
С.И. Синеговский

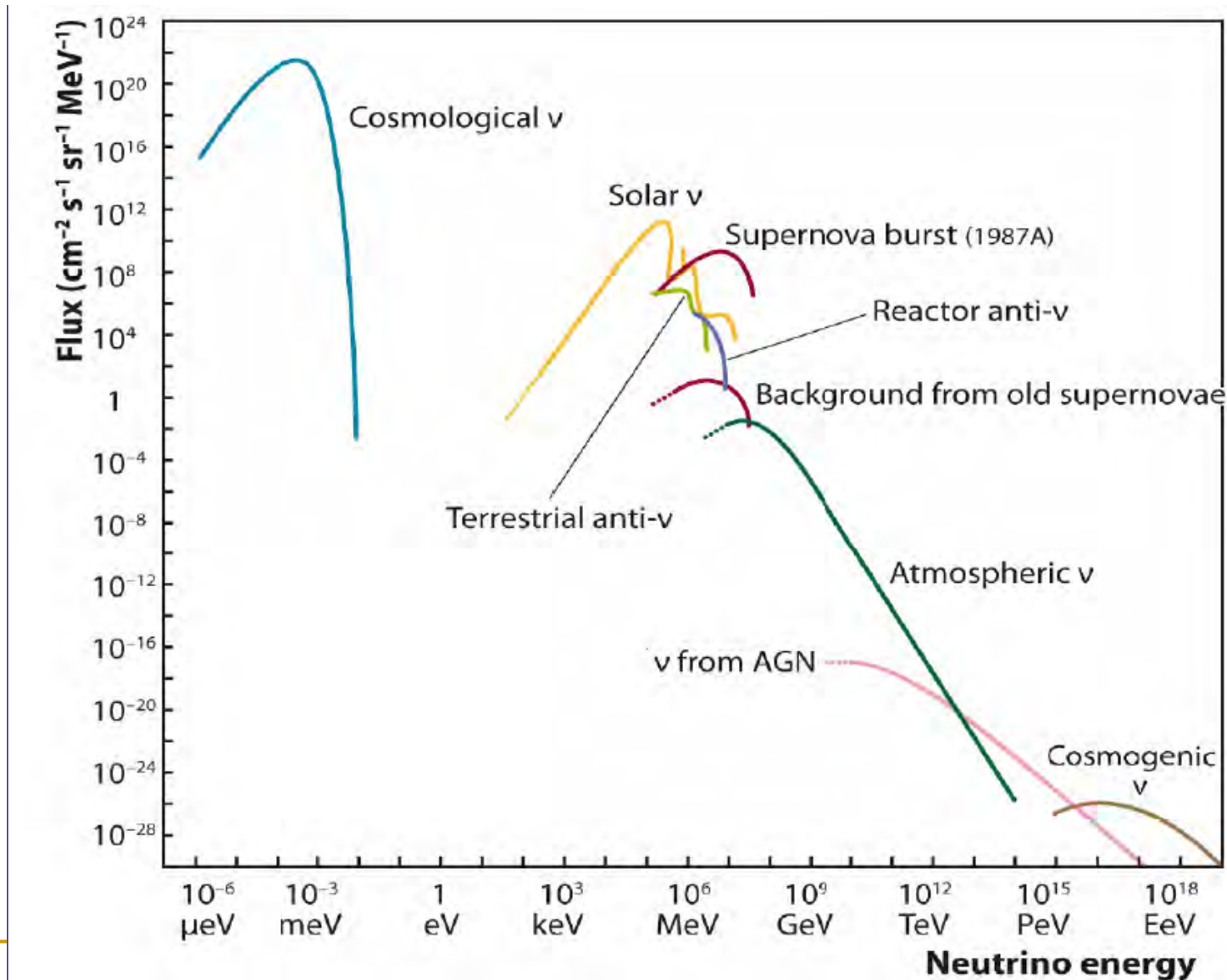
**Нейтринная астрофизика
высоких энергий
2018 г.**

Лекции 26-28

Содержание

- Астрофизические источники излучения высоких и сверхвысоких энергий
- pp - и $p\gamma$ - механизмы генерации нейтрино
- Активные ядра галактик (AGN)
- Модели источников гамма-всплесков (GRB)
- Оценки потоков нейтрино от AGN и GRB
- Возможности регистрации нейтрино и установленные ограничения на их потоки

Спектры космических и земных нейтрино



Вопросы к стандартному сценарию генерации нейтрино (“снизу-вверх”)

- ✓ Природа источников гигантского энерговыделения, наблюдаемого в таких объектах как активные ядра галактик и гамма-барстеры ?
- ✓ Какие астрофизические объекты могут быть источниками HE - и VHE - нейтрино ?
- ✓ Механизмы ускорения частиц в источниках ?
- ✓ Что происходит с нейтрино на пути от источника к Земле ?
- ✓ Как зарегистрировать космические нейтрино, каково ожидаемое соотношение сигнал-фон ?

Галактические источники нейтрино

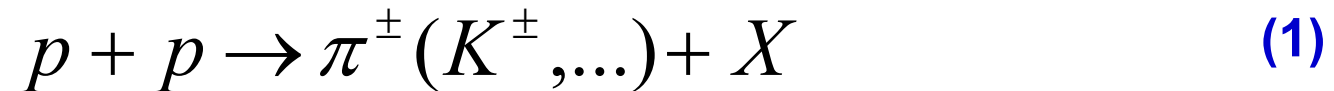
- ✓ Коллапс звезд
- ✓ Остатки сверхновых
- ✓ Нейтронные звезды
- ✓ Двойные рентгеновские (микроквазары)
- ✓ Взаимодействие КЛ с МЗС (pp-, p γ -нейтрино)

Оценки показывают, что фон атмосферных нейтрино служит серьезным препятствием для детектирования диффузных потоков галактических нейтрино.

Подтверждается на эксперименте!

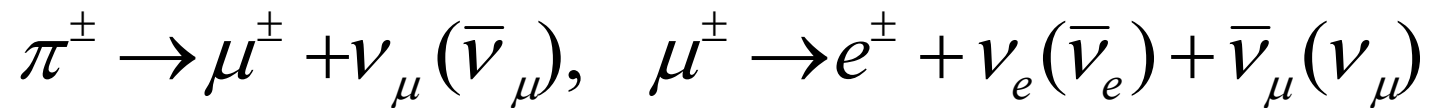
Основные механизмы генерации нейтрино

✓ пр-нейтрино



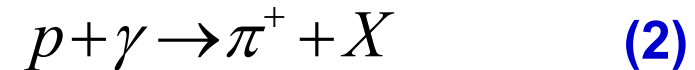
$$(\sigma_{pp} \sim 50 \cdot 10^{-27} \text{ см}^2)$$

$$\sigma_{pp} \approx 4.0 \ln \left[(E_p / 1 \text{ ТэВ} + 0.5) / (3 \cdot 10^{-4}) \right] \text{ см}^2$$

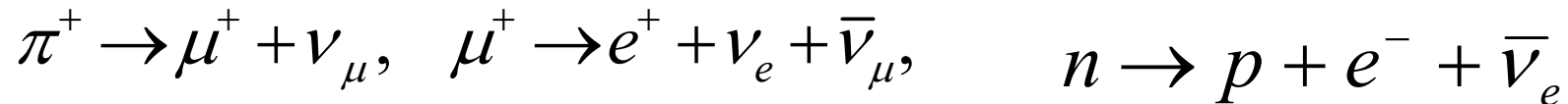


$$\langle E_{\nu} \rangle \cong \frac{1}{4} \langle x_{\pi} \rangle E_p \quad \langle x_{\pi} \rangle \cong 0.2 \quad \rightarrow \quad \langle E_{\nu} \rangle \cong 0.05 E_p$$

✓ $p\gamma$ -нейтрино



Пороговые реакции $p + \gamma \rightarrow \Delta^+ \rightarrow n + \pi^+$ $\sigma_{p\gamma \rightarrow \pi X}^{\max} \cong 5.4 \cdot 10^{-28} \text{ cm}^2$



Из-за порогового характера реакции (2) в потоках $p\gamma$ -нейтрино меньше доля $\bar{\nu}_e$ по сравнению с pp -нейтрино (здесь больше рождается нейтронов).

В источниках (AGN, GRB) фотонные поля имеют большие плотности ($n_{\gamma} \gg 400 \text{ cm}^{-3}$), непрозрачны для нуклонов, поэтому **$p\gamma$ -механизм является эффективным механизмом генерации нейтрино очень высоких энергий.**

$$E_p^{th}(UV) \sim 10^7 \text{ ГэВ}$$

$p\gamma$ -нейтрино рождаются не только при взаимодействии протонов с радиационными полями, окружающими источник, но и в результате фоторождения пиона на реликтовых фотонах (СМВ).

✓ $p\gamma_{CMB}$ -нейтрино

Фоторождение пиона на реликтовых фотонах (CMB):



В системе протона: $\epsilon_\gamma = \epsilon_0 \frac{E_p}{m_p}$, ϵ_0 - энергия CMB-фотона

$$\epsilon_\gamma = \frac{(m_\pi + m_n)^2 - m_p^2}{2m_p} \approx 0.16 \text{ ГэВ} \quad - \text{ порог фоторождения}$$

В лаб. системе: $E_p \geq E_p^{th} \cong \frac{m_\pi m_n (1 + m_\pi / 2m_n)}{2\epsilon_0} = \frac{6.7 \cdot 10^7}{\epsilon_0 / 1 \text{ eV}} \text{ ГэВ}$

$$\epsilon_0 \cong 6.5 \cdot 10^{-4} \text{ eV} \Rightarrow E_{GZK} \sim E_p^{th}(\epsilon_0) \approx 4 \cdot 10^{10} \text{ ГэВ} \Rightarrow E_\nu \geq 10^9 \text{ ГэВ}$$

Нейтрино от источников в Галактике (1)

Связь между нейтринной светимостью источника L_ν и числом мюонов от нейтрино N_μ , зарегистрированных установкой площадью S за время T :

$$N_\mu \sim L_\nu / (6 \cdot 10^{32} \text{ эрг} \cdot \text{с}^{-1}) \times (D / 1 \text{ кпк})^{-2} \times (S / 1 \text{ км}^2 \times T / \text{год})$$

D - расстояние от источника в кпк. Чтобы от источника, находящегося на расстоянии 5 кпк, зарегистрировать 10 событий за год на установке площадью 0.1 км², нейтринная светимость источника должна быть порядка **10³⁶ эрг/с**. Эта величина предъявляет жесткие требования к возможным галактическим источникам нейтрино. Для сравнения: от AGN можно ожидать

$L_\nu \sim 10^{47} - 10^{48}$ эрг/с, а от GRB $L_\nu \sim 10^{52}$ эрг/сек (в течение ~100 сек).

Грубую оценку нейтринной светимости получают, приравняв нейтринную светимость фотонной: $L_\nu \cong L_\gamma$. Это соотношение справедливо, если предположить, что γ -кванты высоких энергий образуются только от распада π^0 , рожденных в pp - или $p\gamma$ -взаимодействиях, и пренебречь поглощением γ -квантов в источнике.

Регистрация нейтринного сигнала - доказательство существования ускоренных протонов и ядер в оболочках сверхновых. По данным гамма-астрономии можно ожидать **~50 событий** в год в нейтринном телескопе площадью 1 км², (для отдельных оболочек).

Нейтрино от источников в Галактике (2)

Быстровращающаяся нейтронная звезда также может ускорять протоны и ядра. Испарившееся с поверхности звезды ядро зарядом Z (в основном - ядра железа) может в соответствии с законом униполярной индукции приобрести энергию E :

$$E \cong 3 \cdot 10^{18} \cdot Z \left(\frac{P_{ns}}{1 \text{мсек}} \right)^{-2} \left(\frac{B_{ns}}{10^{13} \text{Г}} \right) \left(\frac{R_{ns}}{10 \text{км}} \right)^3 \quad \text{эВ}$$

Взаимодействие ускоренных протонов с гамма-квантами рентгеновского диапазона приведет к рождению нейтрино в диапазоне 1 – 100 ТэВ. Ожидается от отдельных микроквazarов (SS433) $\sim 10^3$ событий в год на 1 км^2 .

Внегалактические источники нейтрино

- ✓ Нормальные галактики
- ✓ Скопления галактик
- ✓ Активные ядра галактик - сейфертовские галактики, квазары, блазары, радиогалактики
- ✓ Источники гамма-всплесков
- ✓ Нейтрино от распада пионов, рождающихся с реакциях взаимодействия протонов с реликтовыми фотонами
- ✓ Нейтрино от догалактической фазы ($z > 500$) и гипотетической яркой фазы галактик - эпохи формирования и ранней стадии эволюции галактик ($z \sim 30$)

Активные ядра галактик

- Сейфертовские галактики (Seyfert1, Seyfert 1.5, Seyfert 2)
- Радиогалактики
- Квазары
- Блазары, лацертиды
- N-галактики, галактики Маркаряна

Ядра этих галактик - источники огромной энергии, излучение которых нельзя отождествить с обычным излучением звезд. Их мощность превосходит суммарную мощность всех звезд галактики. Активность ядер проявляется в интенсивном э.-м. излучении, выбросе в МГП облаков обычного газа с огромными скоростями ($\sim 10^4$ км/с) и релятивистских электронов, которые обнаруживают по синхротронному радиоизлучению.

Характеристики AGN

- ✓ Распространенность - несколько % всех галактик (всего ~7000)
- ✓ Расстояния - до 1 Гпк (самый яркий квазар 3C 273 ~ 600 Мпк)
- ✓ Светимость - до 10^{47} эрг/с ($L_{\text{Galaxy}} = 8 \cdot 10^{43}$ эрг/с)
- ✓ Степенной непрерывный спектр э.-м. излучения $\phi(\omega) \sim \omega^{-\alpha}$
- ✓ Широкие разрешенные линии эмиссии и узкие запрещенные
- ✓ Быстрые изменения блеска (дни, недели)
- ✓ Компактность ($< 10^2$ пк ~ сотен св. лет)
- ✓ Время жизни ~ 10^8 лет (если AGN - общая фаза эволюции галактик)
- ✓ Энерговыделение ~ $M_{\text{rg}} c^2$, M_{rg} - масса газа в типичных дисковых галактиках (10^{58} - 10^{60} эрг или 10^4 - $10^6 M_{\text{sol}}$)

Парадигма AGN: источник энергии - аккреция газа на массивную черную дыру; механизм высвобождения энергии - потеря углового момента вращающегося аккреционного диска

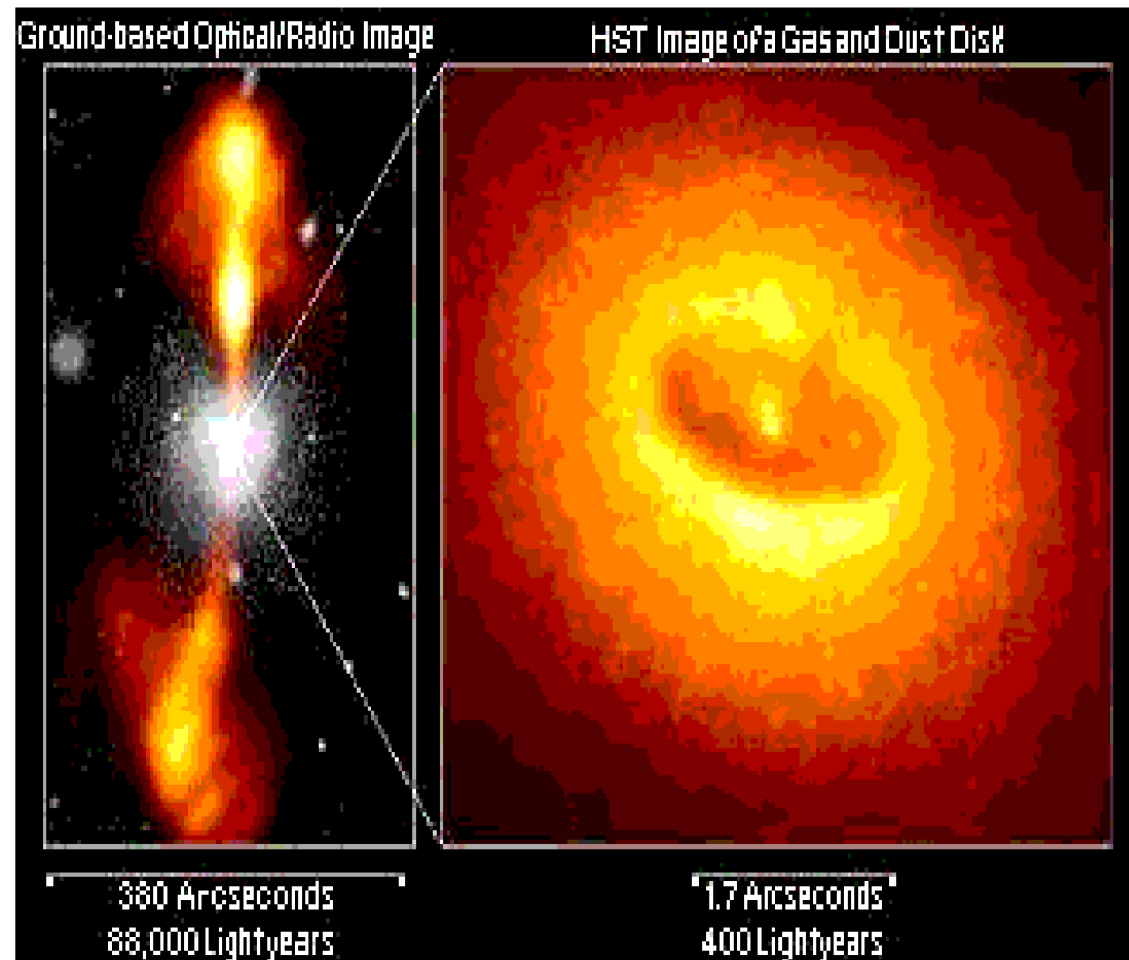
Квазар NGC 4261 (3C 270)

Слева:

радио-оптическое
изображение струй
(наземный телескоп) –
 $8.8 \cdot 10^4$ св. лет. ~ 27 кпк
в поперечнике.

Справа:

снимок HST - оптический
образ диска NGC 4261 -
1250 св. лет. в
поперечнике



R. Antonucci, ARAA 1993, v.31, 473-521

Hubble Space Telescope image

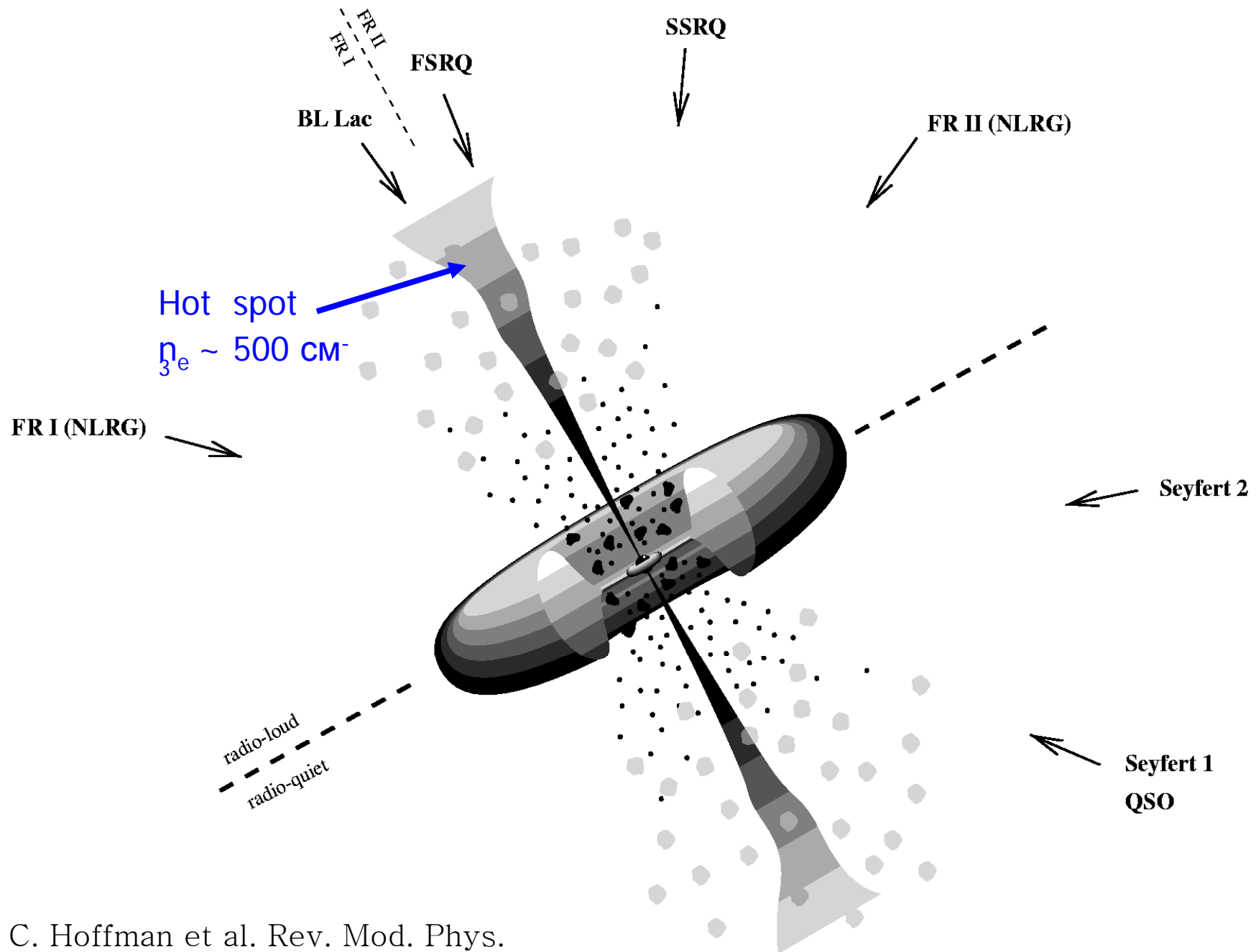
AGN: какие частицы ускоряются?

Заряженные частицы (**e**, **p**) ускоряются до высоких энергий в счет за счет механизма Ферми 1-го порядка.

Преобладают **e** или **p**, пока неясно (два конкурирующих направления - "лептонное" и "адронное"). Электроны конечно присутствуют - наблюдаются широкие полосы синхротронного излучения.

Если доминируют **e**, то в процессах обратного комптоновского рассеяния низкоэнергетических фотонов могло бы генерироваться жесткое γ -излучение. Мягкие фотоны излучаются диском или облаками газа или пыли вокруг.

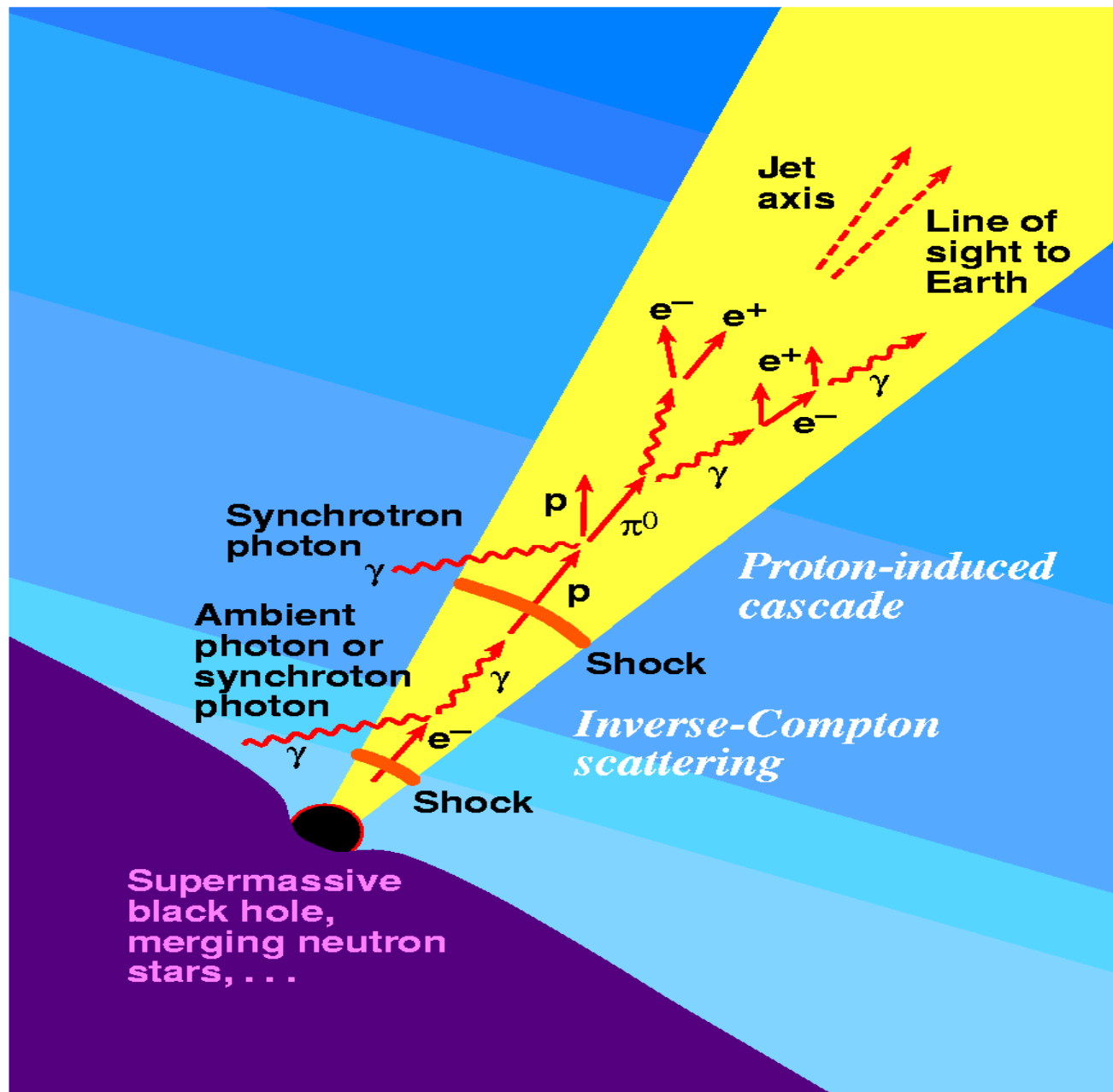
Если доминируют **p**, то взаимодействуя с излучением и газом они могли через процессы фоторождения пионов генерировать γ -излучение и нейтрино высоких энергий.



