

Astrofizyka cząstek

prof. dr hab. A.F.Żarnecki

Zakład Cząstek i Oddziaływań Fundamentalnych IFD

Wykład XII

- Astronomia neutrin
- ⇒ Eksperyment Ice Cube
- Ewolucja gwiazd

Neutrina

Źródła

Typ	Zapach	Energie	Strumień
Słoneczne	ν_e	$\leq 15 \text{ MeV}$	$6 \cdot 10^{10} \frac{1}{s \text{ cm}^2}$ (na Ziemi)
Atmosferyczne	$\nu_e, \nu_\mu, \bar{\nu}_e, \bar{\nu}_\mu$	100 MeV - TeV	$3 \cdot 10^7 \frac{1}{s \text{ cm}^2}$ (powyżej 10 MeV)
Reaktorowe	$\bar{\nu}_e$	rzędu MeV	$5 \cdot 10^9 \frac{1}{s \text{ cm}^2}$ (1 GW z odl. 1 km)
Akceleratorowe	$\nu_\mu, \bar{\nu}_\mu$	rzędu GeV	10^{20} (całkowita statystyka)

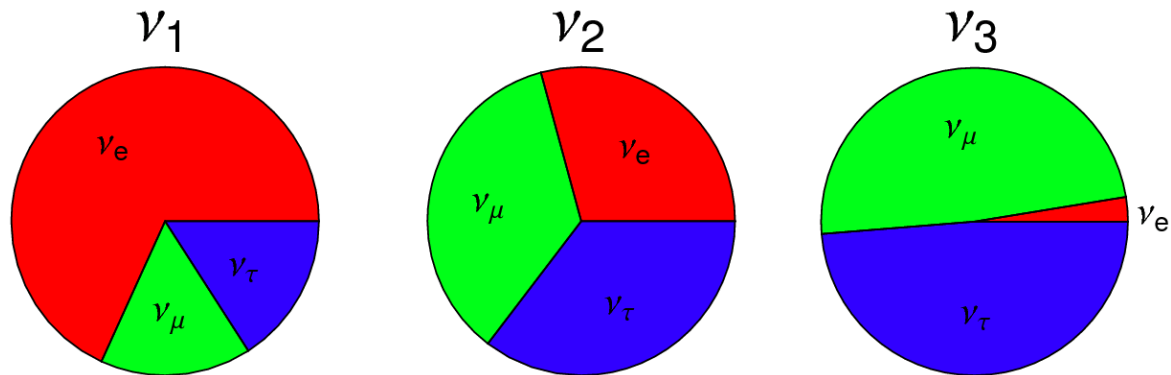
Wszystkie te źródła są obecnie wykorzystywane w badaniu własności neutrin

Neutrino

Oscylacje

W oddziaływaniach słabych produkowane są zawsze neutrino o określonym zapachu.

Jednak stany fizyczne (stany własne masy) neutrin są mieszankami tych stanów:



⇒ produkcja neutrino o określonym zapachu oznacza produkcję mieszanki ν_1 , ν_2 i ν_3

Gdyby neutrino nie miały masy to produkowana kombinacja (superpozycja) stanów nie zmieniałaby się w czasie ⇒ zachowanie liczby leptonowej.

Jeśli przyjmiemy, że neutrino mają masę to każdy stan porusza się z inną prędkością.

⇒ własności kombinacji zależą od przebytej odległości, zmieniają się w czasie...

Neutrino

Oscylacje dla trzech generacji

Stany zapachowe są superpozycją stanów masowych:

$$\begin{pmatrix} \nu_e \\ \nu_\mu \\ \nu_\tau \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} V_{11} & V_{12} & V_{13} \\ V_{21} & V_{22} & V_{23} \\ V_{31} & V_{32} & V_{33} \end{pmatrix} \begin{pmatrix} \nu_1 \\ \nu_2 \\ \nu_3 \end{pmatrix}$$

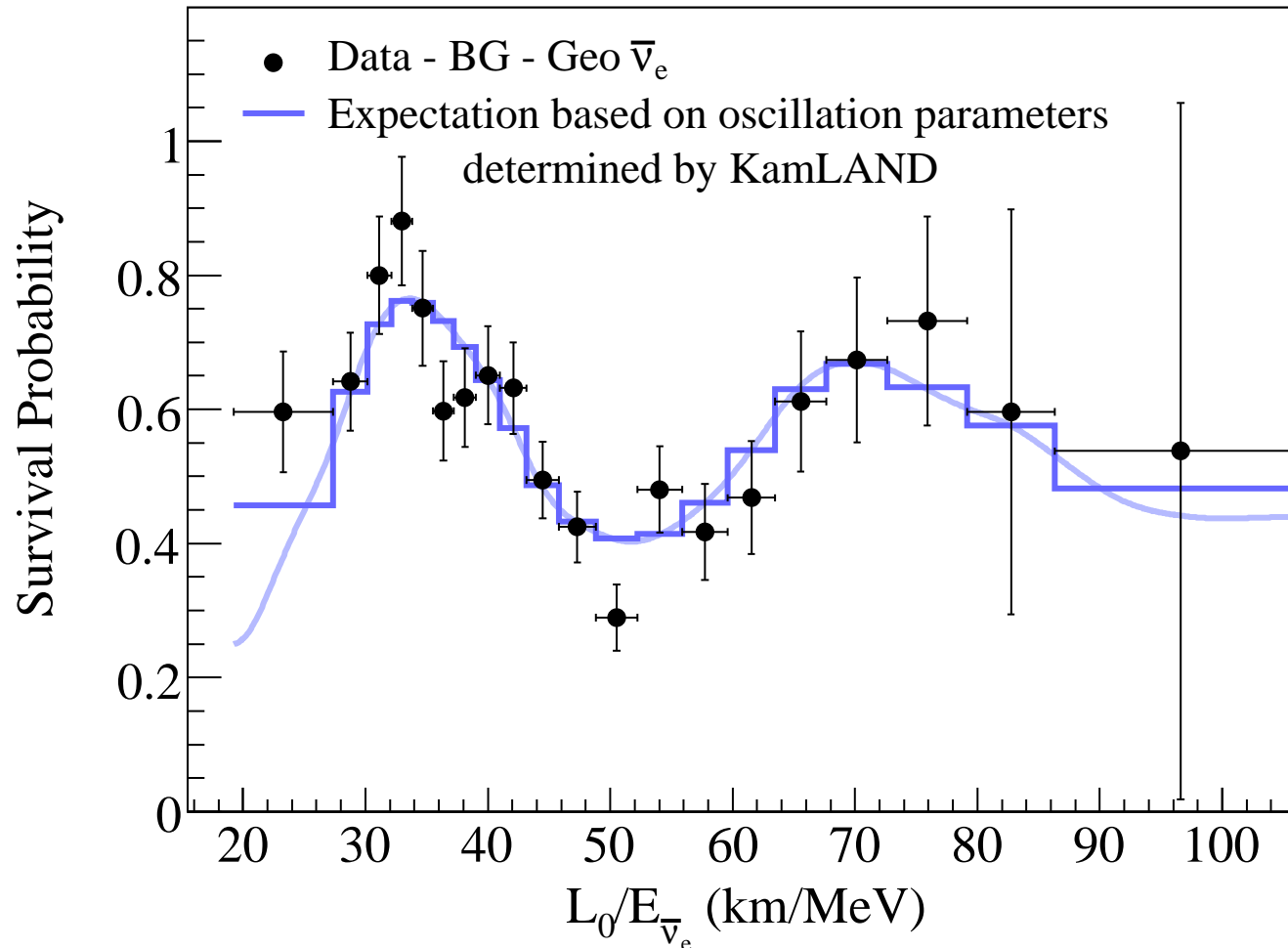
PMNS - macieź Pontecorvo-Maki-Nakagawa-Sakata
odpowiada macieży CKM mieszania kwarków

$$U = \underbrace{\begin{pmatrix} c_{12} & s_{12} & 0 \\ -s_{12} & c_{12} & 0 \\ 0 & 0 & 1 \end{pmatrix}}_{\substack{\nu_e \leftrightarrow \nu_\mu \\ \text{słoneczne} \\ \theta_{12} \approx 35^\circ}} \underbrace{\begin{pmatrix} 1 & 0 & 0 \\ 0 & c_{23} & s_{23} \\ 0 & -s_{23} & c_{23} \end{pmatrix}}_{\substack{\nu_\mu \leftrightarrow \nu_\tau \\ \text{atmosferyczne} \\ \theta_{23} \approx 45^\circ}} \underbrace{\begin{pmatrix} c_{13} & 0 & s_{13} \\ 0 & 1 & 0 \\ -s_{13} & 0 & c_{13} \end{pmatrix}}_{\substack{\nu_e \leftrightarrow \nu_\tau \\ \text{reaktorowe, } \theta_{13} \sim 8^\circ \\ \text{potwierdzone w 2012!}}}$$

Neutrina

Wyniki KamLAND neutrina reaktorowe

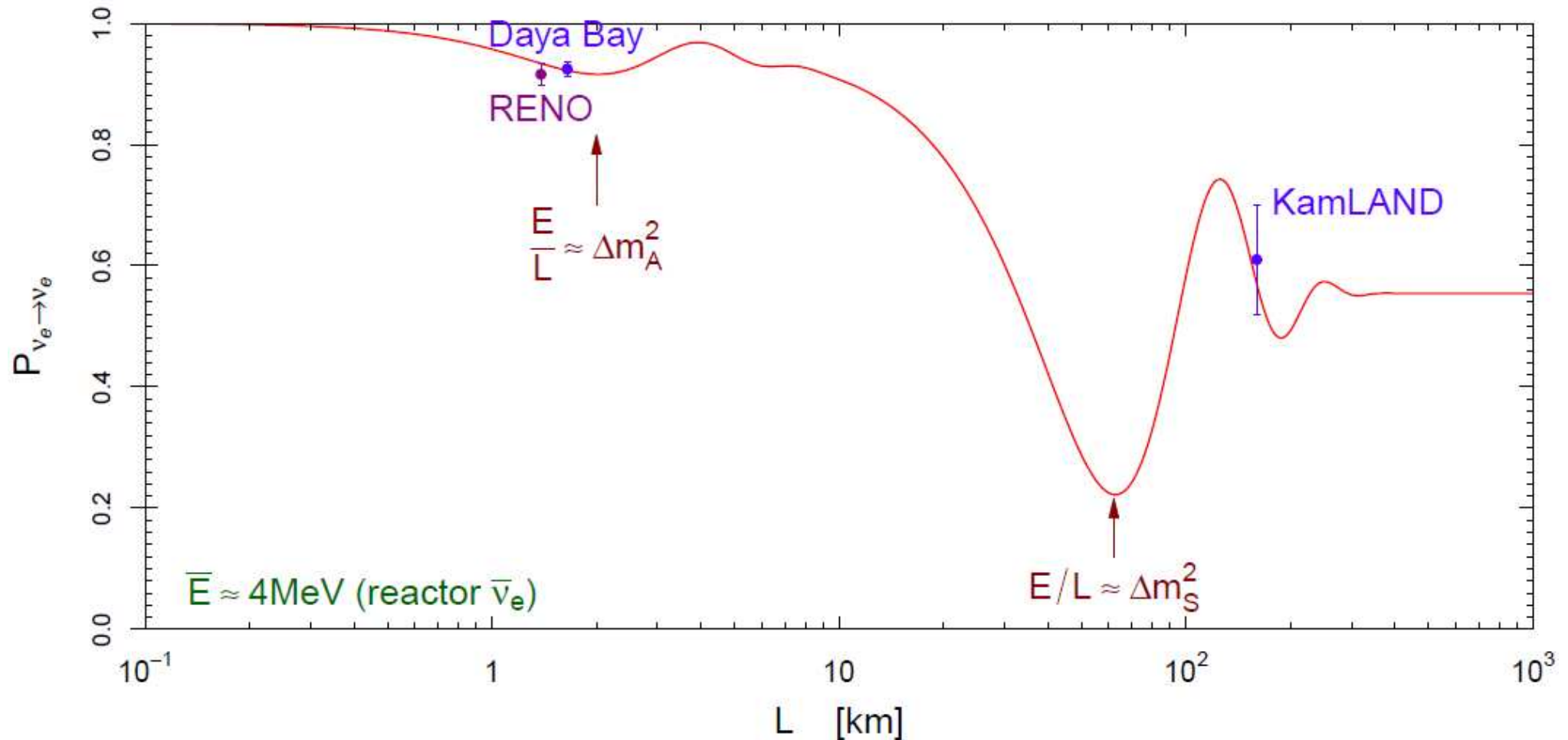
Pierwszy bezpośredni pomiar oscylacji (znikanie i pojawianie się)



Neutrino

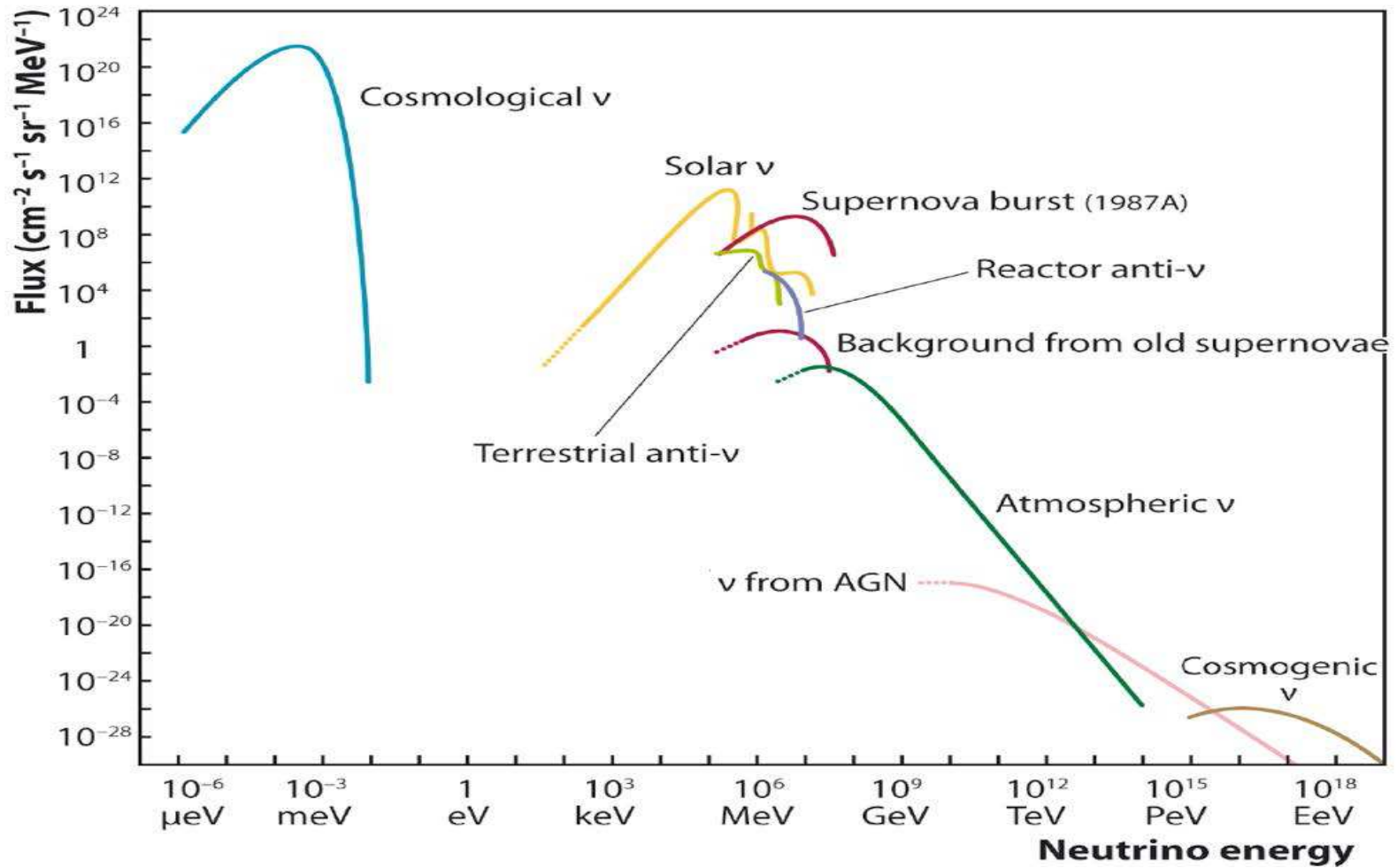
Neutrino reaktorowe

Widoczny wkład trzeciego kąta mieszania na odległościach rzędu km.



Neutrino

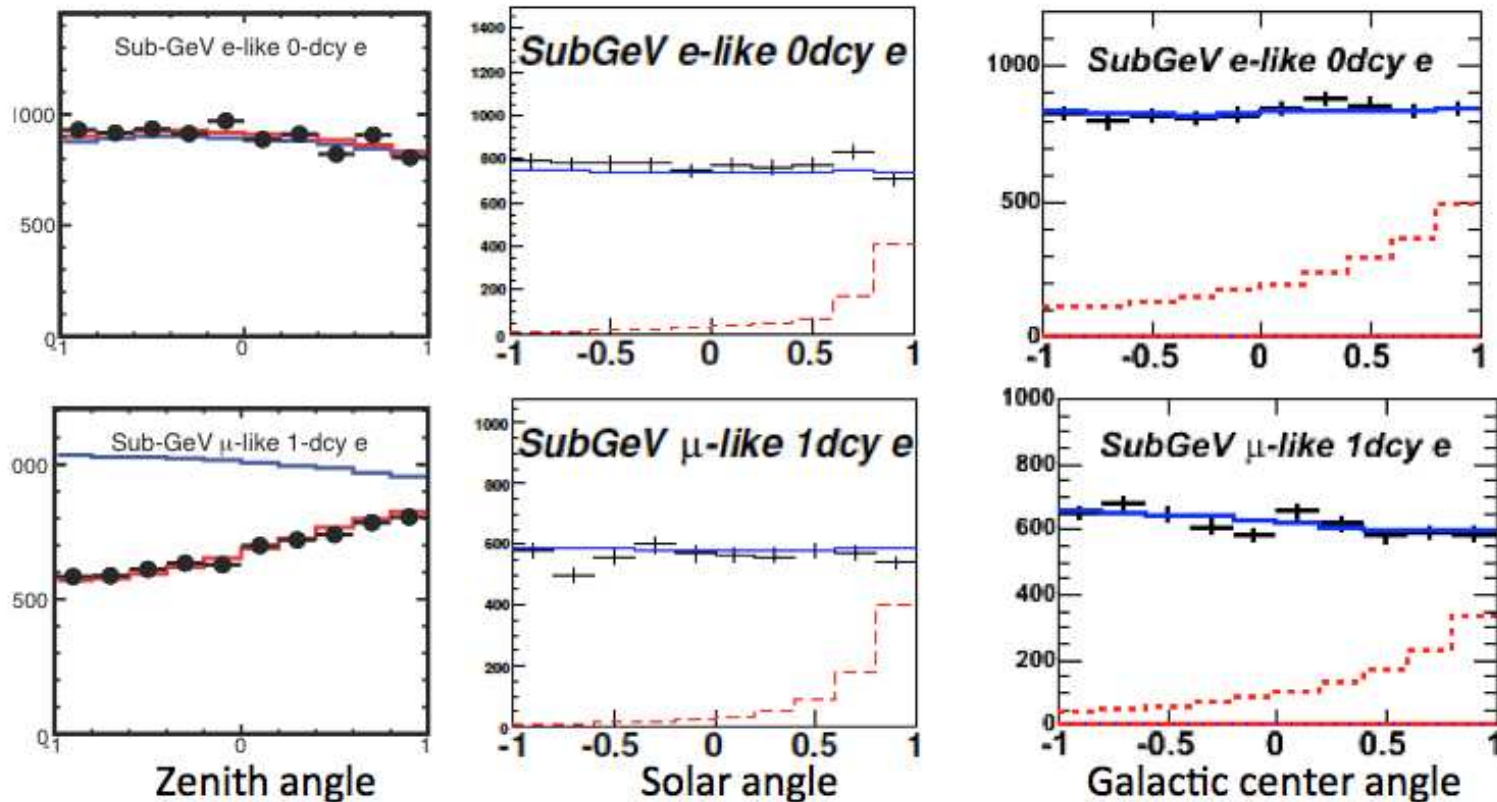
Źródła



Super-Kamiokande

Ciemna materia

Słońce produkuje neutrino do 15 MeV. Wyżej energetyczne neutrino nie powinny być skorelowane z pozycją Słońca, ani tym bardziej centrum naszej Galaktyki.

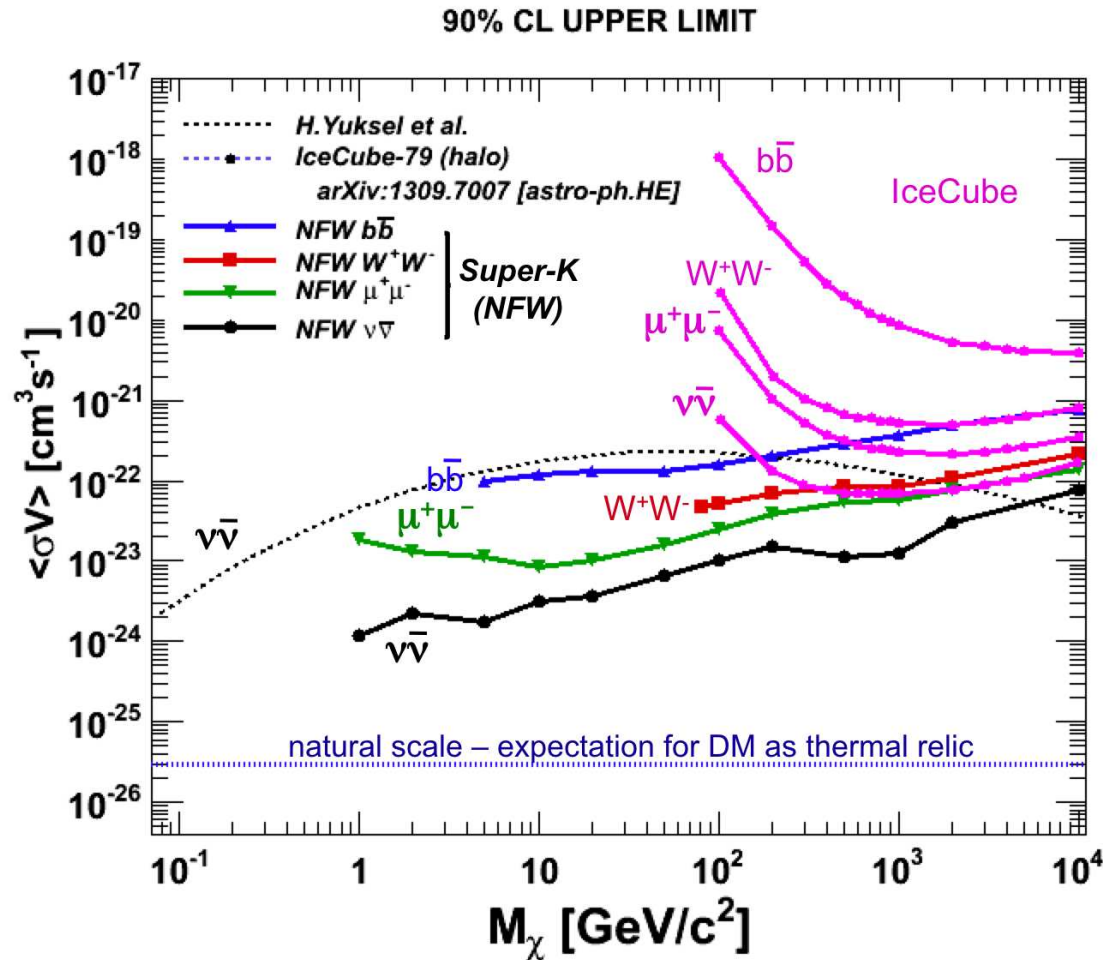


Porównanie rozkładów kątowych z **symulacją tła** oraz **anihilacją DM** w $b\bar{b}$ ($M=5$ GeV)

Super-Kamiokande

Wyniki

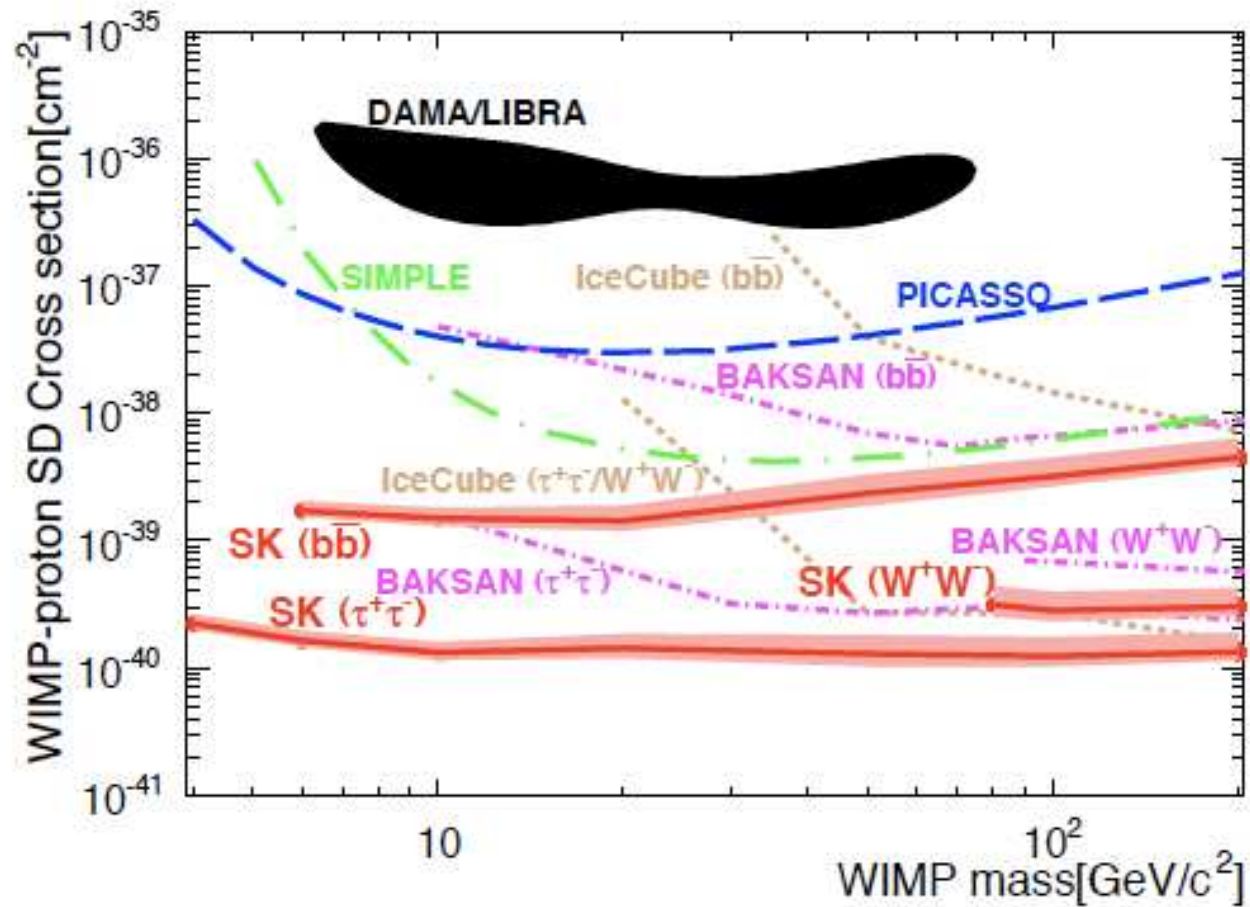
Ograniczenia z poszukiwania anihilacji DM w centrum Galaktyki



