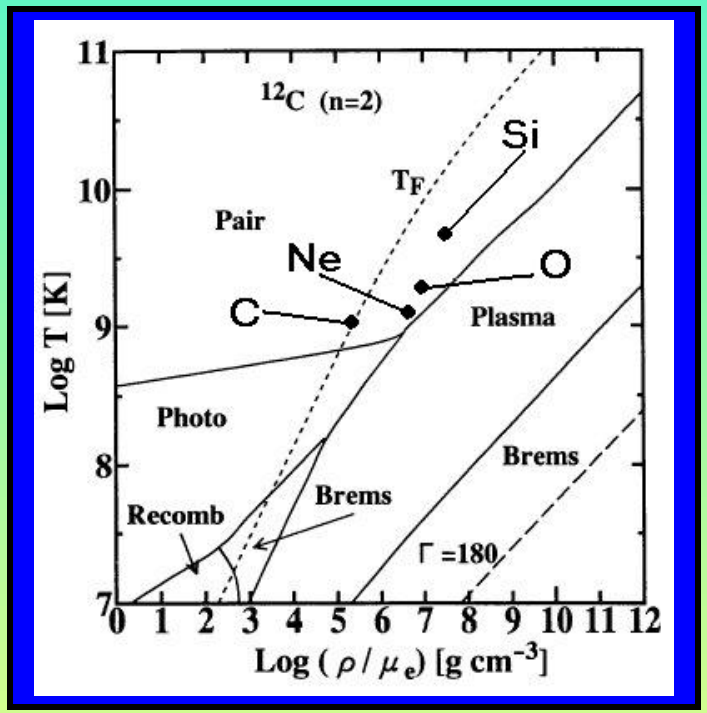
Gwiazda pre-supernowa – czysta teoria (modele). Największy sukces obserwacyjny: identyfikacja progenitora SN 1987A i towarzysza SN 1993J. (Nature **427** (2004) 129-131)