C. Hoffman et al. Rev. Mod. Phys.
 1999, V. 71, p. 897

D. F. Torres, L. A. Anchordoqui, astro-ph/ 0402371

Блазар



EGRET CGRO:
> 100 источников γ -излучения ($E_\gamma = 0.020 - 30$ ГэВ) - блазары и лацертиды

Оценка светимости AGN на основе измерений космических лучей

$$\rho(E > E_{ankle} \sim 10^{19} \text{ eV}) = \frac{4\pi}{c} \int ED_p(E)dE \sim 3 \cdot 10^{19} \text{ эрг} \cdot \text{см}^{-3} \quad (\text{из измерений})$$

$$\rho \approx \rho_{EG} \quad \rho = qt_{esc} = qt_{diff} \sim qt_H = \frac{q}{H_0} \sim q \cdot 10^{10} \text{ лет}$$

$$q_{EG} = \rho_{EG} H_0 \approx 3 \cdot 10^{36} \text{ эрг} \cdot \text{с}^{-1} \cdot \text{Мпк}^{-3} \\ \approx 10^{44} \text{ эрг год}^{-1} \text{Мпк}^{-3}$$

скорость генерации плотности энергии или удельная светимость (мощность) внегалактических источников КЛ (светимость ед. объема)

из наблюдений: $n_{AGN} \sim 10^{-7} \text{ Мпк}^{-3}$, $L_{AGN} \sim 10^{44} \text{ erg} \cdot \text{с}^{-1} \approx 3 \cdot 10^{51} \text{ эрг} \cdot \text{год}^{-1}$

$$q_{AGN} = n_{AGN} L_{AGN} \sim 3 \cdot 10^{44} \text{ эрг} \cdot \text{Мпк}^{-3} \cdot \text{год}^{-1} = E_{CR}^2 \frac{d\dot{n}_{CR}}{dE_{CR}} \quad (q \approx \int_{E_{CR}} E \frac{d\dot{n}}{dEx} dE)$$

$$\frac{dn_v}{dE_v} \sim \frac{dn_{CR}}{dE_{CR}} \sim \frac{d\dot{n}_{CR}}{dE_{CR}} t_H \sim (\rho_{EG} / t_H) q_{AGN} t_H E_{CR}^{-2} \longrightarrow \phi_v \equiv \frac{c}{4\pi} \frac{dn_v}{dE_v} \propto \frac{c}{4\pi} \rho_{EG} E_v^{-2}$$

Характеристики GRB (1)

✓ Частота регистрации ~ 1 событие/день в диапазоне 0.03- 100 МэВ с экспозицией $F \sim 10^{-7}$ эрг/см² (BATSE, 1/3 неба)

✓ Изотропное распределение по небесной сфере

✓ Отклонение от однородного пространственного распределения ($f^{-3/2}$) для длительных всплесков с жесткими спектрами:

$$N(> f) \sim R^3, f = \frac{L_f}{4\pi R^2} \implies R \sim N_{>f}^{1/3}, f \sim N_{>f}^{-2/3} \implies N(> f) \sim f^{-3/2}$$

✓ Нетепловой спектр:

$$N_{ph}(E) \sim E^{-\alpha}, \alpha \sim 1 (E \leq 0.1-1 \text{ МэВ}) \text{ и } \alpha \sim 2-3 \text{ для } E > 0.1-1 \text{ МэВ}$$

✓ Длительность 1-100 с (2/3 всех - $t > 2$ с);

✓ В диапазоне \sim МэВ длительность 10^{-2} - 10^3 с; отчетливо видно различие структур с $t < \sim 2$ с и $t > \sim 2$ с

✓ Анतिकорреляция: короче всплеск - жестче спектр.

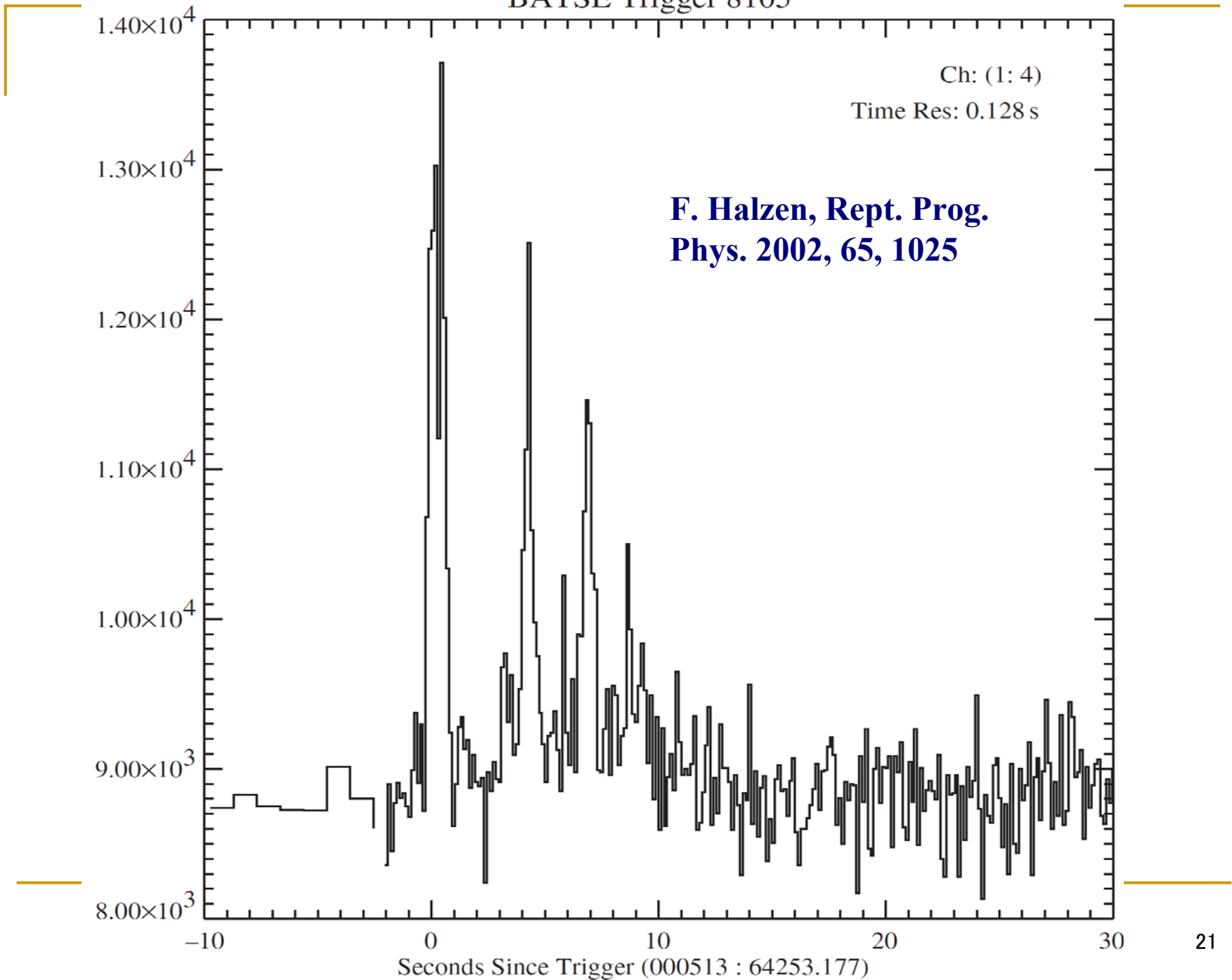
Характеристики GRB (2)

К.А.Постнов, УФН, 1999. Т.169, № 5. С. 545
P.Meszáros, ARAA, 2002. V. 40, p. 137
P.Kumar, B.Zhang, Phys. Rept. 561 (2015) 1

- ✓ Сложный временной профиль, переменность $\sim 10^{-6}$ с
- ✓ Энерговыведение в э.-м. диапазоне $10^{51}-10^{54}$ эрг за
 $t \sim 10$ с : $L_{\text{GRB}} = 10^{50} - 10^{53} \text{ эрг с}^{-1} \sim 10^{16} - 10^{19} L_{\odot}$
- ✓ Наблюдается рентгеновское, оптическое, ИК и радиопослесвечение
- ✓ Струйные выбросы имеют углы раствора $1-10^{\circ}$
- ✓ Расстояния до $z = 9.4$ (Swift) (космологические объекты)
- ✓ Обнаружены “хозяйские галактики” гамма-всплесков с $z=0.835, 0.966, 3.42$

$z = 9.4$ отвечает возрасту вселенной 520 млн. лет (!)

BATSE Trigger 8105

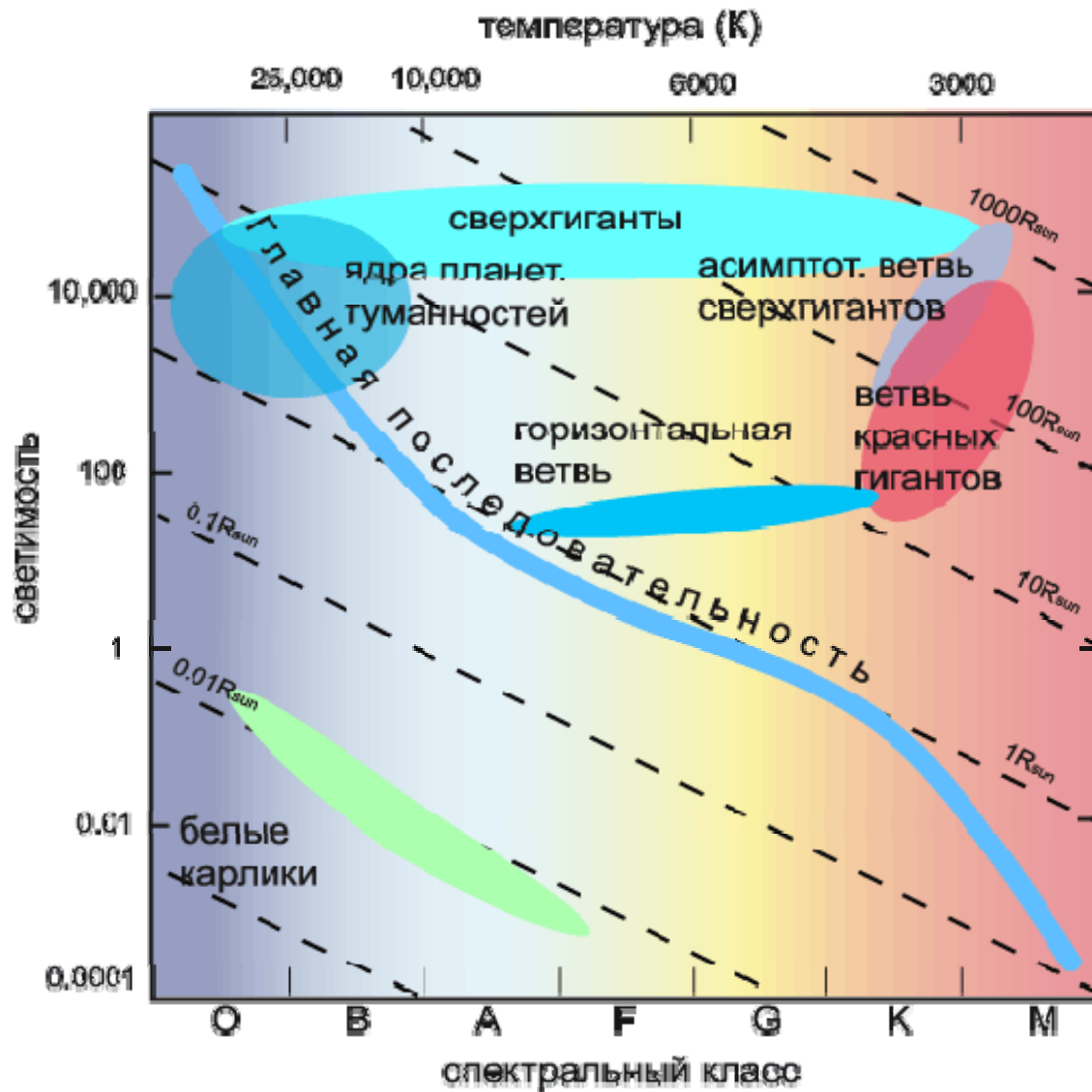


Детектирование GRBs на космических аппаратах

Космические аппараты (спутники) :

- **Compton Gamma Ray Observatory (CGRO)** - спутник NASA 1991- 2018 (до 21 года?); состоит из 4х инструментов EGRET, BATSE, COMPTE, OSSE;
CGRO наблюдал γ -излучение до 30 ГэВ, обнаружил изотропное распределение космологических GRBs; EGRET открыл большое число внегалактических источников, в частности – блазары как источники HE γ -излучения.
- **ВерроSAX, 1996** (см. К. Постнов, УФН 169,1999) – дополнительные X-телескопы: 2 широкоугольные камеры (WFC, 2-30 кэВ) и узконаправленные спектрометры 0.1-10 кэВ и 2-10 кэВ, до 10^{-12} эргсм $^{-2}$ с $^{-1}$; положение с точностью до 1'.
- **Swift, 2004** - X-ray и UV-telescopes обеспечивают локализацию GRB ~ 3'; gamma-ray telescope (Burst and Alert Telescope or BAT) детектируют всплеск; X-ray Telescope (XRT) и UV-Optical Telescope (UVOT) быстро (60-100 с) наводятся на этот участок, что обеспечивает наблюдение перехода от фазы prompt γ -ray к низко частотной фазе после свечения; способен регистрировать GRB до $z=15$!

Диаграмма Герцшпрунга-Рассела



Рождение углерода в 3α -процессе

- **1-й шаг:** ${}^4\text{He} + {}^4\text{He} \rightarrow {}^8\text{Be} + \gamma - 91.78 \text{ кэВ}$

Бериллий распадается за 2.6 мкс: ${}^8\text{Be} \rightarrow {}^4\text{He} + {}^4\text{He}$

Необходима высокая плотность гелия, чтобы индуцировались реакции с бором до того как бериллий распадется:

- **2-й шаг:** ${}^8\text{Be} + {}^4\text{He} \rightarrow {}^{12}\text{C}^* + 7.367 \text{ МэВ}$

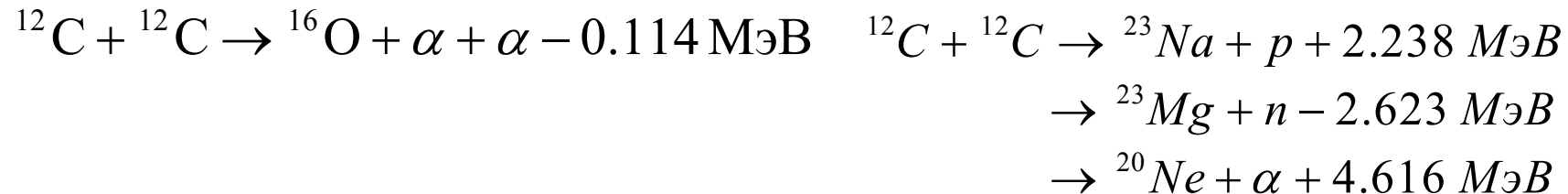
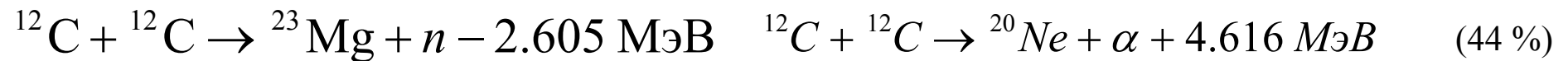
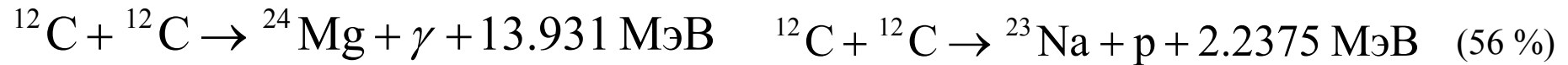
Высвобождается энергия $\Delta E = (7.367 - 0.092) \text{ МэВ} = 7.275 \text{ МэВ}$

Сечение реакции $\sigma(3\alpha \rightarrow {}^{12}\text{C}) \sim n_{\alpha}^3 e^{-\varepsilon/kT} \Gamma_{\gamma}$

Горение углерода

Для звезд $M > 8M_{\odot}$, $T_c \approx 1.2 \cdot 10^9$ К , $\rho_c \approx 10^5$ гсм⁻³
с

горение углерода происходит в невырожденной центр. области (ядре) :

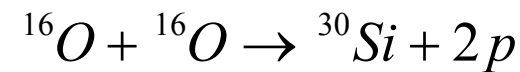
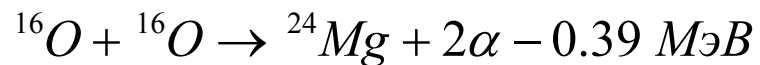
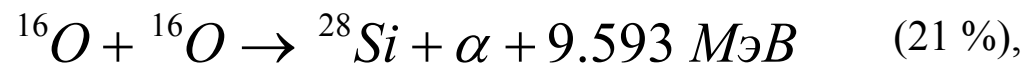
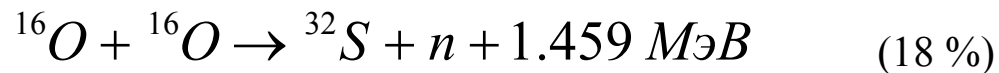
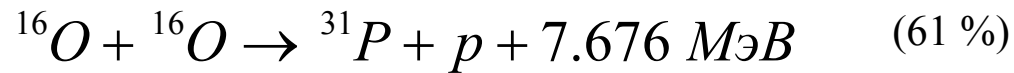
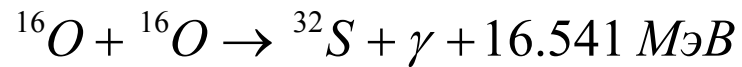


После сгорания углерода последующая эволюция до образования
железного ядра звезды требует около 100 лет.

Горение кислорода

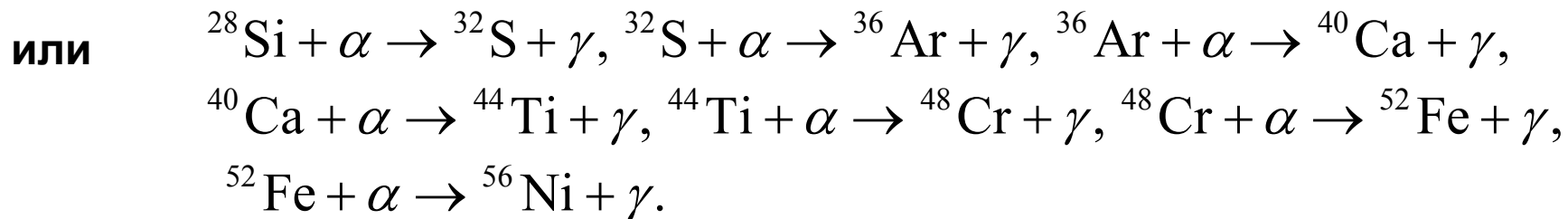
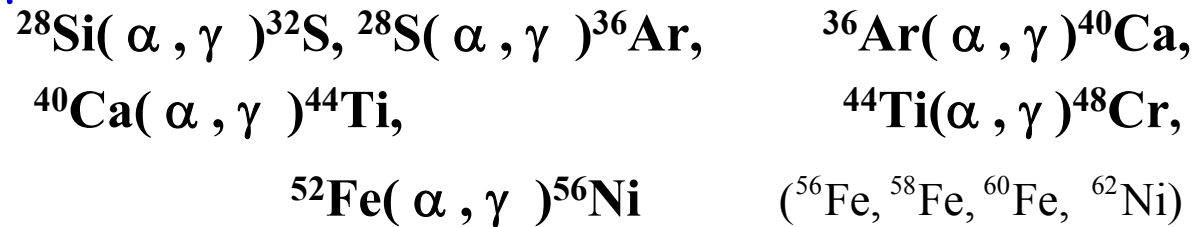
$$T_c \approx 3.6 \cdot 10^9 \text{ K}$$

$$\rho_c \approx 10^7 \text{ гсм}^{-3}$$



Горение кремния до “железного пика”

В звездах с $M > 8M_{\odot}$ при $T_c \approx 3.4 \cdot 10^9$ К и $\rho_c \approx 10^8$ гсм⁻³ может гореть кремний:



Эта финальная стадия длится несколько дней, в течение которых растет масса железного ядра. Когда она достигнет предела Чандрасекара $M_{Ch} \approx 1.4M_{\odot}$ с долей электронов $Y_e \approx 0.4$, начинает развиваться неустойчивость, вызванная эндотермическими процессами фоторасщепления ядер железа



Время жизни звезды на разных стадиях эволюции

Фаза горения	Масса звезды			
	$1M_{\odot}$	$15M_{\odot}$	$25M_{\odot}$	К. Langanke
H	$1.1 \cdot 10^{10}$ лет	10^7 лет	$6.7 \cdot 10^6$ лет	$7 \cdot 10^6$ лет
He	$1.1 \cdot 10^8$ лет	$2 \cdot 10^6$ лет	$8.4 \cdot 10^5$ лет	$5 \cdot 10^5$ лет
C		$2 \cdot 10^3$ лет	522 года ?	600 лет
Ne		0.7 лет	0.89 лет	1 год
O		200 дней	140 дней	6 мес
Si		18 дней	0.7 дня	1 день

Температуры и плотность в центре звезды с массой $25M_{\odot}$

Фаза эволюции	T, кэВ	ρ_c , гсм⁻³	$25M_{\odot}$ (by K. Langanke)
Горение водорода	5	5	$7 \cdot 10^6$ лет
He	20	700	$5 \cdot 10^5$ лет
C	80	$2 \cdot 10^5$	600 лет
Ne	150	$4 \cdot 10^6$	1 год
O	200	10^7	6 мес
Si	350	$3 \cdot 10^7$	1 день
Коллапс ядра	700	$3 \cdot 10^9$	секунды
Отскок оболочки	$1.5 \cdot 10^4$	$4 \cdot 10^{14}$	10^{-3} сек
Взрыв	100-500	10^5-10^9	0.1-0.01 сек

Сценарии образования GRB (1)

C.L.Fryer, S.E.Woosley,
D.H.Hartman,

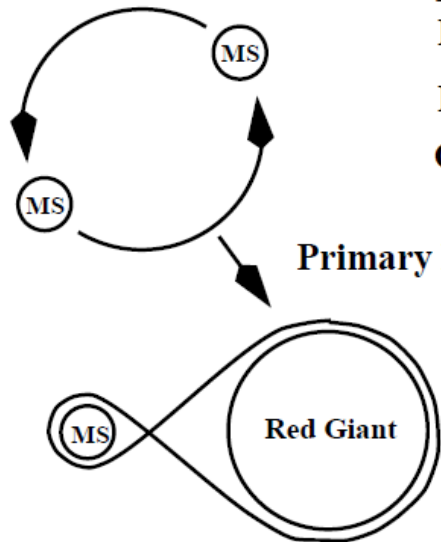
ApJ, 526 (1999) 152

✓ DNS = NS+NS - длительность гамма-всплеска ~0.1 с

Сценарий I-III

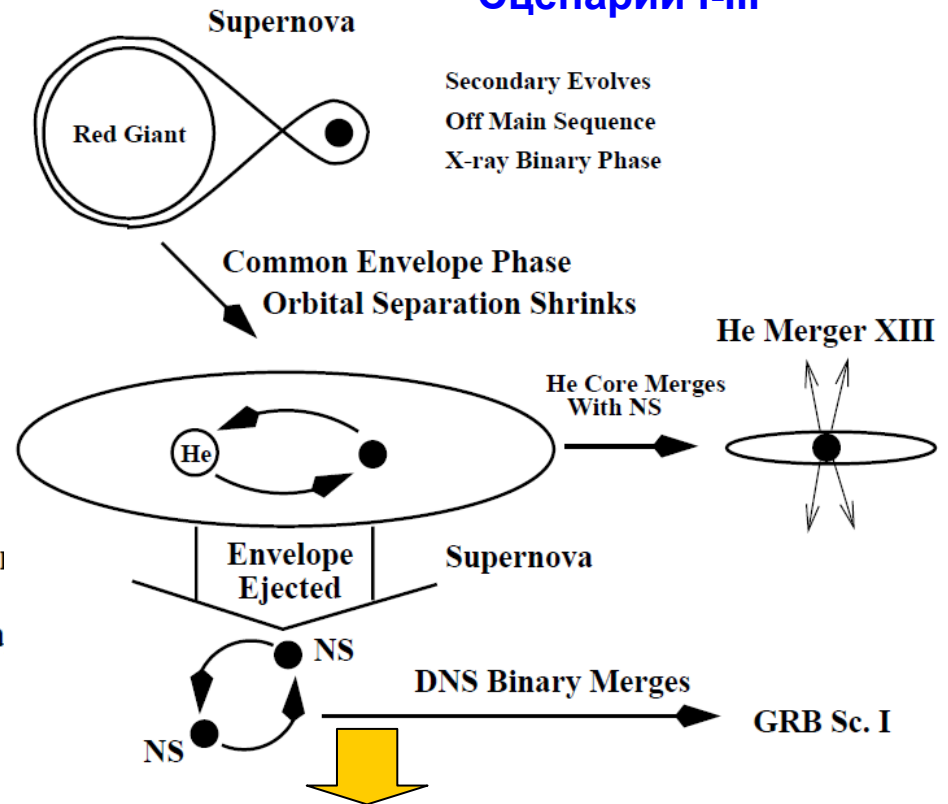
Scenario I: DNS Formation

Initial Conditions:
 $M_{BH} > M_P > M_{SN}$
 $M_{BH} > M_S > M_{SN}$
 Orbital Separation $\lesssim 1$ AU