Super-Kamiokande

Wyniki

Ograniczenia z poszukiwania anihilacji DM w Słońcu



Nowe eksperymenty

Badanie neutrin o energiach powyżej TeV wymaga jeszcze **większych detektorów**

Wiele nowych eksperymentów w XXI wieku

AMANDA uruchomiona w 2000

(Antarctic Muon And Neutrino Detector Array)

677 modułów na 19 “strunach”,
1500–2000 m pod lodem (**biegun południowy**)

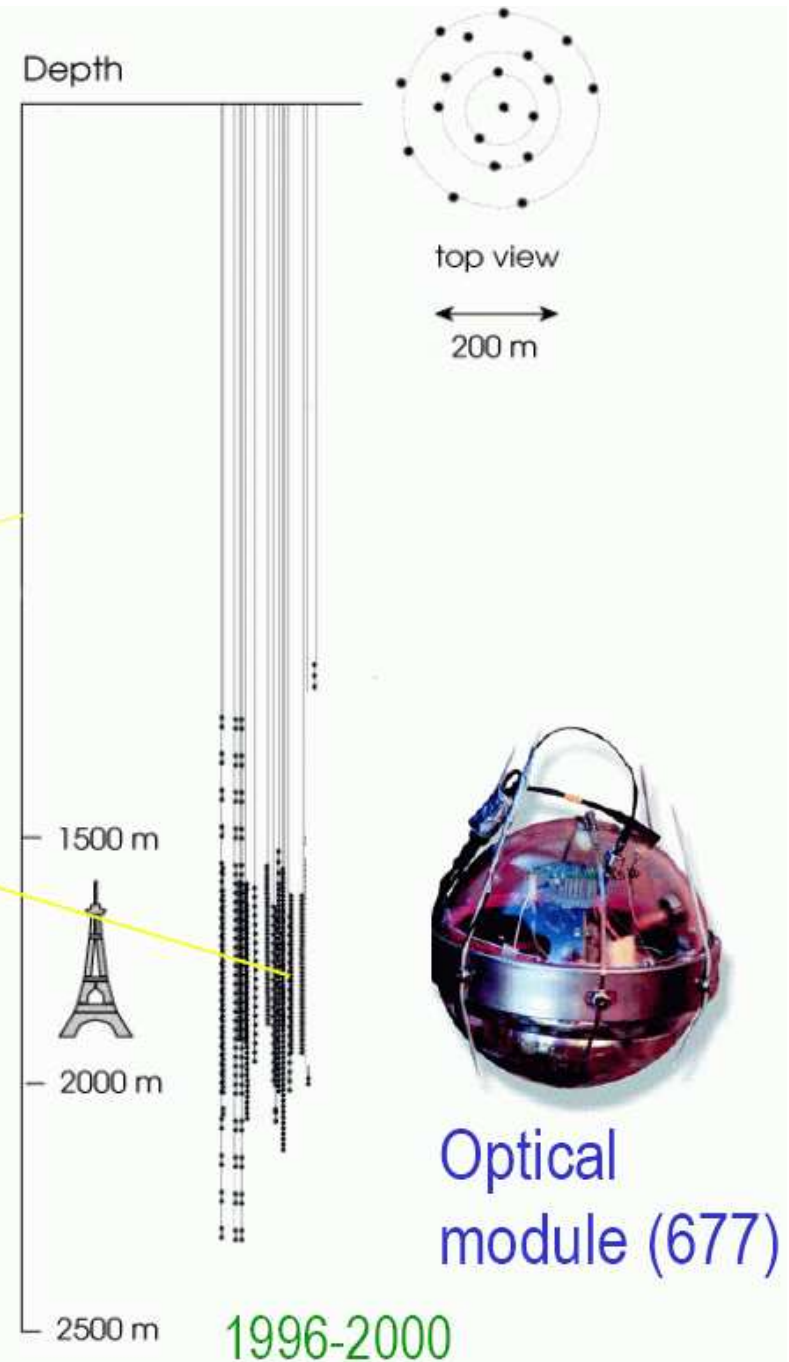
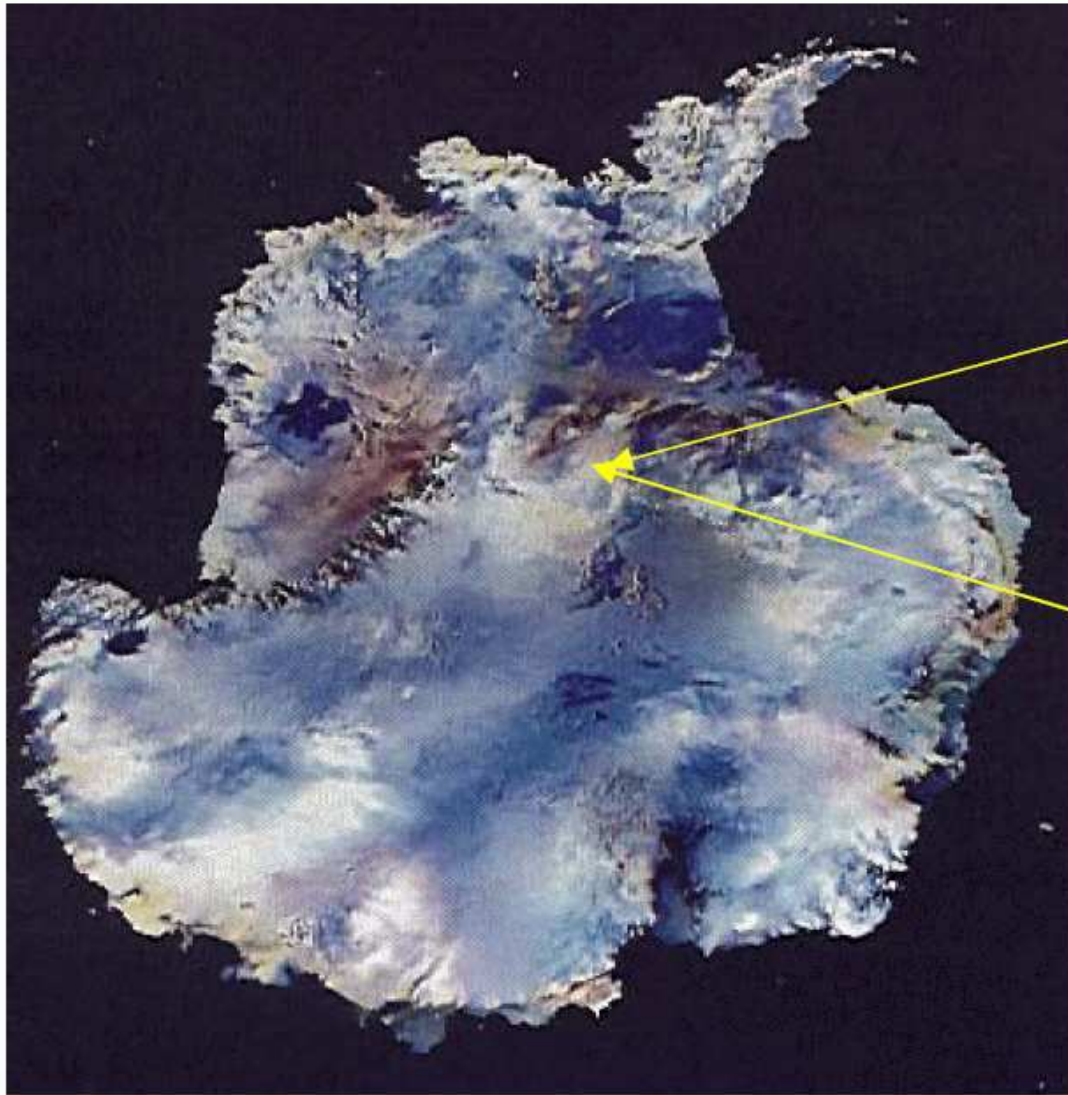
promieniowanie Czerenkowa mierzone przez skierowane do dołu fotopowielacze

Obszar aktywny: ok. **40 mln. ton lodu** (!)

Rejestracja **mionów** o energiach ≥ 50 GeV.



Eksperyment AMANDA w Amundsen-Scott Station South Pole



AMANDA

Wyniki

Duże odległości między licznikami powodują, że detektor czuły jest tylko na neutrina o bardzo wysokiej energii.

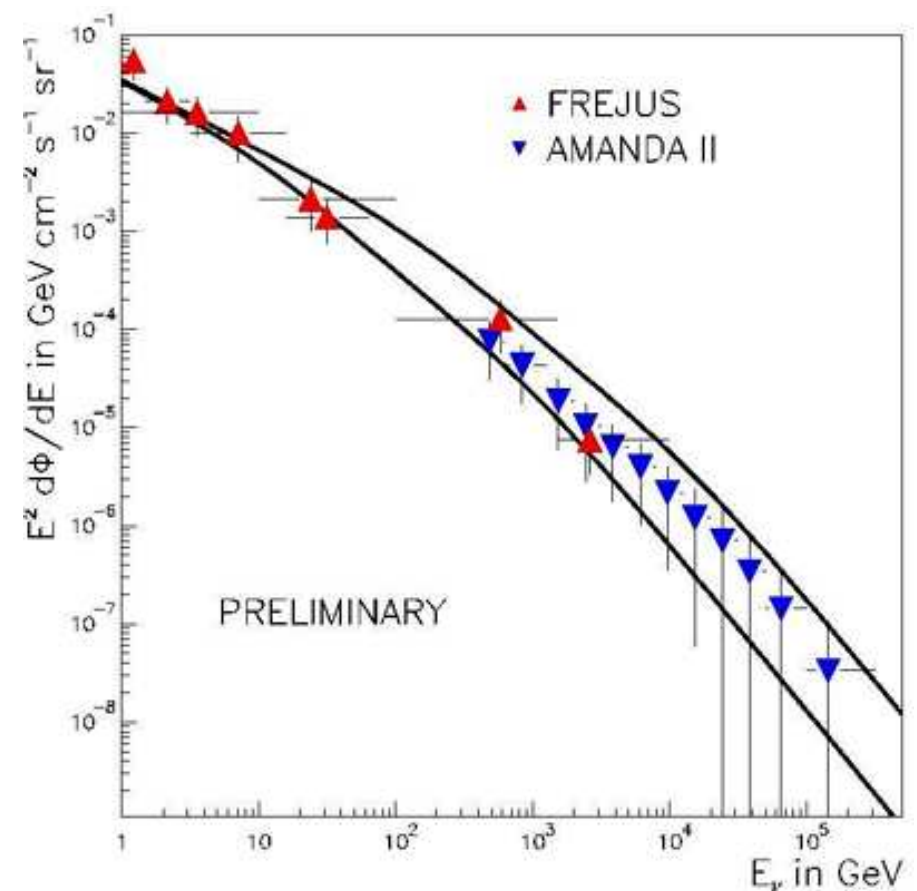
Jednocześnie jednak duża objętość umożliwia pomiar małych strumieni.

Detektor zadziałał bardzo dobrze i już w 2002 roku podjęto decyzję o jego rozbudowie

⇒ Ice Cube

Rozbudowa zakończona w grudniu 2010.

Mierzony rozkład energii neutrin



Ice Cube

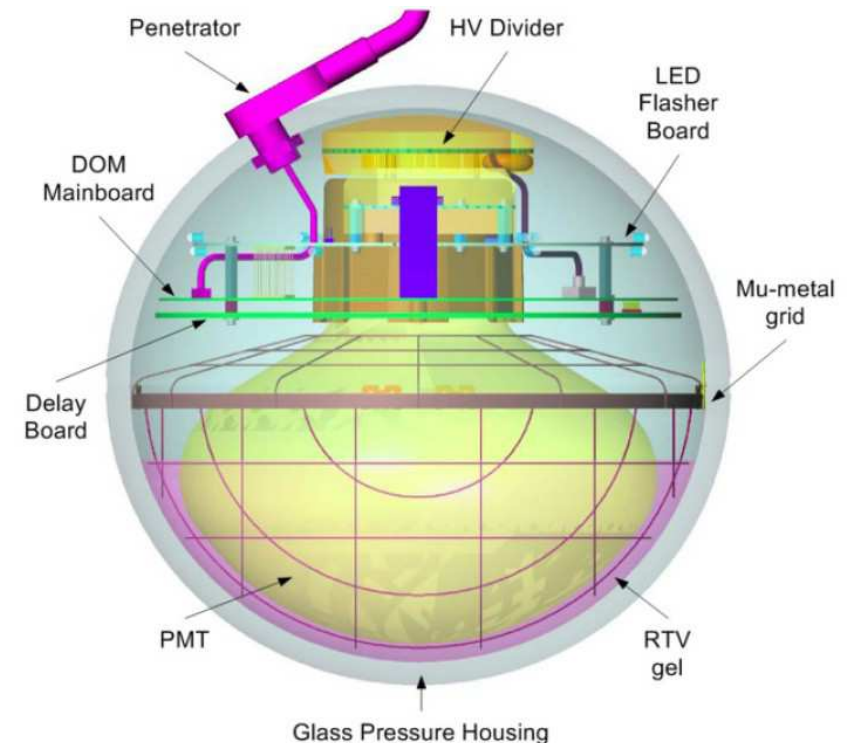
Detektor

Pojedynczy moduł optyczny (DOM) zawiera jeden fotopowielacz 10" oraz całą elektronikę (analogową, cyfrową, zasilanie HV, kalibracja LED).

Dwa kanały dygityzacji: 300 MHz (pomiar czasu) i 40 MHz (pomiar energii)

Zegar synchronizowany z dokładnością do 2ns ($<$ dokładność pomiaru)

Zużycie energii: 3.75 W.



Ice Cube

Detektor

Łącznie zainstalowano 86 lin z 5160 DOM, na głębokości 1450-2450 m, odstęp między linami 125 m, między DOM - 17 m

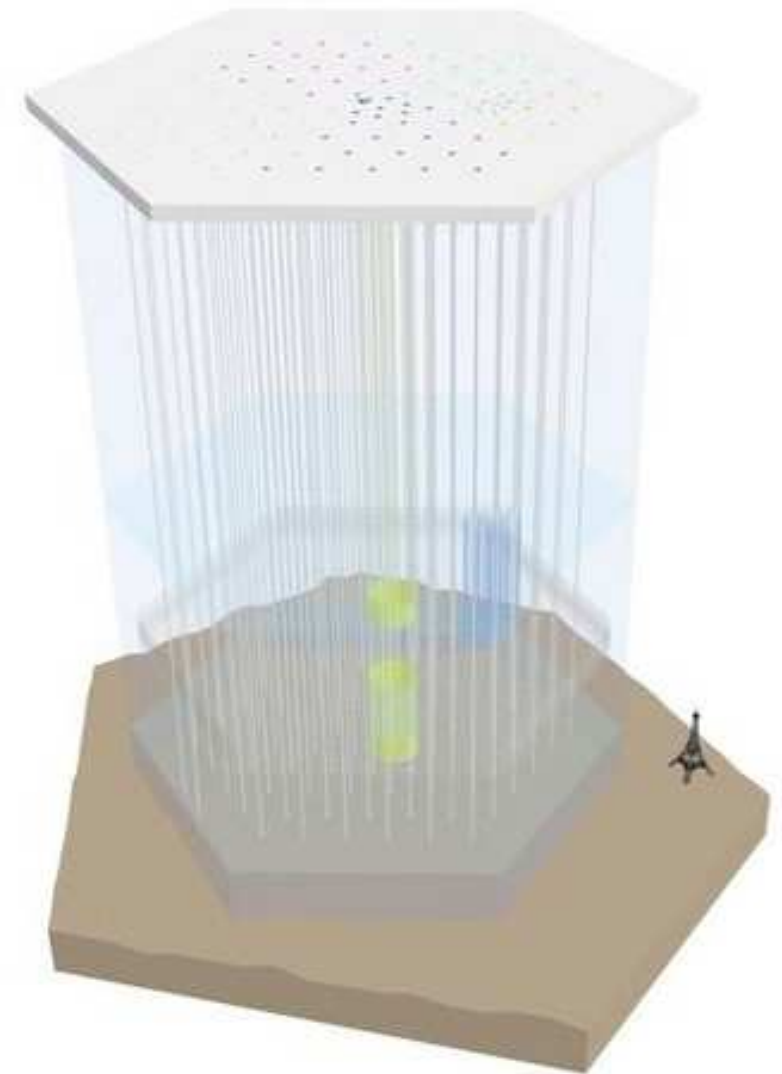
⇒ pomiar neutrin od 50 GeV
dokładność kierunku ok. 1°

DeepCore

6 lin z mniejszymi odstępami, aby móc mierzyć od ok. 10 GeV

IceTop

80 stacji powierzchniowych



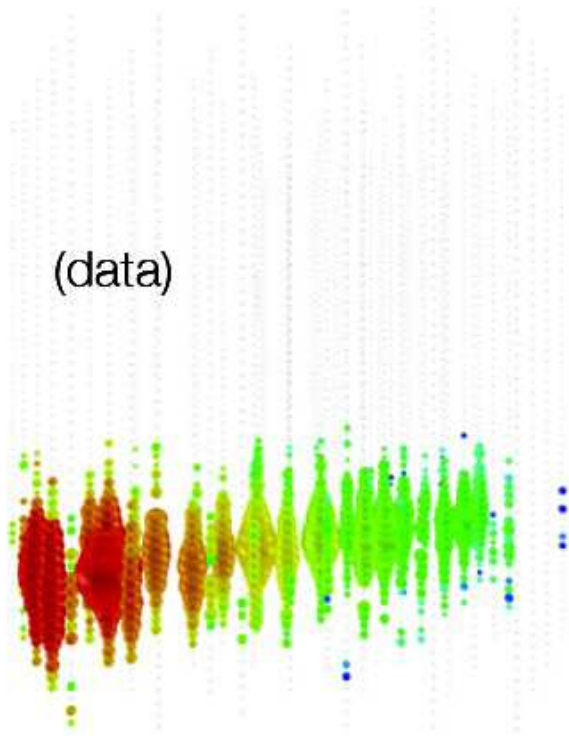
Ice Cube

Przypadki

Przypadki oddziaływań neutrin rekonstruowane w detektorze

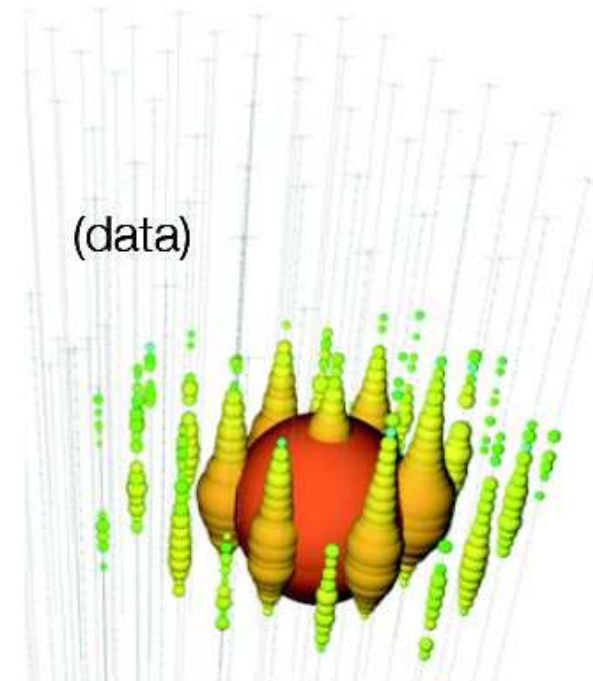
Tor

⇒ ν_μ (CC)



Kaskada

⇒ ν_e (CC) lub ν_τ (CC) lub NC



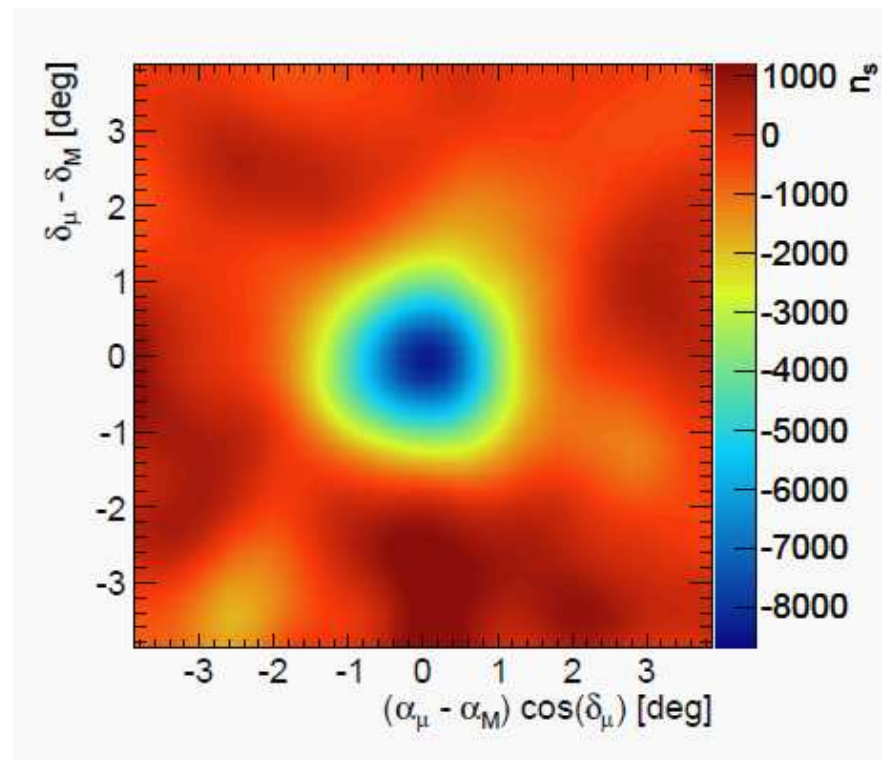
Rozmiar: energia, kolor: czas

Ice Cube

Kalibracja

Dokładne wyznaczenie kierunku mionu wymaga bardzo precyzyjnej synchronizacji poszczególnych detektorów. \Rightarrow dokładność dla mionów 100 TeV ok. 0.5°

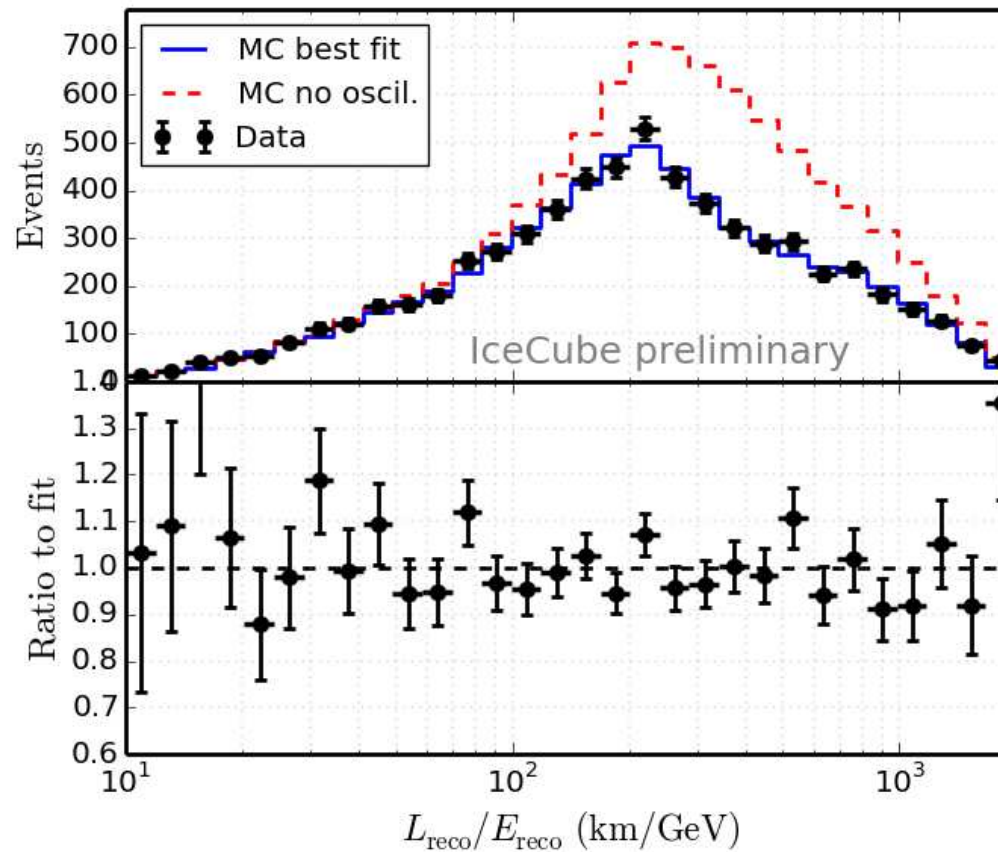
“Cień Księżyca” w mionach kosmicznych



Ice Cube

Wyniki

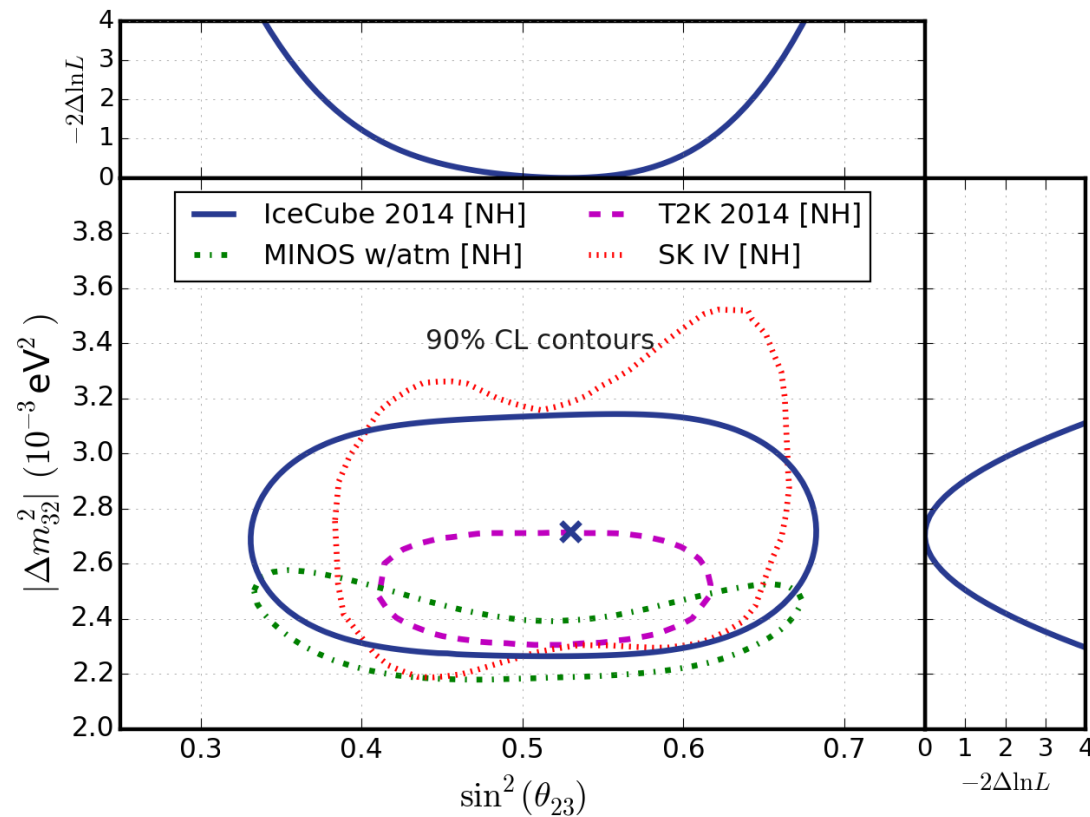
Badanie neutrin “niskiej energii” (10-300 GeV) - dominują neutrina atmosferyczne.