	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

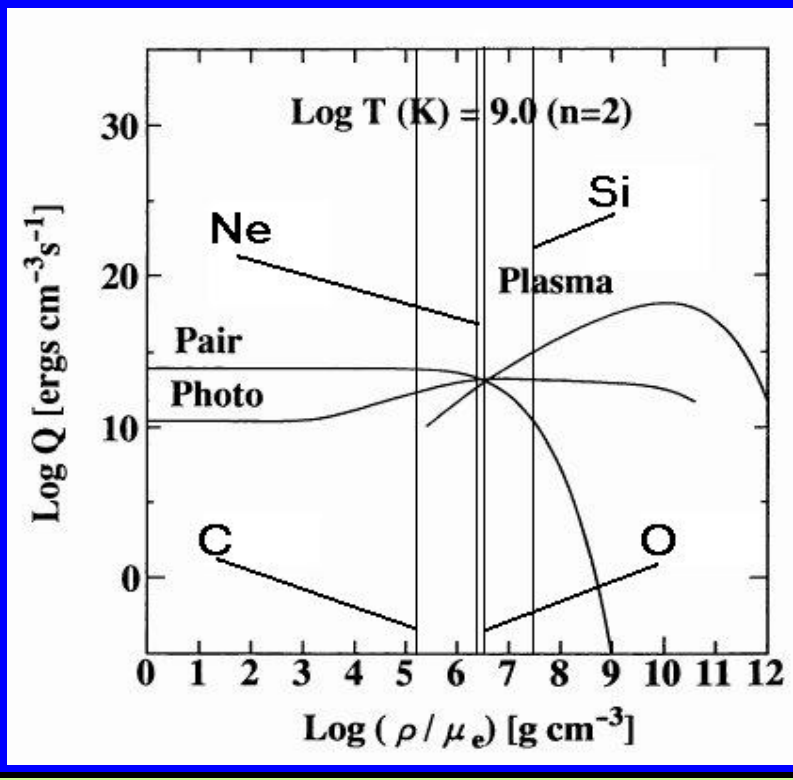
PROCESY FAZY CHŁODZONEJ NEUTRINOWO

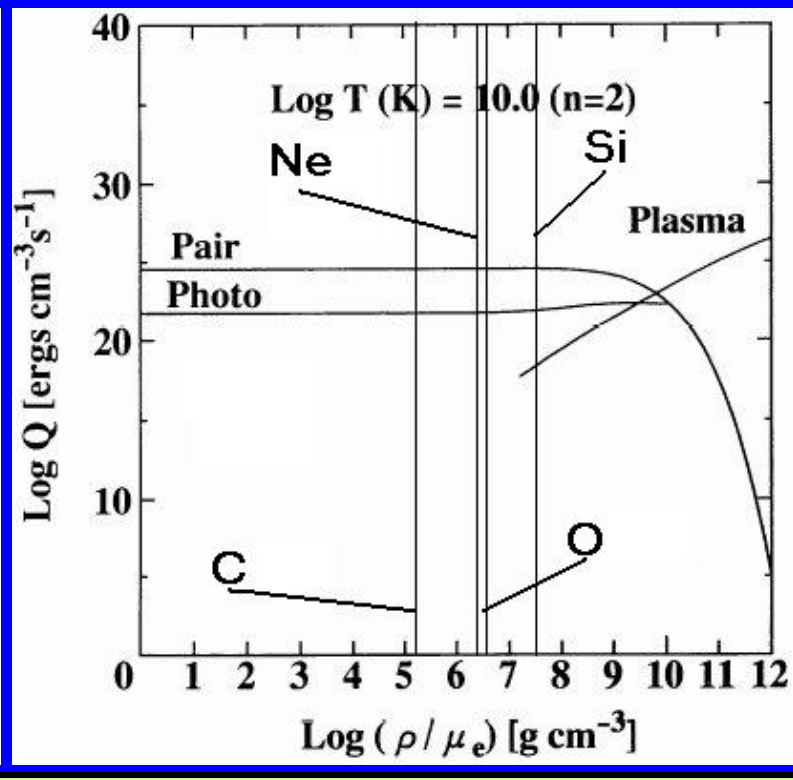
Produkcja neutrin w procesach termicznych :

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



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



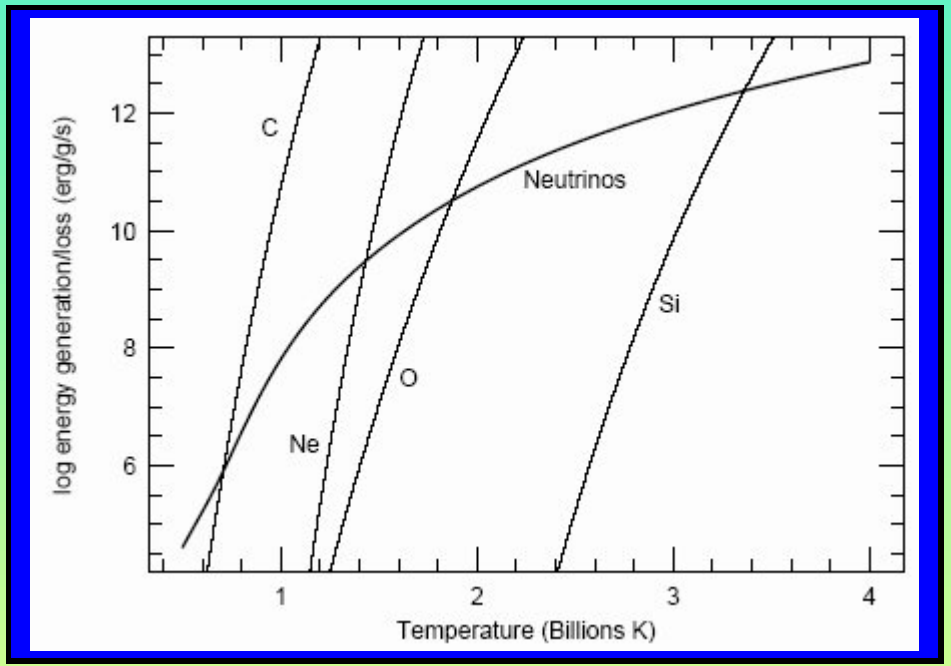


Spalanie C: $\log(\mathrm{T}_c) = 8.9$, Ne: $\log(\mathrm{T}_c) = 9.2$, O: $\log(\mathrm{T}_c) = 9.3$, Si: $\log(\mathrm{T}_c) = 9.6$. μ_e – średnia waga molekularna: $1/\mu_e = \mathrm{Y}_e$.