Primary Evolves off Main Sequence
 Primary Expands

→ Roche Lobe Overflow
 → Mass Transfer
 Primary Collapses



Secondary Evolves
 Off Main Sequence
 X-ray Binary Phase

merges via gravitational wave

Scenario II: DNS Formation

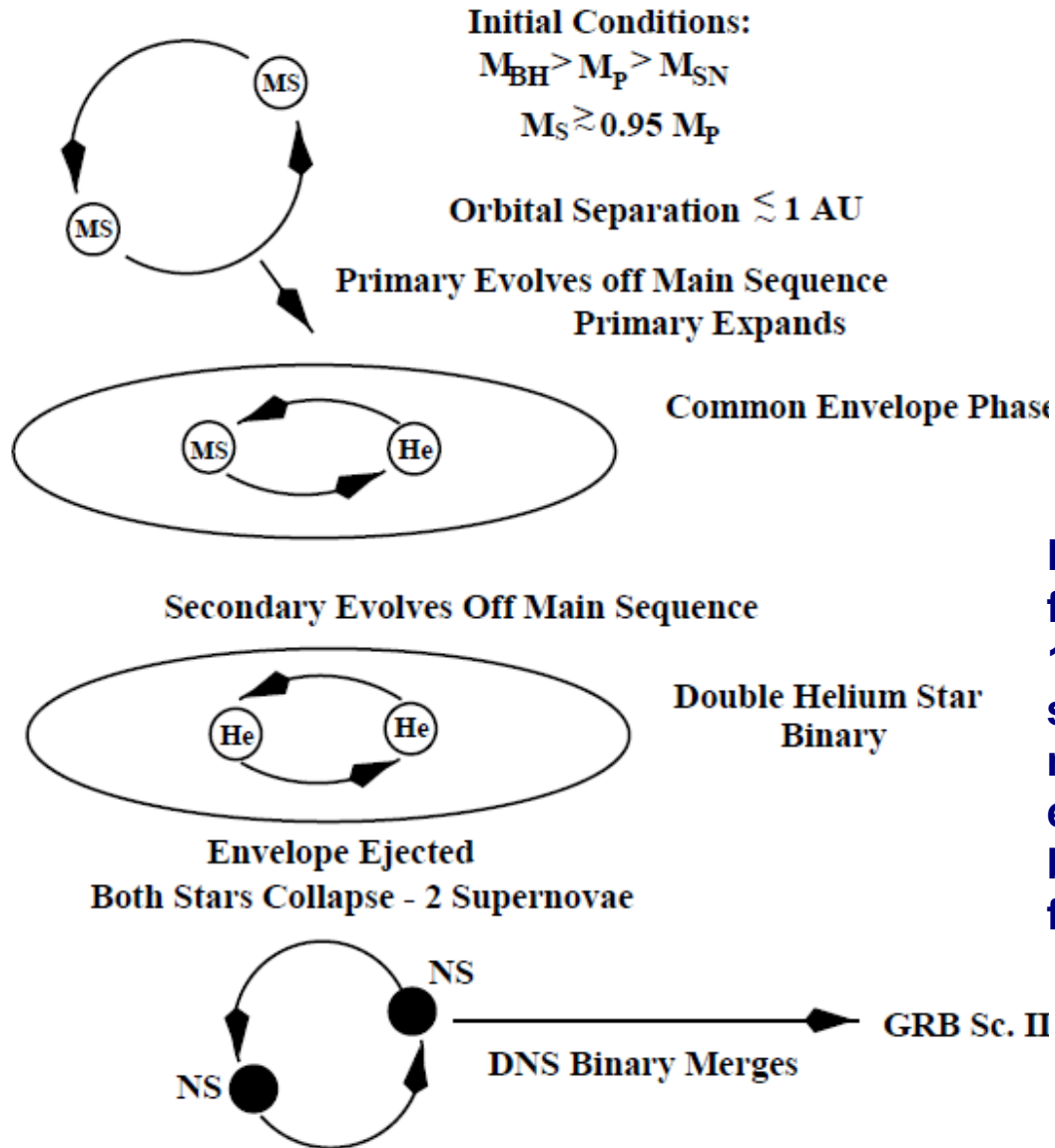
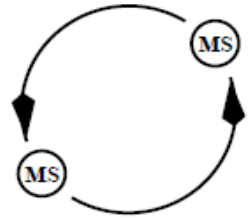


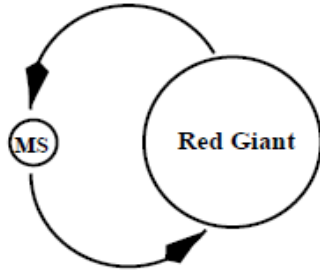
FIG. 3. “Brown” mechanism for forming DNS binaries (Brown 1995). In this phase, the two stars have nearly the same mass and the secondary evolves off the main sequence before the primary collapses, forming a double DNS binary.

Scenario III: DNS Formation



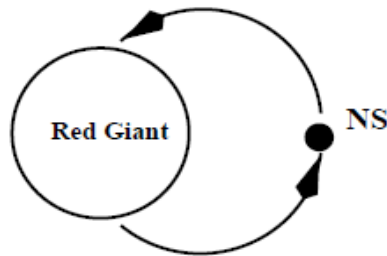
Initial Conditions:
 $M_{BH} > M_P > M_{SN}$
 $M_{BH} > M_S > M_{SN}$
 Orbital Separation $\gtrsim 1$ AU

Primary Evolves off Main Sequence

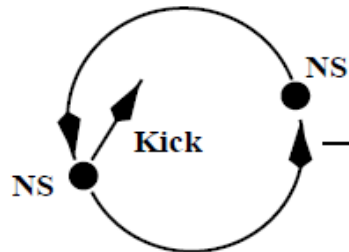


Primary Expands But Separation Too Wide for Roche Lobe Overflow

Primary Collapses
 Supernova



Secondary Evolves off Main Sequence. Possible Wind-Fed X-ray Binary Phase



Secondary Collapses
 Supernova Kick Creates Short-Period Orbit

DNS Binary Merges → GRB Sc. III

$$\text{Rate}_{\text{DNS}} = f_b \frac{N_{\text{obs}}}{T_{\text{PSR}}},$$

where T_{PSR} is the observable lifetime of the pulsar and all other uncertainties have been represented by a single factor, f_b , whose value may be uncertain by 1–2 orders of magnitude.

$$\text{Rate}_{\text{DNS}} < \left(\frac{f_b}{T_{\text{PSR}}} \right)_{\text{PSR}} = 10^{-5} \text{ yr}^{-1}$$

FIG. 4. Kick scenario for DNS binaries. In this scenario, the binary stars avoid any common envelope phase. Only a small range of kicks can tighten the orbit and allow the DNS binary to merge within a Hubble time.

GRB FORMATION SCENARIOS

Scenario	Common Envelope ^a	Primary Mass ^b	Secondary Mass	Comments ^c
DNS I	NS in secondary	$M_{\text{SN}} < M_p^0 < M_{\text{BH}}$	$M_{\text{SN}} < M_s^0 < M_{\text{BH}}$	Hypercritical accretion → V, low α_{CE} → XIII
II	He cores	$M_{\text{SN}} < M_p^0 < M_{\text{BH}}$	$M_s^0 = M_p^0 \pm 5\%$	Low α_{CE} → single
III	None	$M_{\text{SN}} < M_p^0 < M_{\text{BH}}$	$M_{\text{SN}} < M_s^0 < M_{\text{BH}}$	Kick

^a Many scenarios require a common envelope phase, one of the most poorly understood aspects of the population synthesis of binary systems. If a common envelope phase exists, hypercritical accretion, the common envelope efficiency (α_{CE}), and the radius of the helium star all become important.

^b M_{SN} is the critical mass above which the core of the massive star will collapse to form a neutron star or black hole ($M_{\text{SN}} \approx 8\text{--}12 M_{\odot}$). M_{BH} is the critical mass above which the collapse forms a black hole ($M_{\text{BH}} \approx 25 M_{\odot}$). M_{Coll} is the critical mass above which no supernova occurs ($M_{\text{Coll}} \approx 40 M_{\odot}$).

^c Sensitivity of the scenario on the population synthesis parameters and the interrelation of the scenarios. “ α_{CE} ” = common envelope efficiency, “single” = single star, and “kick” = result extremely sensitive to neutron star kick. A high helium radius has the same effect as a low common envelope efficiency.

Если масса ядра $M_{\text{rg}} > 10 M_{\text{sol}}$, ядро коллапсирует непосредственно в черную дыру, минуя стадию сверхновой.

Сценарии образования GRB (2)

C.L.Fryer, S.E.Woosley, D.H.Hartman, ApJ, 526 (1999) 152

✓ BH/NS - длительность гамма-всплеска ~ 0.1 с

Сценарий V, VI

✓ Коллапсары - длительность гамма-всплеска $> \sim 10$ с

Сценарий X:

ЗГП (H) \rightarrow Красный гигант (He) \rightarrow Черная дыра

Одинокая звезда эволюционирует с ГП в красный гигант (стадия горения гелия). Красный гигант вращается с огромной скоростью, и звездный ветер Вольфа-Райе уносит водородную оболочку, оставляя массивное гелиевое ядро.

Если масса ядра $M_{rg} > 10 M_{sol}$, ядро коллапсирует непосредственно в черную дыру, минуя стадию сверхновой.

Сценарии образования GRB (3)

Сценарий XI (основной):



Одна из массивных звезд двойной системы эволюционирует в красный гигант; затем водородная оболочка сбрасывается и гелиевое ядро коллапсирует в черную дыру,

Сценарий XII (слияние гелиевых ядер):



Fermi Gamma-ray Space Large Area Telescope (FermiLAT)

Космический гамма-телескоп им. Э.Ферми

Телескоп FermiLAT (2008) детектирует γ -кванты с энергией 20 МэВ - 300 ГэВ, используя конверсию γ -квантов в e^+e^- -пару: $\gamma + Z \rightarrow e^+ + e^- + Z$

FoV ~ 20% всего неба. Второй инструмент на борту спутника - монитор гамма-всплесков (Gamma-ray Burst Monitor)

15 сентября 2008 года телескоп Ферми зарегистрировал рекордную вспышку гамма-излучения - GRB 080916C; расстояние до объекта - 12 млрд. св. лет (созвездие Carina, Южное полушарие) .

Галактические γ /X-пузыри (bubbles, cocoons)

Ноябрь 2010 - сообщение о зарегистрированных FermiLAT двух пузырях (bubbles) в гамма- и рентгеновском диапазонах.

Пузыри (коконы) имеют протяженность около 8 кпк каждый (~ 25 тыс. св.лет) - в центре Галактики, выше и ниже ее плоскости.

Природа этих образований пока непонятна, гипотеза: пузыри возникли в результате активности сверхмассивной чёрной дыры, находящейся в центре Галактики. Предположительно, возраст пузырей составляет миллионы лет.

GRB 170817A – a multi-messenger transient

LIGO Hanford Observatory

- 17 августа 2017 г в 12:41:04 UTC детектор LIGO (Laser Interferometer Gravitational-Wave Observatory) и Virgo зарегистрировал гравитационную волну **GW170817**, которую связывают со слиянием нейтронных звезд двойной системы;
- 17 августа 2017 г. , Fermi Gamma-Ray Burst Monitor зарегистрировал гамма-всплеск **GRB 170817A** – через 1.734 ± 0.054 с после сигнала LIGO.
- Космический аппарат International Gamma-Ray Astrophysics Laboratory (INTEGRAL) также детектировал GRB 170817A. **Fermi-GBM и INTEGRAL**
- Это наблюдение – первое детектирование гравитационного и электромагнитного излучения от одного астрофизического объекта.

LIGO: гравитационное излучение от слияния нейтронных звезд,
время регистрации 12:41:04 UTC

FermiLAT: GRB 170817A – с временной задержкой ~ 1.7 s по отношению к
GW170817 (гравитационный сигнал)

Сами по себе гравитационно-волновые характеристики события GW170817 не исключают слияния более компактных (чем NS+NS) объектов, таких, как кварковые звезды или черные дыры.

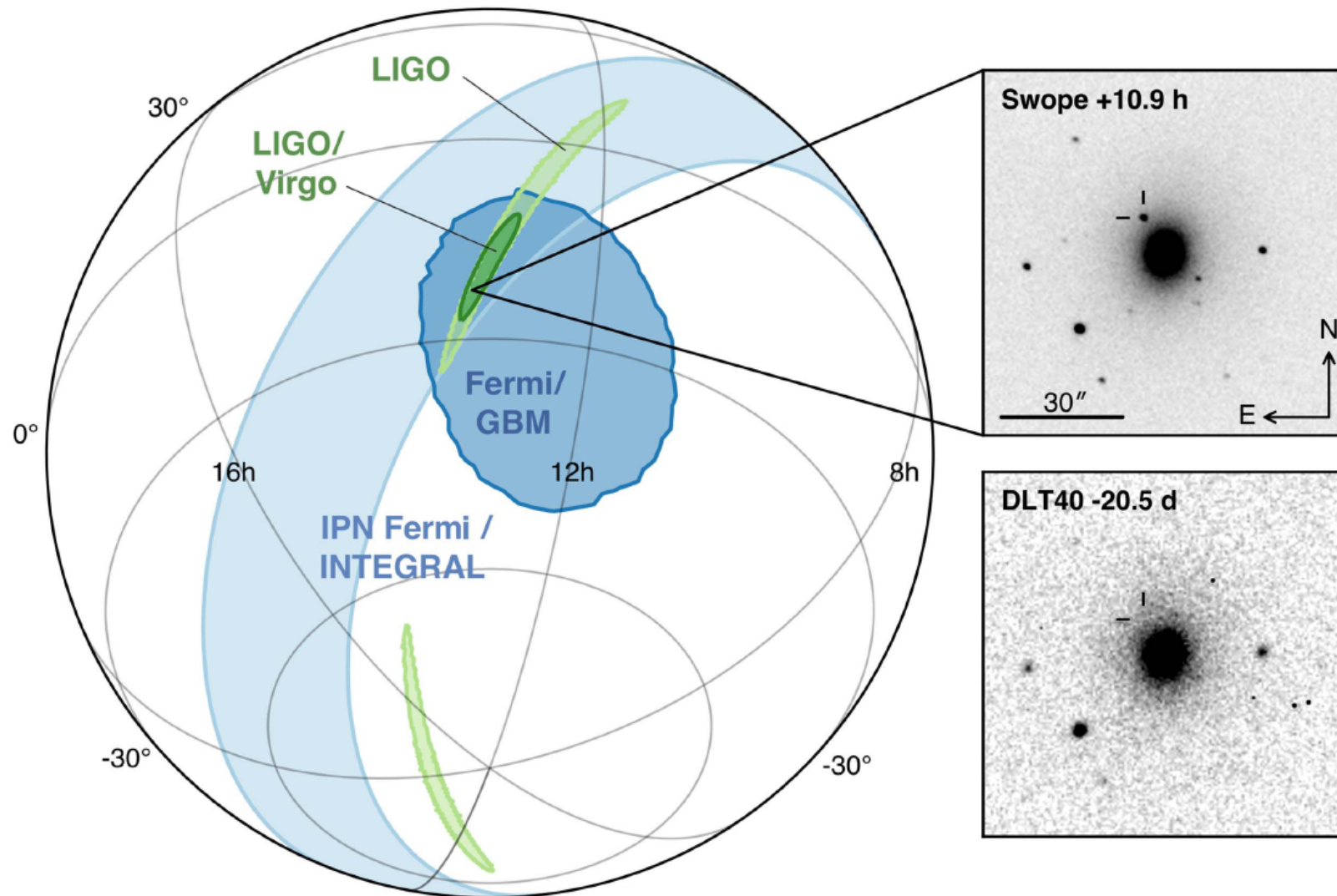



Figure 1. Localization of the gravitational-wave, gamma-ray, and optical signals. The left panel shows an orthographic projection of the 90% credible regions from LIGO (190 deg^2 ; light green), the initial LIGO-Virgo localization (31 deg^2 ; dark green), IPN triangulation from the time delay between *Fermi* and *INTEGRAL* (light blue), and *Fermi*-GBM (dark blue). The inset shows the location of the apparent host galaxy NGC 4993 in the Swope optical discovery image at 10.9 hr after the merger (top right) and the DLT40 pre-discovery image from 20.5 days prior to merger (bottom right). The reticle marks the position of the transient in both images.

Multi-messenger observations of a binary neutron star merger

Abbott et al. ApJ Lett. 848:L12 (2017)

- On 2017 August 17 a binary neutron star coalescence candidate (**GW170817**) with merger time 12:41:04 UTC was observed through gravitational waves by the Advanced LIGO and Advanced Virgo detectors.
- Fermi Gamma-ray Burst Monitor независимо зарегистрировал гамма-всплеск (**GRB 170817A**) через ~ 1.7 сек после момента слияния звезд. Из гравитационного сигнала локализован участок неба в $(31^\circ)^2$ на расстоянии 40 ± 8 Мпк и восстановлены массы звезд Рентген и радио-излучение были обнаружены двойной системы, совместимые с массами нейтронных звезд.
- Позднее эти массы были определены в интервал $0.86 - 2.26 M_\odot$.
- УФ-наблюдения обнаружили транзient, затухший за 48 часов. Эволюция опт. и ИК-излучения наблюдалась более 10 дней.
- Рентгеновское и радио-излучение были зарегистрировано через ~ 9 и ~ 16 дней
- Ни UHE гамма-излучение, ни нейтрино не были обнаружены.
- Эти наблюдения подтвердили гипотезу, что гравитац. возмущение **GW170817** возникло в результате слияния двух нейтронных звезд в галактике **NGC4993** (~ 40 Мпк), после чего последовал короткий гамма-всплеск **GRB 170817A**.

$$m_1 \in (1.36 - 2.26) M_\odot \quad m_2 \in (0.86 - 1.36) M_\odot \quad m_2 / m_1 = 0.4 - 1.0 \quad M_{tot} = (2.82_{-0.09}^{+0.47}) M_\odot$$

The binary's chirp mass is defined as $\mathcal{M} = (m_1 m_2)^{3/5} / (m_1 + m_2)^{1/5}$.  $\mathcal{M} = 1.188_{-0.002}^{+0.004} M_\odot$.

Search for high-energy neutrinos from binary neutron star merger GW170817 with ANTARES, ICECUBE, and PAO

- The Advanced LIGO and Advanced Virgo observatories recently discovered gravitational waves from a binary neutron star inspiral. A short gamma-ray burst (GRB) that followed the merger of this binary was also recorded by the Fermi Gamma-ray Burst Monitor (Fermi-GBM), and the Anticoincidence Shield for the Spectrometer for the International Gamma-Ray Astrophysics Laboratory (INTEGRAL), indicating particle acceleration by the source.
- The precise location of the event was determined by optical detections of emission following the merger. We searched for high-energy neutrinos from the merger in the GeV–EeV energy range using the ANTARES, IceCube, and Pierre Auger Observatories.
- **No neutrinos directionally coincident with the source were detected within – 500 s around the merger time.** Additionally, **no MeV neutrino burst signal was detected coincident with the merger.** We further carried out an extended search in the direction of the source for high-energy neutrinos within the 14-day period following the merger, but found no evidence of emission. We used these results to probe dissipation mechanisms in relativistic outflows driven by the binary neutron star merger.
- The non-detection is consistent with model predictions of short GRBs observed at a large off-axis angle.

No neutrinos from BNS merger (GRB 170817A)

- The detection of GW170817 was rapidly followed up by the IceCube (Aartsen et al. 2017) and ANTARES (Ageron et al. 2011) neutrino observatories and the Pierre Auger Observatory (Aab et al. 2015a) to search for coincident, high-energy (GeV–EeV) neutrinos emitted in the relativistic outflow produced by the BNS merger.
- In a search for muon–neutrino track candidates, and contained neutrino events of any flavor, IceCube identified no neutrinos that were directionally coincident with the final localization of GW170817 at 90% CL (credible level), within ± 500 s of the merger.
- Additionally, no MeV supernova neutrino burst signal was detected coincident with the merger. Following the identification via electromagnetic observations of the host galaxy of the event, IceCube also carried out an extended search in the direction of NGC 4993 for neutrinos within the 14 day period following the merger, but found no significant neutrino emission

-

Search for neutrinos in Super-Kamiokande associated with GW170817

Поиск велся в том же временном окне, что и на установках ANTARES-IceCube-Pierre Auger (500 с после слияния NS), а также в 14-дневном окне, существенном для более продолжительных процессов излучения.

- SK has sensitivity to a wide neutrino energy region and is able to reconstruct neutrino event energies from a few MeV to 100 PeV.
- Some predictions of neutrino emission sm via binary neutron star mergers have been proposed; for example, some fraction of the kinetic energy in relativistic ejecta from gamma-ray bursts could convert to high-energy (100 TeV) neutrinos Waxman & Bahcall (1997);
- similar mechanism as for core-collapse supernovae could produce few-tens-of-MeV neutrinos Sekiguchi et al. (2011);
- Kyutoku & Kashiyama (PR D97 (2018) 103001) - ожидаемый поток $\sim 10^4 \text{ см}^2\text{с}^{-1}$ для 10 МэВ-нейтрино через секунду после слияния NS.

	observed num. of event	expected num. of event
	in ± 500 s	
FC	0	$(9.36 \pm 0.06) \times 10^{-2}$
PC	0	$(7.52 \pm 0.23) \times 10^{-3}$
UPMU	0	$(1.64 \pm 0.02) \times 10^{-2}$
	following 14 days for all sky	
FC	76 ± 8.72	91.44 ± 0.57
PC	8 ± 2.83	7.35 ± 0.23
	following 14 days for 5° solid angle	
UPMU	0	$(6.11 \pm 0.04) \times 10^{-2}$


- **No neutrino** was observed in the SRN analysis within the 500-s search window around GW170817. The expected number of background events in a 500-s time window is $(1.93 \pm 0.08) \times 10^{-3}$ (based on 2887 days of data).
- In the SRN sample for the following 14 days after GW170817, two events were found, on August 24th 10:33:04 UTC and on August 28th 14:36:34 UTC. The reconstructed energies of these two events are 22.0 MeV and 40.4 MeV in kinetic energy, and the angles between their reconstructed directions and NGC4993 are (55:41 15:81) and (145:24 11:30).
- This is consistent with the expected signal rate and we do not classify these as GW170817 neutrinos rather than SRN candidates.
- Нулевое число событий можно превратить в верхний предел на поток нейтрино.
Отдельно для низких энергий FC+PC, и UPMU:

$$\Phi_{FC,PC} = \frac{N_{90}}{N_T \int dE_\nu \sigma(E_\nu) \epsilon(E_\nu) \lambda(E_\nu^{-2})}, \quad \Phi_{UPMU} = \frac{N_{90}}{A_{eff}(z) \int dE_\nu P(E_\nu) S(z, E_\nu) \lambda(E_\nu^{-2})}.$$

Пределы на потоки нейтрино от GRB 170817A

GW170817 Φ_ν (cm ⁻²)		
	from FC+PC only	from UPMU only
ν_μ	5.6×10^4	$16.0^{+0.7}_{-0.6}$
$\bar{\nu}_\mu$	1.3×10^5	$21.3^{+1.1}_{-0.8}$
ν_e	4.8×10^4	-
$\bar{\nu}_e$	1.2×10^5	-
from low-energy only		
	flat spectrum	Fermi-Dirac with $E_{ave}=20$ MeV
$\bar{\nu}_e$	1.2×10^7	6.6×10^7
ν_e	1.0×10^9	3.4×10^9
$\bar{\nu}_x$	7.5×10^9	2.6×10^{10}
ν_x	6.3×10^9	2.1×10^{10}

GRB – релятивистские файерболы ?