Ice Cube

Wyniki

Badanie neutrin “niskiej energii” (10-300 GeV) - dominują neutrina atmosferyczne.

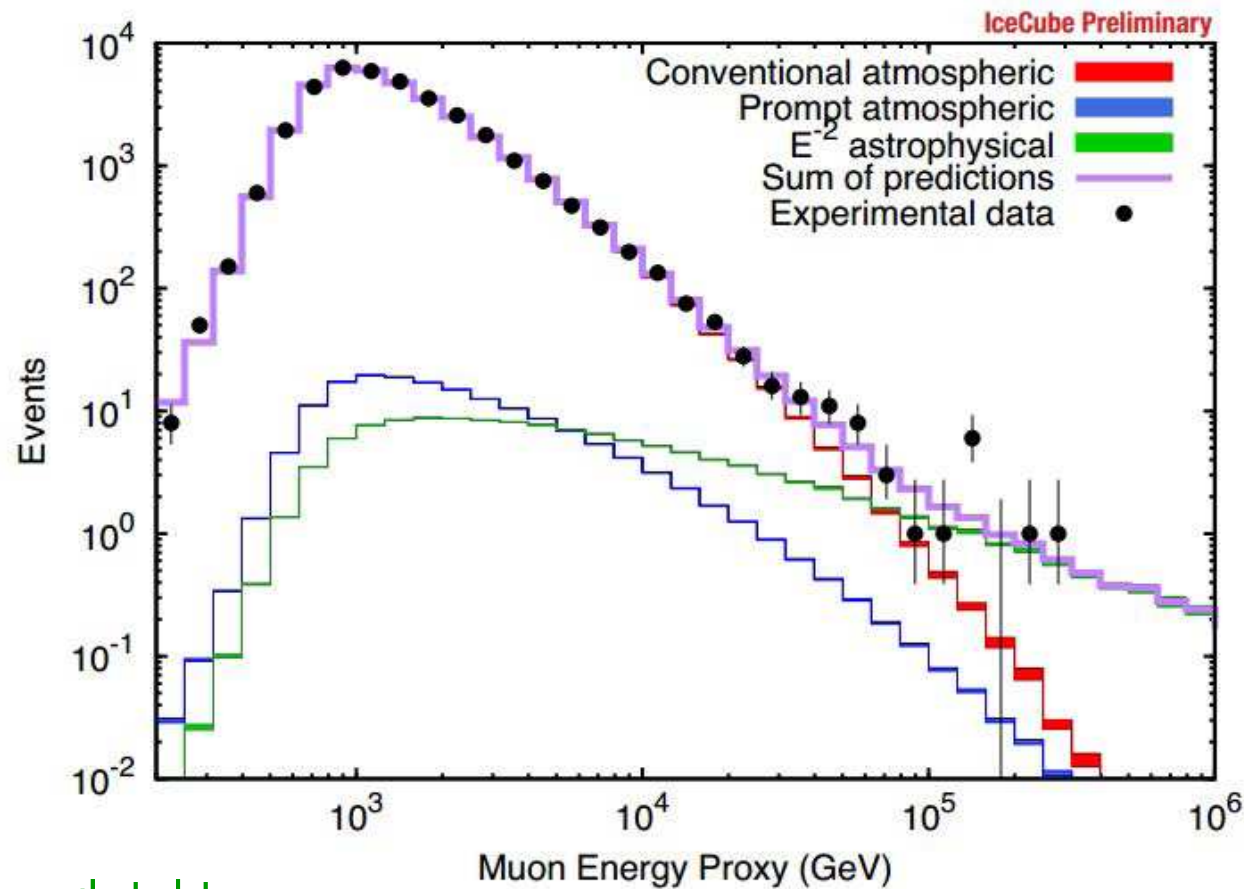


Czułość na parametry oscylacji podobna do eksperymentów przy niższych energiach!

Ice Cube

Wyniki

Rekonstruowane energie mionów lecących od dołu - muszą pochodzić z neutrin!
Widać wyraźną nadwyżkę w stosunku do oczekiwanych neutronów atmosferycznych.



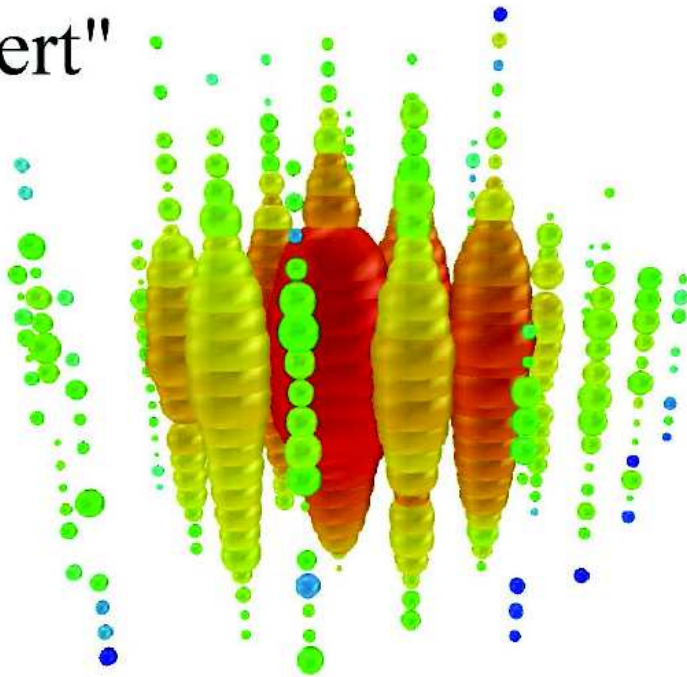
Wyniki z 2 lat pracy detektora

Ice Cube

Wyniki

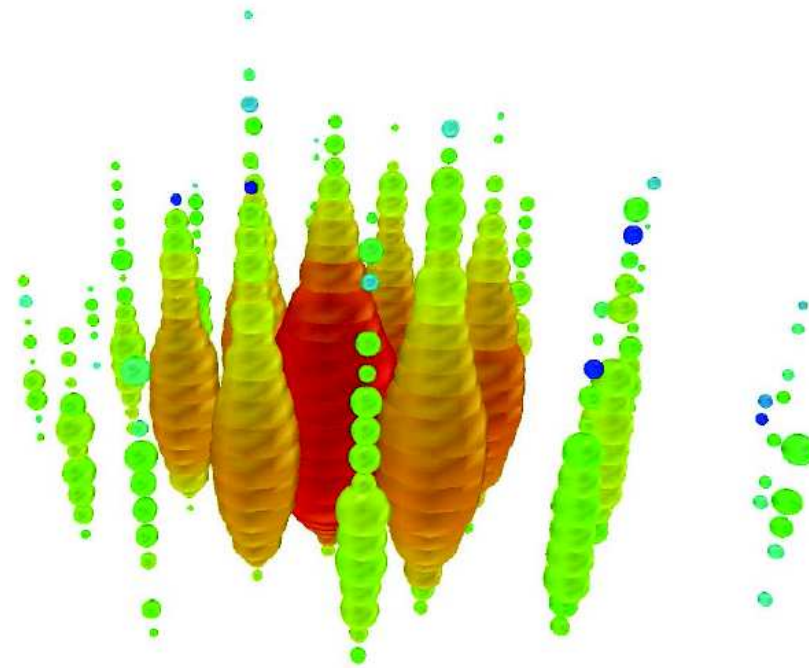
Pierwsze przypadki neutrin o energii powyżej 1 PeV (!)

"Bert"



August 9, 2011: 1.04 PeV

"Ernie"



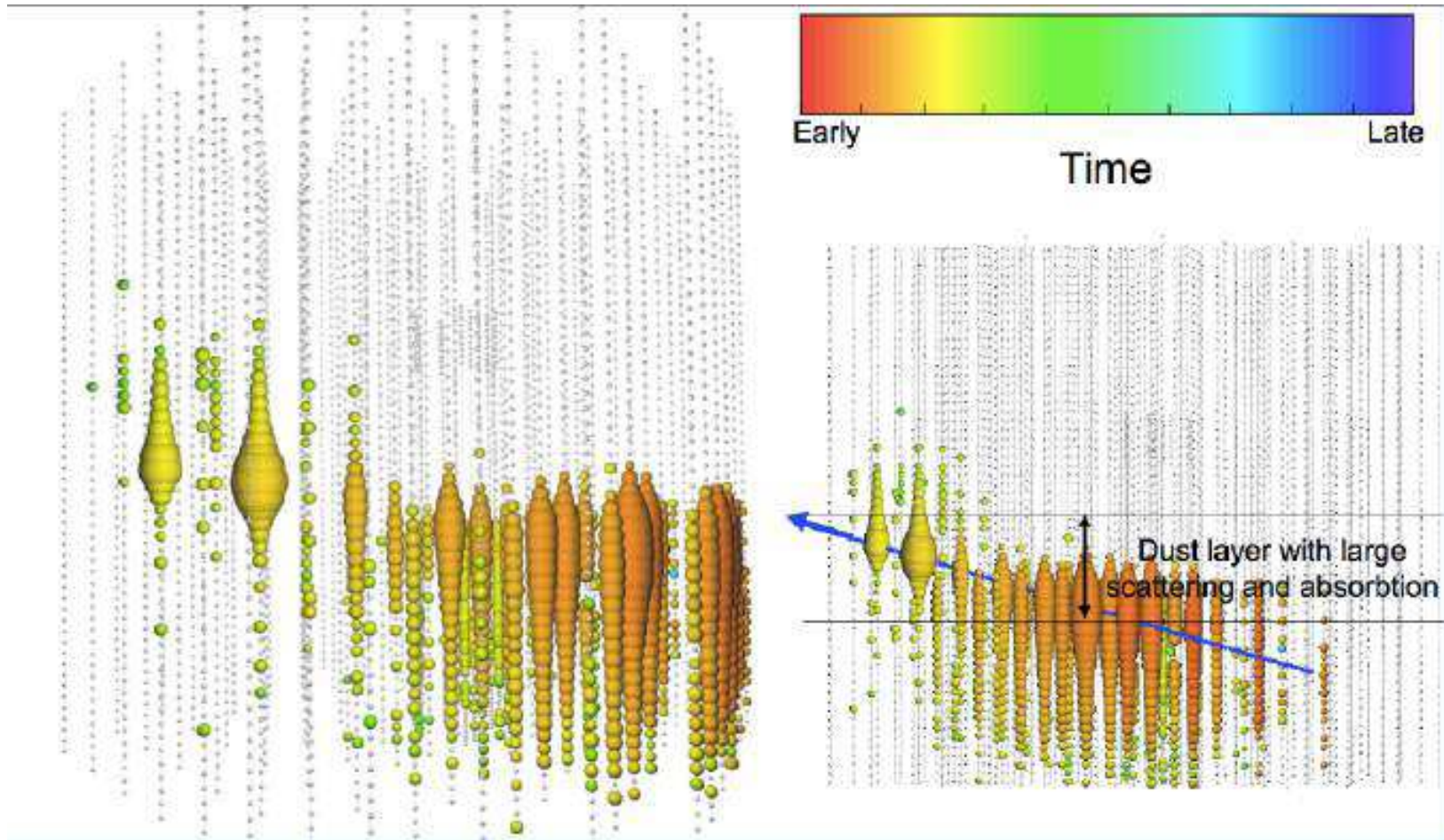
January 3, 2012: 1.14 PeV

Przypadki typu "kaskada"

Ice Cube

Wyniki

Przypadek o najwyższej energii: 2.6 ± 0.3 PeV (11 czerwca 2014)

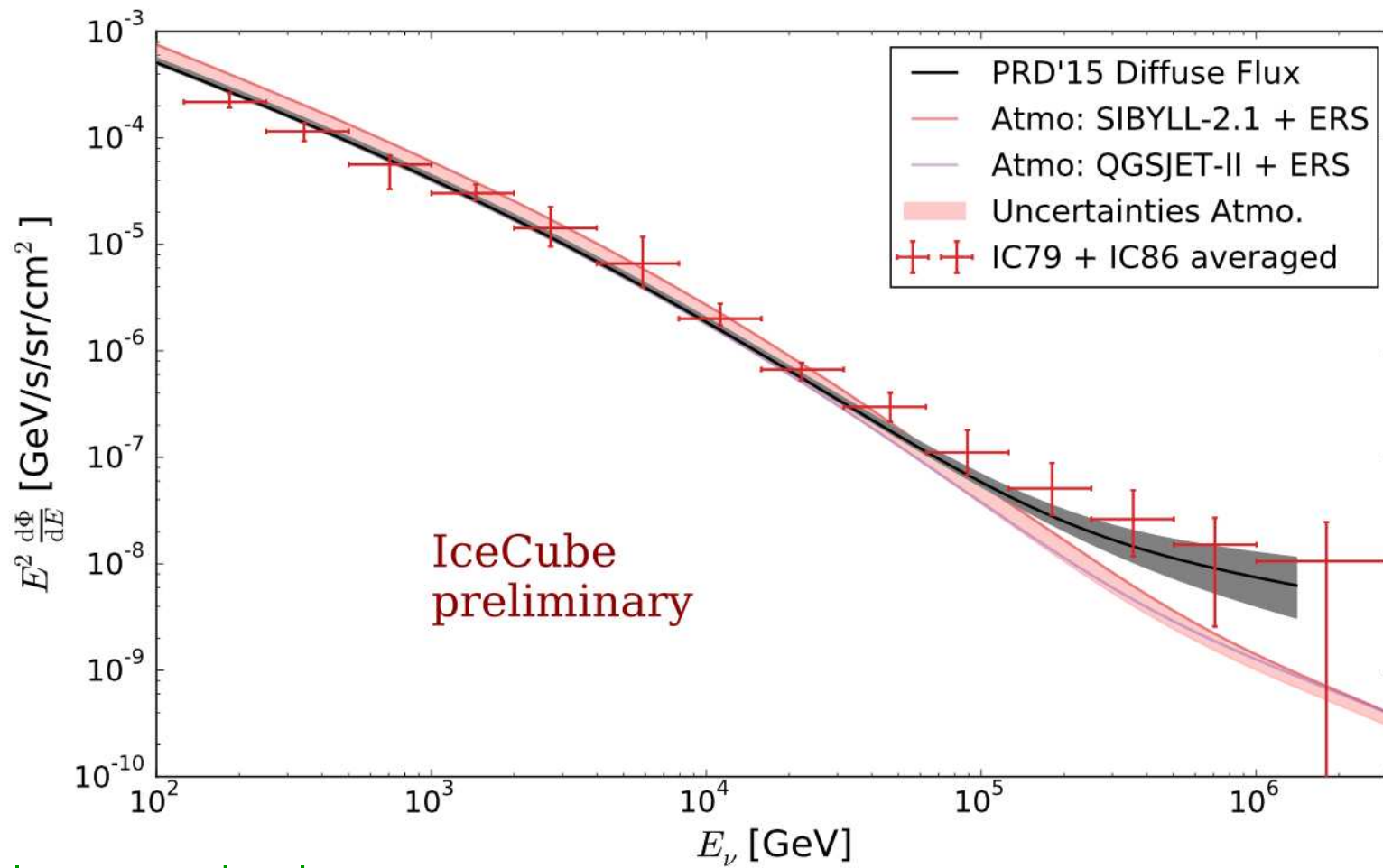


Przypadek typu “kaskada”

Ice Cube

Wyniki

Rekonstruowane energie **mionów** lecących od dołu.



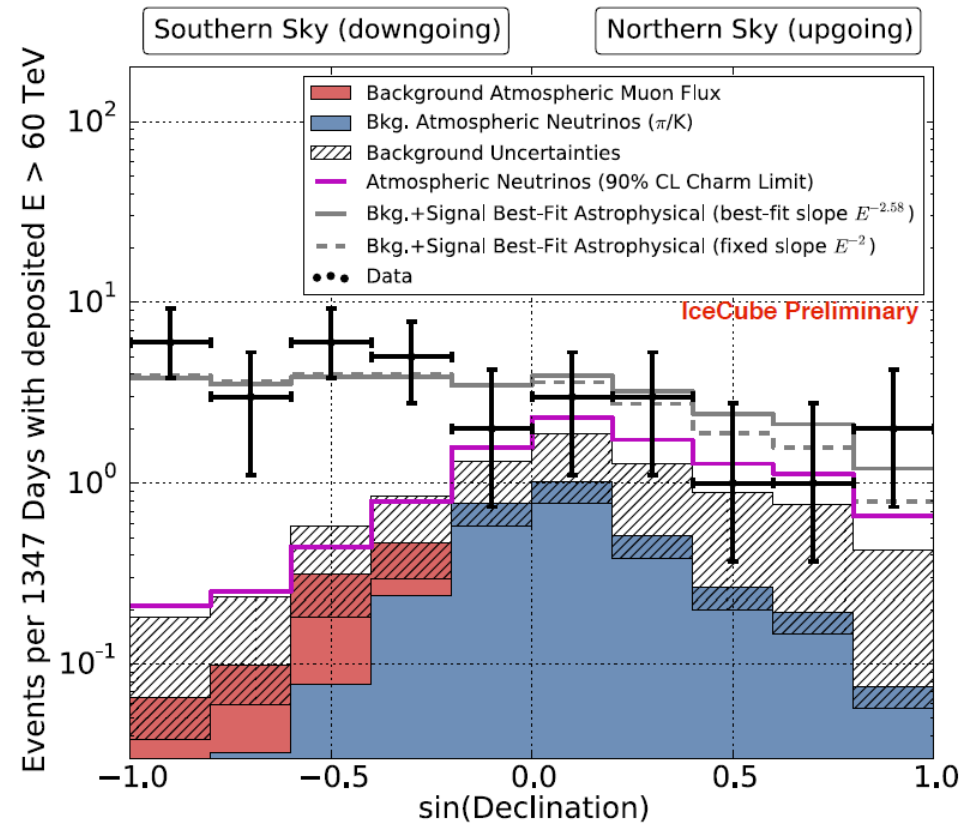
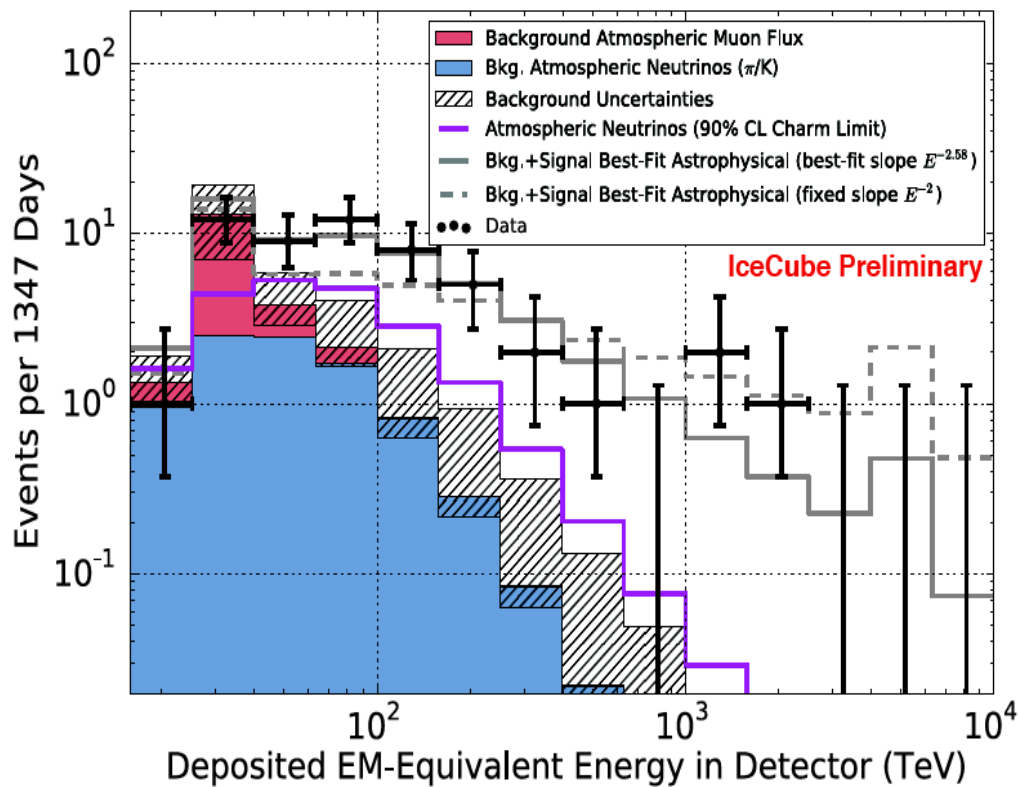
Wyniki z 4 lat pracy detektora

Ice Cube

Wyniki

Rekonstruowana energia dla kaskad zaczynających się w detektorze.

Wyraźnie widoczna nadwyżka, konsystentna z rozkładem płaskim

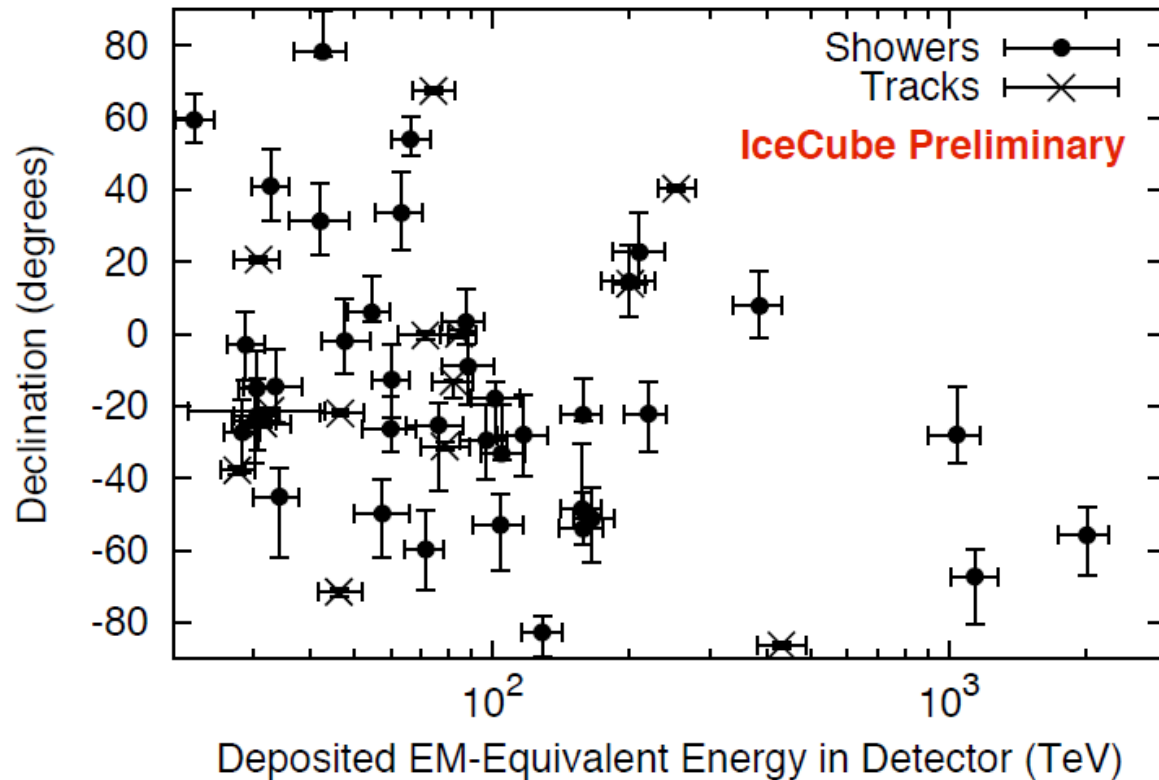


Ice Cube

Wyniki

2010-2015

54 przypadki, przy oczekiwanym tle $9.0_{-2.2}^{+8.0}$ (neutrino atm.) + 12.6 ± 5.1 (miony)



Potwierdzona na poziomie $> 5\sigma$ obecność składowej kosmologicznej...