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

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

1. W centrum gwiazdy dochodzi do zapłonu reakcji jądrowych
2. Neutrina nie są w stanie odprowadzić energii
3. Następuje ekspansja gazu
4. Płonacy 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 $\mathrm{Y}_e = 0.5$

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

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

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

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

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

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

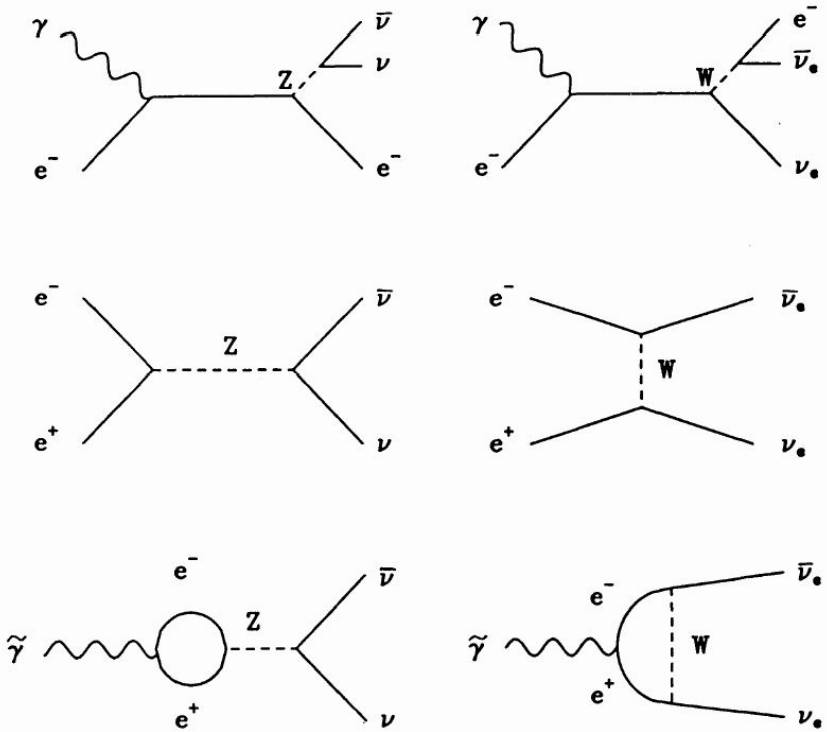


FIG. 1.—Feynman diagrams for neutrino pair emission processes. The top row shows the photo-emission processes. The middle row shows the electron-positron annihilation processes. The bottom row shows the plasmon processes. The neutral current reactions are in the left column, while the right column shows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