- Огромное энерговыделение ($> 1 \text{ foe}$) за короткое время (1-10 с) в области энергии за порогом рождения e^+e^- - пар  гипотеза расширяющегося огненного шара плазмы и фотонов – **файербола**.
- Но если файербол нерелятивистский, возникает проблема компактности источника: размер излучающей области, оцениваемый по нерелятивистским формулам - слишком малый;
- при движении с $v \sim c$ изменяется оценка размера излучающей области по наблюдаемому времени переменности излучения, и проблема компактности решена:

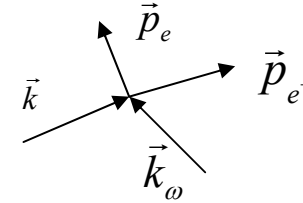
$$R' = \Gamma R$$

- Для того, чтобы спектр оказался неравновесным (нетепловым), требуется соблюдение специальных условий :
 - фотоны не должны термализоваться до возникновения прозрачности файербола (это определяется размером файербола, который растет пропорционально Γ) и его высвечивания (наблюдаемый спектр);
 - излучение не должно освобождаться слишком рано: времени должно быть достаточно, чтобы процессы синхротронного излучения и обратного комтоновского рассеяния привели к наблюдаемому спектру высоких энергий.

Необходимость релятивистского фибрбола

$$\frac{dn_\gamma}{dE_\gamma} \sim E_\gamma^{-2}$$

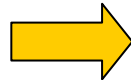
$$\omega_t = \Gamma \omega'_t$$



$$\gamma + \gamma_t \rightarrow e^+ + e^-$$

$$(k_\gamma + k_\omega)^2 = 4m_e^2$$

$$2E_\gamma \omega_t (1 - \cos \chi) \geq 4m_e^2$$


 $\chi \rightarrow 0$
 $\chi \leq \Gamma^{-1}$

$$E_\gamma \geq \frac{2m_e^2}{\omega_t (1 - \cos \chi)} \approx \frac{4m_e^2}{\omega_t \chi^2}$$

Оценки: $\tau_{\gamma\gamma} = f_{\text{ph}} \frac{\Delta E \sigma_T}{4\pi_0 R'^2 m_e c^2} \approx 5 \cdot 10^{14} \left(\frac{\Delta E}{10^{51} \text{ эрг}} \right) \left(\frac{\Delta t}{10 \text{ мс}} \right)^{-2}; \quad \Delta t \approx \frac{R'}{2c\Gamma^2}$

f_{ph} - доля фотонов с энергией E_γ

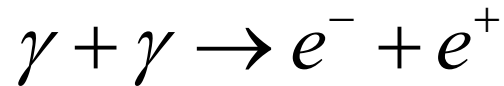
$$\Gamma \sim 10^2 - 10^3$$

$$\Delta t \approx 0.01 \text{ с,}$$

К.А. Постнов, УФН 1999, Т. 169, с. 545

Оптически тонкие нетепловые спектры гамма-всплесков и наблюдаемые фотоны высоких энергий требуют ультра-релятивистского расширения фибрбола.

Файербол



$$\Delta E = 4\pi R_0^2 c \Delta t n_\gamma E_\gamma, \quad n_\gamma = \frac{L}{4\pi R_0^2 c E_\gamma}$$

Светимость $L_\gamma = \frac{\Delta E}{\Delta t} = 4\pi R_0^2 c n_\gamma E_\gamma$, $\ell_\gamma = (n_\gamma \sigma_T)^{-1}$, $\sigma_T = 6.65 \cdot 10^{-25} \text{ см}^2$

$R_0 \approx 100 \text{ км}$ – исходный размер источника (до расширения)

$$L_\gamma \approx 10^{52} \text{ эрг} \Leftarrow M_\odot c^2 / 10 \text{ сек};$$

$$E_\gamma \approx 1 \text{ МэВ}$$

Оптическая толщина

$$\tau_{\gamma\gamma} = \frac{R_0}{\ell_\gamma} \sim R_0 n_\gamma \sigma_T = \frac{\sigma_T L_\gamma}{4\pi R_0 c E_\gamma} \sim 10^{15} \left(\frac{L_\gamma}{10^{52} \text{ эргс}^{-1}} \right) \left(\frac{100 \text{ км}}{R_0} \right) \left(\frac{1 \text{ МэВ}}{E_\gamma} \right) \sim 10^{15}$$

Оптическая толщина фибрбола

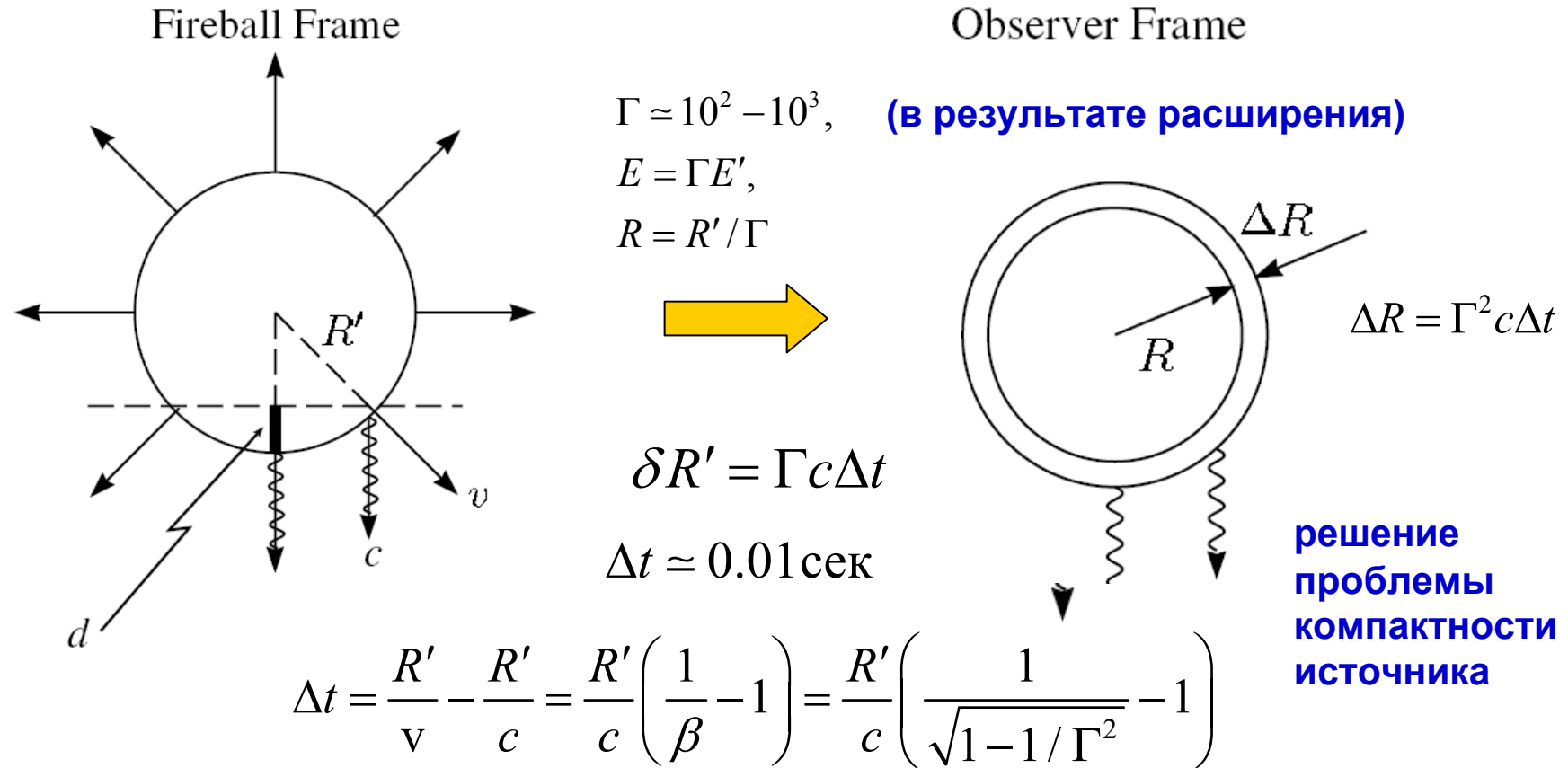
Большая оптическая толщина приводит к возникновению горячего сгустка плазмы из фотонов, электронов и позитронов, который затем расширяется и ускоряется до релятивистских скоростей.

За счет лоренцевского сокращения движущейся оболочки (в системе наблюдателя) оптическая толща уменьшается.

Для источника, расширяющегося с лоренц-фактором Γ , энергия фотонов в системе источника меньше на фактор Γ по сравнению с системой наблюдателя, и большая часть фотонов будет иметь энергию ниже порога рождения пары – **фибрбол затухает.**

Кинематика файербола

К.А. Постнов, УФН 169 (1999) 545;
F. Halzen, D. Hooper, RPP 65 (2002) 1025



В ультрарелятивистском случае $\Gamma = (1 - \beta^2)^{-1/2} \gg 1$

$$\Delta t \approx \frac{R'}{c} \left(1 + \frac{1}{2\Gamma^2} - 1 \right) = \frac{R'}{2c\Gamma^2}$$

Примесь барионов в релятивистском файерболе

Из движущейся среды могут свободно выходить фотоны с энергией

$\omega_t \sim 1 \text{ МэВ}$ - синхротронное излучение электронов,

$E_\gamma \sim 1 \text{ ТэВ}$ - фотоны могут достигать энергии 1 ТэВ в результате рассеяния синхротрон. квантов на ультрарелятив. электронах.

Оптически тонкие нетепловые спектры гамма-всплесков и наблюдаемые фотоны высоких энергий требуют ультрарелятив. расширения файербола.

Энерговыделение (эм) $\Delta E \geq 10^{51}$ эрг за время всплеска t_b значительно превышает эддингтоновскую светимость:

$$L_\lambda = \Delta E / t_b \gg 10^{38} (M / M_\odot) \text{ эрг/с}$$

Это означает, что давление излучения будет ускорять барионы до предельных Γ

$$\Gamma_m \sim (L_\gamma / L_{\text{Ed}})^{1/3} \gg 1$$

Примесь барионов начинает проявляться после стадии высвечивания файербол переходит к стадии доминирования вещества, когда давление излучения становится малым и файербол расширяется с постоянной скоростью.

$$E_\gamma \leq 10 \text{ ГэВ} \left(\frac{\Gamma}{100} \right)^2 \left(\frac{\omega_t}{1 \text{ МэВ}} \right) \quad \Gamma \simeq \eta \equiv L_\gamma / \dot{M} c^2$$

Энергия гамма-всплеска

Для того, чтобы спектр был нетепловым, нужны специальные условия:

1. Фотоны не должны термализоваться до возникновения прозрачности фибрбола (определяется размером фибрбола, растущим $\sim \Gamma$) и высвечивания (наблюдаемый спектр).
2. Излучение не должно освобождаться слишком рано: времени должно быть достаточно, чтобы синхротронное излучение и комтоновское рассеяние привели к наблюдаемому спектру высоких энергий.

$$\Delta t = \frac{R}{c\Gamma} \sim t_T = (n_e c \sigma_T)^{-1} \quad \delta R' = \Gamma c \Delta t \quad \Delta t \approx \frac{R'}{2c\Gamma^2}$$

Энергия гамма-всплеска в OF (ЛС) $E = \rho V \propto T^4 R^2 \delta R' \propto \Gamma^4 T'^4 R^2$

Энергия гамма-всплеска в системе фибрбола $E' = \rho' V' \propto T'^4 R'^3 \propto \Gamma^6 T'^4$

Т.е. $E \propto R^2 / \Gamma^2 \quad \longrightarrow \quad \Gamma \propto R \quad \text{на стадии разгона фибрбола}$

GRB нейтрино (1)

F. Halzen, Rept. Prog. Phys. 2002, 65, 1025

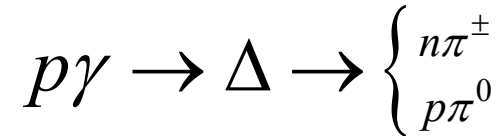
- ✓ **Тепловые** \sim **МэВ**
- ✓ **От n (не сцепленных с p)** \sim **ГэВ**
- ✓ **От p , ускоренных ударными волнами,** \sim **ТэВ - ЕэВ**

$$\varphi_\nu(E_\nu) = 2 \cdot 10^{-14} \left(\frac{7 \cdot 10^5}{E_\nu / \text{ГэВ}} \right) \left(\frac{f_\pi}{0.125} \right) \left(\frac{t_H}{10 \text{ Глет}} \right) \left(\frac{q_{GRB}}{4 \cdot 10^{44} \text{ Мпк}^{-3} \text{ год}^{-1}} \right),$$

$$\phi_\nu \approx \frac{c}{4\pi} \frac{\rho_\nu}{E_\nu} = \frac{c}{4\pi} \frac{1}{E_\nu} \left(\frac{1}{2} f_\pi t_H q_{GRB} \right), \quad \text{см}^{-2} \text{с}^{-1} \text{ср}^{-1}$$

Генерация нейтрино протонами факербола

Фоторождение пиона протонами, ускоренными в факерболе :



В системе факербола (FF):

$$E'_p > \frac{m_\Delta^2 - m_p^2}{4E'_\gamma}$$

В системе наблюдателя (OF=ЛС):

$$E_p = \Gamma E'_p, \quad E_\gamma = \Gamma E'_\gamma$$

Порог фоторождения:

$$E_p > E_p^{\text{th}} = \Gamma^2 \frac{m_\Delta^2 - m_p^2}{4E_\gamma} = \frac{1.44 \cdot 10^7 (\Gamma / 300)^2}{(E_\gamma / 1 \text{ МэВ})} \text{ ГэВ}$$

$$E_\nu = \frac{1}{4} \langle x_{p \rightarrow \pi} \rangle E_p > \Gamma^2 \frac{m_\Delta^2 - m_p^2}{4E_\gamma} = \frac{7.1 \cdot 10^5 (\Gamma / 300)^2}{(E_\gamma / 1 \text{ МэВ})} \text{ ГэВ} \quad \langle x_{p \rightarrow \pi} \rangle \approx 0.2$$

Конверсия кинетической энергии протонов факербола в излучение и нейтрино

GRB нейтрино с энергиями ~ ПэВ (2)

Кинетическая энергия протонов файербола (ускоренных на стадии расширения ф.) \longrightarrow π -мезоны \longrightarrow поток нейтрино

Оценим долю этой энергии: $f_\pi \cong \frac{\delta R'}{\lambda_{p\gamma}} \eta$, $\lambda_{p\gamma} = 1 / (n_\gamma \sigma_{p\gamma})$,

$\delta R' = \Gamma c \Delta t$ – толщина излучающей оболочки, $\Delta t \sim 0.01 \text{ с}$; $\eta \equiv \langle x_{p \rightarrow \pi} \rangle \approx 0.2$,

$$f_\pi \cong \eta \Gamma c \Delta t n_\gamma \sigma_{p\gamma}, \quad \sigma_{p\gamma \rightarrow \pi X}^{\max} \cong 5.4 \cdot 10^{-28} \text{ cm}^2 \quad E_\gamma = \Gamma E'_\gamma, \quad R' = 2\Gamma^2 c \Delta t$$

$$n_\gamma = \frac{u'_\gamma}{E'_\gamma} = \frac{L_\gamma (\Delta t / \Gamma)}{4\pi R'^2 \delta R' (E_\gamma / \Gamma)} = \frac{L_\gamma}{16\pi c^3 \Delta t^2 \Gamma^5 E_\gamma} \quad (n_\gamma - \text{плотность фотонов в СФ}; u_\gamma - \text{плотность энергии фотонов})$$

$$u'_\gamma = \frac{L_\gamma \Delta t'}{4\pi R'^2 \delta R'} = \frac{L_\gamma \Delta t / \Gamma}{16\pi \Gamma^5 (c \Delta t)^3} = \frac{L_\gamma}{16\pi \Gamma^6 c^3 \Delta t^2} \quad L_\gamma \sim 10^{52} \text{ эрг с}^{-1}$$

$$f_\pi \cong \frac{L_\gamma \sigma_{p\gamma} \eta}{16\pi c^2 \Delta t E_\gamma \Gamma^4} \approx 0.13 \cdot \left(\frac{L_\gamma}{10^{52} \text{ эрг} \cdot \text{с}^{-1}} \right) \left(\frac{1 \text{ МэВ}}{E_\gamma} \right) \left(\frac{300}{\Gamma} \right)^4 \left(\frac{0.01 \text{ с}}{\Delta t} \right)$$

GRB нейтрино с энергиями ~ ПэВ (3)

$$f_\pi \cong \frac{\delta R'}{\lambda_{p\gamma}} \eta \quad \text{- доля энергии протонов файербола, конвертируемая в пионы в } p\gamma\text{-взаимодействиях в области размером}$$

$$\eta \equiv \langle x_{p \rightarrow \pi} \rangle \approx 0.2$$

$$\lambda_{p\gamma} = 1/(n_\gamma \sigma_{p\gamma})$$

$$E_\gamma = \Gamma E'_\gamma, \quad R' = \Gamma^2 c \Delta t, \quad \delta R' = \Gamma c \Delta t$$

$$n_\gamma = \frac{u'_\gamma}{E'_\gamma} = \frac{L_\gamma (\Delta t / \Gamma)}{4\pi R'^2 \delta R' (E_\gamma / \Gamma)} = \frac{L_\gamma}{4\pi c^3 \Delta t^2 \Gamma^5 E_\gamma}$$

$$\delta R' = \Gamma c \Delta t$$

$$L_\gamma \sim 10^{52} \text{ эрг с}^{-1}$$

$$\Delta t \sim 0.01 \text{ с}$$

$$\Gamma \sim 300$$

$$\sigma_{p\gamma} \sim 10^{-28} \text{ см}^2$$

$$f_\pi \cong \frac{L_\gamma \sigma_{p\gamma} \eta}{4\pi c^2 \Delta t E_\gamma \Gamma^4} \approx 0.13 \cdot \left(\frac{L_\gamma}{10^{52} \text{ эрг} \cdot \text{с}^{-1}} \right) \left(\frac{1 \text{ МэВ}}{E_\gamma} \right) \left(\frac{300}{\Gamma} \right)^4 \left(\frac{0.01 \text{ с}}{\Delta t} \right)$$

$$u_\nu = \frac{1}{2} f_\pi t_H q_{GRB}, \quad q_{GRB} \sim 10^{-25} \text{ ГэВ} \cdot \text{см}^{-3} \cdot \text{год}^{-1},$$

$$\phi_\nu \approx \frac{c}{4\pi} \frac{u_\nu}{E_\nu} = \frac{c}{4\pi} \frac{1}{E_\nu} \left(\frac{1}{2} f_\pi t_H q_{GRB} \right), \quad t_H \sim 10^{10} \text{ лет}$$

Оценка потока нейтрино (~ ПэВ) от GRB в модели файербола,

Нормировка потока по данным КЛ сверхвысоких энергий; гамма-барстеры рассматриваются как источники КЛСВЕ с плотностью светимости q_{GRB}

поток нейтрино с энергией выше E_ν

$$\phi_\nu \approx \frac{c}{4\pi} \frac{\rho_\nu}{E_\nu} = \frac{c}{4\pi} \frac{1}{E_\nu} \left(\frac{1}{2} f_\pi t_H q_{GRB} \right), \quad q_{GRB} = \frac{d\rho_{UHECR}}{dt} \sim 4 \cdot 10^{44} \text{ эрг} \cdot \text{Мпк}^{-3} \cdot \text{год}^{-1}$$

$$E_\nu = \frac{1}{4} \eta E_p \approx 0.05 E_p > \frac{7 \cdot 10^5}{E_\gamma / 1 \text{ МэВ}} \left(\frac{\Gamma}{300} \right)^2 \text{ ГэВ}, \quad t_H = 1/H \sim 10^{10} \text{ лет}$$

$$f_\pi \cong \frac{\Delta R'}{\lambda_{p\gamma}} \eta \approx \frac{L_\gamma}{E_\gamma} \frac{1}{\Gamma^4 \Delta t} \frac{\sigma_{p\gamma} \eta}{4\pi c^2} \approx 0.13 \cdot \left(\frac{L_\gamma}{10^{52} \text{ эрг} \cdot \text{с}^{-1}} \right) \left(\frac{1 \text{ МэВ}}{E_\gamma} \right) \left(\frac{300}{\Gamma} \right)^4 \left(\frac{0.01 \text{ с}}{\Delta t} \right),$$

$$\phi_\nu(E_\nu) = 2 \cdot 10^{-14} \left(\frac{7 \cdot 10^5 \text{ ГэВ}}{E_\nu} \right) \left(\frac{f_\pi}{0.125} \right) \left(\frac{t_H}{10 \text{ Глет}} \right) \left(\frac{q_{GRB}}{4 \cdot 10^{44} \text{ Мпк}^{-3} \text{ год}^{-1}} \right) \text{ см}^{-2} \text{ с}^{-1} \text{ ср}^{-1}.$$

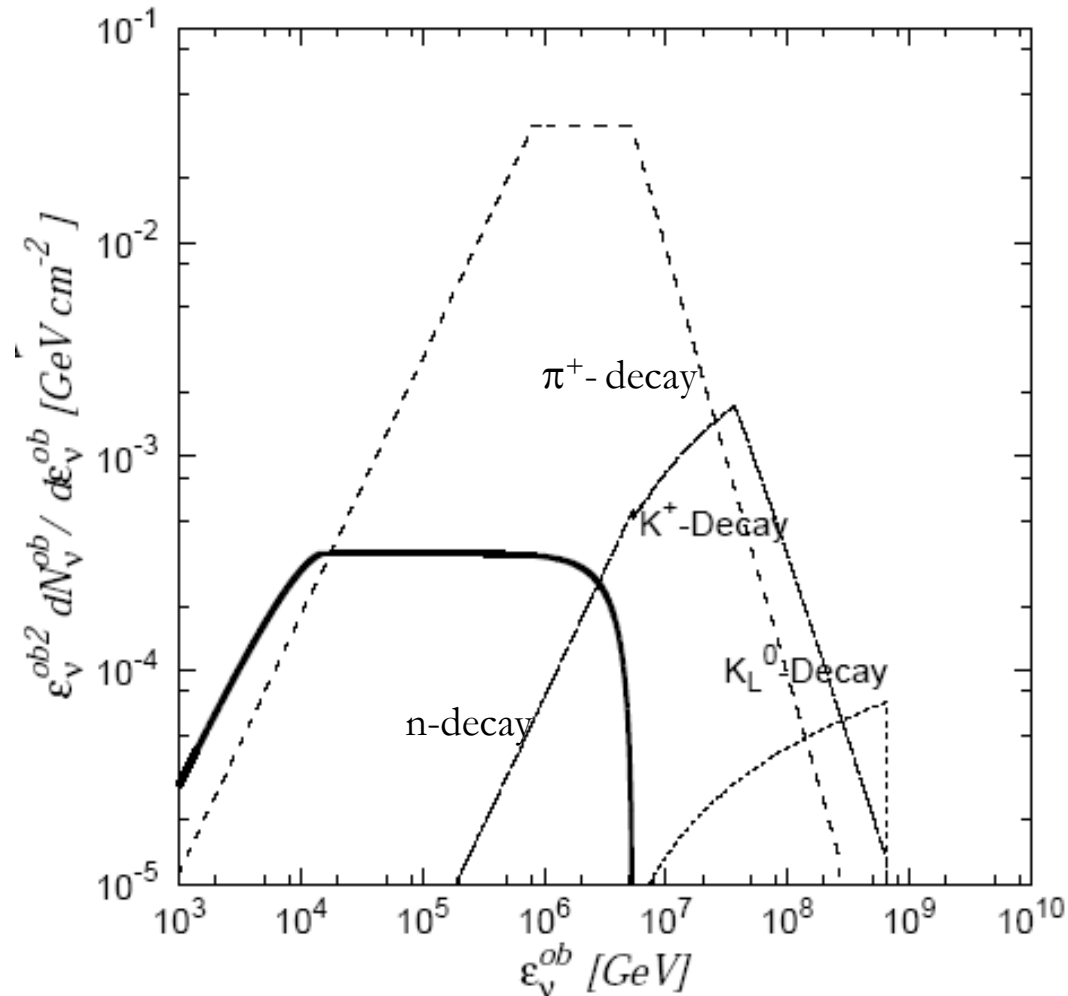
Число событий в детекторе

$$P_{\nu \rightarrow \mu} \approx 1.7 \cdot 10^{-6} E_{\nu,obs}^{0.8}$$

$$N_{events} = \int_{E_{th}}^{E_\nu^{max}} \phi_\nu P_{\nu \rightarrow \mu} \frac{dE_\nu}{E_\nu} \approx 25 \text{ км}^{-2} \text{ год}^{-1}, \quad E_{\nu,obs} = E_\nu / (1+z)$$

GRB нейтрино (4)

R. Moharana, N. Gupta,
[arXiv:1107.4483v1](https://arxiv.org/abs/1107.4483v1)



$$\Gamma = 100, \quad L_\gamma = 10^{51} \text{ эргс}^{-1} (1 \text{ foe})$$

$$z_{GRB} = 0.8, \quad t_{GRB} = 5 \text{ с,}$$

$$t_\nu = 30 \text{ мс}$$

Потоки нейтрино от распада нейтронов, пионов и каонов

Ограничения на диффузные потоки нейтрино

E.Waxman, J.N.Bahcall, Phys. Rev. 1998. D59, 023002

$$\frac{dn_{CR}}{dE_{CR}} \propto E_{CR}^{-2} \quad E_{\nu}^2 \frac{dn_{\nu}}{dE_{\nu}} \cong 0.25 \eta t_H E_{CR}^2 \frac{d\dot{n}_{CR}}{dE_{CR}}$$

$$E_{CR}^2 \frac{d\dot{n}_{CR}}{dE_{CR}} = \frac{q(10^{19} < E / 1eV < 10^{21})}{\ln(10^{21} / 10^{19})} \approx \frac{5}{4.6} \cdot 10^{44} \text{ эрг Мпк}^{-3} \text{ год}^{-1}$$

$$E_{\nu} \approx 0.05 E_p \quad E_{\nu}^2 \phi_{\nu} \equiv \frac{1}{4} \eta t_H E_{CR}^2 \frac{d\dot{n}_{CR}}{dE_{CR}} \quad (\text{оптически тонкие источники} - \eta=1):-$$

$$E_{\nu}^2 \phi_{\nu} \equiv \frac{c}{4\pi} E_{\nu}^2 \frac{dn_{\nu\mu}}{dE_{\nu}} = \frac{1}{2} \eta I_{\max}, \quad I_{\max} (\eta = 1) \approx 0.25 \xi_z t_h \frac{c}{4\pi} E_{CR}^2 \frac{d\dot{n}_{CR}}{dE_{CR}} \cong 1.5 \cdot 10^{-8} \xi_z$$