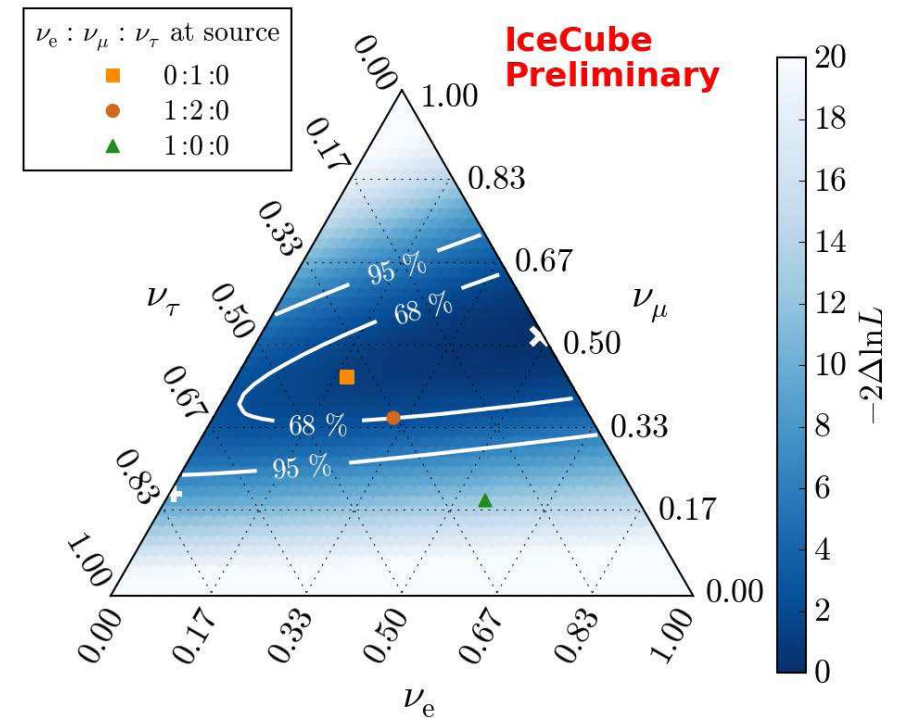
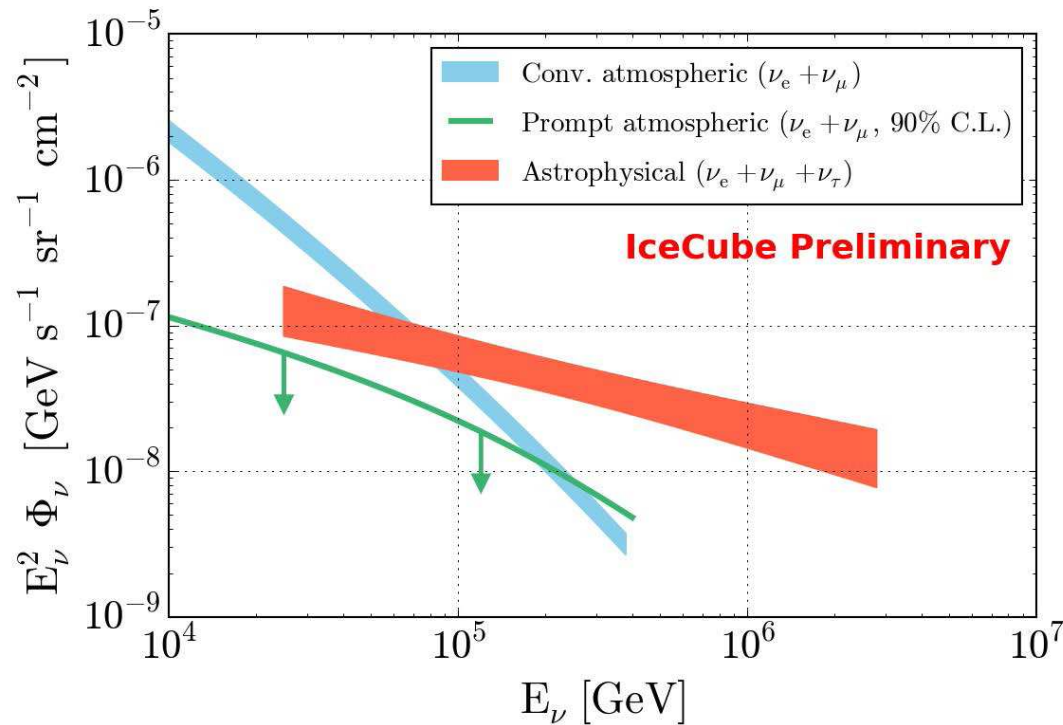
Ice Cube

Wyniki

Dopasowane widmo neutrin kosmicznych: $\gamma = -2.58 \pm 0.25$

Dopasowany skład na powierzchni Ziemi: $\nu_e : \nu_\mu : \nu_\tau = 1 : 1 : 0$

(zgodny w granicach błędów z oczekiwanym 1 : 1 : 1)

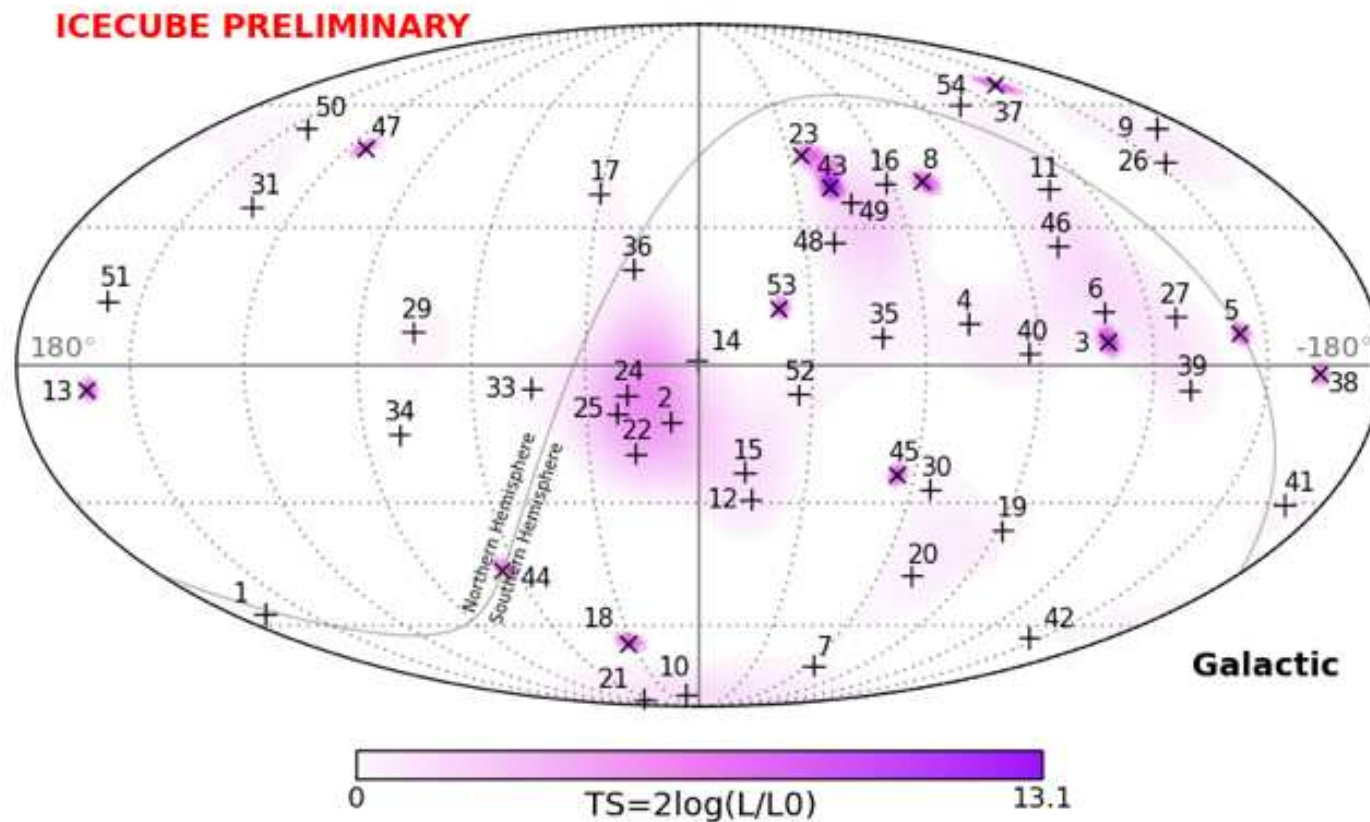


Ice Cube

Wyniki

Rozkład pozycji zgodny z rozkładem izotropowym

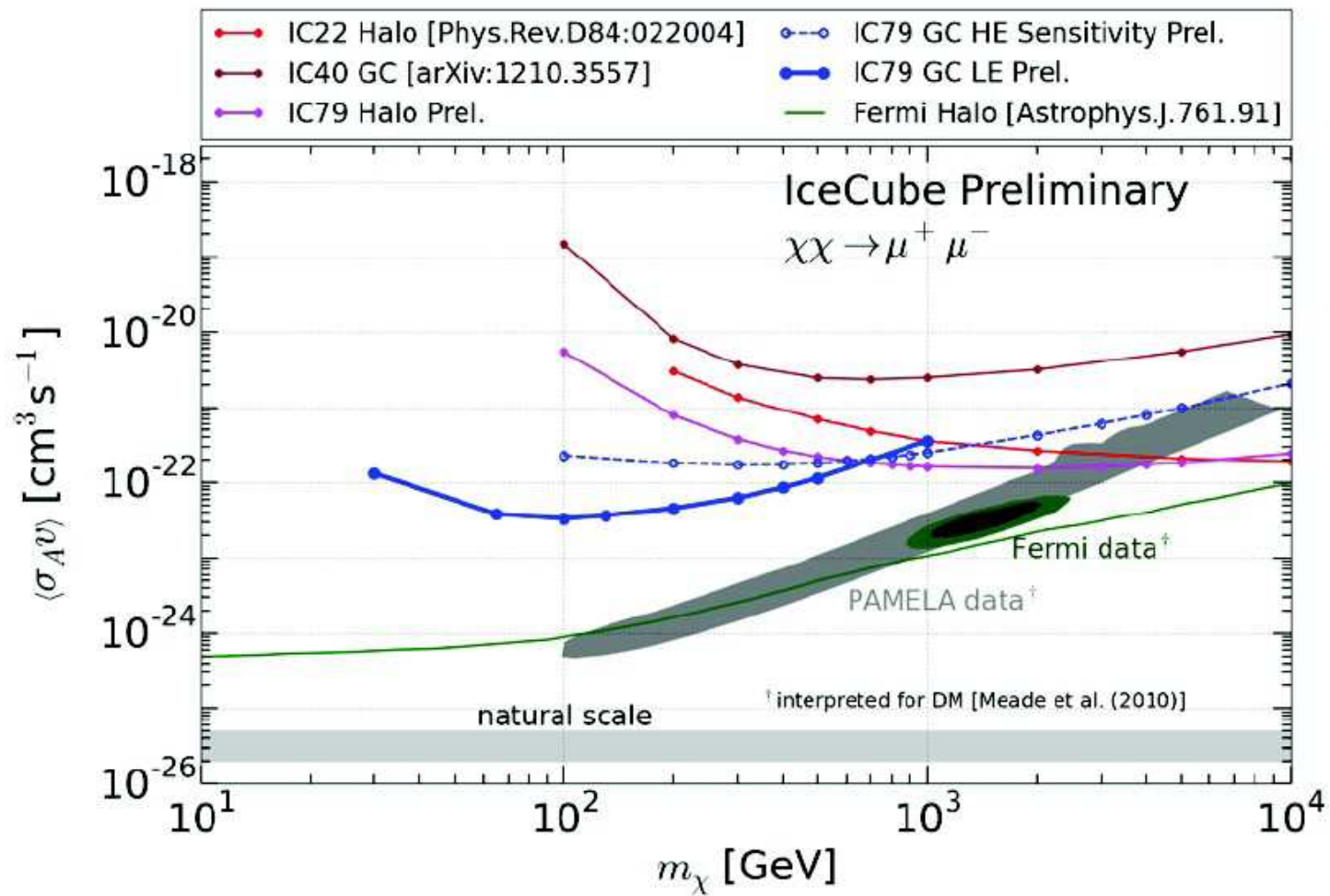
Fluktuacje oczekiwane przy tak małej liczbie przypadków.



Ice Cube

Wyniki

Poszukiwanie neutrin z anihilacji DM w Galaktyce

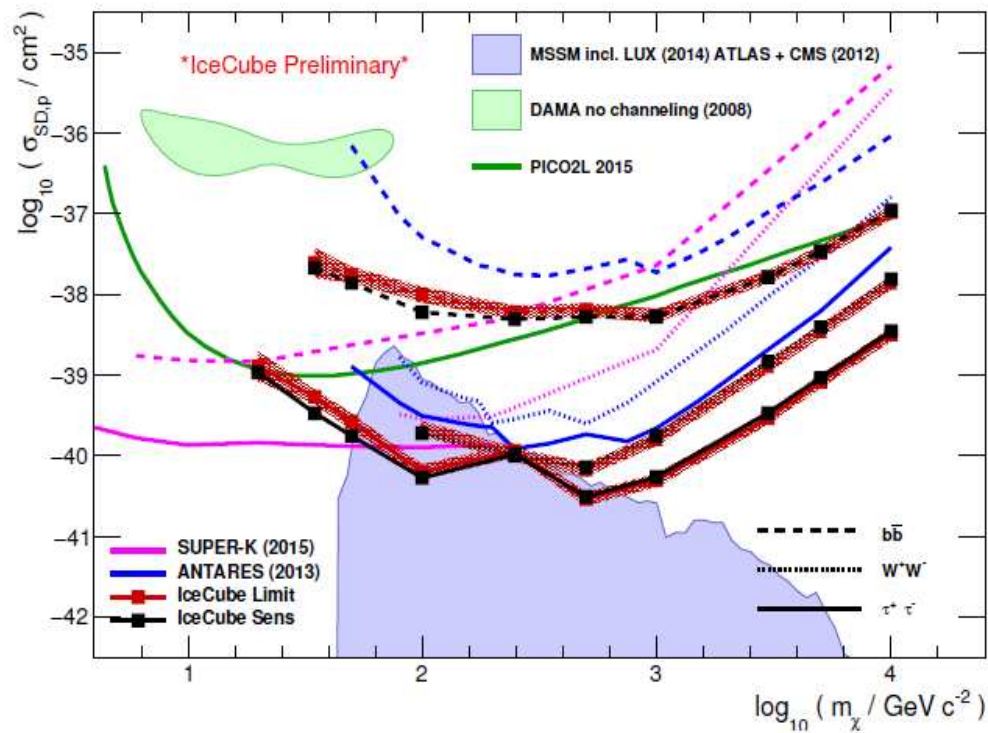


Ice Cube

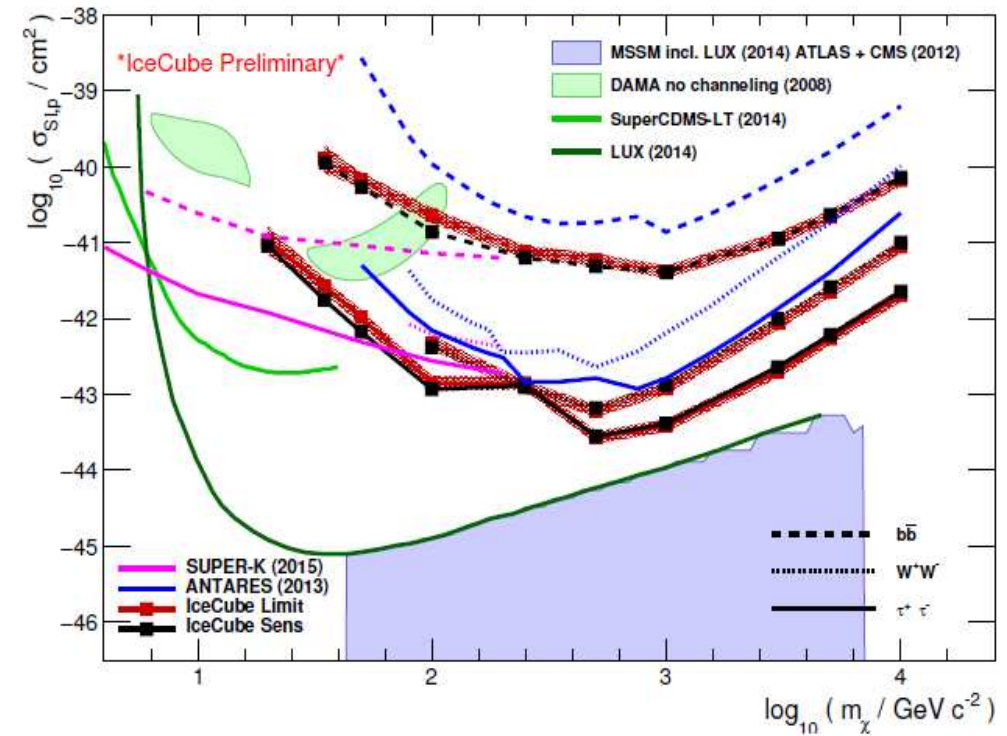
Wyniki

Poszukiwanie neutrin z anihilacji DM w Słońcu

Spin dependent



Spin independent

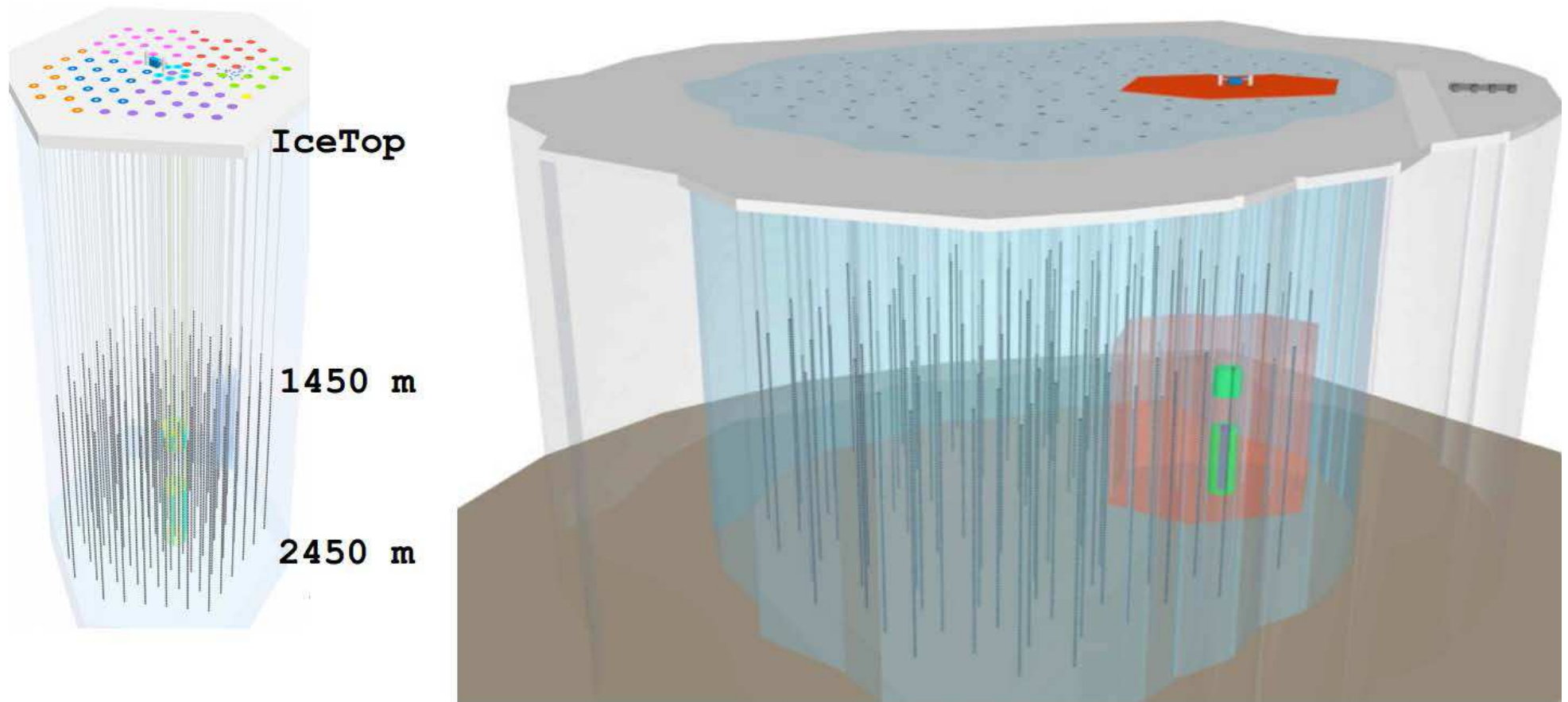


Ice Cube

Plany na przyszłość

Znaczne powiększenie detektora z większymi odstępami (większa objętość)

Uzupełnienie gęstszą siecią detektorów w środku - PINGU (niskie energie)



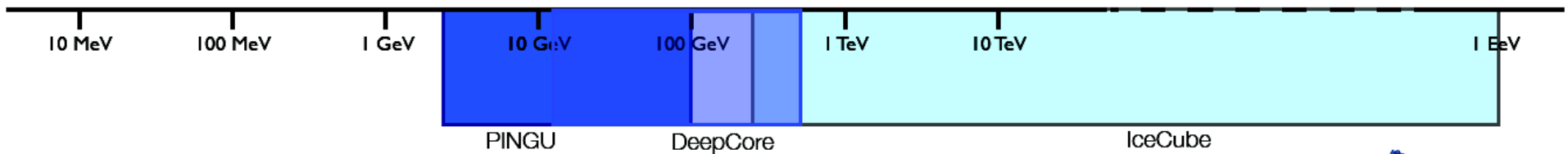
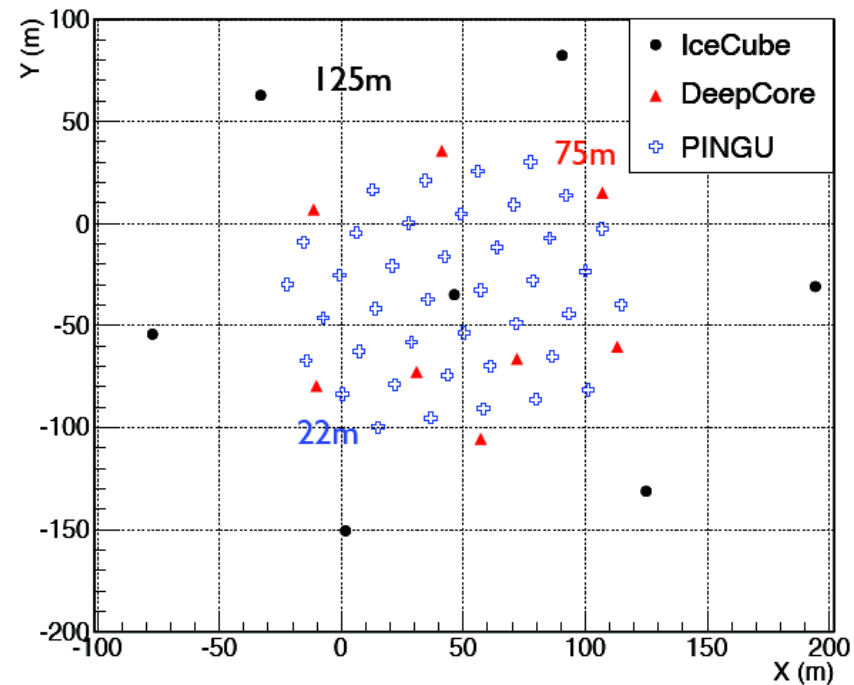
Ice Cube

Plany na przyszłość

Znaczne powiększenie detektora z większymi odstępami (większa objętość)

Uzupełnienie gęstszą siecią detektorów w środku - **PINGU** (niskie energie)

- 78 Strings
- 125m string spacing
- 17m DOM spacing
- Add 8 strings
- 75m string spacing
- 7m DOM spacing
- Add 40 strings
- 22m string spacing
- 3m DOM spacing

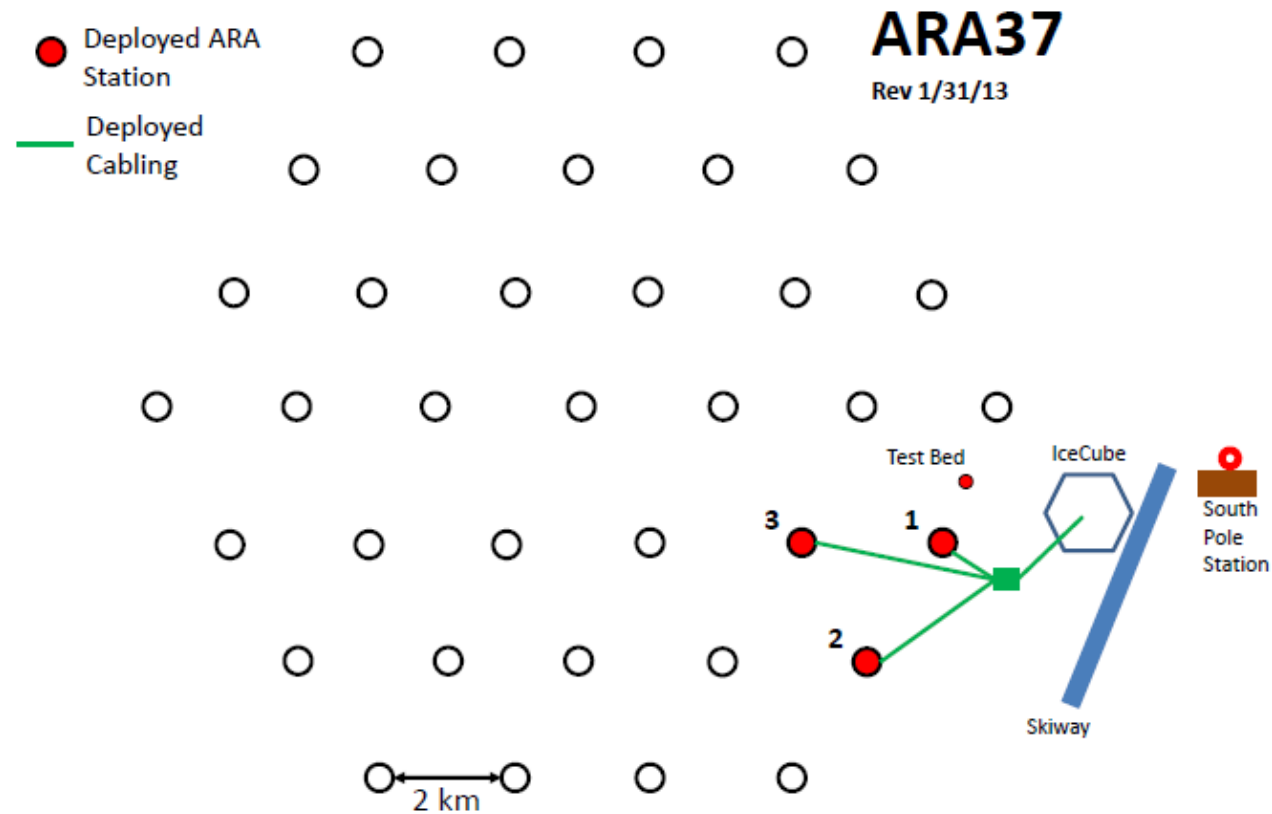


Ice Cube

Plany na przyszłość

Znaczne zwiększenie “aktywnej objętości” detektora możliwe dla detekcji radiowej.

ARA - Askaryan Radio Array

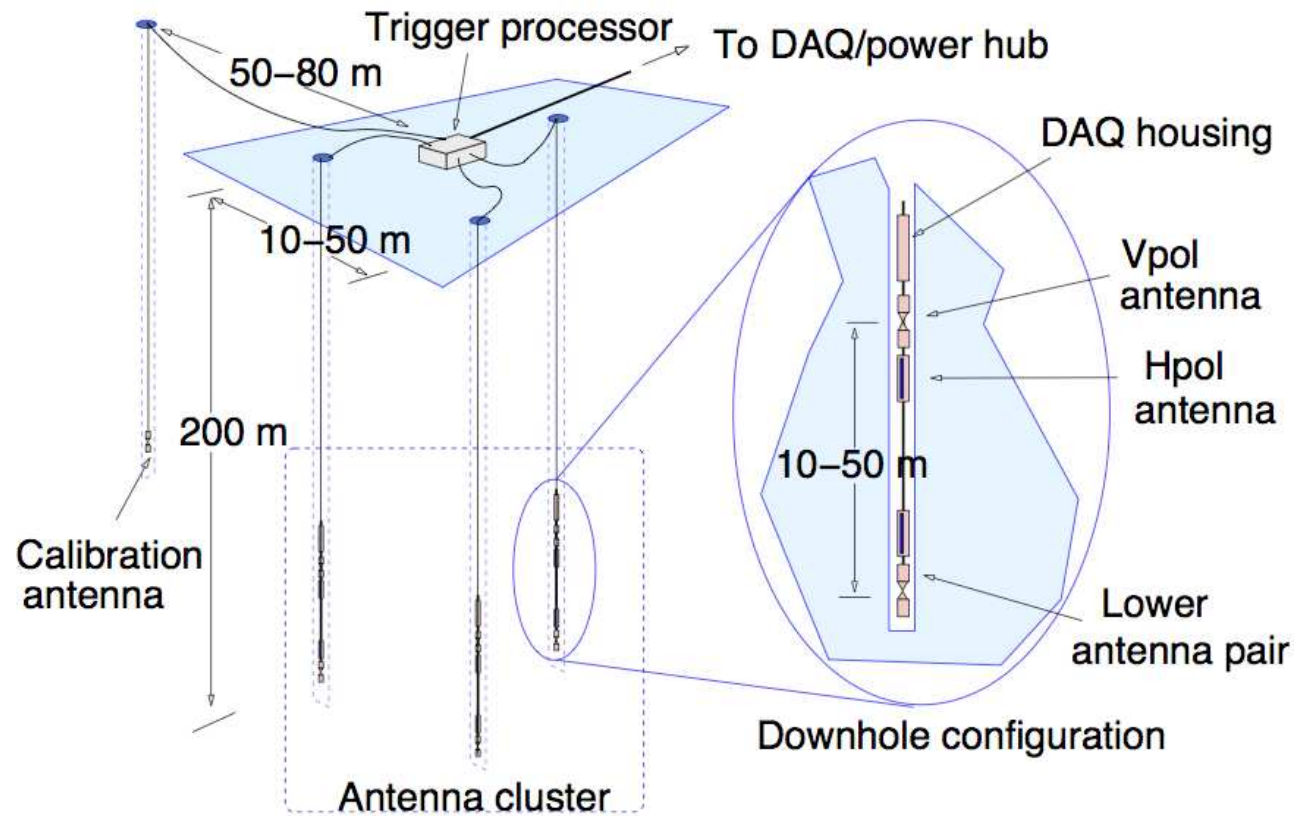


Ice Cube

Plany na przyszłość

Znaczne zwiększenie “aktywnej objętości” detektora możliwe dla detekcji radiowej.