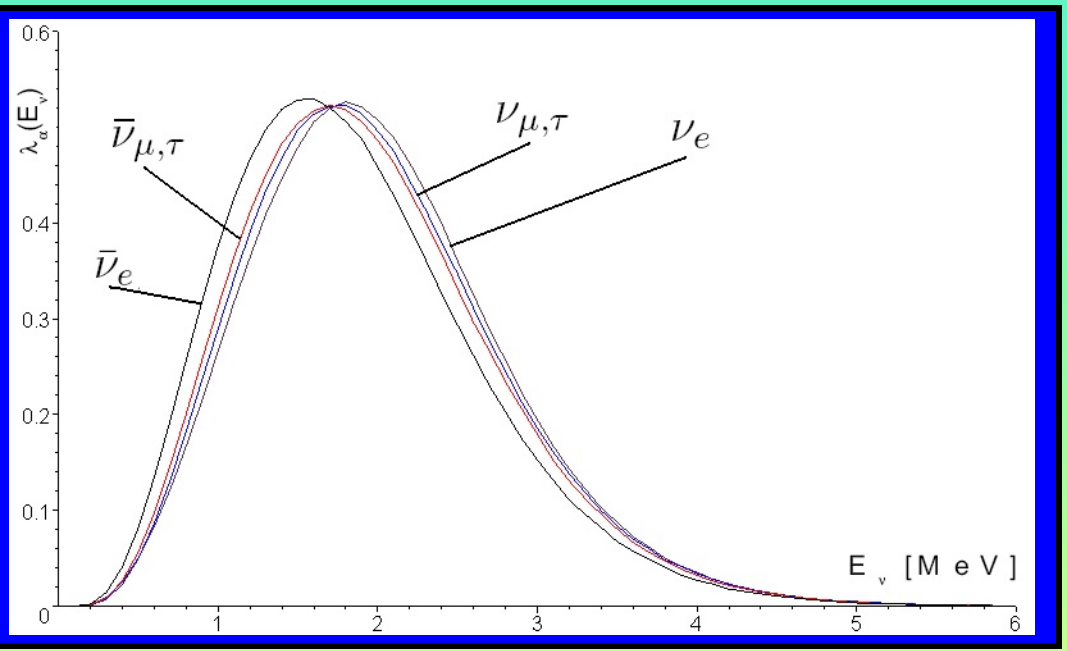
SYMULACJA WIDMA NEUTRIN

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

1. Losujemy czteropędy $p^{\mu}_{e^+}$ i $p^{\mu}_{e^-}$ 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 relatywna ilosc zdarzeń w dwóch przebiegach symulacji z $|M|^2$ odpowiednio dla ν_μ i ν_e.

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



	$\bar{E}_\nu$ [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>>1 przypadkow/dzień.
- Eksperyment dzialający nieprzerwanie latami.

PROPOZYCJA: ZMODYFIKOWAĆ SUPER-KAMIOKANDE

Detekcja antyneutrin poprzez reakcję: $\bar{\nu}_e + p \rightarrow n + e^+ \quad (\star)$

Przekrój czynny (ważony widmem):

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

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

Detekcja neutronów w SK

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

$$n + \mathrm{Gd(Cl)} \rightarrow \mathrm{Gd^*(Cl^*)} \rightarrow \mathrm{Gd(Cl)} + \gamma_i$$

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

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.

Częstośc 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

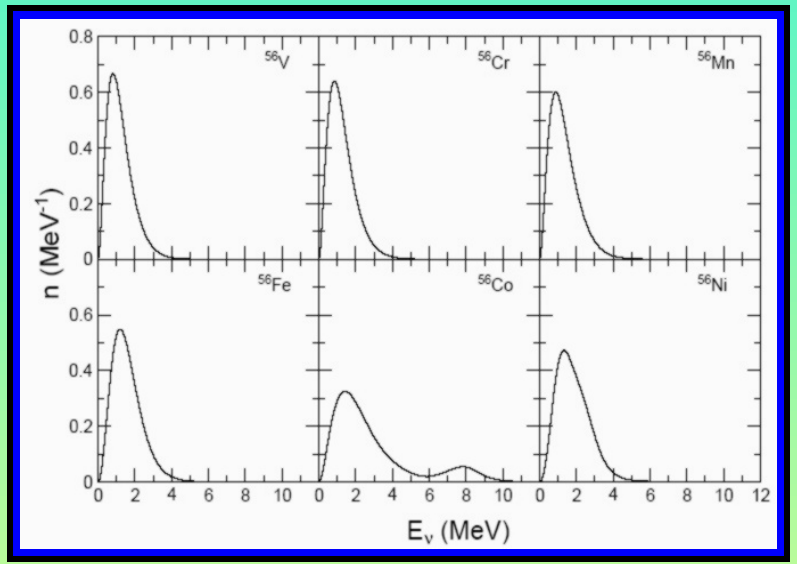
Górny limit najbardziej prawdopodobny ze względu na zdarzenia zasłonięte obłokami gazu i pyłu międzygwiezdnego.

SZANSE POWODZENIA

Metoda detekcji	n+Cl(Gd) $E_{th}^{(\bar{\nu}_e)} = 1.8$ MeV	n & e^+ $E_{th}^{(\bar{\nu}_e)} = 1.8$ MeV + 2.5 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 miesiecy)	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

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