ГэВсм⁻² с⁻¹ ср⁻¹,

$$\xi_z \approx 3 \quad (\text{учет эволюции}) \quad \xi_z \approx 0.6 \quad (\text{нет эволюции источников})$$

$$E_{\nu}^2 \phi_{\nu} < 2 \cdot 10^{-8} \text{ GeVcm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ sr}^{-1}$$

Нейтрино от блазара TXS 0506+056

TXS=Texas Survey of radio sources

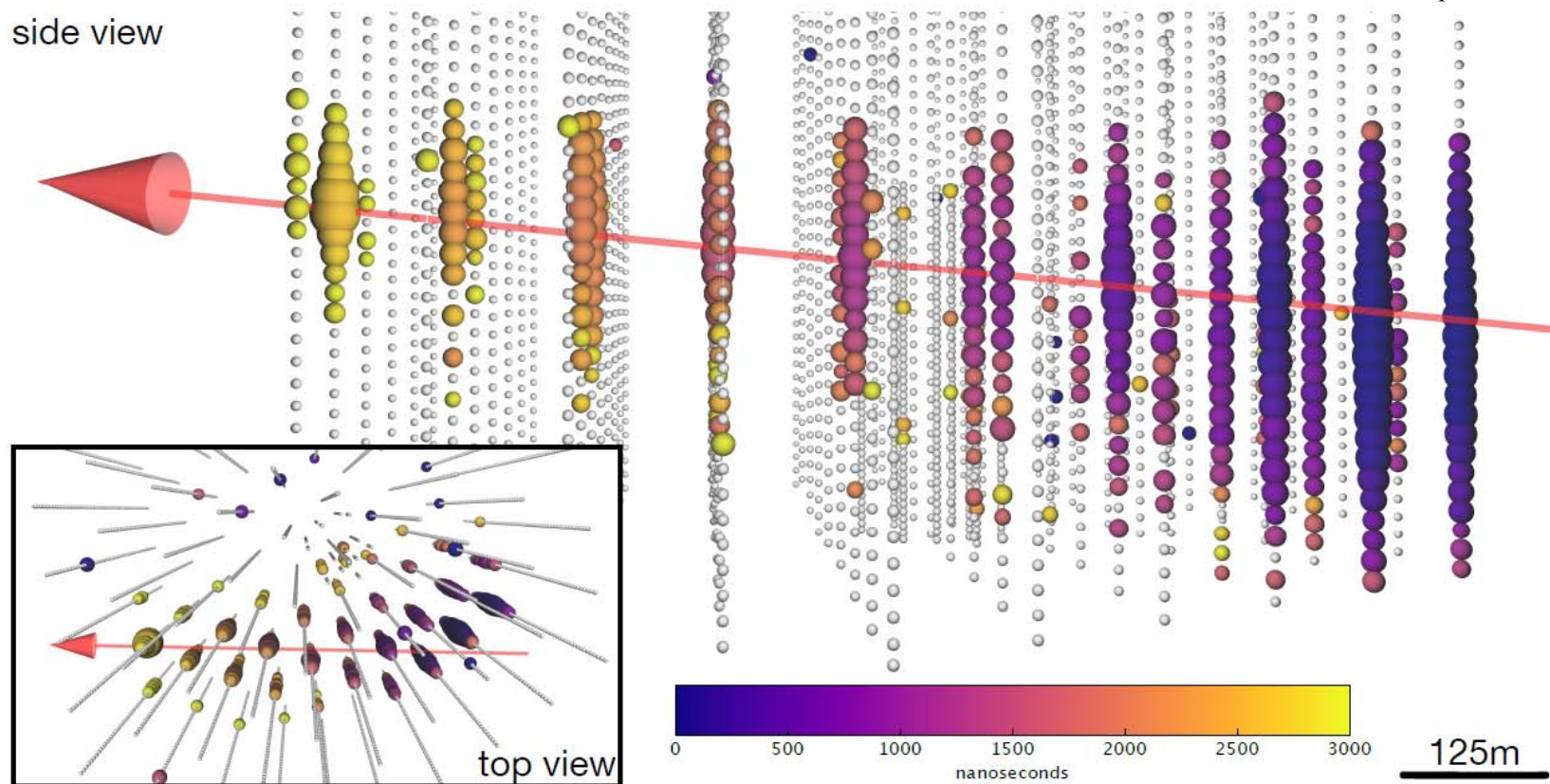
IceCube, Fermi-LAT, MAGIC и др. 1807.08816v1

γ -блазар TXS 0506+056 ($z=0,3365$), коорд. на небесной сфере : прямое восхождение $\alpha=77.3582^\circ$, склонение $\delta=+5.69314^\circ$ – $\sim 0.1^\circ$ отклонение от направления нейтрино.

$$dN/dE \propto E^{-2.13}$$

$$E_\mu = 23.7 \pm 2.8 \text{ TeV} \quad \Rightarrow \quad E_\nu = 290 \text{ ТэВ}$$

Это значит, что блазар является ПэВатроном – источником КЛ с $E_p > 1 \text{ ПэВ}$!



First neutrino source candidate TXS 0506+056

Blazar TXS 0506+056 is Fermi source, один из 50 ярких источников (но не 20 первых).

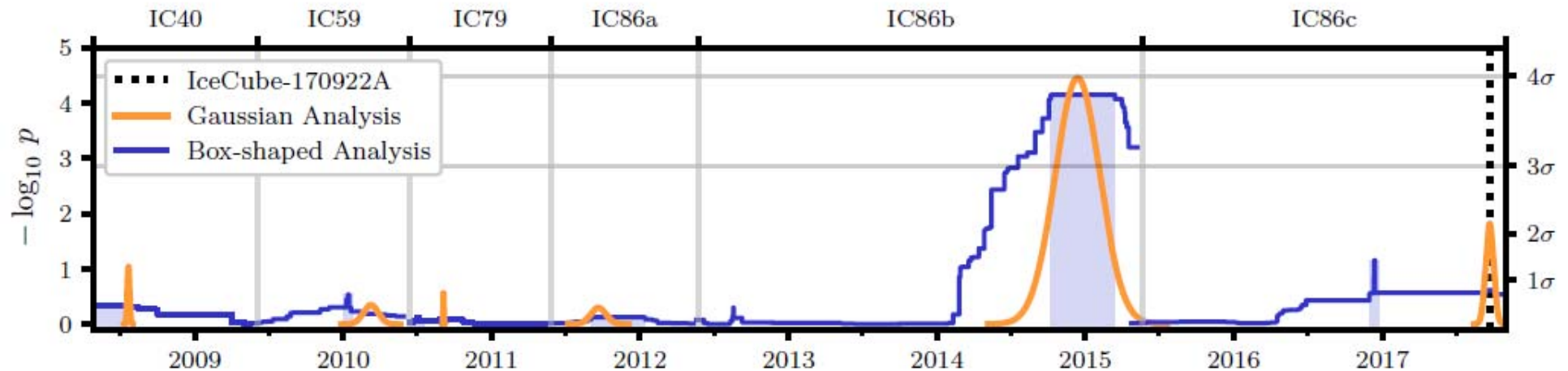
IceCube-170922A Sept 22 2017

- ✓ **TXS 0506+056 has redshift $z=0.3365$**
- ✓ **H.E.S.S. / VERITAS наблюдали 23-24.09: нет сигнала**
- ✓ **MAGIC зарегистрировал вспышку 28.09. 2017**
- ✓ **Fermi зарегистрировал активность источника в тот же период**

Анализ архива IceCube - события TXS 0506+056 до сообщения (alert) 22.09.2017 (IceCube-170922A)

TXS 0506+056_ prior to IceCube-170922A alert:

IceCube, *Science* 361 (2018) no.6398, 147-151(1807.08794)



Time-dependent analysis results

$$E^2 J_{100} = (2.1^{+0.9}_{-0.7}) \times 10^{-4} \text{ TeV cm}^{-2} \text{ at } 100 \text{ TeV and } \gamma = 2.1 \pm 0.2$$

$$E^2 J_{100} = (2.2^{+1.0}_{-0.8}) \times 10^{-4} \text{ TeV cm}^{-2} \quad \gamma = 2.2 \pm 0.2. \text{ (box-shaped)}$$

средний поток за 158 дней $\Phi_{100} = (1.6^{+0.7}_{-0.6}) \times 10^{-15} \text{ TeV}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$

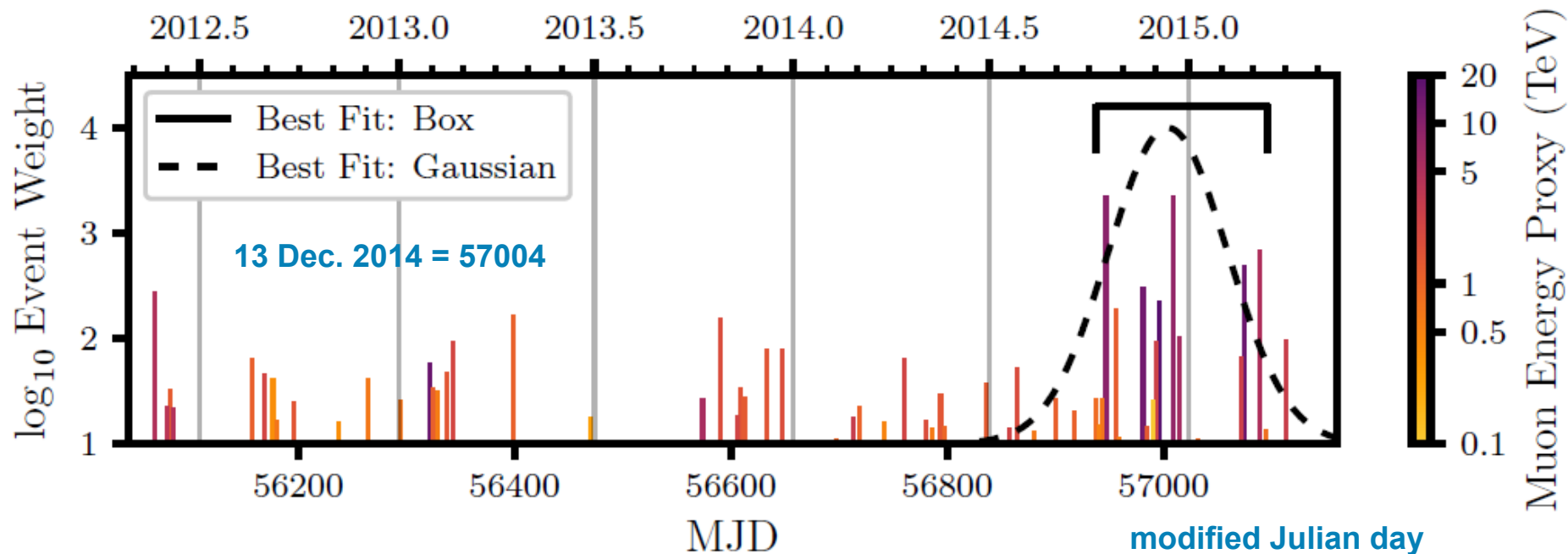


Figure 2: Time-independent weight of individual events during the IC86b period.

Результат анализа: $\Phi_{100} = (1.6_{-0.6}^{+0.7}) \times 10^{-15} \text{ TeV}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$

Сигнал в течение 5- месяцев в 2014-2015 гг. оценивается в (13 ± 5) ν_{μ} - событий над ожидаемым фоном.

Удивительно! В отличие от диффузных астрофизических нейтрино (HESE-события IceCube), спектральный индекс которых был найден в интервале значений $\sim 2.4 - 2.9$, спектр нейтрино от локального источника $\gamma \approx 2.1$ близок к сакральному числу, ожидаемому в рамках станд. механизма ускорения на УВ.

Interpretation of the coincident observation of a high energy neutrino and a bright flare

Shan Gao, A. Fedynitch, W. Winter,
Nature Astronomy, Nov. 2018;
1807.04275

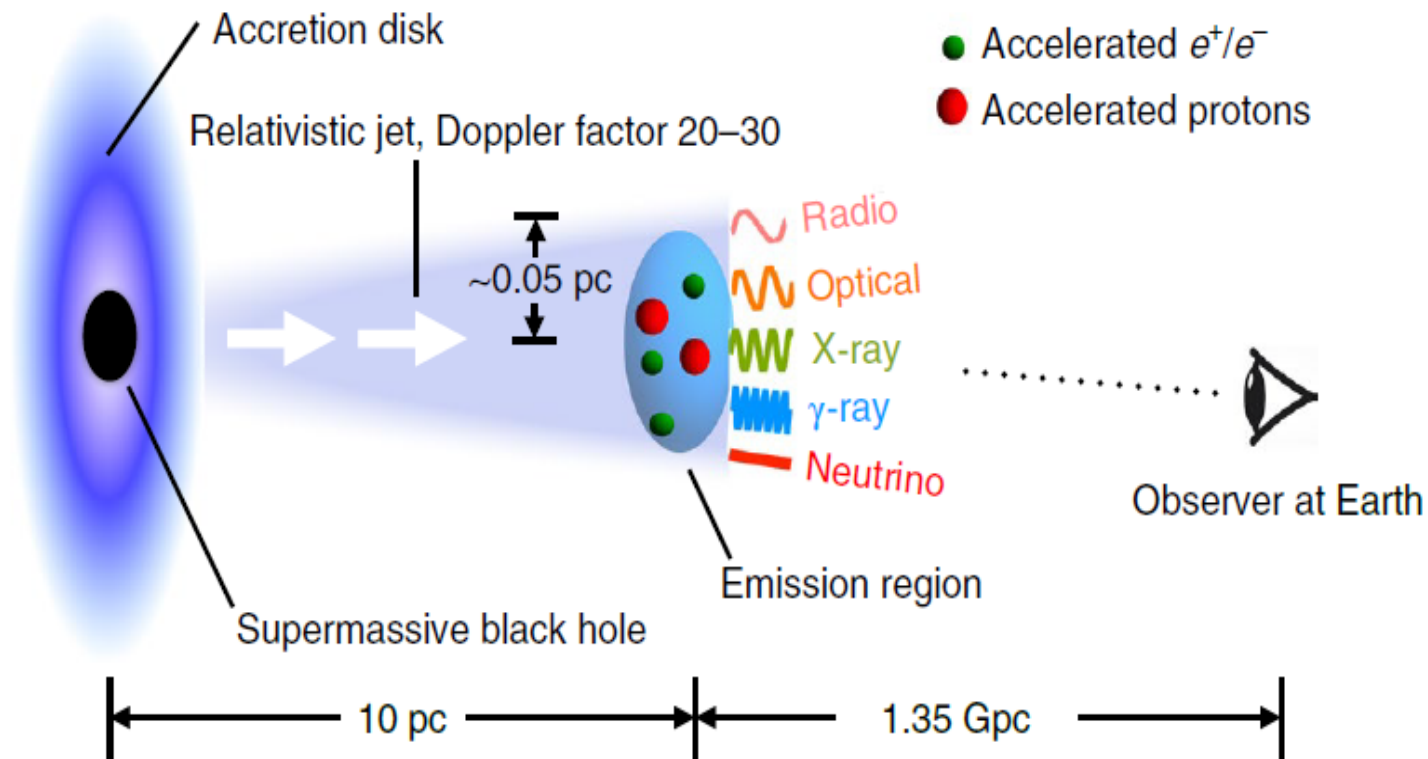
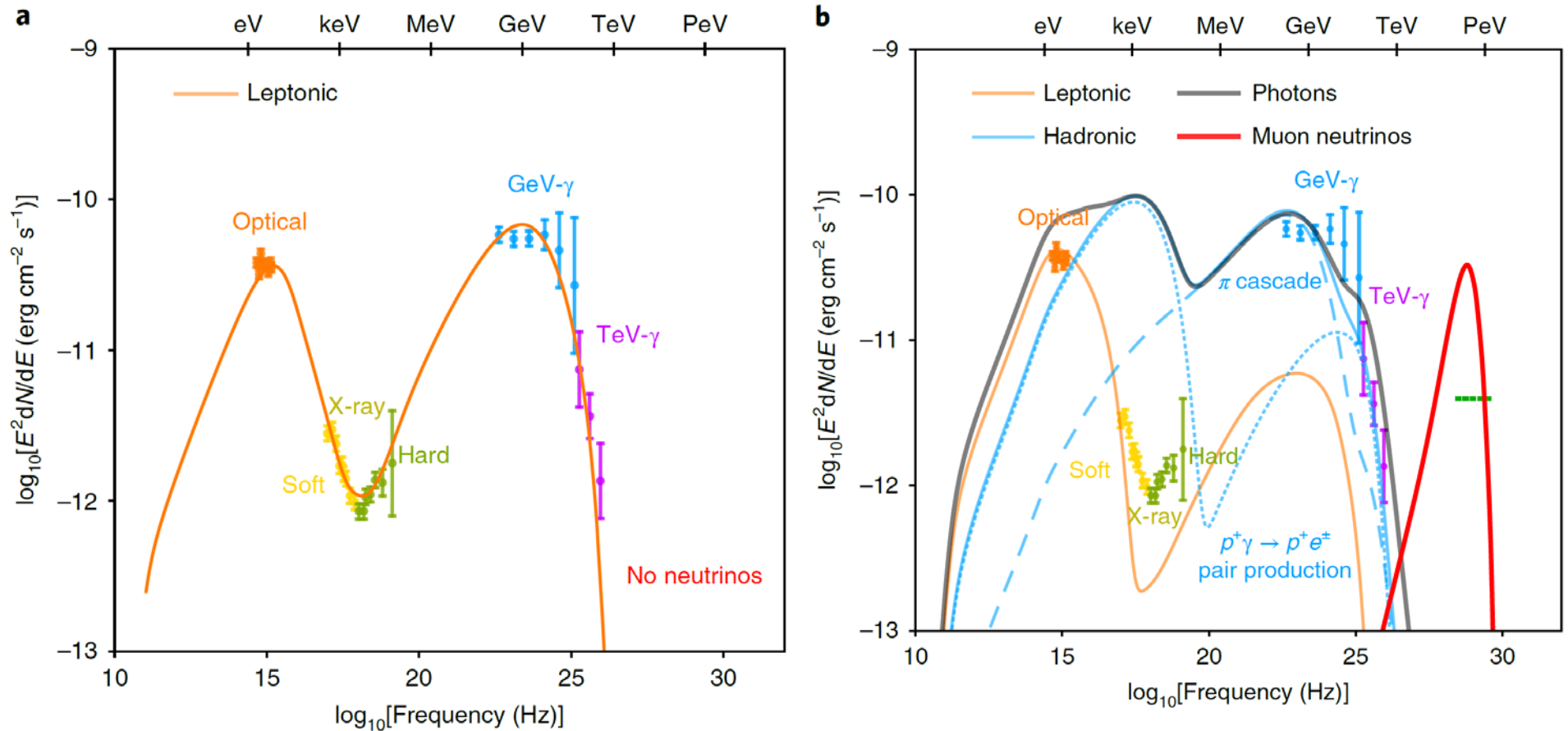
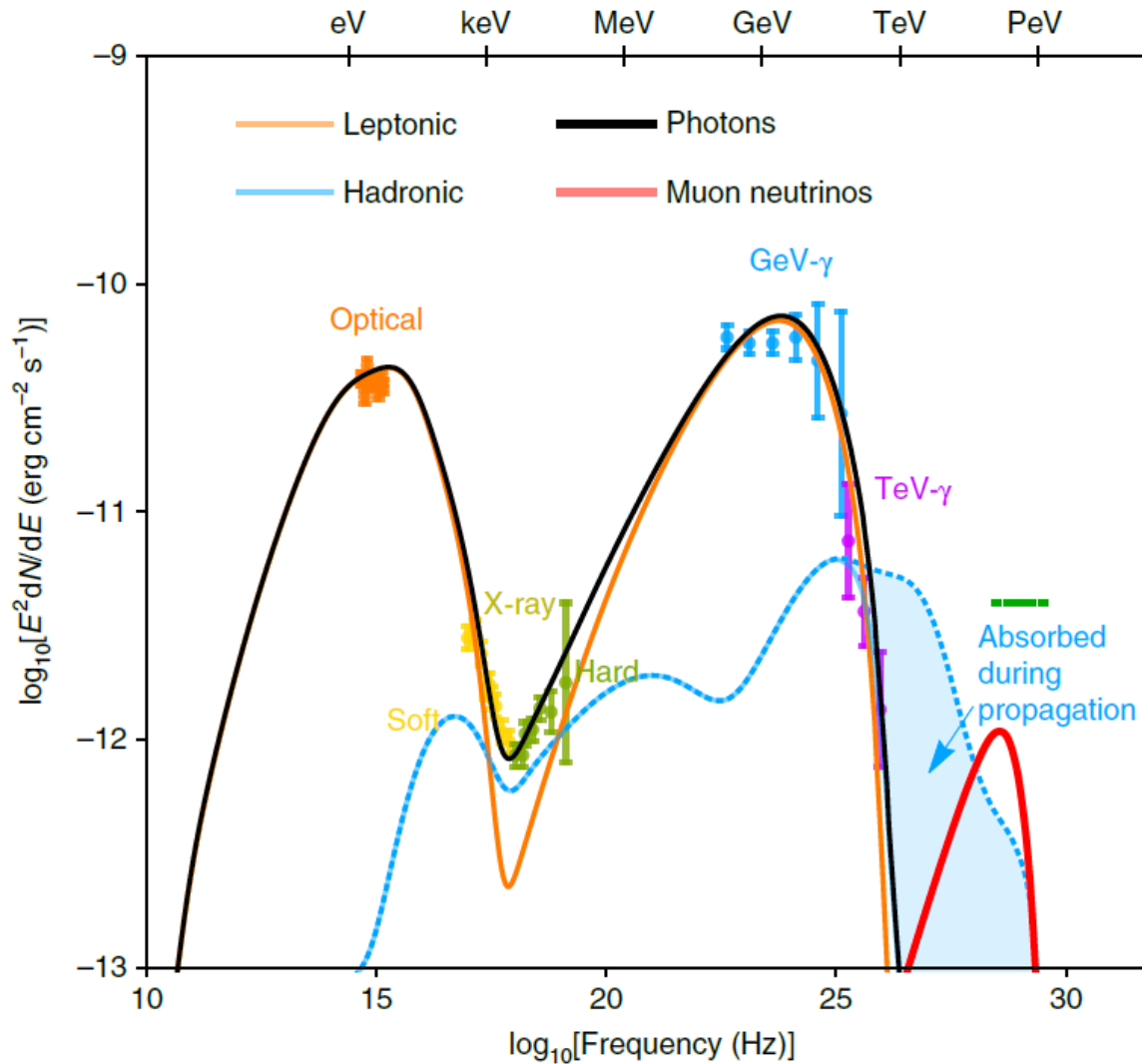


Иллюстрация источника излучения TXS0506 + 056.



Спектры излучения TXS0506 + 056 для двух гипотез:

- (a) лептонный механизм генерации излучения хорошо воспроизводит наблюдаемое э.-м. излучение, нейтрино не генерируется;
- (b) в адронной модели во второй горб дают вклады π^0 и π^\pm распады, превышая наблюдаемое рентгеновское излучение. Символы – наблюд. поток and спектр во время вспышки 2. Горизонтальная зеленая линия отвечает ожидаемому диапазону энергии и уровню потока нейтрино, который дает одно ν_μ -событие в детекторе IceCube за 180 дней.