ARA - Askaryan Radio Array

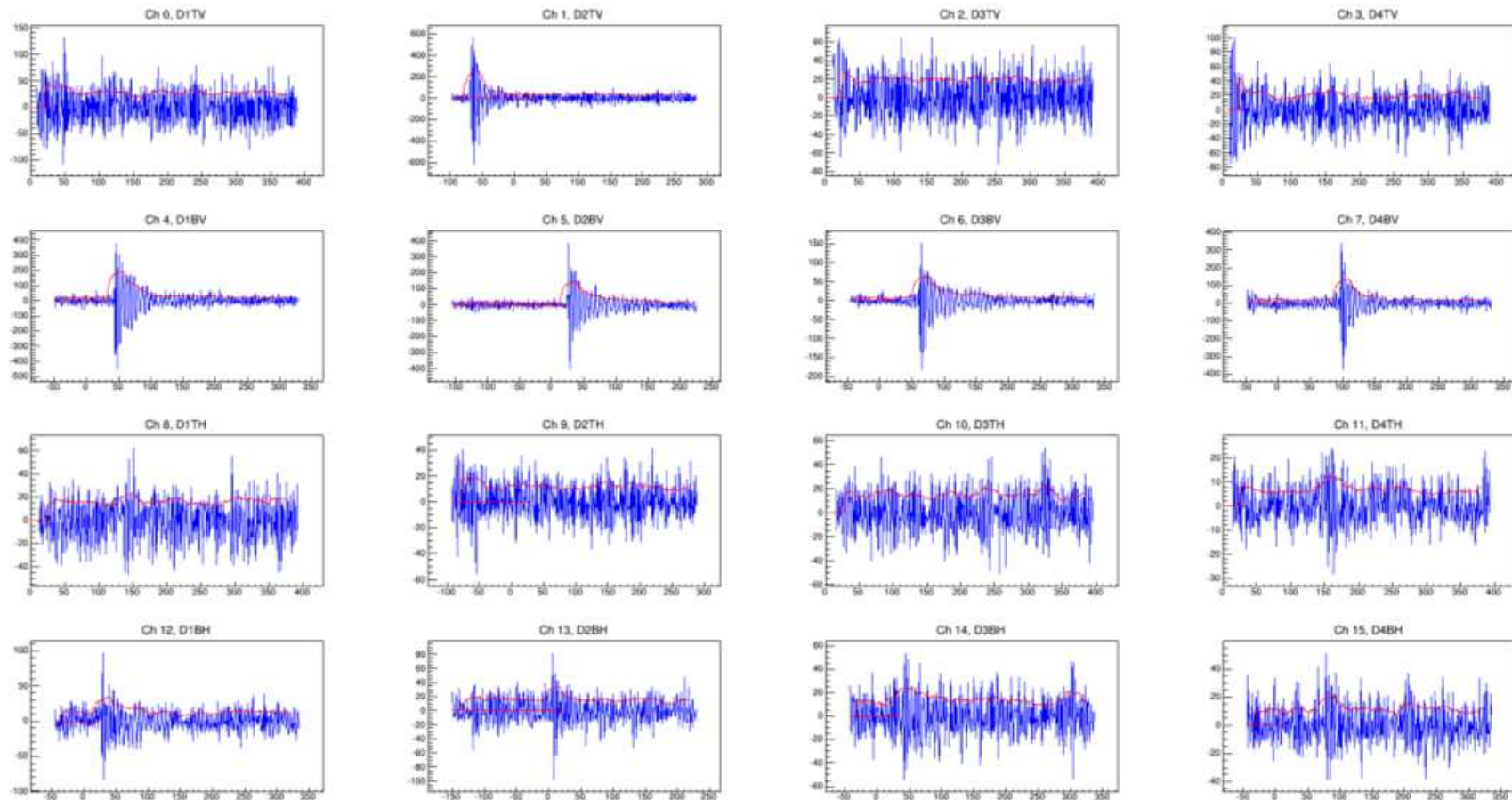


Ice Cube

Plany na przyszłość

ARA - Askaryan Radio Array

Pierwsze trzy detektory prototypowe dostarczają już danych, dwa kolejne w 2017-18

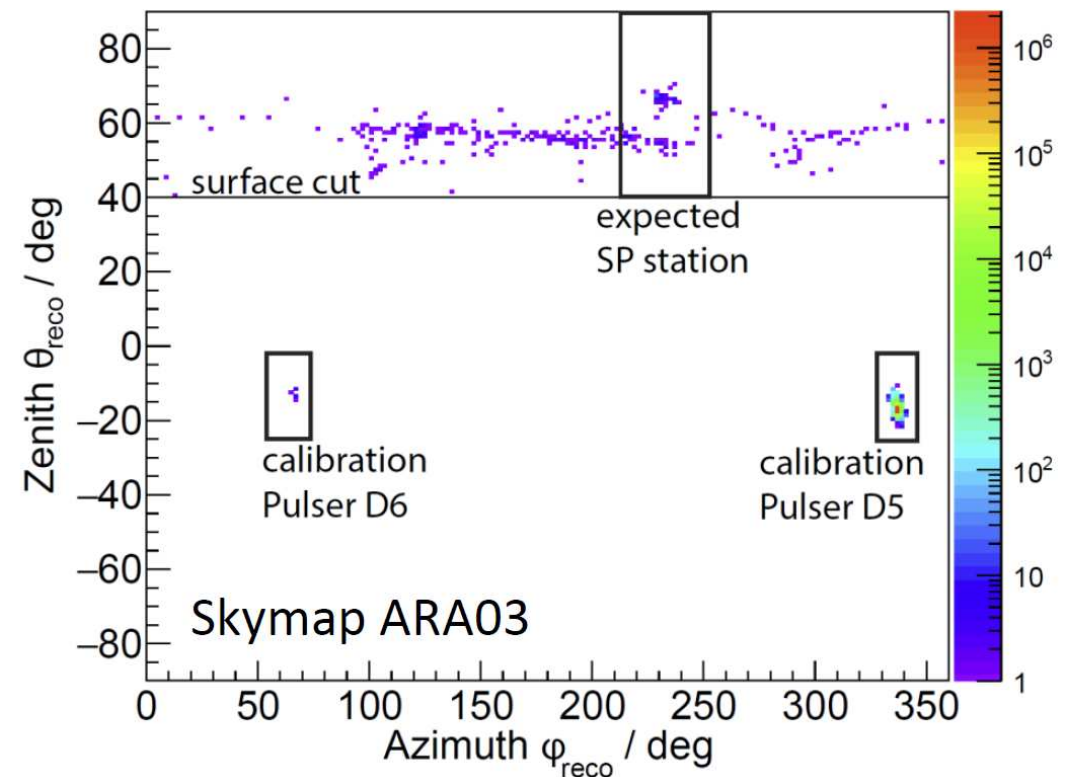
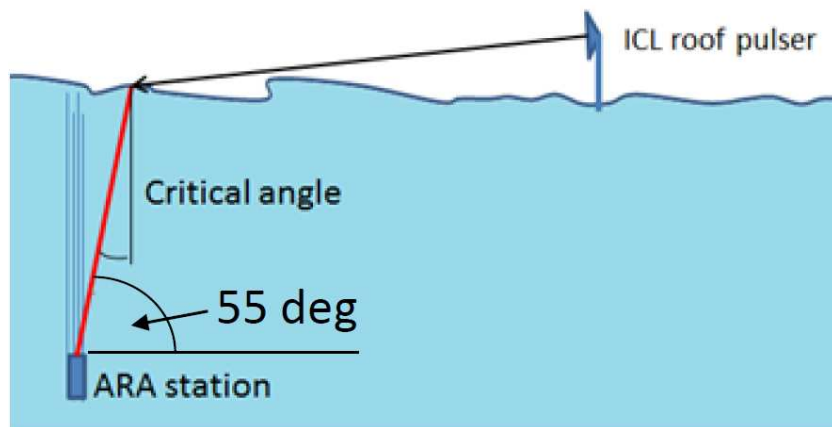


Ice Cube

Plany na przyszłość

ARA - Askaryan Radio Array

Pomiar czasów detekcji impulsu umożliwia rekonstrukcję kierunku \Rightarrow odrzucanie tła



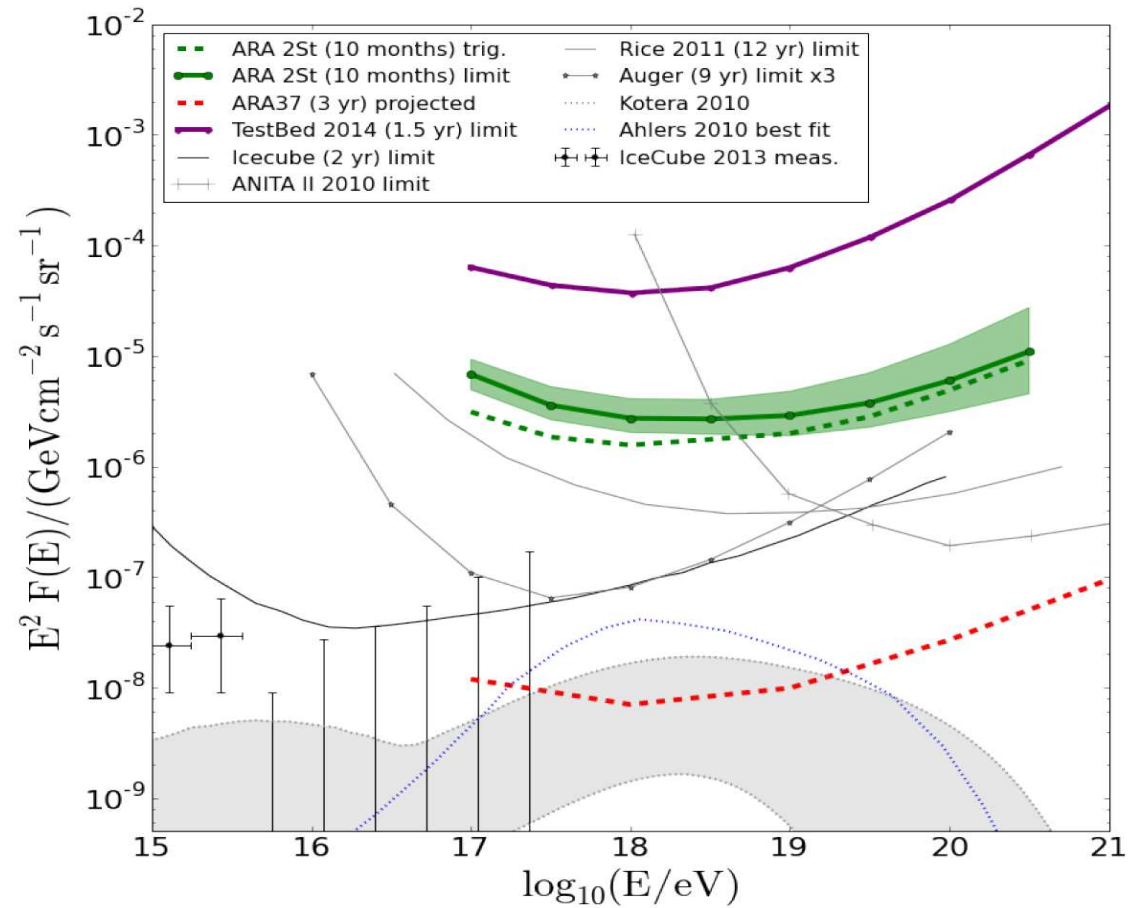
Dotychczas nie zaobserwowano przypadku, który pochodziłby z pod powierzchni lodu...

Ice Cube

Plany na przyszłość

ARA - Askaryan Radio Array

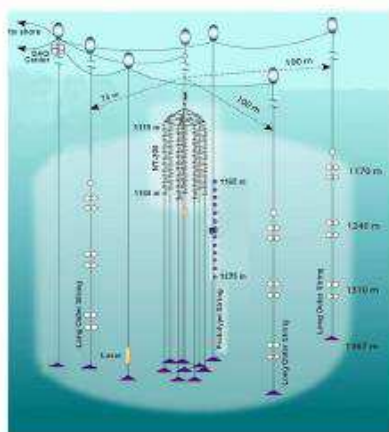
Pierwsze wyniki z analizy danych detektorów prototypowych



Inne eksperymenty

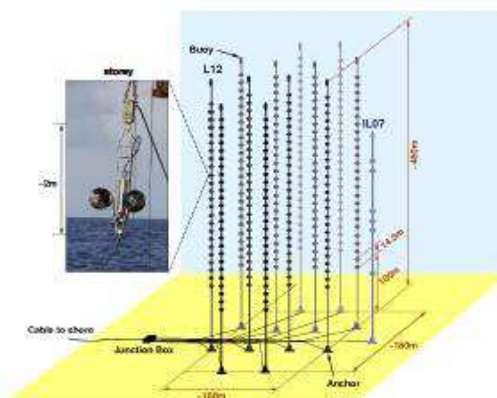
Alternatywą dla lodu jest woda - w przeszłości były już budowane detektory mierzące promieniowanie Czerenkowa w dużych zbiornikach wodnych

NT-200+



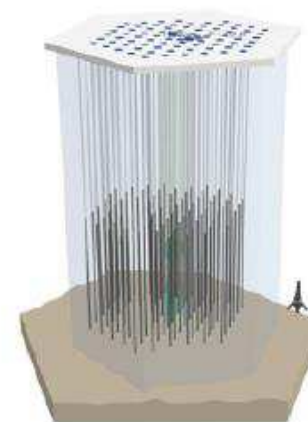
- Lake Baikal
- $1/2000 \text{ km}^3$
- 228 PMTs

ANTARES



- Mediterranean Sea
- $1/100 \text{ km}^3$
- 885 PMTs

IceCube



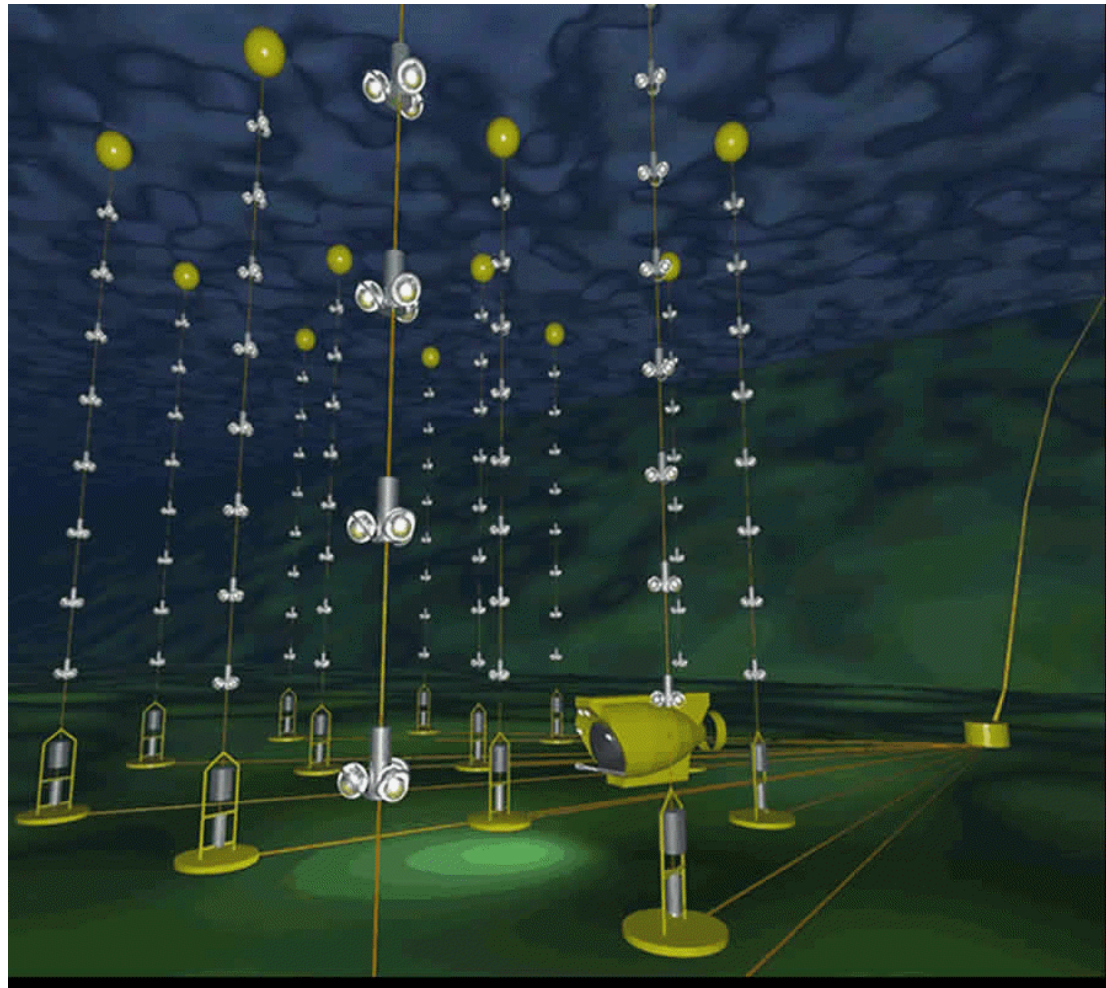
- South Pole glacier
- 1 km^3
- 5160 PMTs

Larger, sparser → higher energies

Inne eksperymenty

Antares

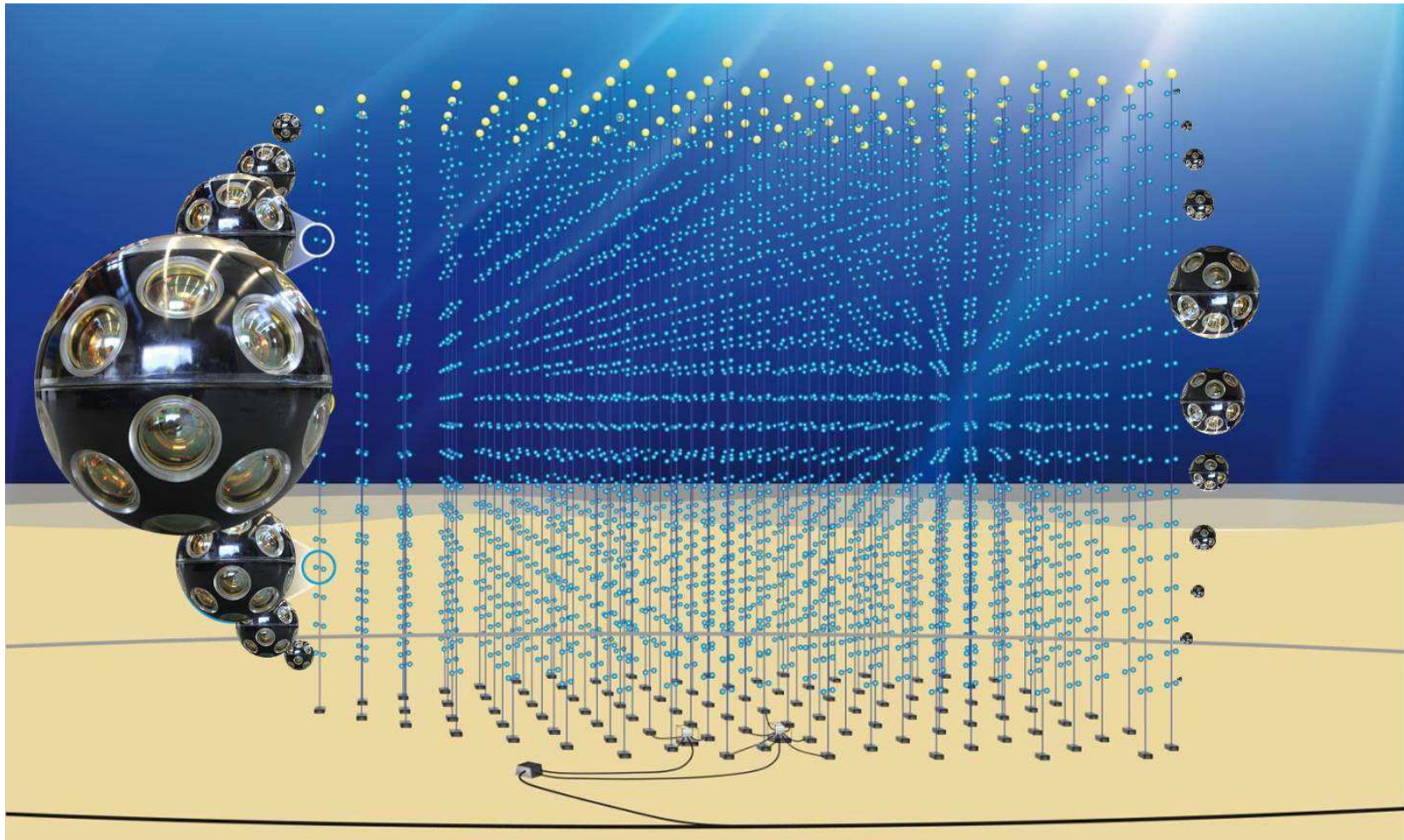
Uruchomiony 2007. 885 PM na głębokości 2.5 km



Inne eksperymenty

KM3NeT

W budowie. Francja + Włochy + Grecja. Na mapie ESFRI



Inne eksperymenty

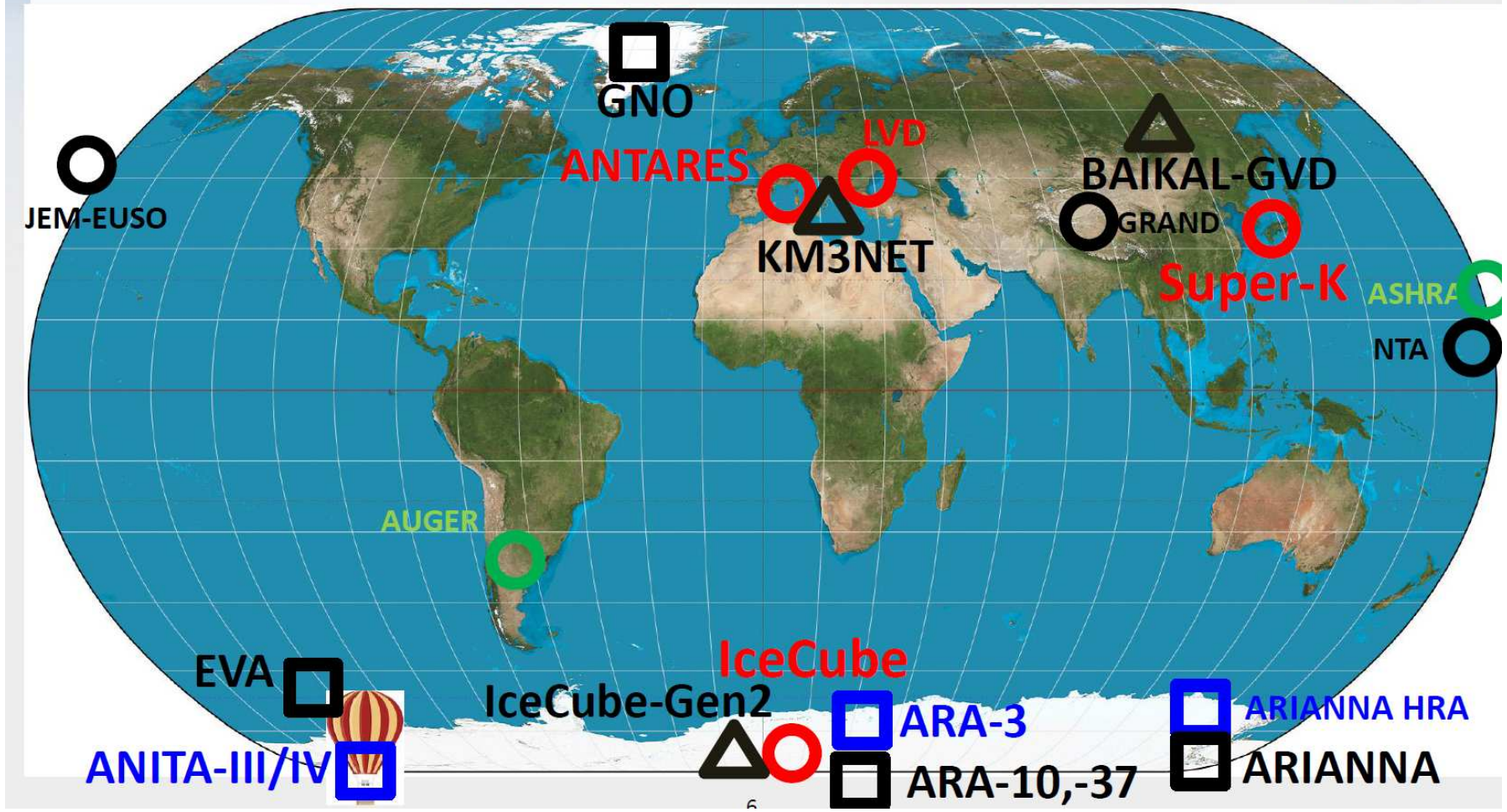
ICRC'2015

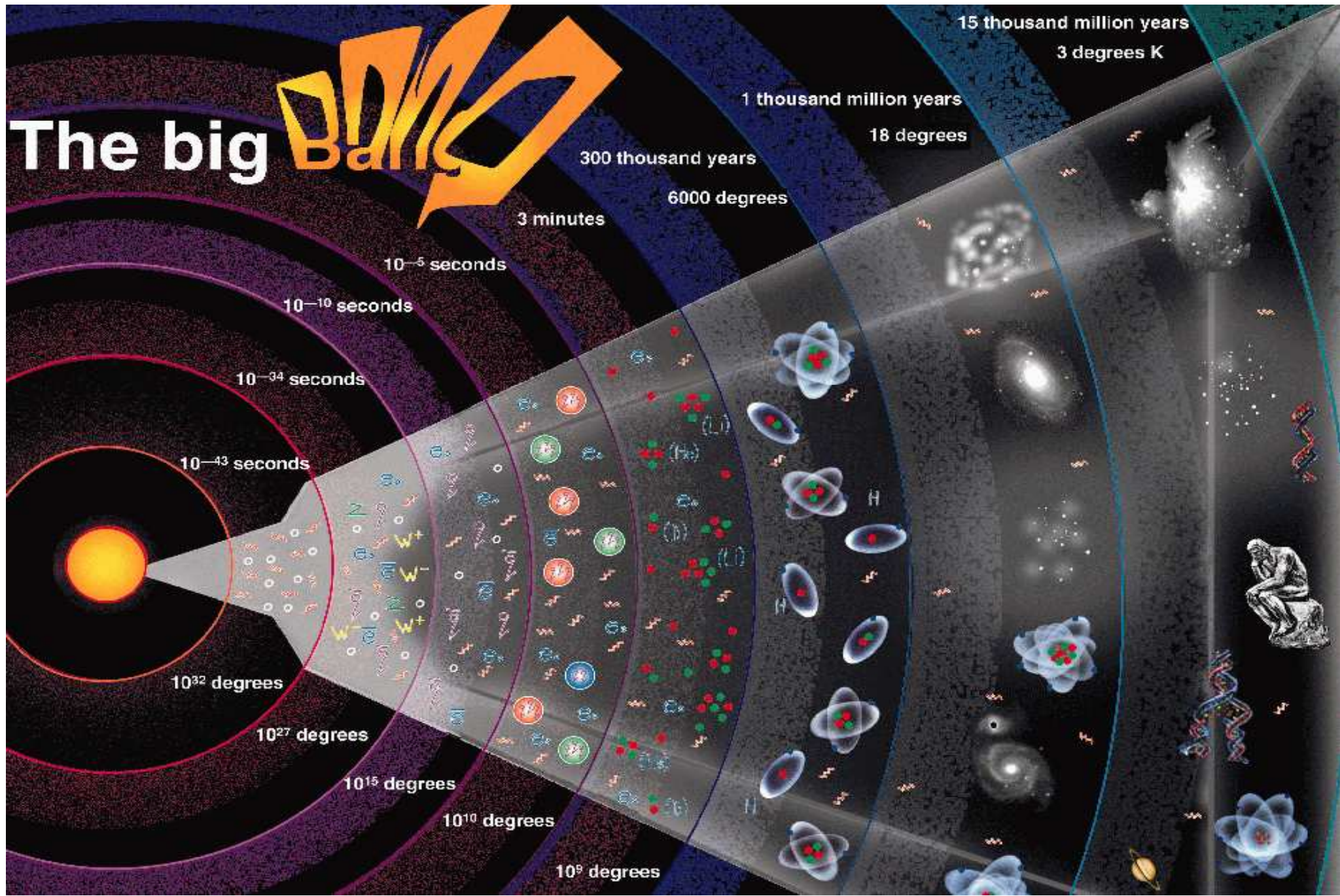
Przygotowywanych jest wiele nowych projektów, także w oparciu o nowe technologie



Inne eksperymenty

- Cherenkov light detector
- Cherenkov radio detector
- Proposed Cherenkov light projects
- Proposed Cherenkov radio projects
- nu air shower proposed
- nu air shower





Ewolucja gwiazd

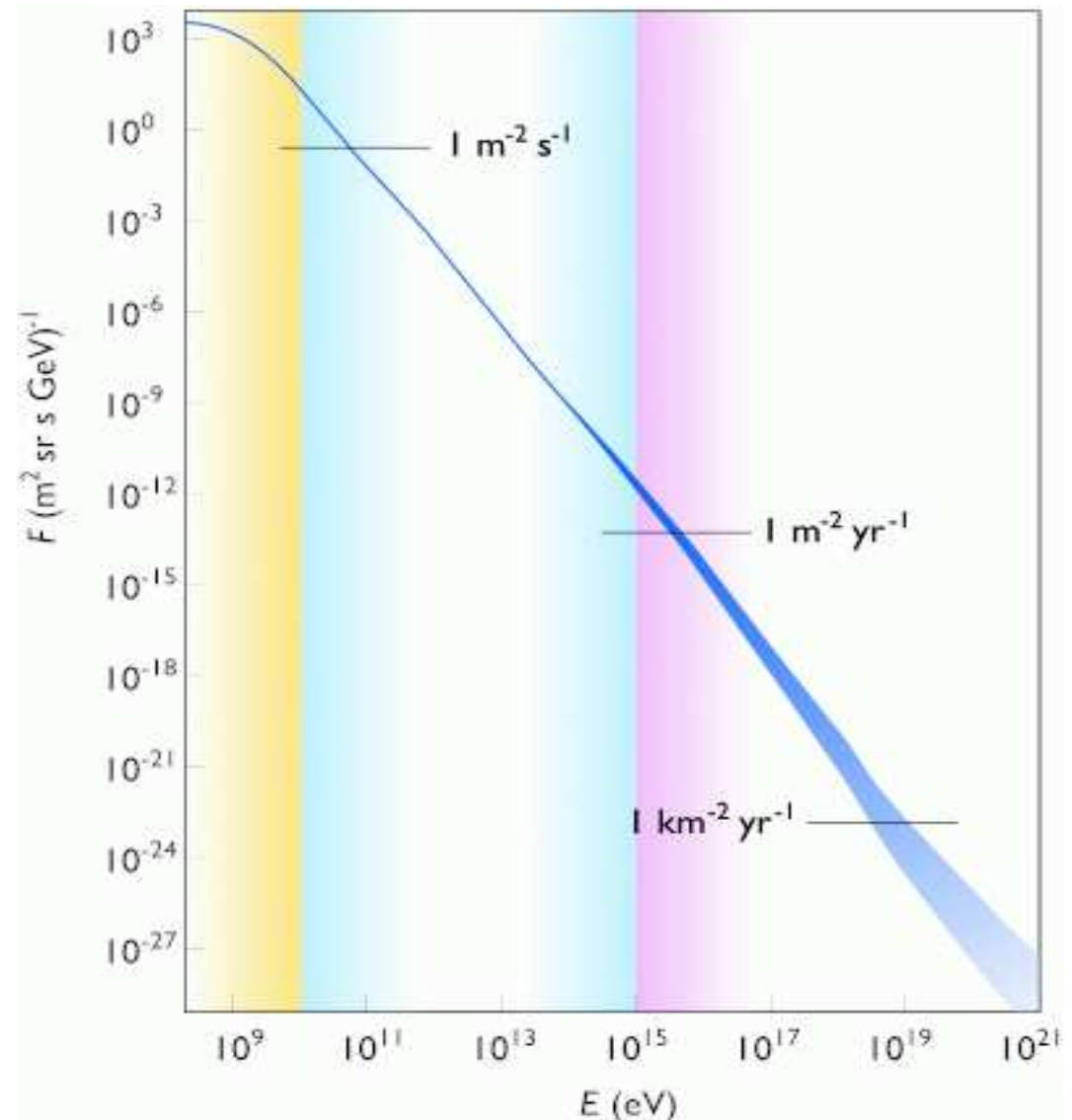
Promieniowanie kosmiczne

Mechanizm Fermiego opisuje możliwy metodę przyspieszania cząstek w falach uderzeniowych rozchodzących się w materii międzygwiazdnej.

Promieniowanie do energii rzędu 10^{15-16} eV powstaje prawdopodobnie w falach rozchodzących się po **wybuchu supernowych**.

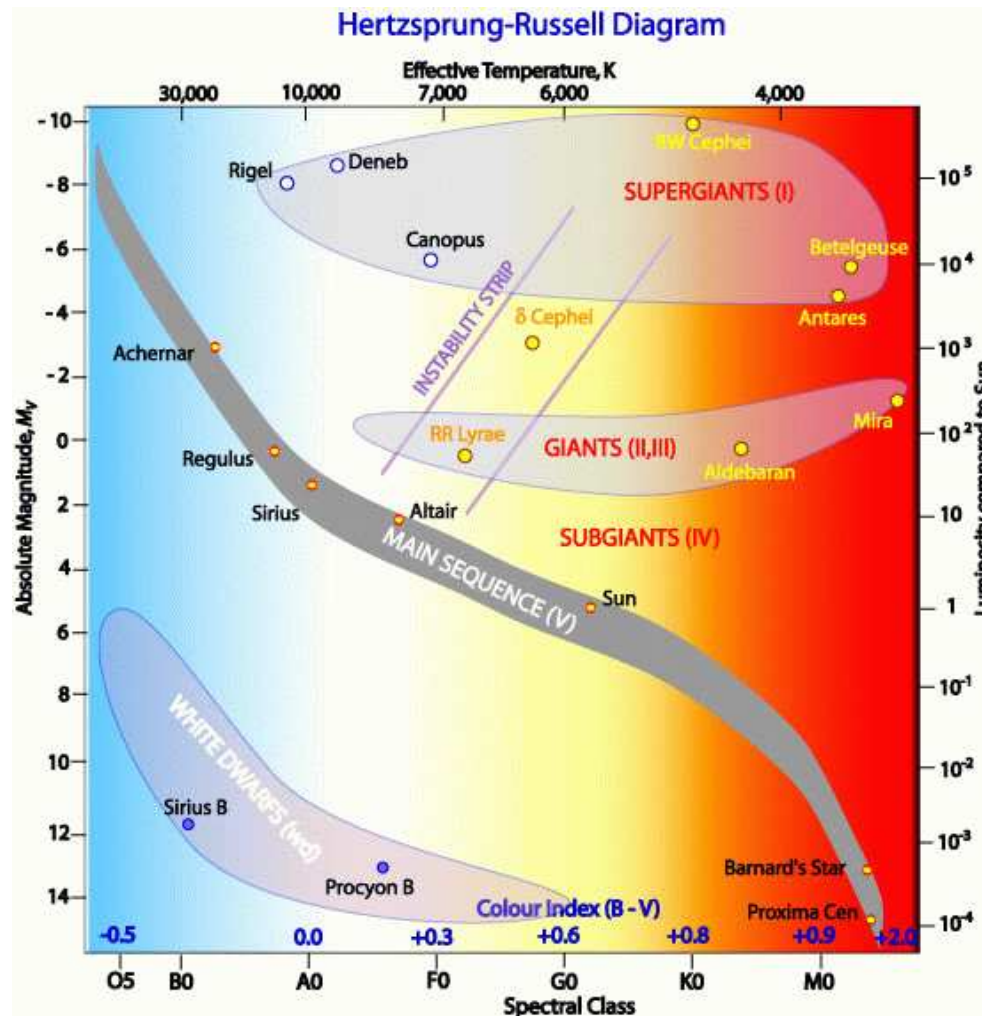
Wyższe energie: ???

Jakie mechanizmy mogą prowadzić do tak gigantycznych eksplozji?



Ewolucja gwiazd

Diagram H-R

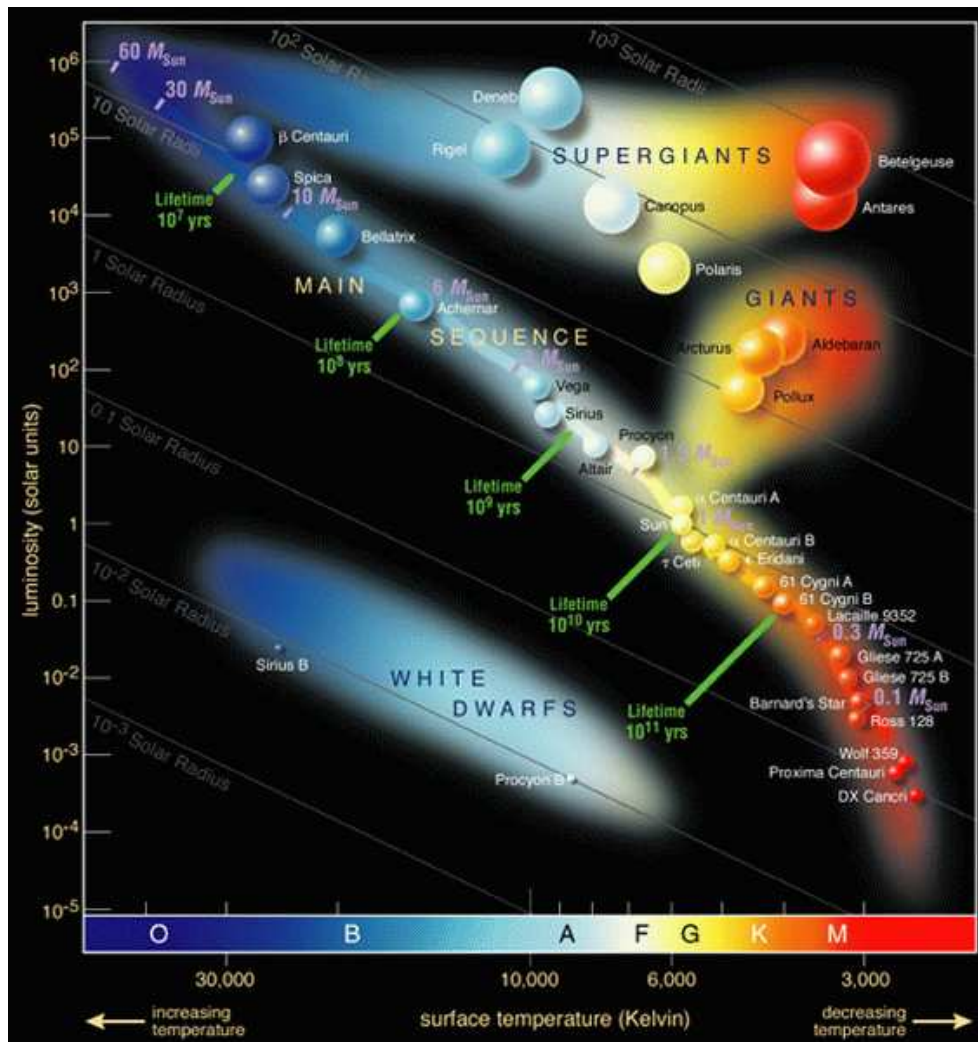


Graficzna prezentacja typu gwiazd, ale także ścieżki ich ewolucji.

Rozmiar gwiazd rośnie wzdłuż przekątnej

Ewolucja gwiazd

Diagram H-R



Graficzna prezentacja typu gwiazd, ale także ścieżki ich ewolucji.

Rozmiar gwiazd rośnie wzdłuż przekątnej

Ewolucja gwiazd

Narodziny gwiazd

Gwiazdy powstają z chmur gazu i pyłu materii międzygwiazdnej w rejonach gdzie na skutek oddziaływań grawitacyjnych nastąpiło jej zgęszczenie.

Obłoki molekularne mają typowo rzędu $10^3 - 10^6$ mas Słońca i są bardzo zimne: ok. 10 - 30 K. Składają się głównie z cząsteczkowego wodoru (H_2) choć obecne są też inne proste cząsteczki (H_2O , CO , NH_3 ...)

Pod wpływem własnej grawitacji fragmenty obłoku zaczynają się zapadać i gęstnieć, ich temperatura zaczyna rosnać (energia potencjalna \Rightarrow kinetyczna).

Rośnie też ciśnienie, które hamuje zapadanie, ale energia jest tracona na promieniowanie.

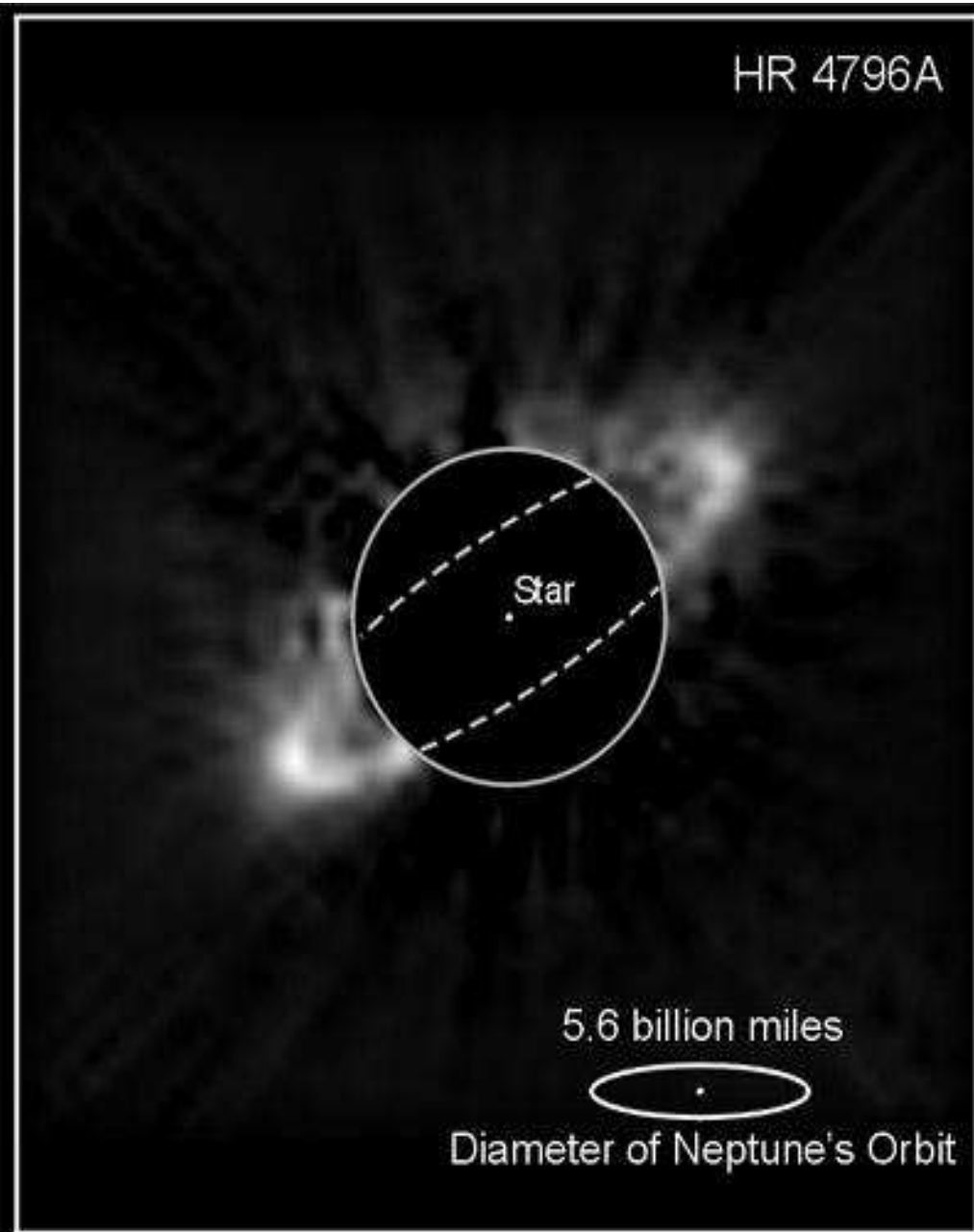
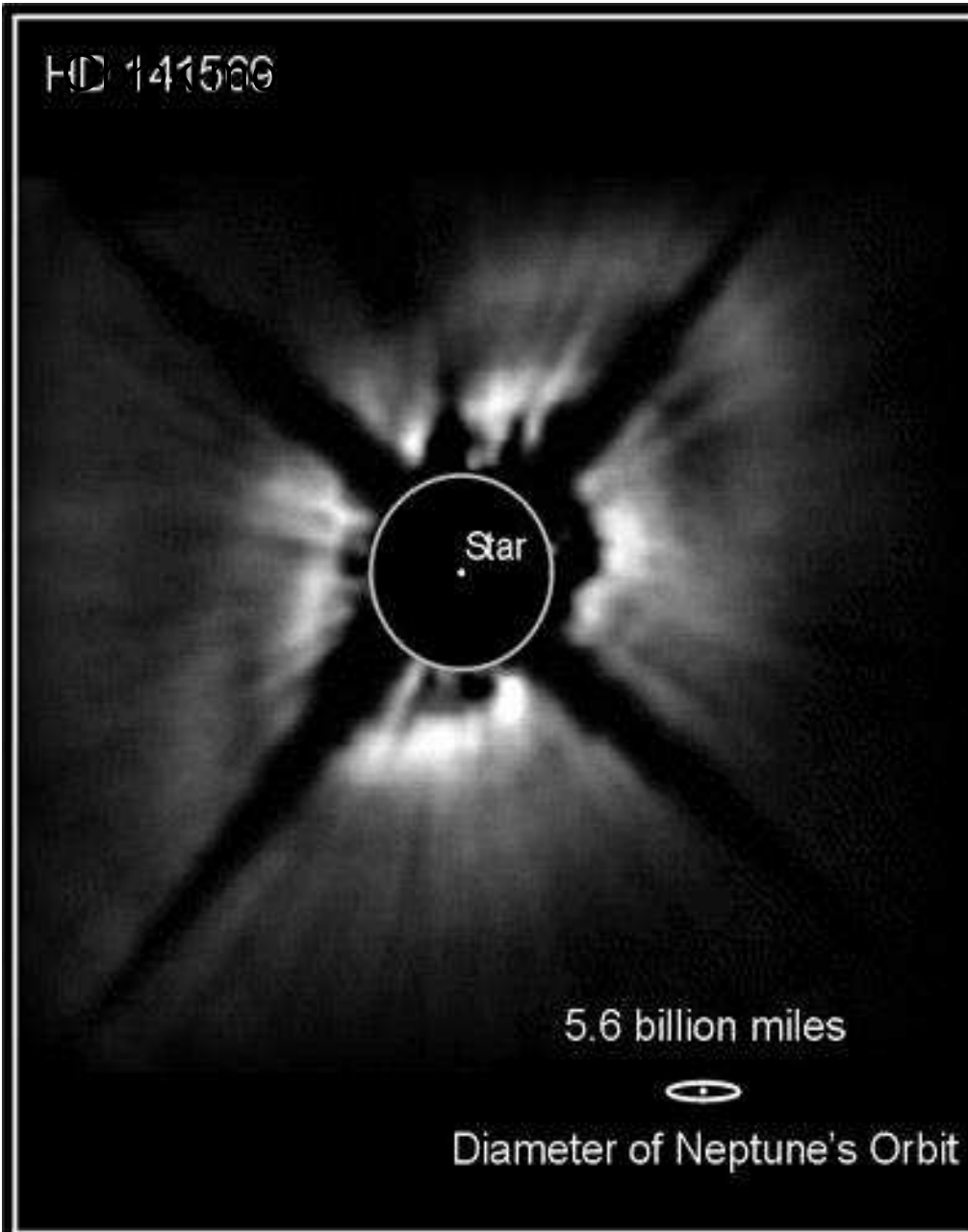
Także ew. moment pędu “przeciwstawia się” zapadaniu.

\Rightarrow W przypadku dużej rotacji obłok dzieli się na centralne “jądro” i rotujący dysk.

Z tego dysku w przyszłości mogą powstać planety...

Obłok molekularny (NASA)





Dust Disks around Stars

HST • NICMOS

Ewolucja gwiazd

Narodziny gwiazd

Protogwiazda: skupisko materii, które staje się nieprzeźroczyste dla fotonów (ze względu na gęstość i temperaturę).

Małe zgęszczenia mają zbyt słabą grawitację, żeby doprowadzić do powstania gwiazdy.

Ale większe zgęszczenia mogą powoli wchłaniać te mniejsze - ich masa rośnie. Im większa masa tym szybsze zapadanie.

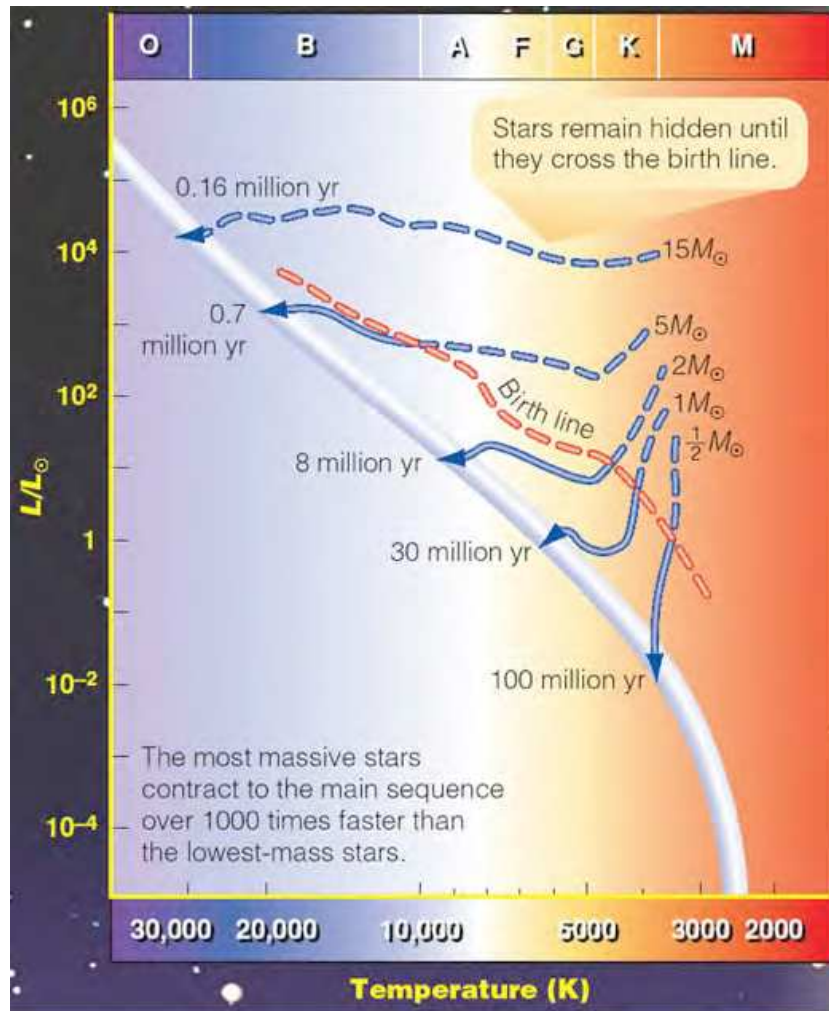
Także zewnętrzne zaburzenia (np. wybuch supernowej) mogą przyspieszać procesy formacji (dodatkowe ciśnienie).

Jeżeli masa obłoku jest wystarczająco duża, to temperatura osiąga wartość krytyczną, powyżej której zaczyna się reakcja termojądrowa proton-proton.

Proces zapadania się grawitacyjnego zaczyna być hamowany przez ciśnienie rozgrzanej materii i promieniowania \Rightarrow gwiazda osiąga stan (quasi) równowagi

Ewolucja gwiazd

Narodziny gwiazd



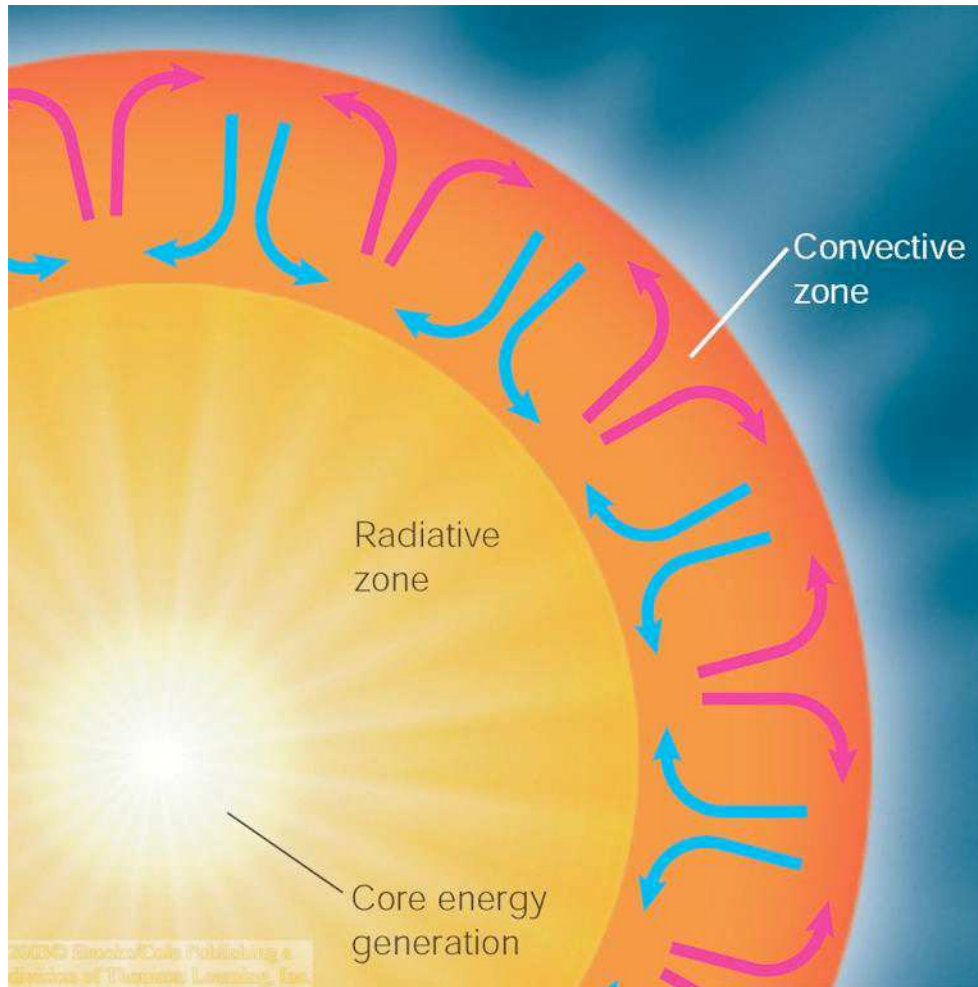
Czas jaki jest potrzebny dla uformowania gwiazdy z początkowego (fragmentu) obłoku i osiągnięciu przez nią równowagi na Ciągu Głównym:

Masa [mas Słońca]	Czas [10^6 lat]
15	0.16
5	0.7
2	8
1	30
0.5	100

Gwiazda nie od razu staje się widoczna “na niebie”. Musi “odepchnąć” od siebie otaczające ją gazy i pyły.