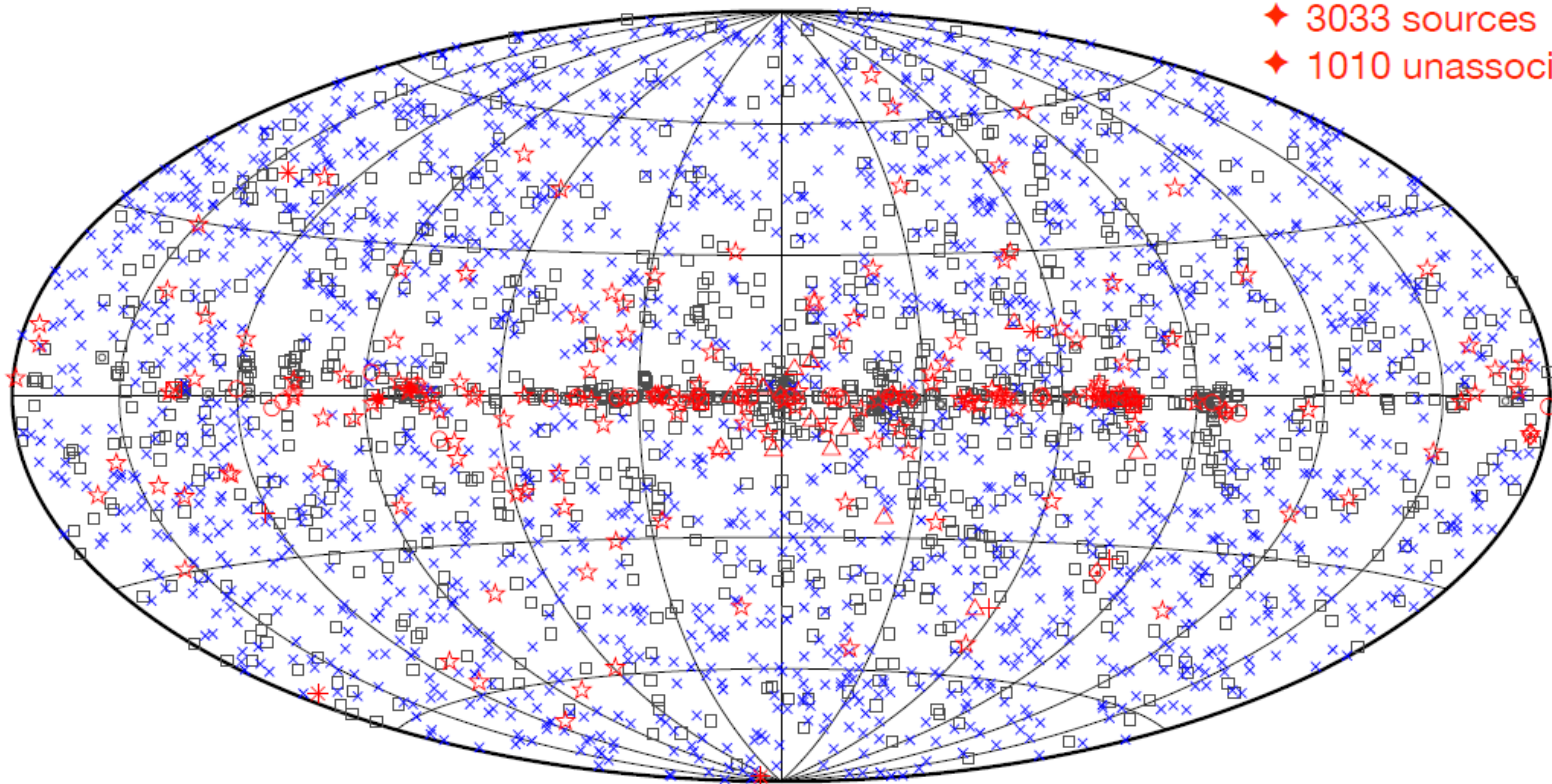


Гибридная модель излучения TXS0506 + 056 (спектр эм + нейтрино): лептонный + адронный механизмы генерации излучения высокой энергии. НЕ фотоны поглощаются на пути к Земле во взаимодействиях с фоном внегалактического излучения. Закрашенная область – расчет согласно Inoue, Y. et al. *ApJ*. 768, 197 (2013)

3rd Fermi LAT Catalog

THE ASTROPHYSICAL JOURNAL SUPPLEMENT SERIES, 218:23 (41pp), 2015 June

ACERO ET AL.



◆ 3033 sources
◆ 1010 unassociated

□ No association	▣ Possible association with SNR or PWN	× AGN
☆ Pulsar	△ Globular cluster	* Starburst Galaxy
⊠ Binary	+ Galaxy	○ SNR
★ Star-forming region		◆ PWN
		★ Nova

Extragalactic source population

	sources
Blazars	1591
other AGN	32
star-forming galaxies	7
Unassociated	~ 600
Pulsars	72

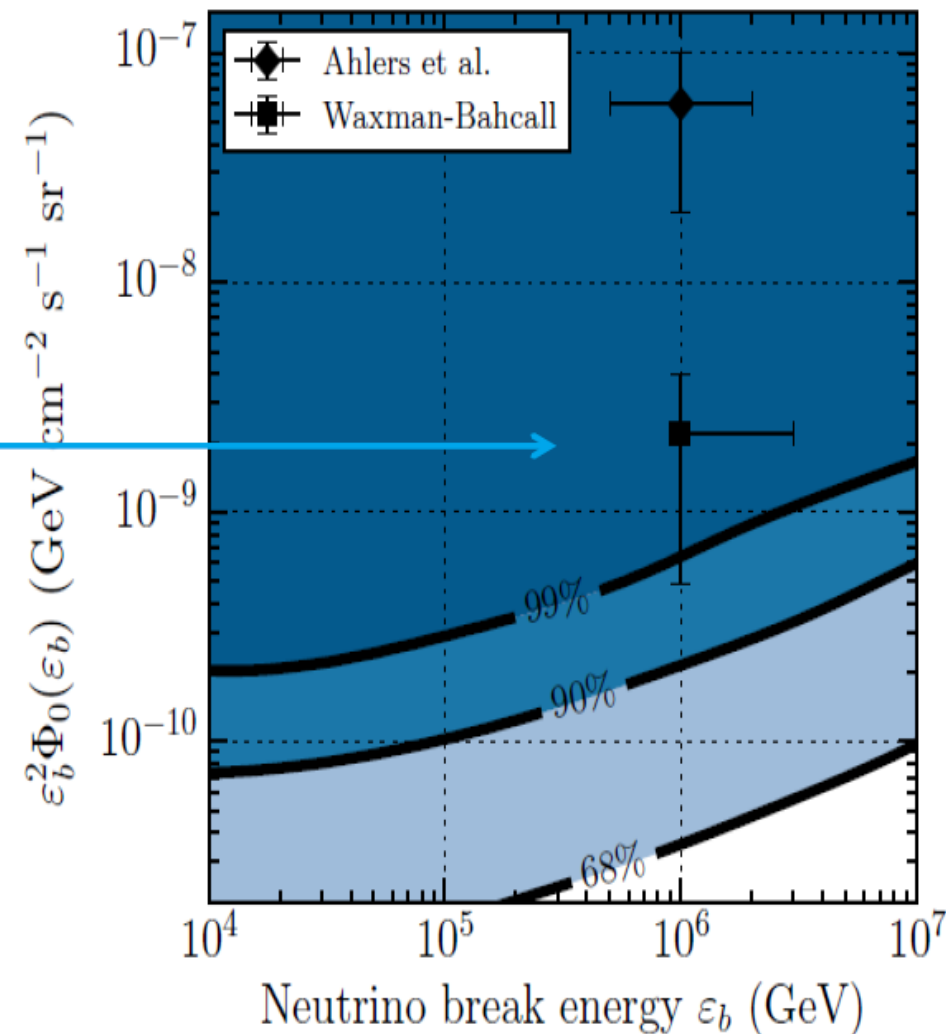
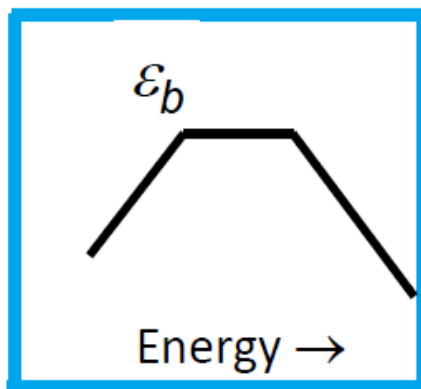
ApJ (Supplement Series) 218:23, 2015

Backup

Neutrinos from GRB

subm. to ApJ & arXiv:1702:6510

- 1172 GRB
- Neutron escape models à la Ahlers ruled out.
- Waxman Bahcall model almost ruled out.

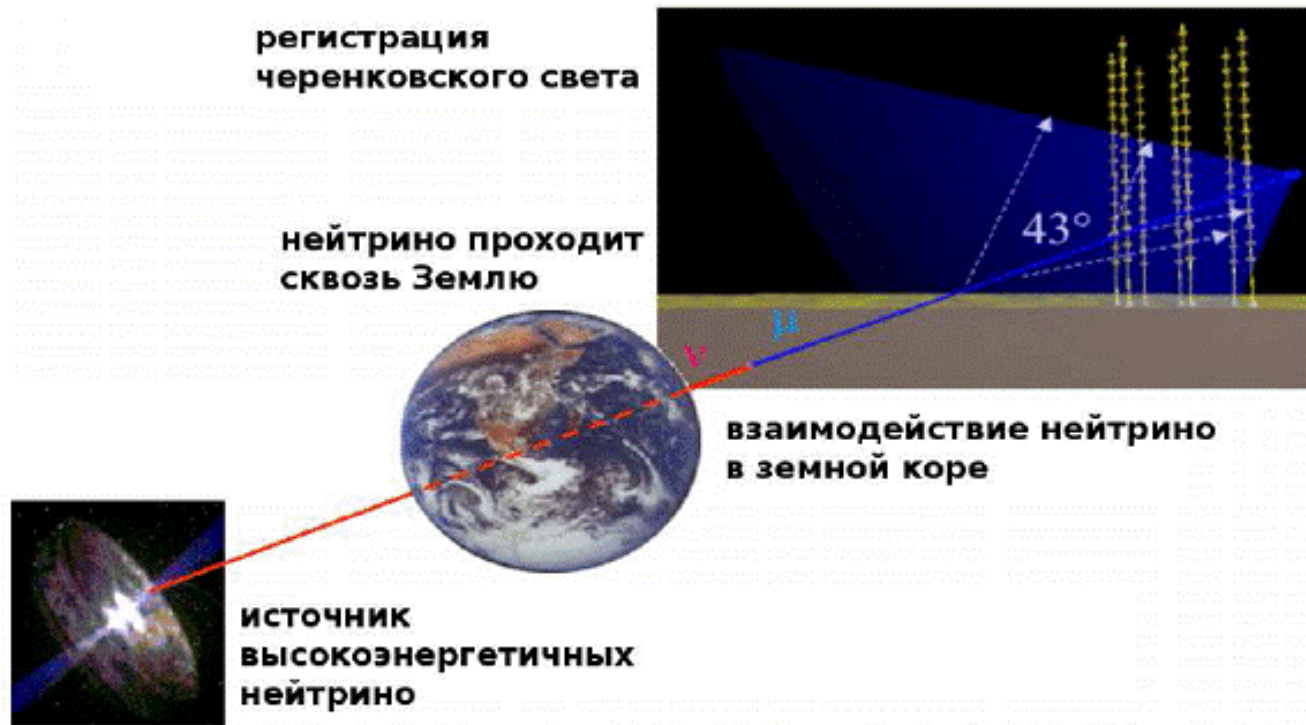


Note that we assume roughly uniform production across all GRB. Should a rare subclass of GRB produce a significant neutrino signal, it may still be discoverable by IceCube and with MWL observations!

Принципы детектирования нейтрино в подводных установках

NT200+ (Байкал), IceCube (Южный Полюс)
ANTARES (Средиземное море)
NEMO, Km³NeT – проекты

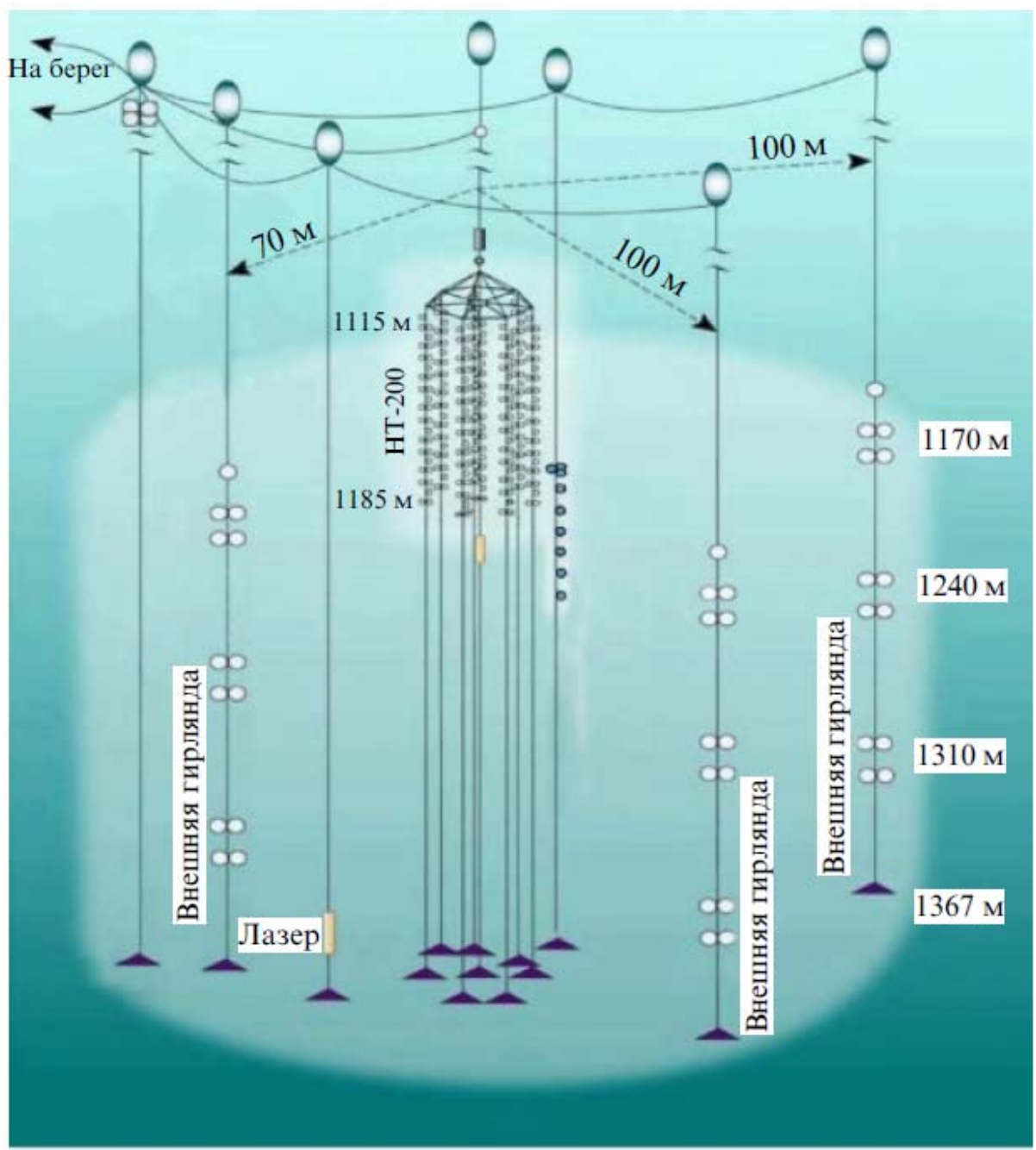
Черенковское излучение в воде распространяется под углом к треку мюона



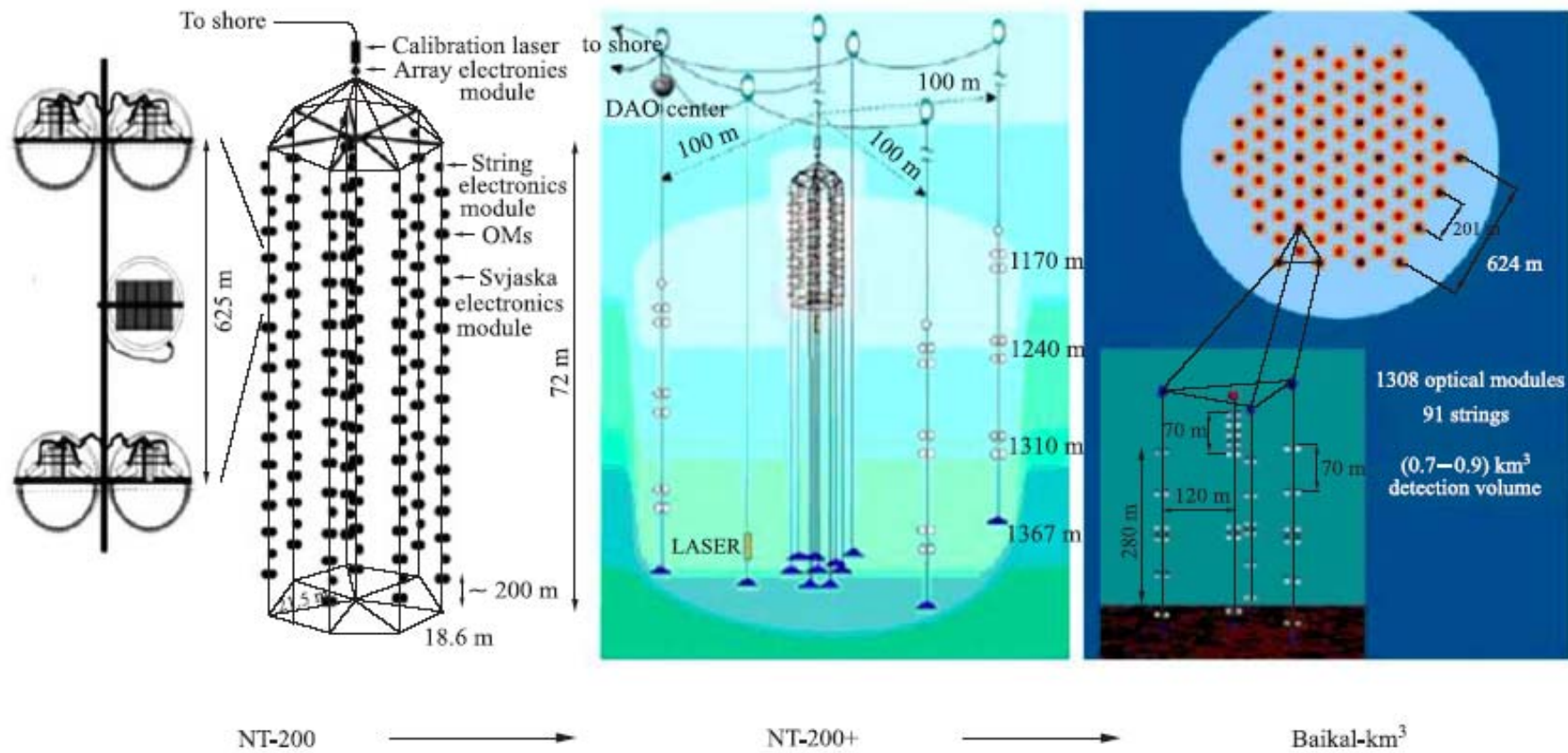
Под(ледные)водные нейтринные телескопы

- **NT200+**
- **AMANDA** – Antarctic Muon And Neutrino Detector Array **завершен**
- **ANTARES** - Astronomy with the Neutrino Telescope and Abyss environmental Research
- **IceCube** (с 2010 г. 86 стрингов)
- **NESTOR** - Neutrino Extended Submarine Telescope with Oceanographic Research
- **Km³NeT** - проект
- **NEMO** - NEutrino Mediterranean Observatory проект

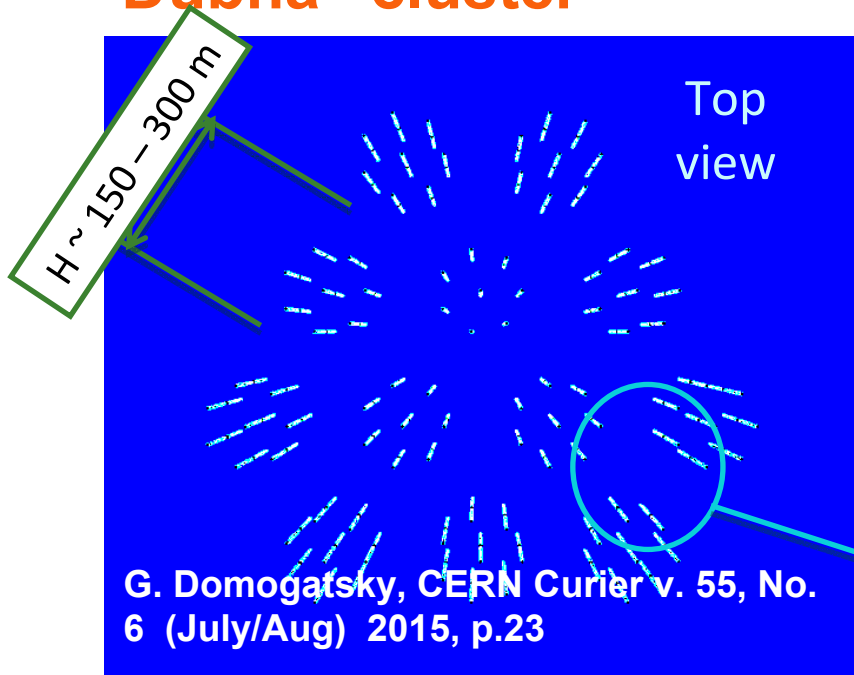
HT200+



От NT200 до GVD



Gigaton Volume Detector (BAIKAL-GVD) на оз. Байкал - "Dubna" cluster



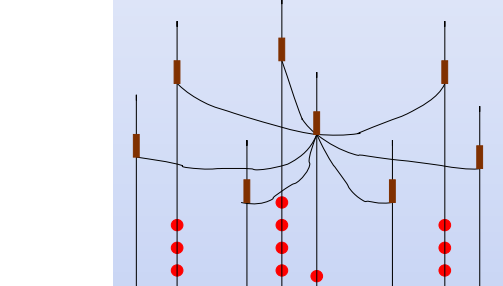
- 12 кластеров из 8 стрингов (гирлянд) =
- 96 стрингов по 24 ОМ = 2304 ОМ весь детектор

МС оптимальные параметры:
 $H = 345 \text{ m}$, $R = 40 \text{ m}$, $Z \sim 15 - 20 \text{ m}$

К 2020 году $V \approx 0.5 \text{ км}^3$

27 кластеров $\rightarrow V \approx 1.5 \text{ км}^3$

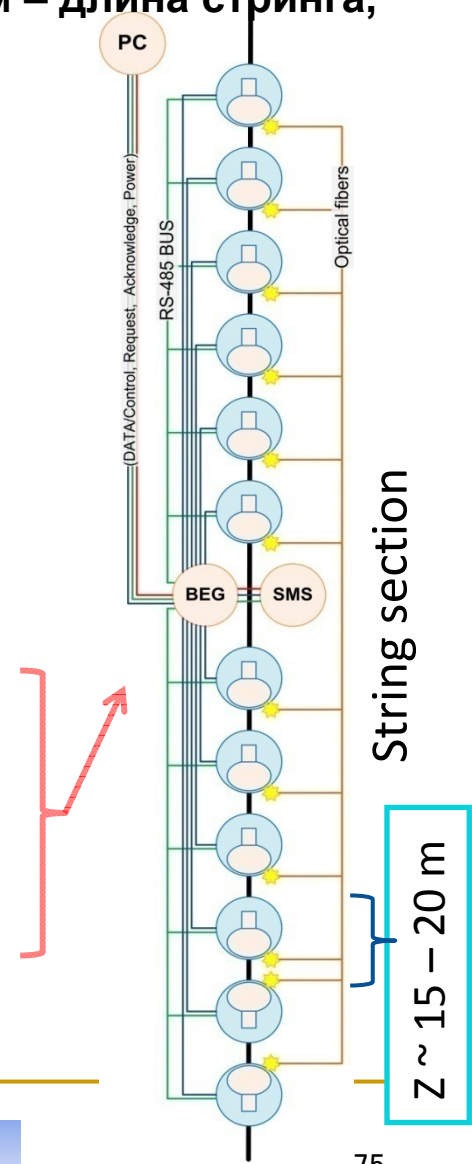
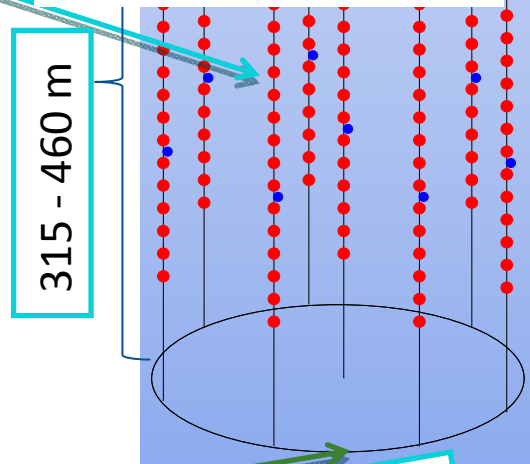
1276 м – 931 м = 345 м – длина стринга,