Ewolucja gwiazd

Gwiazdy na ciągu głównym



W jądrze gwiazdy zachodzą reakcje termojądrowe, produkowana jest energia.

Cała energia musi zostać przez gwiazdę wypromieniowana...

Energia ta przenoszona jest w centrum gwiazdy głównie przez promieniowanie, bliżej powierzchni zaczyna dominować konwekcja.

Szczegóły zależą od masy gwiazdy...

Ewolucja gwiazd

Gwiazdy na ciągu głównym

Gwiazdy ciągu głównego powoli zużywają swoje paliwo.

Im większa masa gwiazdy, tym większa temperatura panuje w jądrze, tym szybciej zachodzą reakcje termojądrowe.

Z obserwacji wnioskujemy, że jasność gwiazdy zależy od masy jak

$$L \sim M^{3.5}$$

Całkowita masa dostępnego “paliwa” to początkowa masa gwiazdy: M

Gwiazda utrzymuje stabilność (pozostaje w Ciągu Głównym) póki nie zużyje określonej części paliwa. Oczekiwany czas życia (stabilności) gwiazdy:

$$T \sim M^{-2.5}$$

⇒ najmasywniejsze, najjaśniejsze gwiazdy najszybciej ewoluują...

Ewolucja gwiazd

Gwiazdy na ciągu głównym

TABLE 12-2 Main-Sequence Lifetimes

Mass (M_{\odot})	Surface temperature (K)	Luminosity (L_{\odot})	Time on main sequence (10^6 years)	Spectral class
25	35,000	80,000	3	O
15	30,000	10,000	15	B
3	11,000	60	500	A
1.5	7000	5	3000	F
1.0 (Sun)	6000	1	10,000	G
0.75	5000	0.5	15,000	K
0.50	4000	0.03	200,000	M

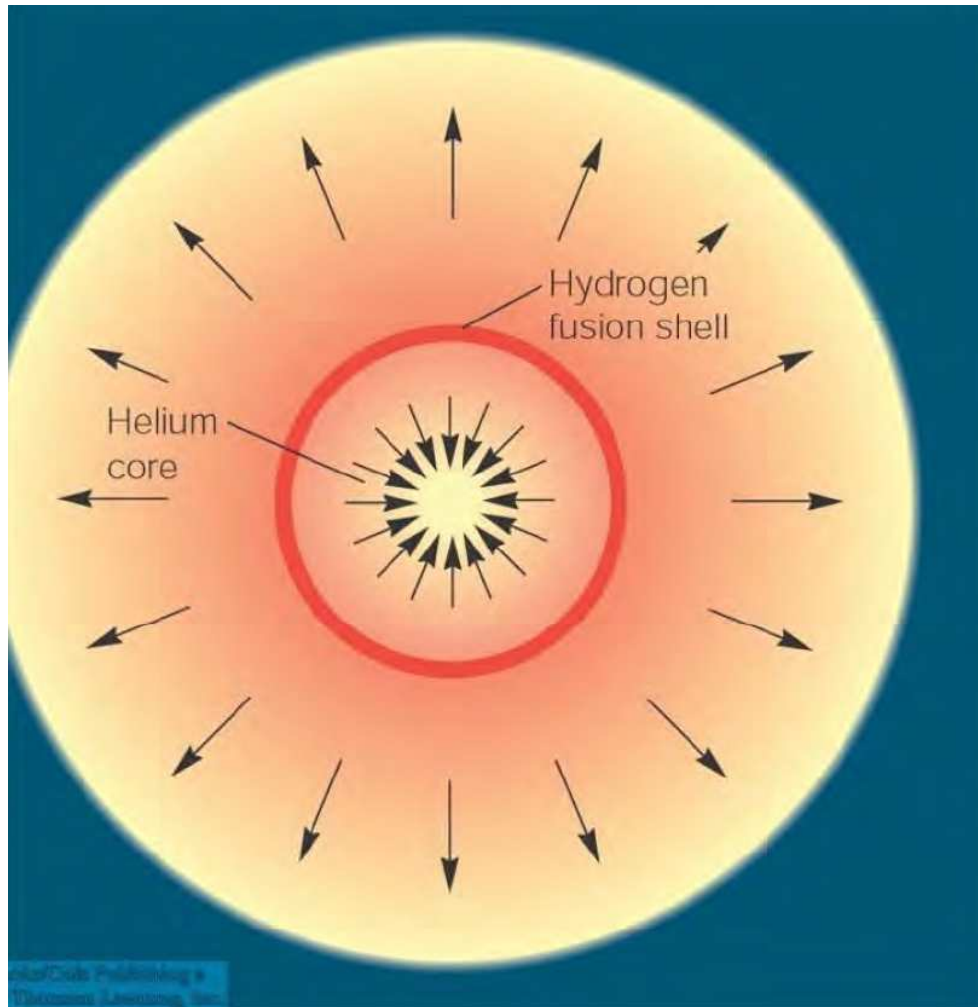
Table 12-2

Discovering the Universe, Eighth Edition

© 2008 W. H. Freeman and Company

Ewolucja gwiazd

Przyszłość Słońca



Gdy wypali się wodór w **jądrze** Słońca zacznie się ono zapadać \Rightarrow ogrzewać

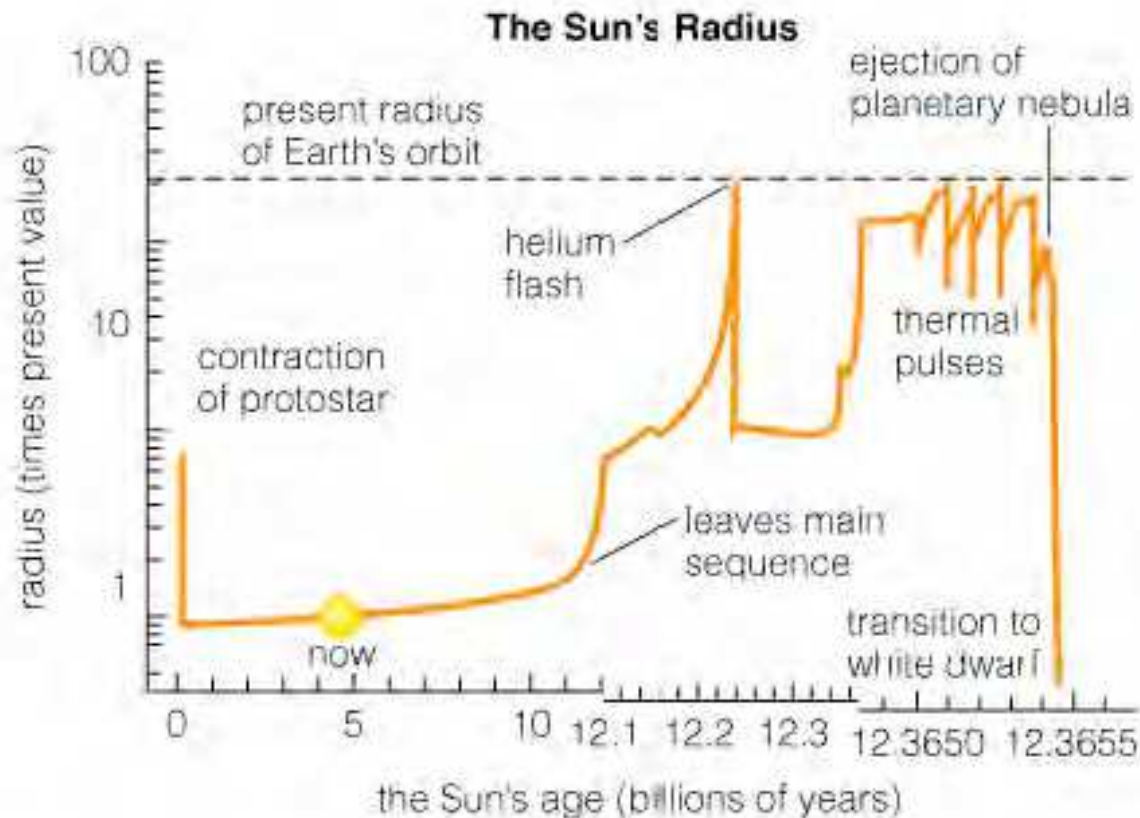
Temperatura nie wystarczy do zapłonu helu w jądrze, ale reakcja spalania wodoru może dalej zachodzić w otaczającej powłoce.

Produkcja energii wzrasta (!)
co zwiększa ciśnienie i powoduje rozszerzenie się gwiazdy

\Rightarrow Czerwony Olbrzym

Ewolucja gwiazd

Przyszłość Słońca



© 2006 Pearson Education, Inc., publishing as Addison Wesley

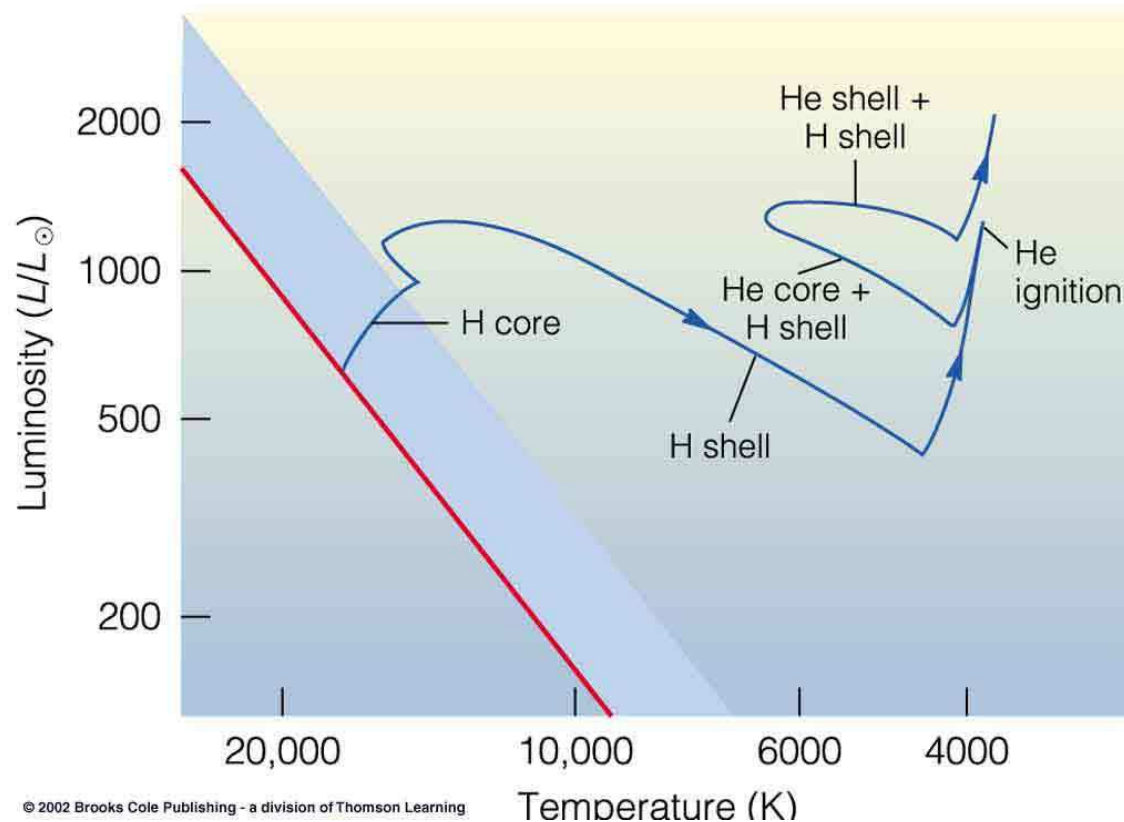
Za około 6 mld lat Słońce wypali wodór w jądrze i “zejdzie” z Ciągu Głównego.

Za ok. 7 mld lat promień Słońca urośnie do rozmiarów rzędu orbit Ziemi.

Gdy ciśnienie i temperatura w jądrze osiągnie ok. 10^8 K
⇒ zapłon helu

Ewolucja gwiazd

Przyszłość Słońca



Spalanie helu

- ⇒ produkcja cięższych pierwiastków
- ⇒ zmniejszanie liczby jąder
- ⇒ zmniejsza się ciśnienie

Gwiazda zmniejsza swoje rozmiary

Ale spalanie helu zachodzi lawinowo.

Po wypaleniu helu w jądrze spala się on dalej w rozszerzającej się powłoce, gwiazda znów puchnie...

Ewolucja gwiazd

Przyszłość Słońca

Po wypaleniu helu w jądrze gwiazdy, zacznie ono ponownie zapadać.

Ciśnienie grawitacyjne jest zbyt słabe, żeby doprowadzić do syntezy cięższych (niż C i O) pierwiastków.

Zapadanie jądra zostaje powstrzymane przez ciśnienie degeneracji elektronów (zakaz Pauliego \Rightarrow nie można ich ciasniej upakować).

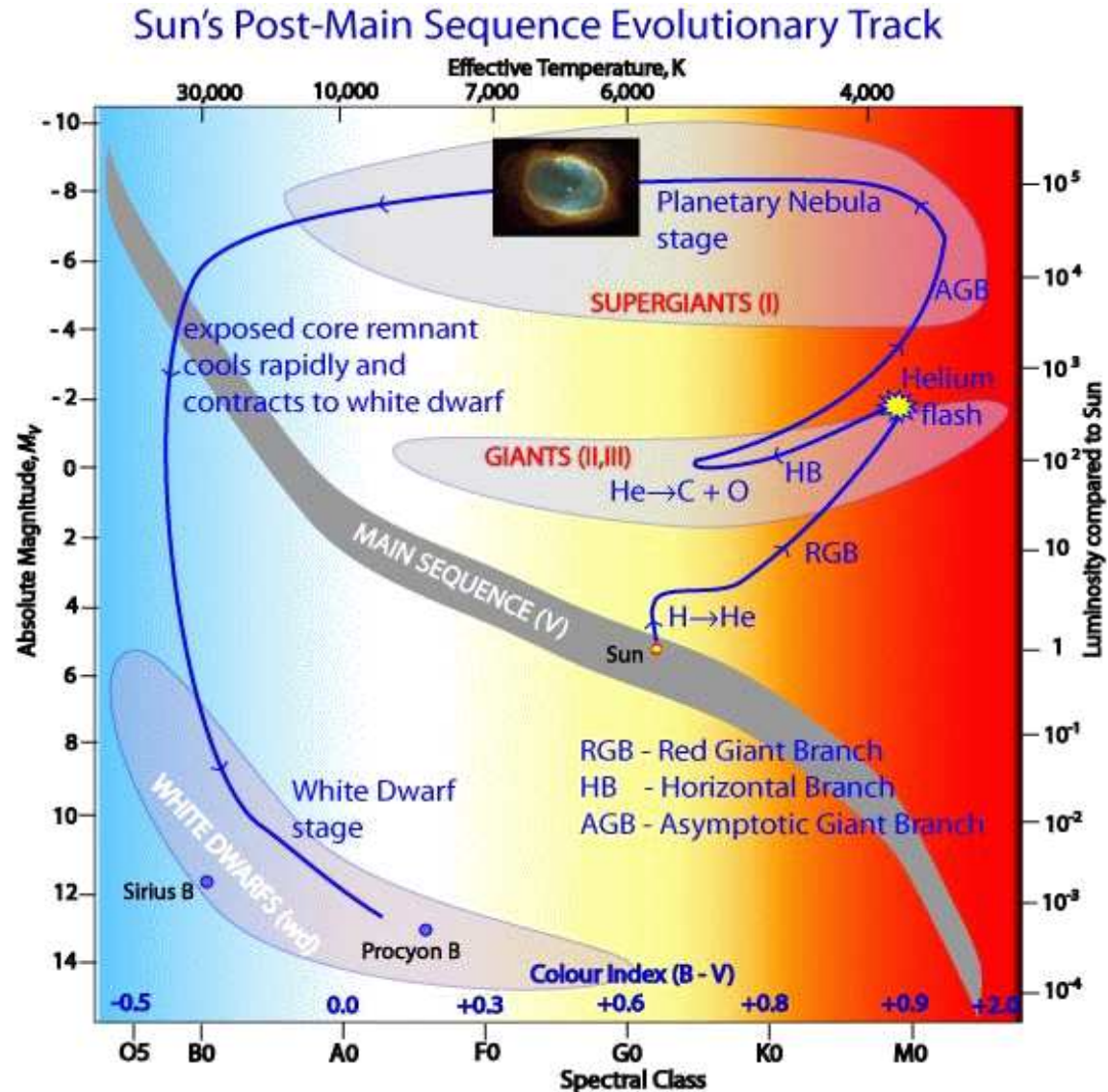
\Rightarrow biały karzeł

Zewnętrzne warstwy zostają odrzucone przez ciśnienie wynikające z gwałtownego spalania helu (i wodoru) w rozszerzających się powłokach

\Rightarrow mgławica planetarna

Ewolucja gwiazd

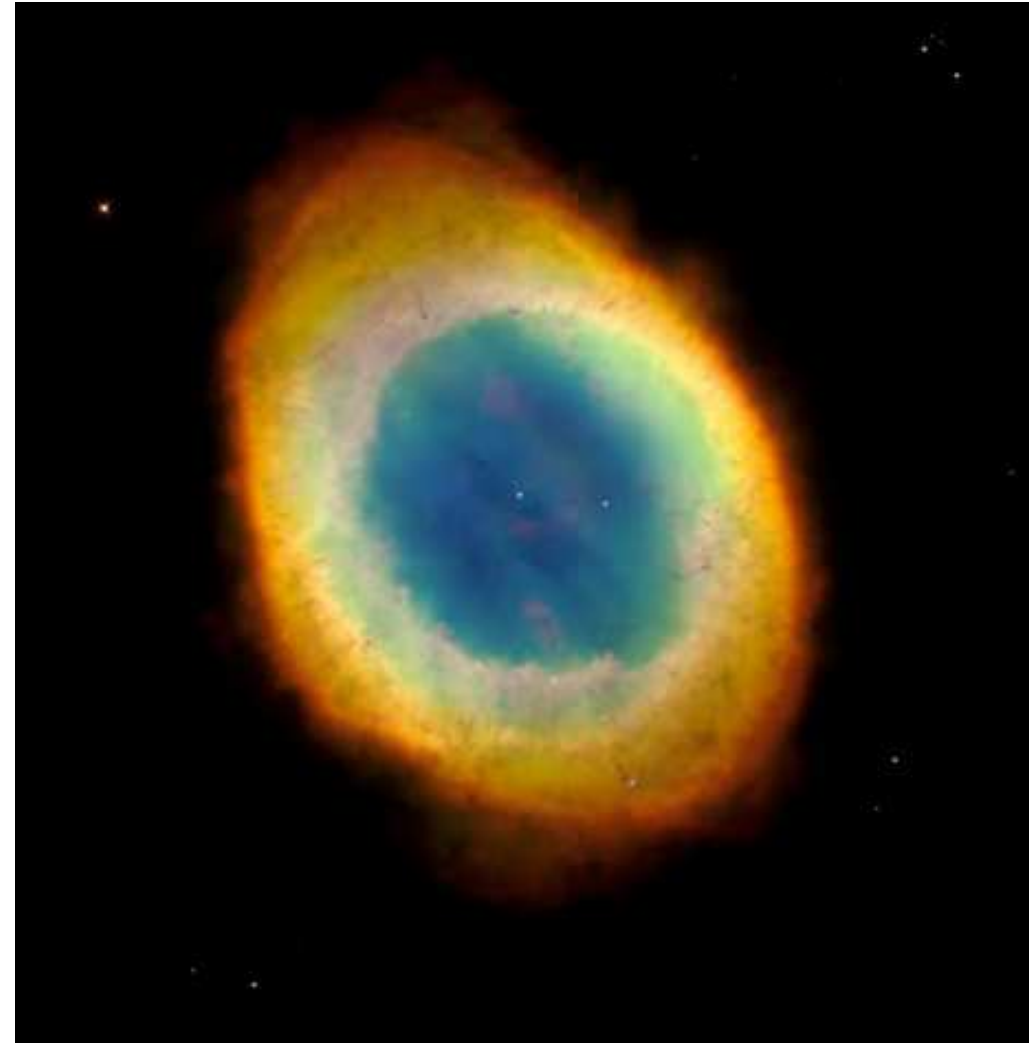
Przyszłość Słońca



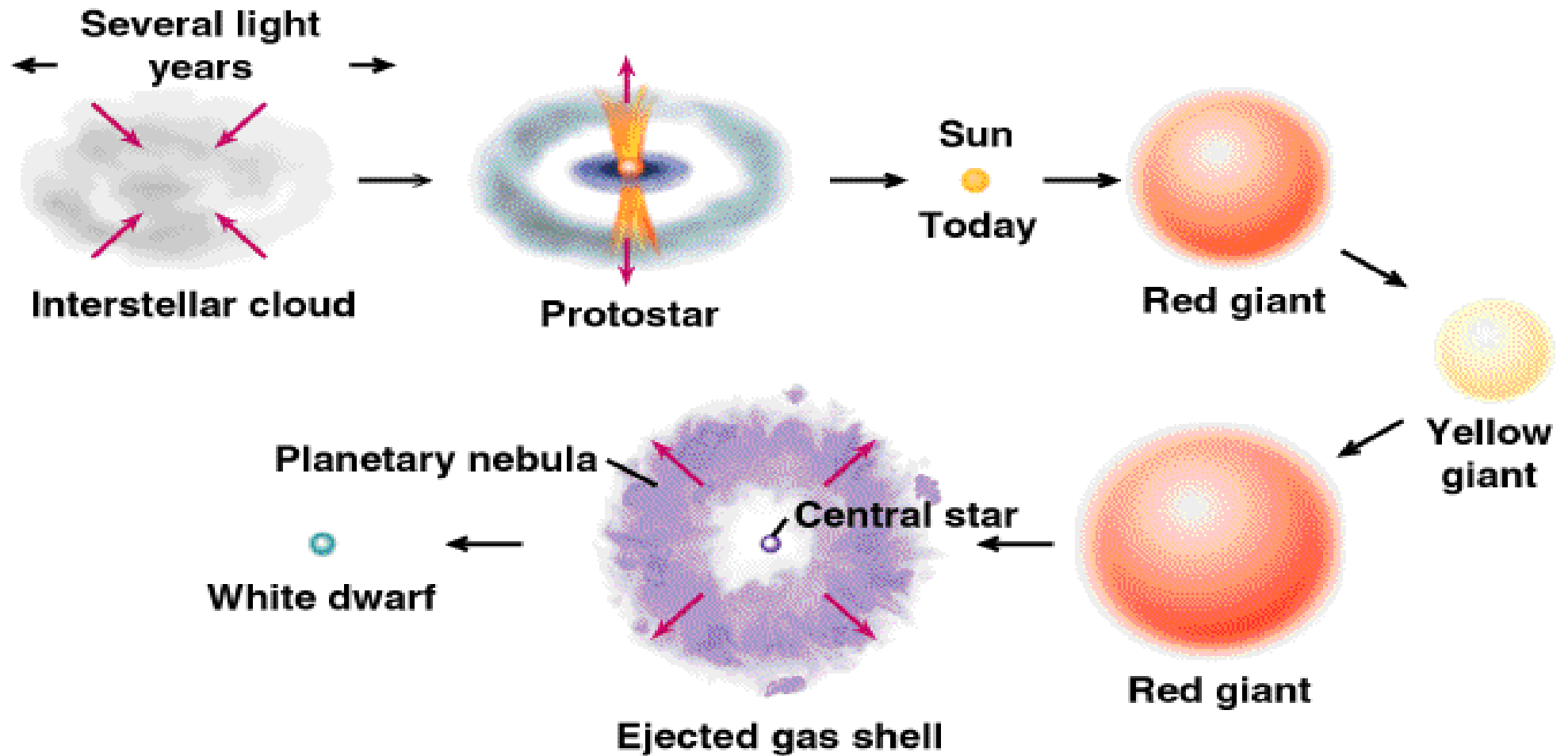
Ewolucja gwiazd

Przyszłość Słońca

Mgławice planetarne

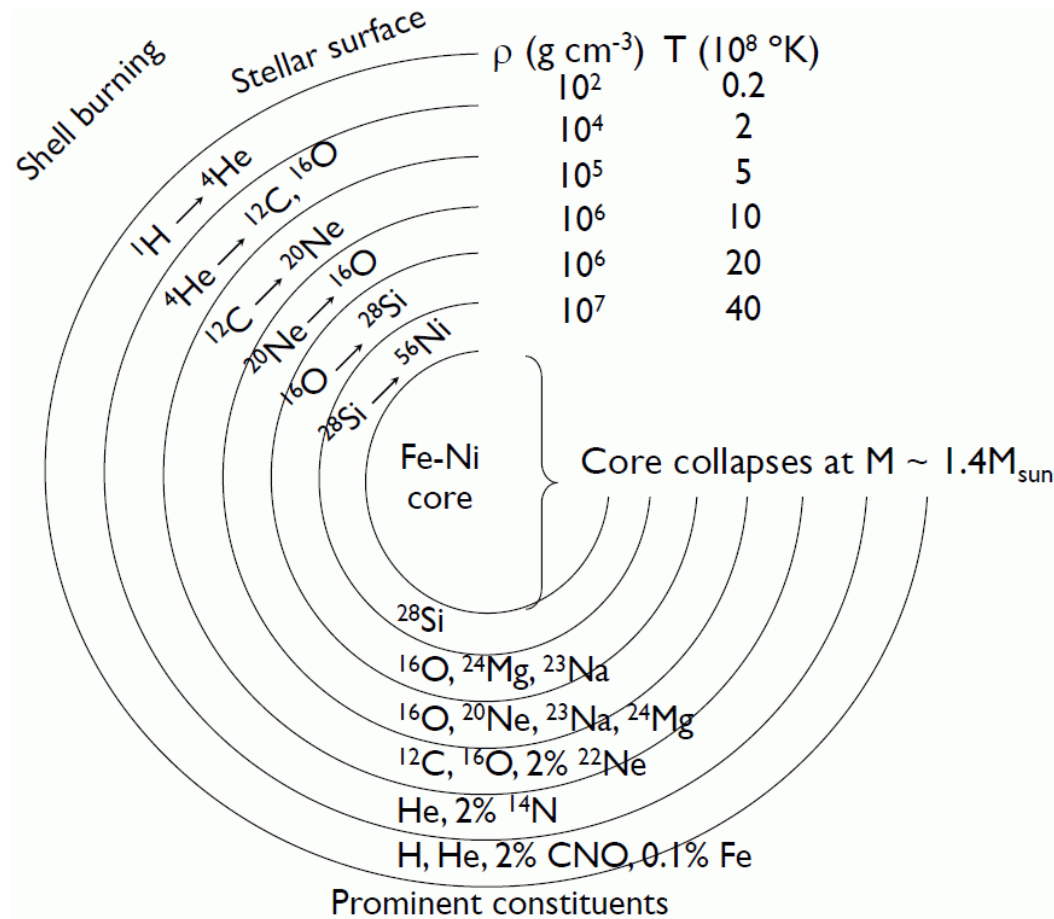


Life of the Sun



Ewolucja gwiazd

Masywne gwiazdy



Dla gwiazd cięższych niż ok. 8 mas Słońca ciśnienie grawitacyjne jest na tyle duże, że mogą przebiegać reakcje syntezy cięższych pierwiastków.