Stage 1: volume $\sim 0.4 \text{ км}^3$ by 2020

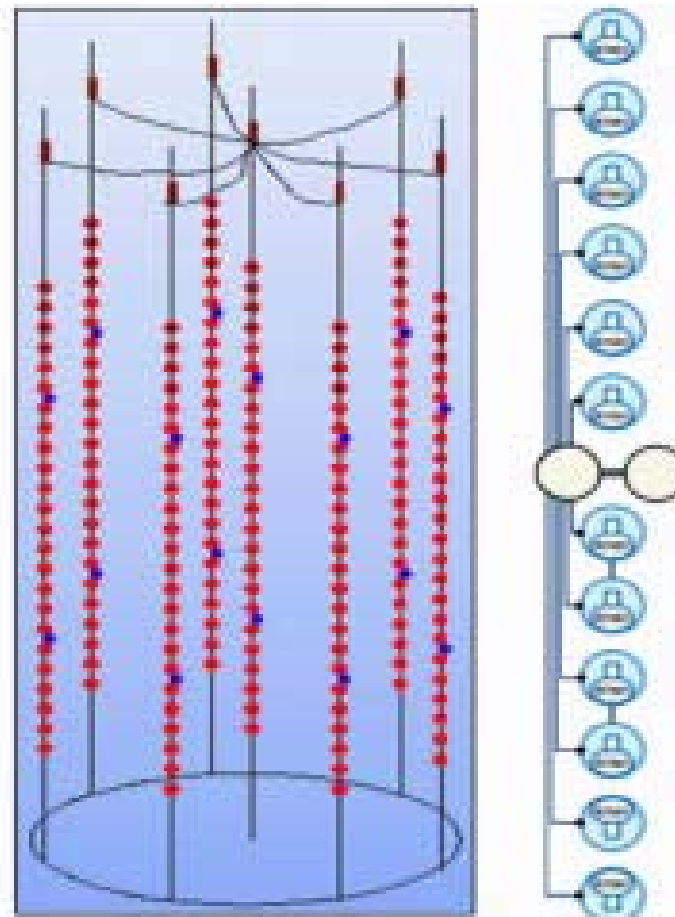
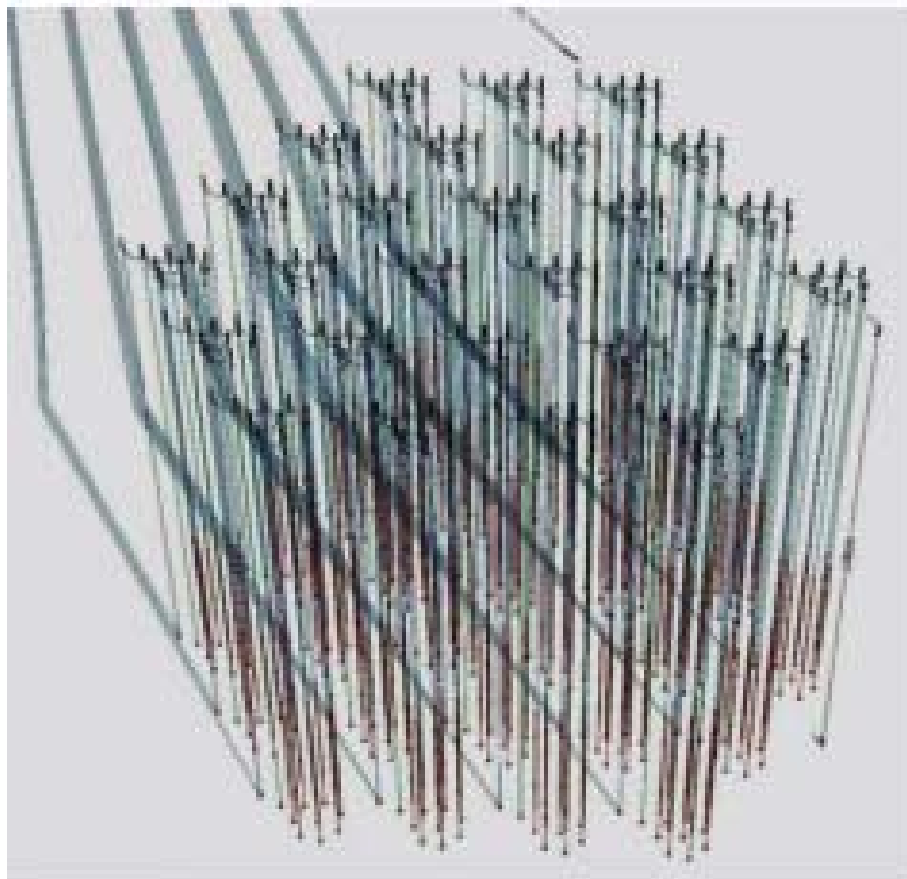
Stage 2: volume $\sim 1.5 \text{ км}^3$

- > 27 кластеров с 8 стрингов каждый
- > Высота 700 м (глубина 600 м – 1300 м)
- > 48 ОМ на стринг



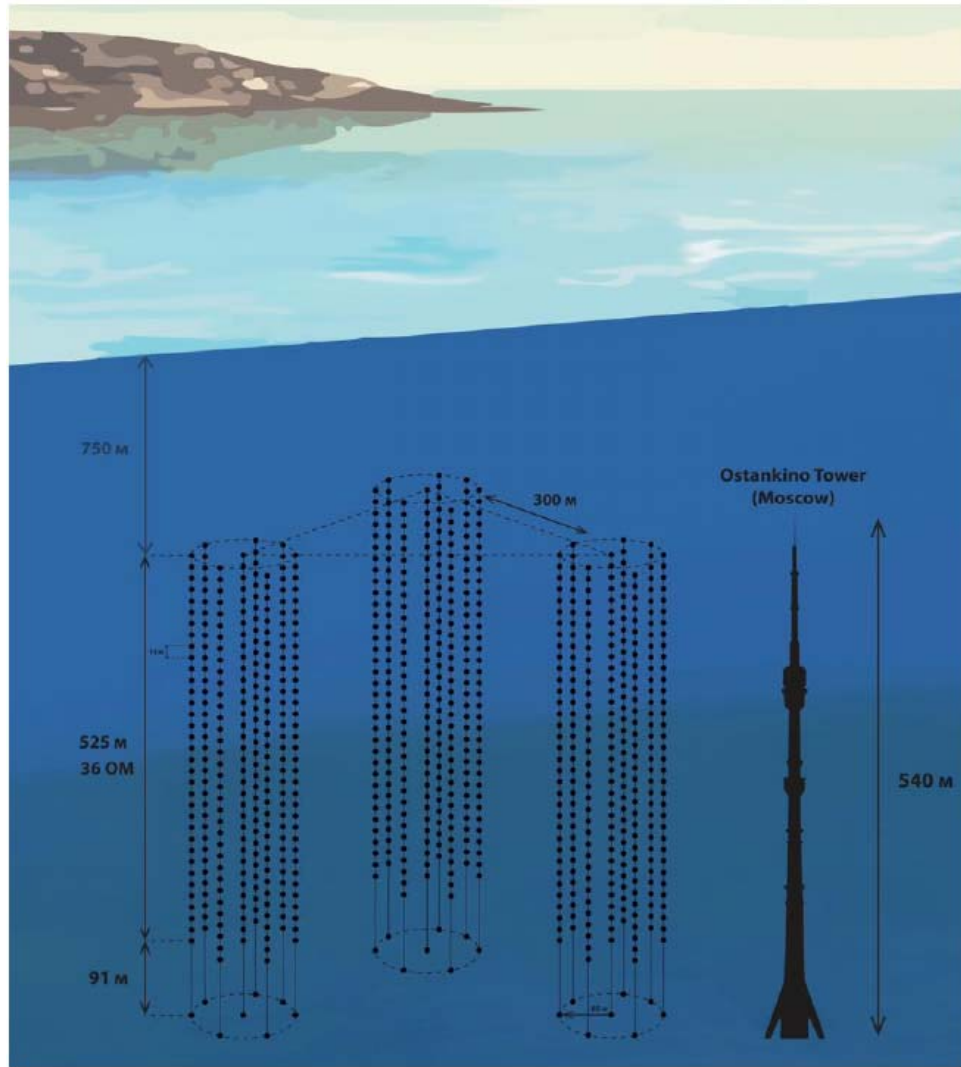
Baikal-GVD

УФН 2015, Т. 185, № 5. С. 531–538



Схематическое изображение нейтринного телескопа Baikal-GVD (а) и кластера телескопа (б). В правой части рис. б показана одна секция кластера.

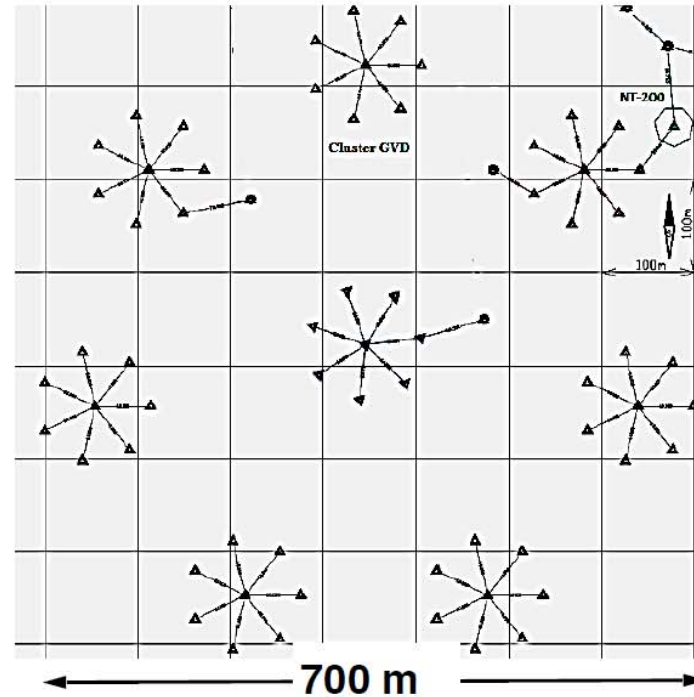
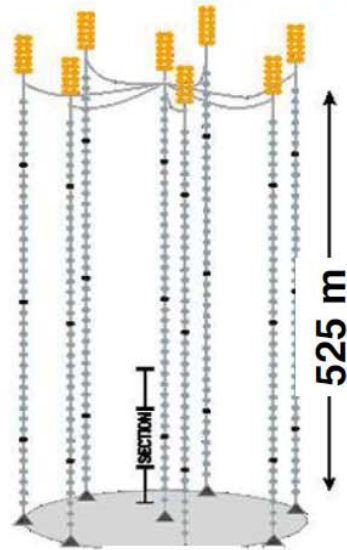
Статус проекта Baikal-GVD



Cluster:

- 288 OMs at 8 strings
- 36 OMs per string, 15 m spacing
- depth 750 - 1275 m
- 60 m between strings
- Cluster DAQ center (30 m below surface)
- Electro-optical cable to shore
- Acoustic positioning system (4 beacons on each string)
- 3 calibration light beacons (matrix of LEDs)

Baikal-GVD phase 1



	GVD-1	GVD-4
OMs	2304	10368
Clusters (8 Strings)	8-9	27
Depths, m	750 – 1275	600 – 1300
Eff. Volume ($E_{SH} > 100 \text{ TeV}$)	0.4 km ³	1.5 km ³

Cumulative number of clusters vs. year

Year	2016	2017	2018	2019	2020	2021
Nb. of clusters	1	2	3	5	7	9
Nb. of OMs	288	576	864	1440	2016	2592

Параметры нейтринного телескопа BAIKAL-GVD

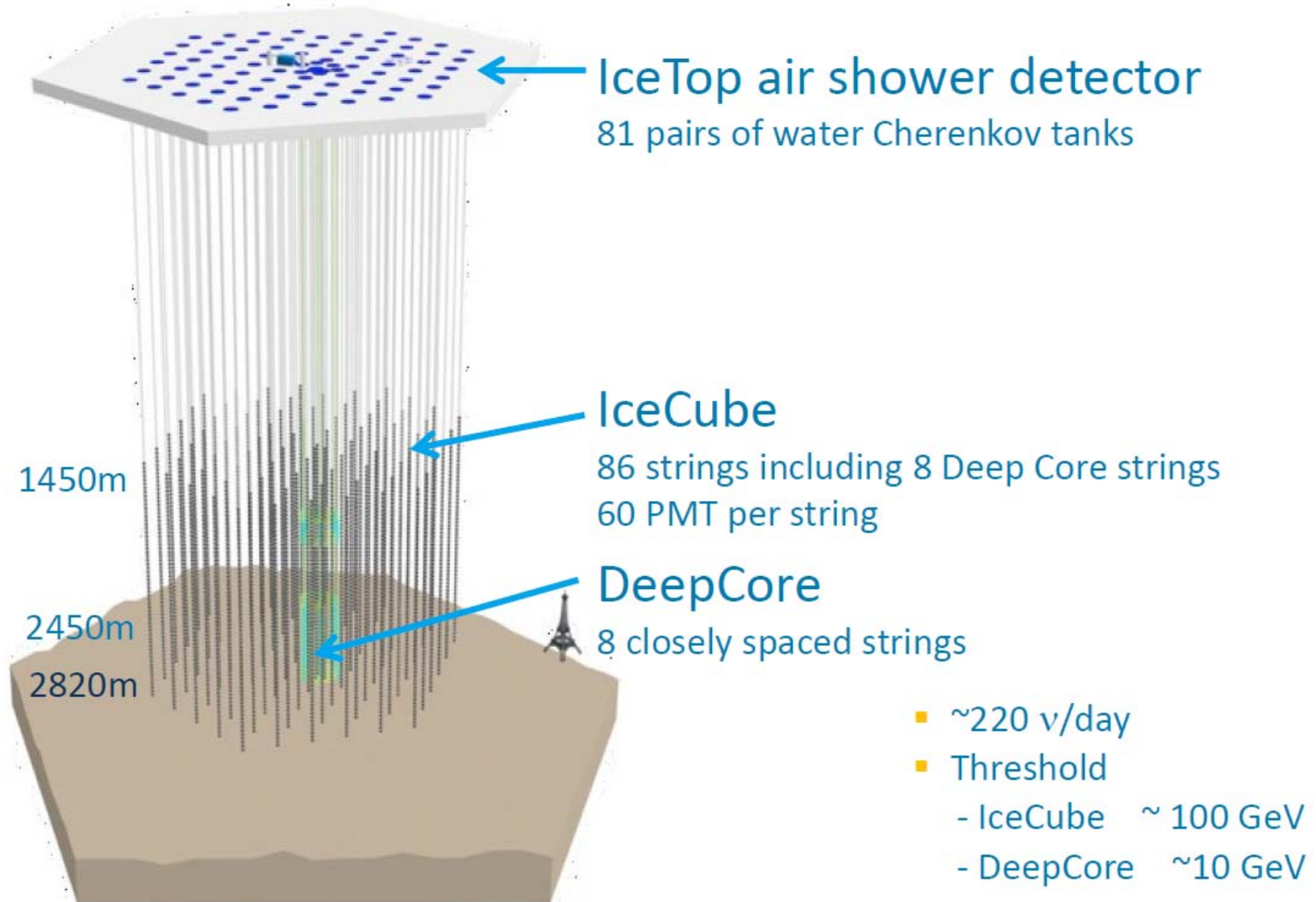
Базовая конфигурация телескопа обеспечивает эффективный объём для регистрации ливней порядка $0,2 - 0,7 \text{ км}^3$ в интервале энергий $10^5 - 10^9 \text{ ГэВ}$ и эффективную площадь для регистрации мюонов около $0,2 - 0,5 \text{ км}^2$ в диапазоне энергий $10^4 - 10^6 \text{ ГэВ}$. Точность восстановления направлений мюонов составляет $0,4^\circ - 0,6^\circ$, а направлений ливней — $5^\circ - 7^\circ$. Относительная точность восстановления энергии ливня $20 - 35 \%$.

Первая фаза строительства Baikal-GVD должна завершиться в 2020 г. установкой 12 кластеров с 2304 ОМ, расположенных на расстоянии 300 м друг от друга. Инструментальный объём установки составит $0,4 \text{ км}^3$. Физически просматриваемый объём зависит от энергии нейтрино и возрастает с увеличением его энергии, как показано на рис. 15б. Ко времени своего полного завершения установка должна будет обнаружить уже 27 событий взаимодействия астрофизических нейтрино с энергиями выше 100 ТэВ.

Ожидаемая точность реконструкции направления составит $3,5^\circ - 5,5^\circ$ для нейтринных взаимодействий, порождающих каскады, и $0,25^\circ$ для трека мюона.

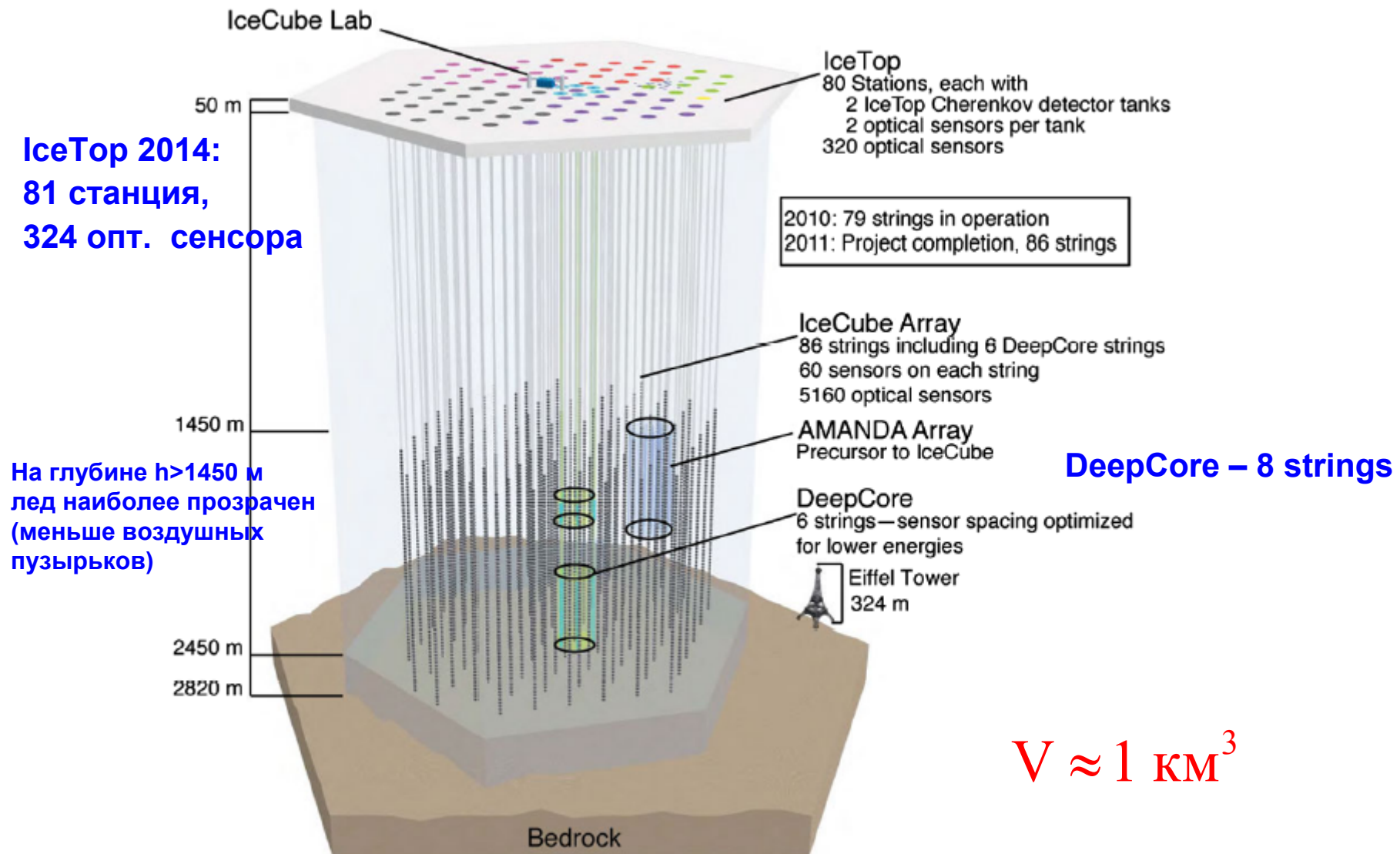
Коллаборация Baikal-GVD планирует дальнейшее увеличение размера установки до инструментального объёма $1,5 \text{ км}^3$. Такая установка будет содержать 27 кластеров, по четыре секции в каждом. Общее число ОМ составит 10368. Общий вид установки приведён на рис. 15в.

IceCube Neutrino Observatory



IceCube detector

2014: 86 strings, 5160 opt. sensors

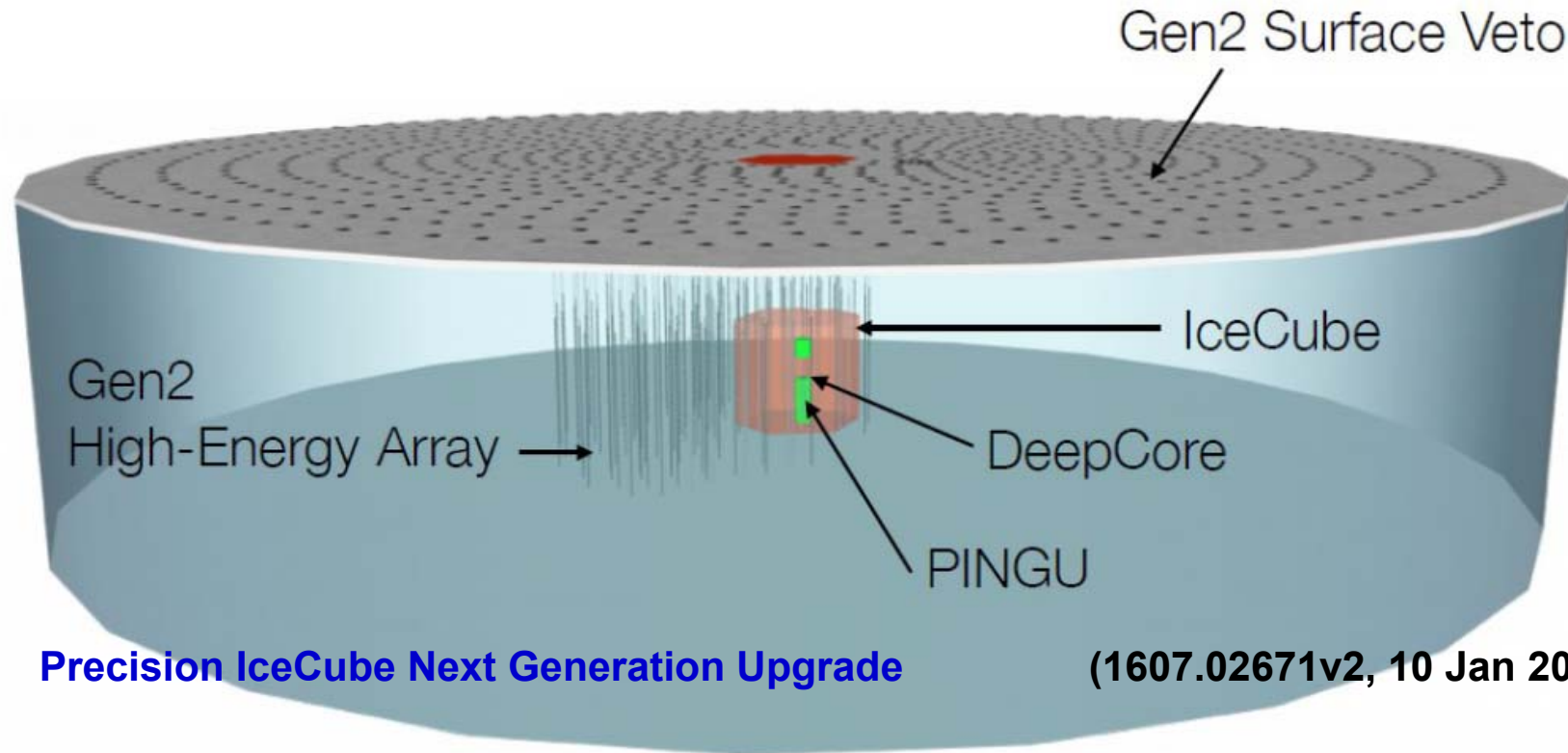


ICECUBE GEN2

~ 400 scientists

~50 institutions in 12 countries
(lead Institutions U. Wisconsin, DESY)