Synteza zaczyna się w jądrze, ale następnie obejmuje kolejne powłoki

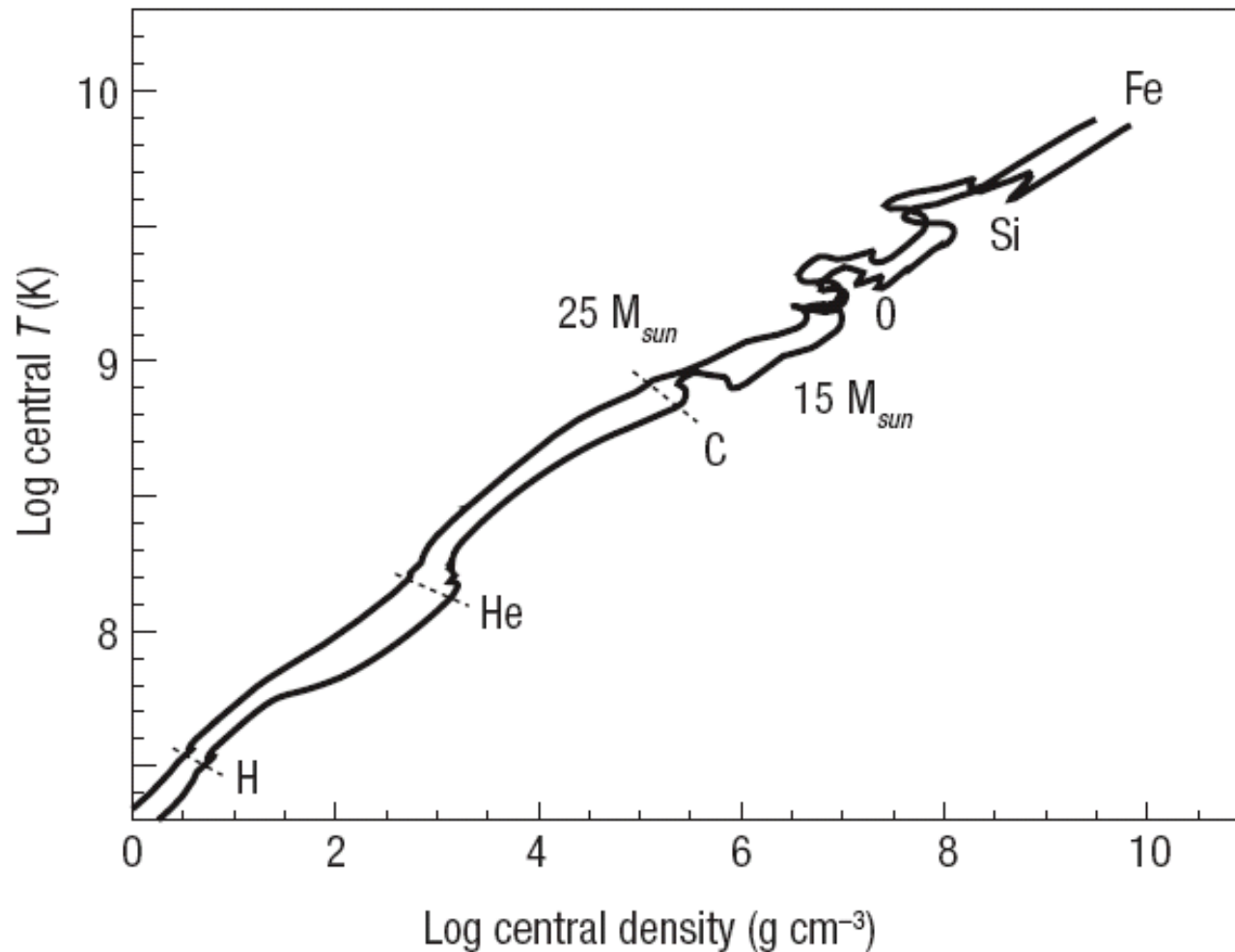
Energia wiązania na nukleon jest największa dla ^{56}Fe .

Cięższe pierwiastki nie mogą już być produkowane...

Ewolucja gwiazd

Masywne gwiazdy

Gdy wypala się jeden składnik, jądro zapada się i rozgrzewa, aż może zapalić się kolejny



Ewolucja gwiazd

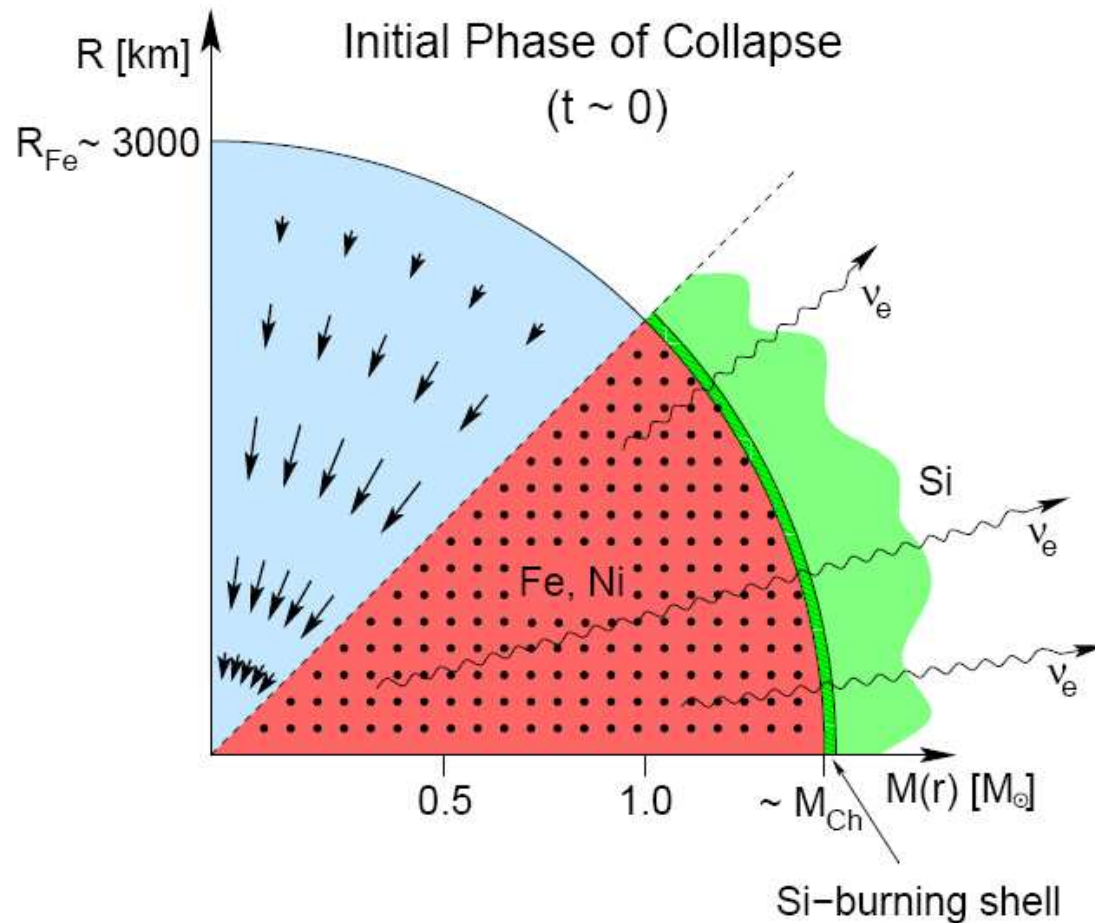
Masywne gwiazdy

Kolejne etapy ewolucji zachodzą coraz szybciej

Fused	Products	Time	Temperature
H	${}^4\text{He}$	10^7 yrs.	4×10^6 K
${}^4\text{He}$	${}^{12}\text{C}$	Few $\times 10^6$ yrs	1×10^8 K
${}^{12}\text{C}$	${}^{16}\text{O}$, ${}^{20}\text{Ne}$, ${}^{24}\text{Mg}$, ${}^4\text{He}$	1000 yrs.	6×10^8 K
${}^{20}\text{Ne} +$	${}^{16}\text{O}$, ${}^{24}\text{Mg}$	Few yrs.	1×10^9 K
${}^{16}\text{O}$	${}^{28}\text{Si}$, ${}^{32}\text{S}$	One year	2×10^9 K
${}^{28}\text{Si} +$	${}^{56}\text{Fe}$	Days	3×10^9 K
${}^{56}\text{Fe}$	Neutrons	< 1 second	3×10^9 K

Ewolucja gwiazd

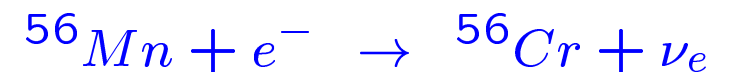
Masywne gwiazdy



Początkowo ciśnienie grawitacyjne w żelaznym jądrze jest równoważone przez ciśnienie degeneracji elektronów.

Gdy żelazne jądro osiąga ok. 1.5 masy Słońca staje się niestabilne.

Ciśnienie grawitacyjne wymusza zachodzenie reakcji zmniejszających liczbę elektronów, np.:

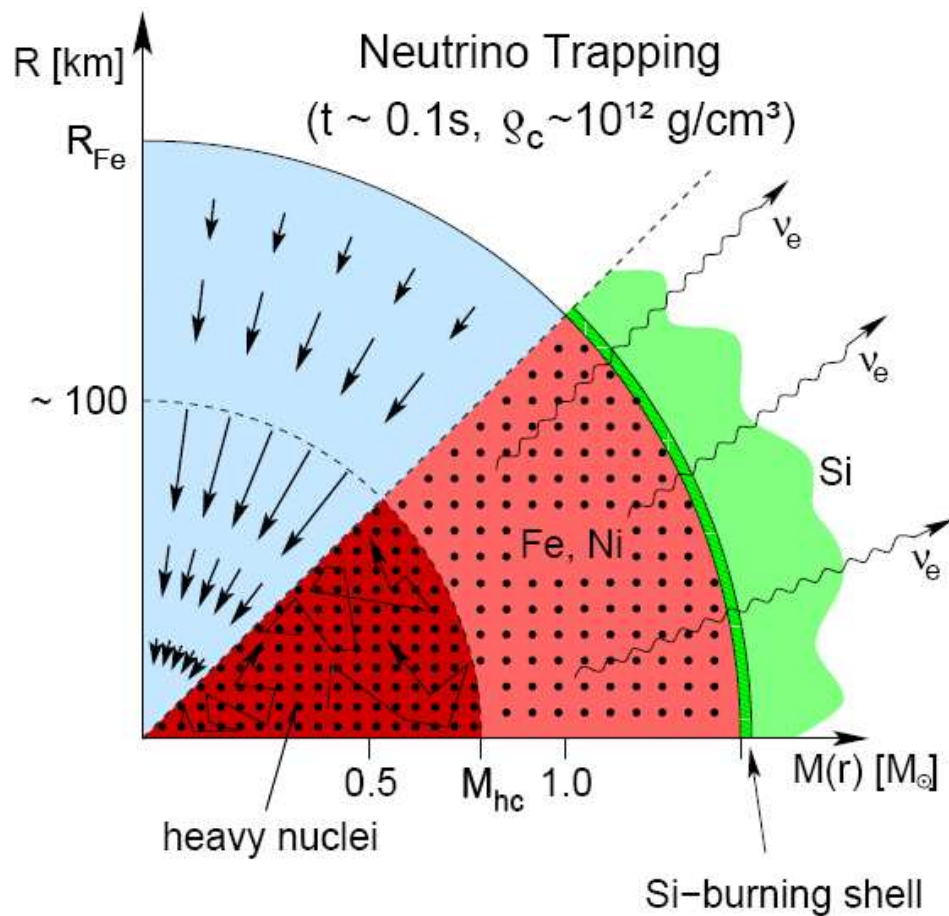


⇒ zapadanie grawitacyjne...

zaczerpnięte z prezentacji Markusa Weilandta, LMU, München

Ewolucja gwiazd

Masywne gwiazdy



Produkowane są coraz cięższe i bogatsze w neutrony pierwiastki.

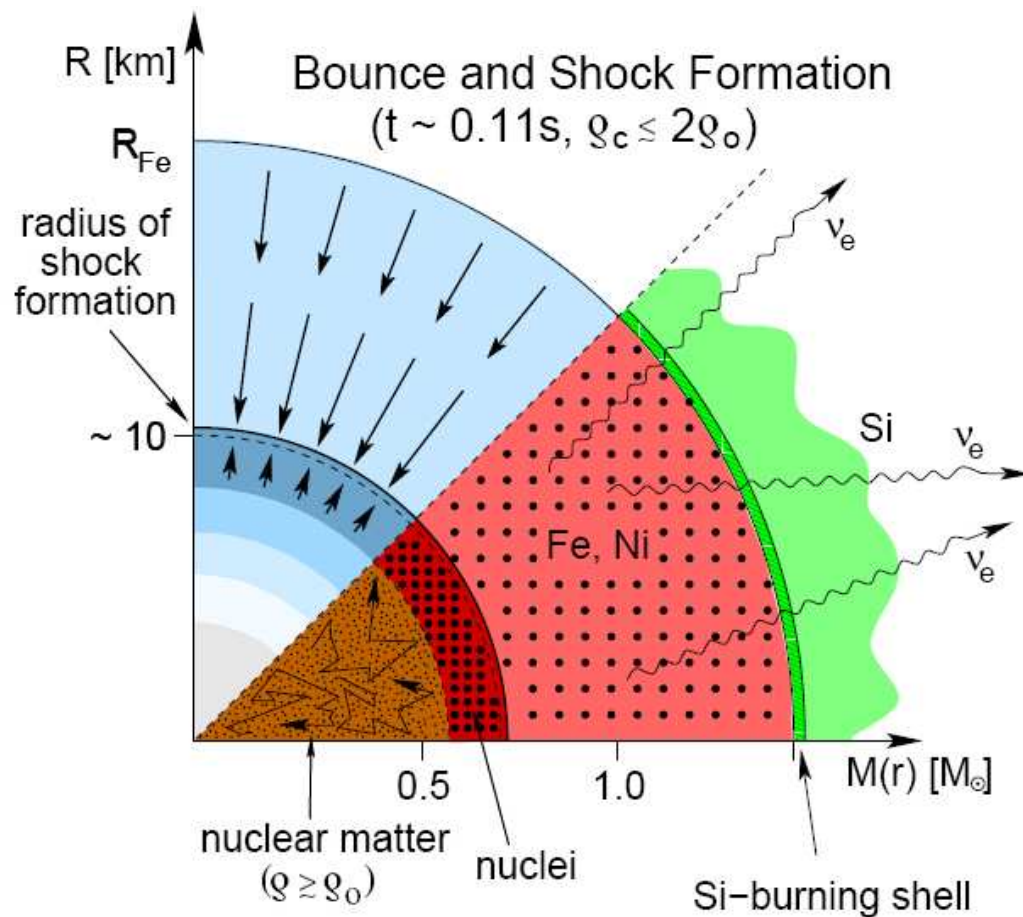
Materia jądrowa jest tak gęsta, że neutrino są uwięzione (!)

Jądro zapada się coraz szybciej...

zaczerpnięte z prezentacji Markusa Weiland, LMU, München

Ewolucja gwiazd

Masywne gwiazdy



Gęstość jądra dochodzi do gęstości jądrowej:

$$\rho_0 = 10^{14} \text{ g/cm}^3$$

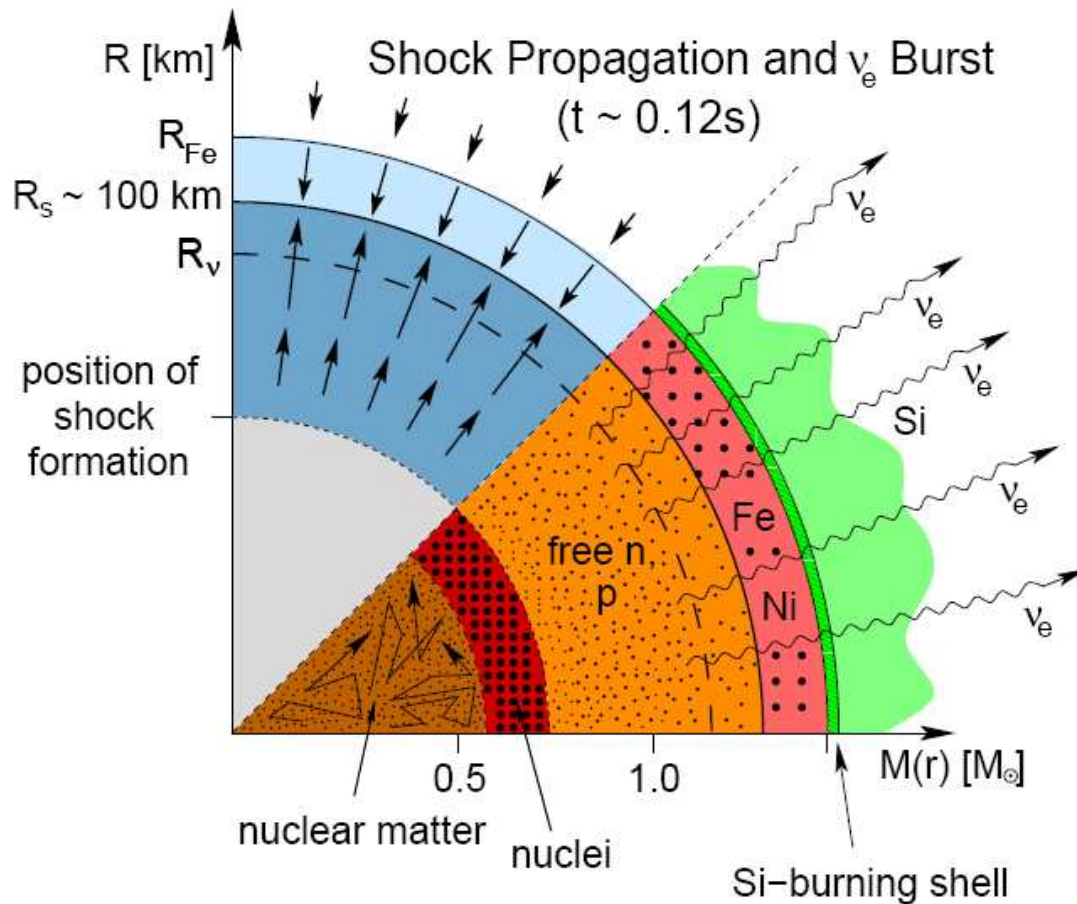
Dalsze kurczenie nie jest możliwe!
Hamuje je ciśnienie degeneracji neutronów!

Zewnętrzne warstwy "opadające" na jądro są gwałtownie zatrzymywane
 \Rightarrow rozchodzi się fala uderzeniowa

zaczepnięte z prezentacji Markusa Weiland, LMU, München

Ewolucja gwiazd

Masywne gwiazdy



Energia wyzwolona w momencie zapadnięcia jądra jest szybko wytracana na rozbijanie jąder żelaza na protony i neutrony.

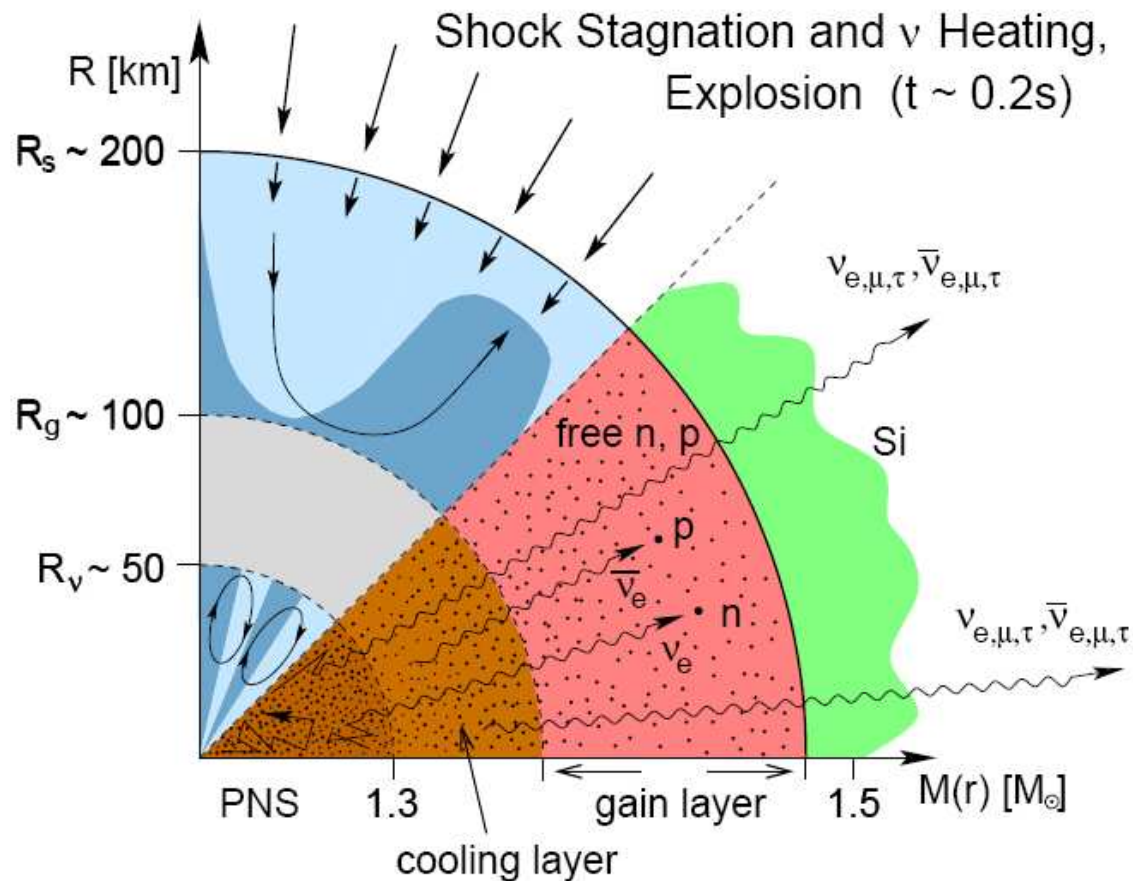
Energia nie może “wydostać się” jądra.

Fala uderzeniowa słabnie...

zaczepnięte z prezentacji Markusa Weiland, LMU, München

Ewolucja gwiazd

Masywne gwiazdy



Neutrino unoszą z jądra większość energii wyzwolonej w wyniku zapadania.

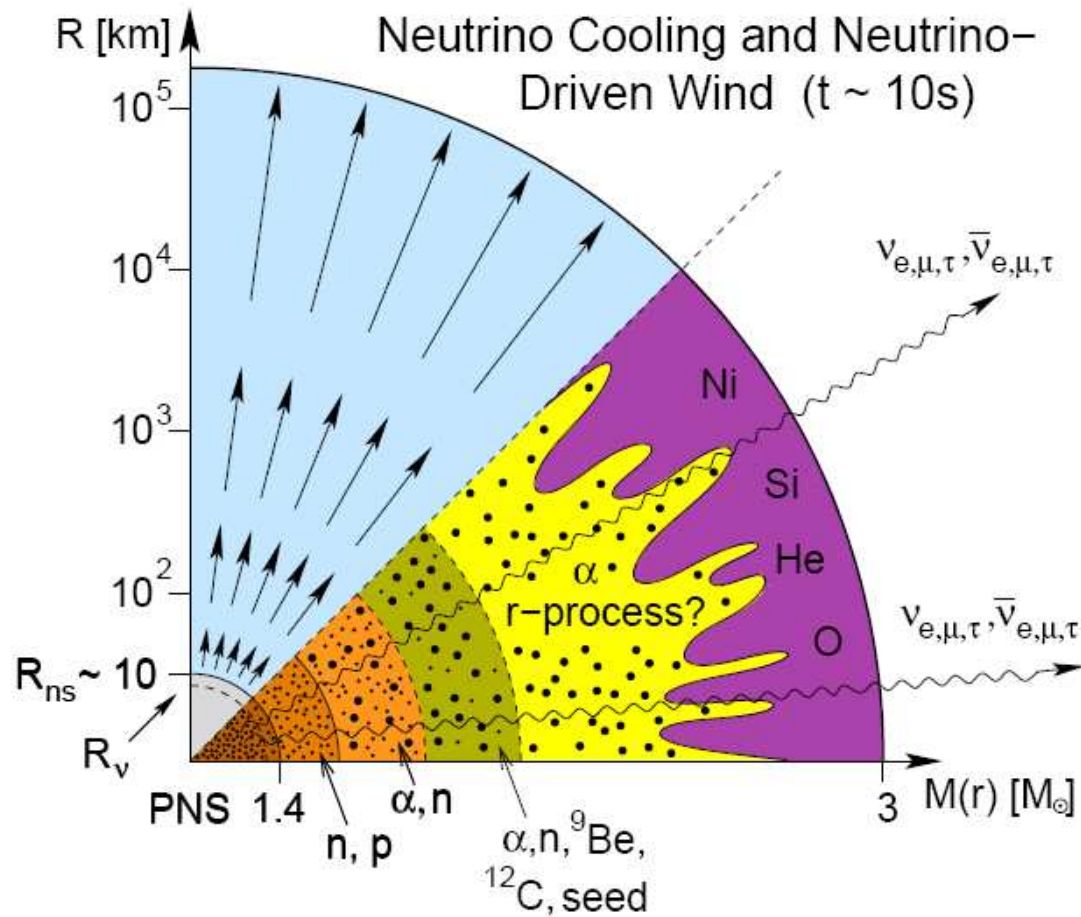
⇒ oddziałując w bardziej zewnętrznych warstwach (wciąż bardzo gęstych) mogą wtórnie napędzić falę uderzeniową.

Następuje wybuch Supernowej!...

zaczerpnięte z prezentacji Markusa Weilandta, LMU, München

Ewolucja gwiazd

Masywne gwiazdy



Przypuszczamy, że w momencie wybuchu Supernowej zachodzi też lawinowo “proces r” (ang. r-process, rapid neutron captures process).

W wyniku wychwytu wielu neutronów mogą powstawać jądra o $A \approx 80 - 240$.

zaczepnięte z prezentacji Markusa Weilandta, LMU, München

Life of a High Mass Star