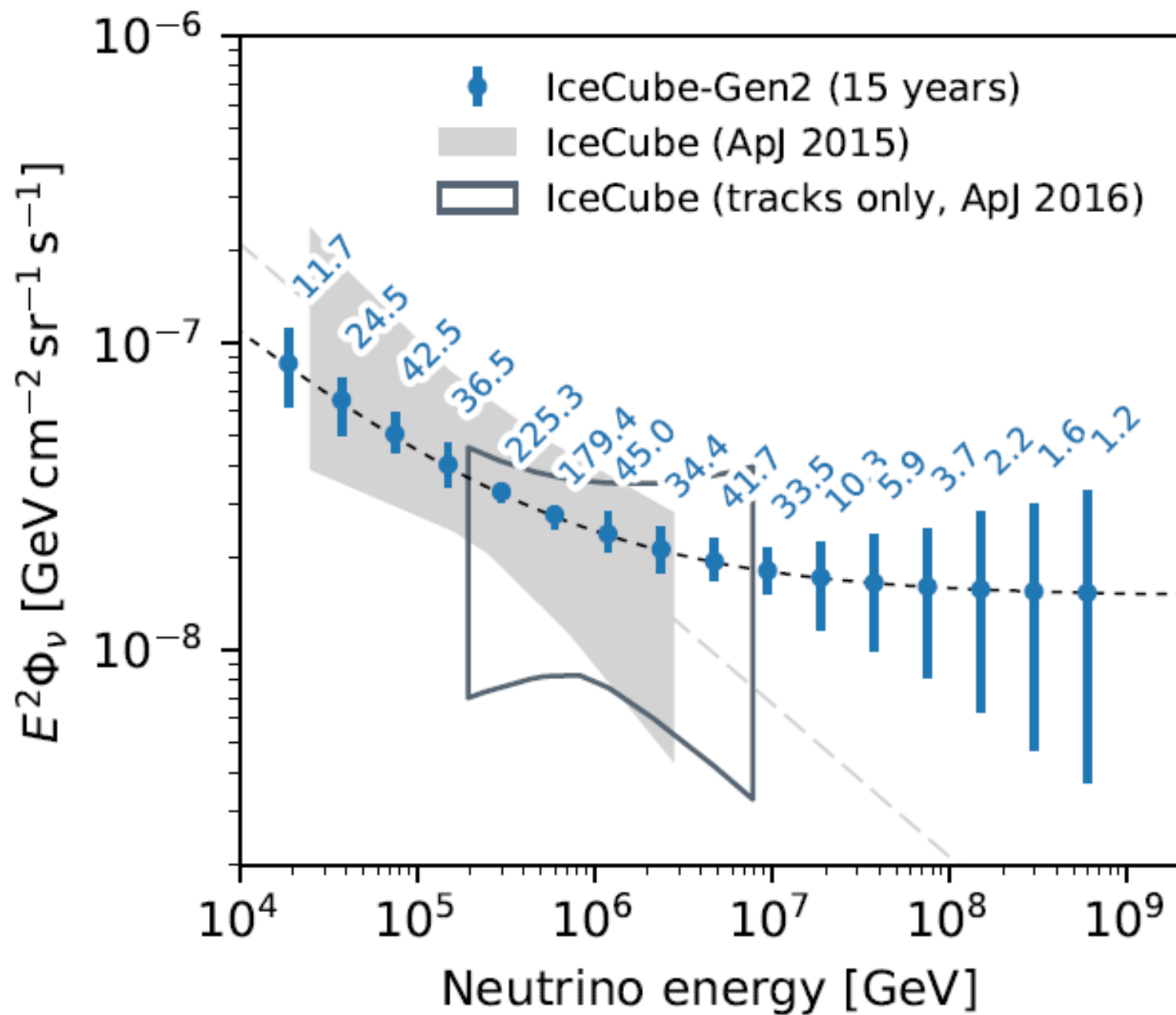
IceCube Gen2



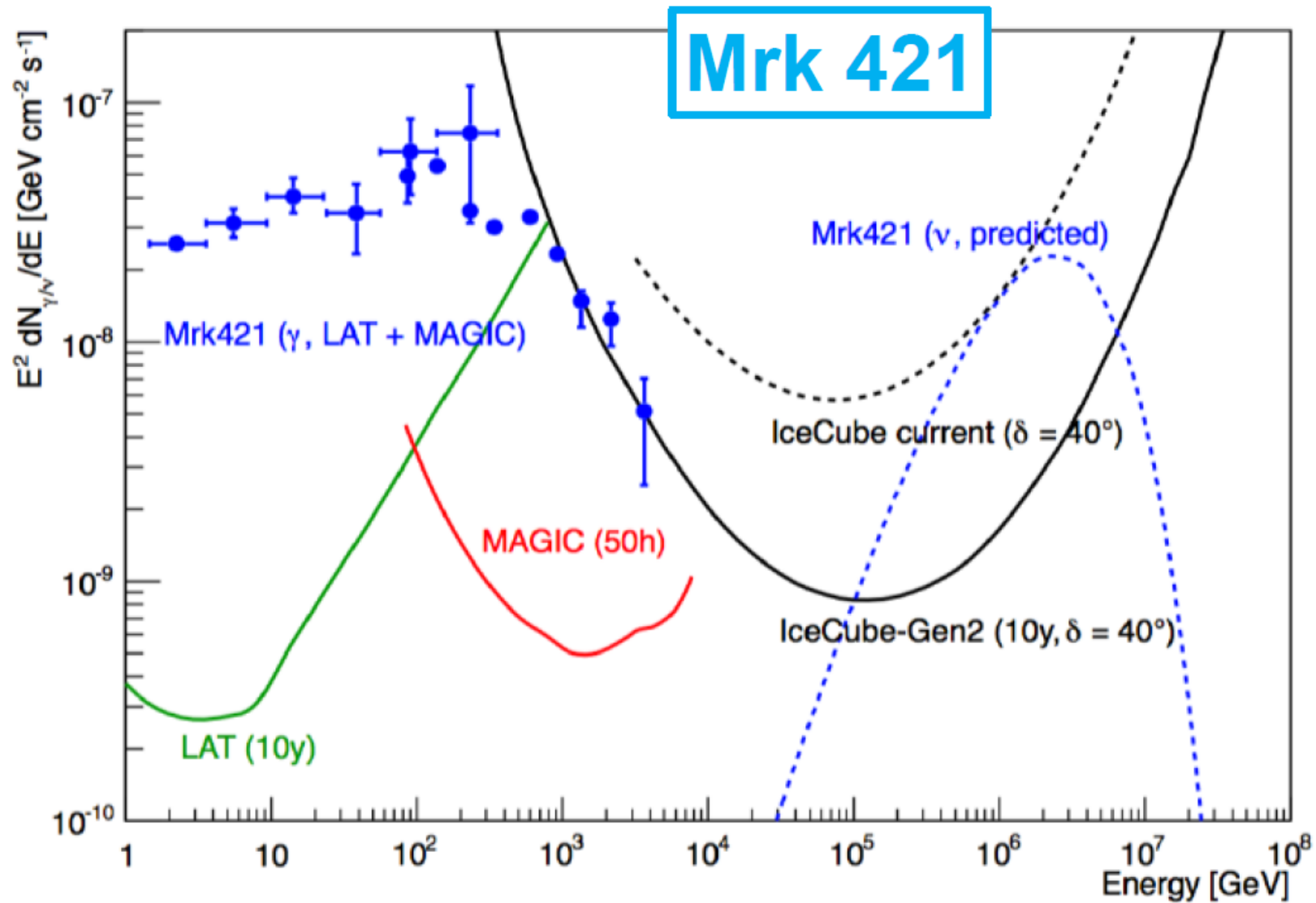
Precision IceCube Next Generation Upgrade

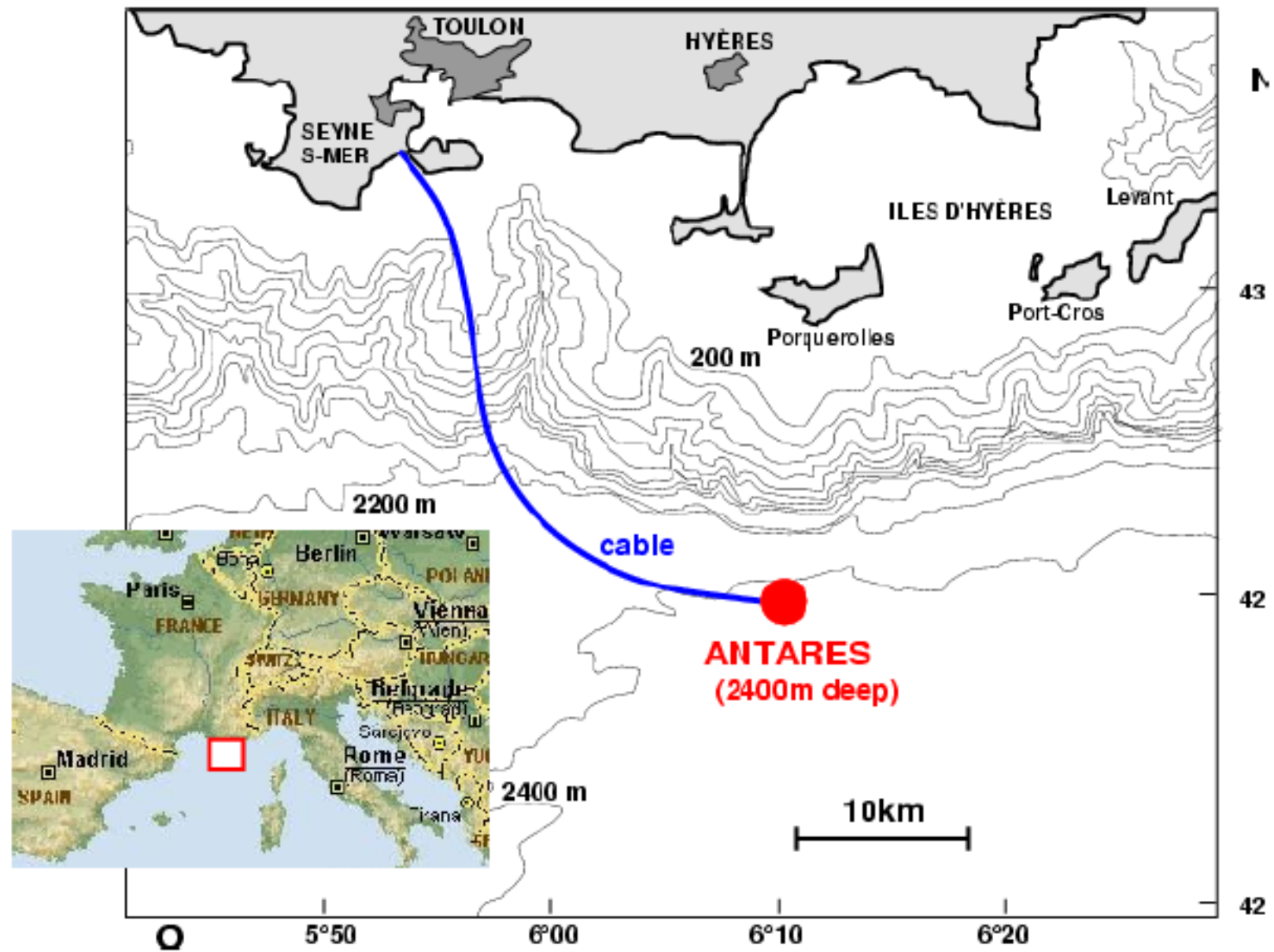
(1607.02671v2, 10 Jan 2017)

- **PINGU :** GeV scale, ν mass hierarchy
- **High Energy Array:** PeV scale , ν astronomy
- **Surface array:** Veto array for HEA , cosmic ray physics
- **Radio Array:** > 100 PeV, BZ (GZK) neutrinos



Gen2: Example for point source sensitivity





ANTARES

Проект стартовал в 1998, первая линия – 2006,
12 линий – 2008 год.

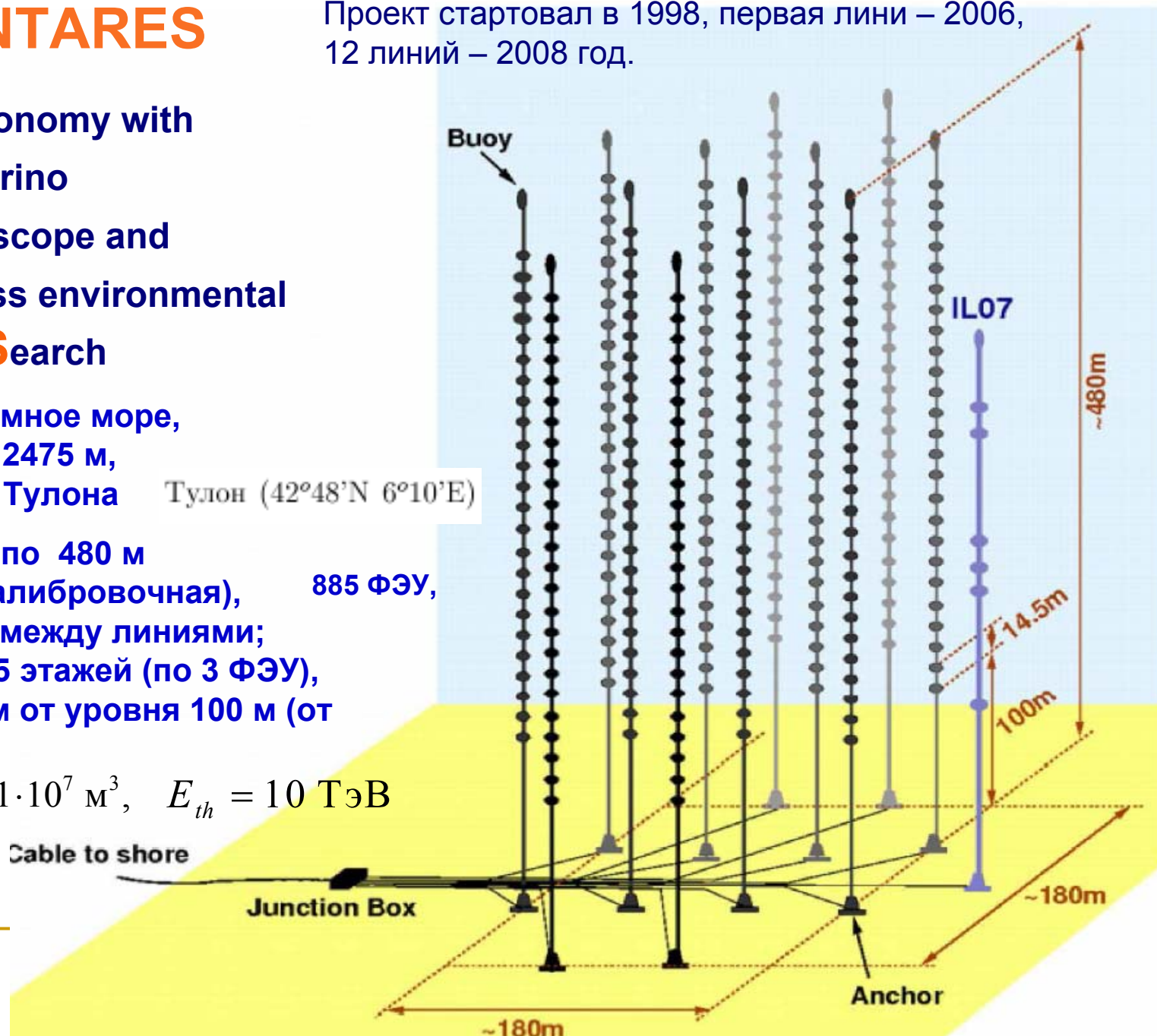
Astronomy with
Neutrino
Telescope and
Abyss environmental
RESearch

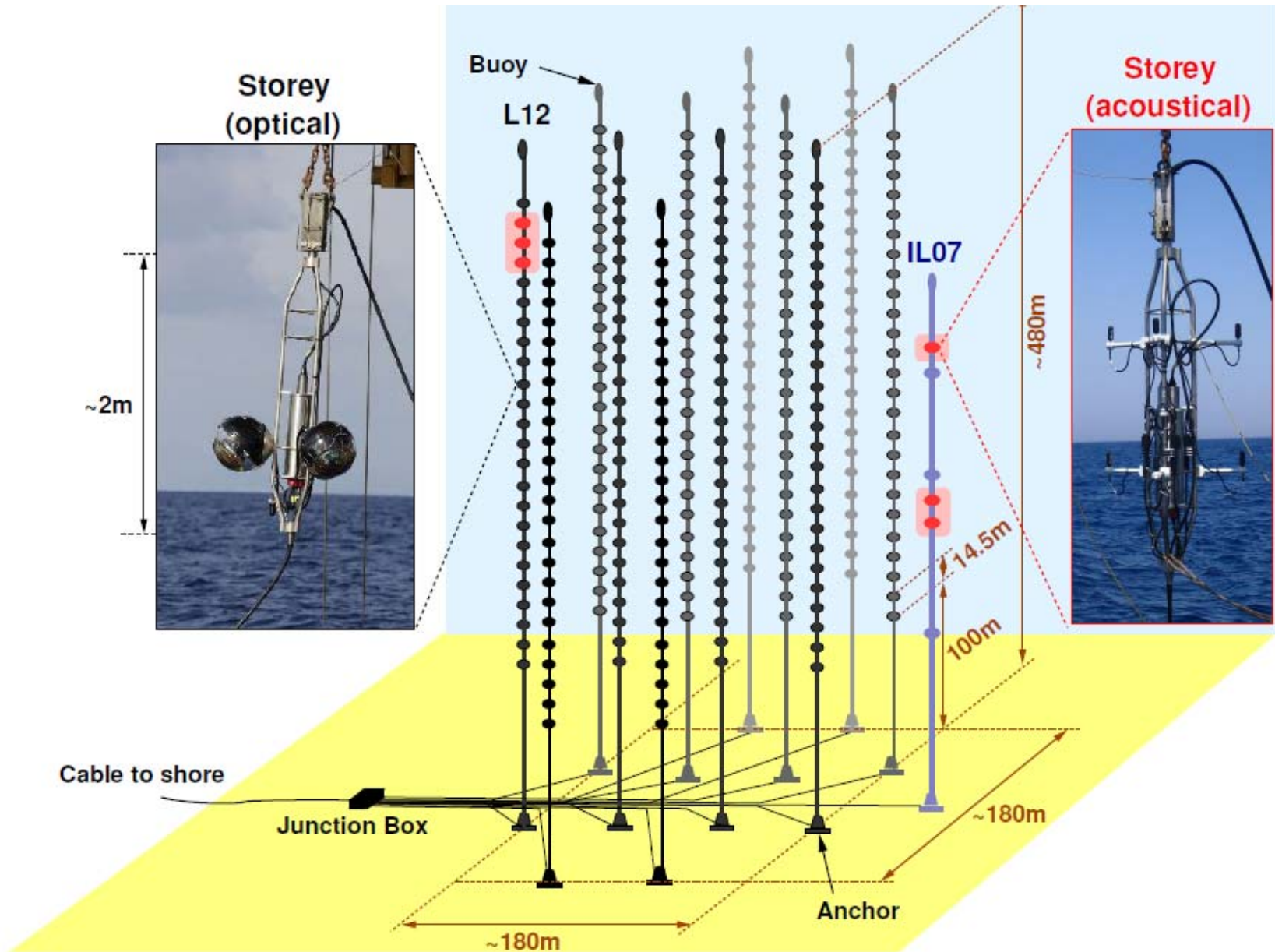
Средиземное море,
глубина 2475 м,
40 км от Тулона

Тулон (42°48'N 6°10'E)

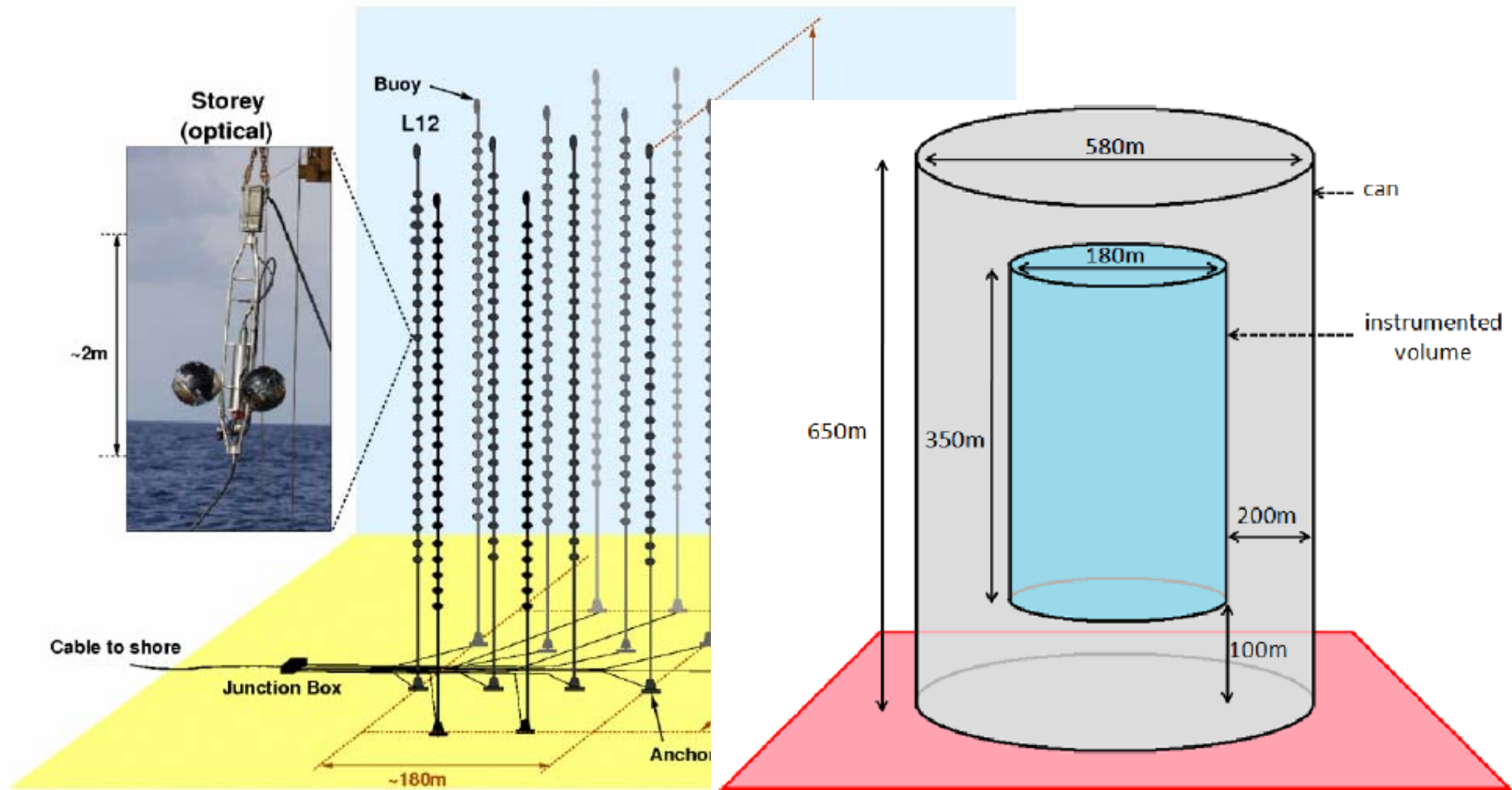
12 линий по 480 м
(+ одна калибровочная), 885 ФЭУ,
60 и 80 м между линиями;
линия - 25 этажей (по 3 ФЭУ),
шаг 14.5 м от уровня 100 м (от
дна)

$$V_{eff} \approx 1.01 \cdot 10^7 \text{ м}^3, \quad E_{th} = 10 \text{ ТэВ}$$





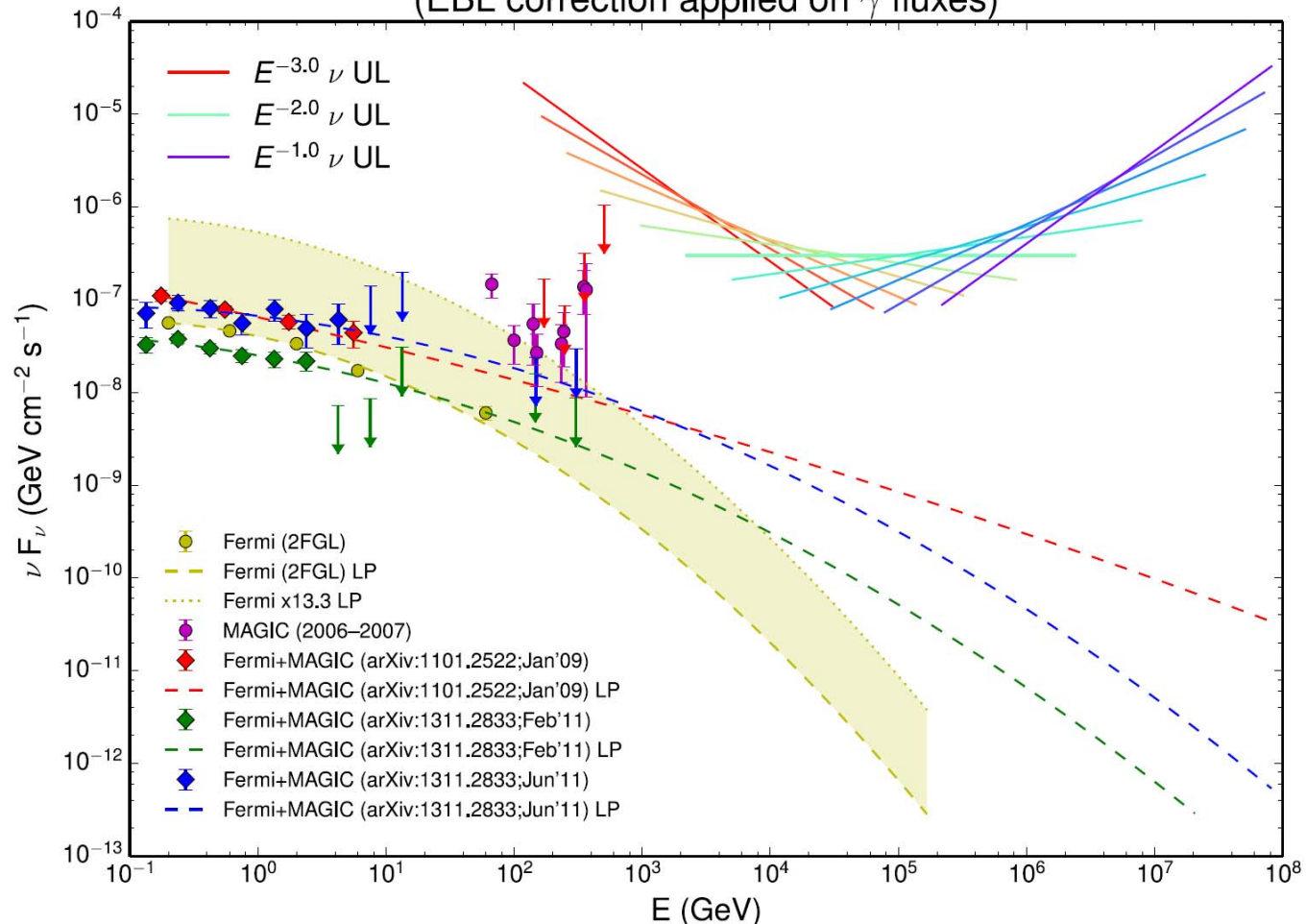
ANTARES



The dimensions of the can used by Monte Carlo simulations

Flares from AGN and X-ray binaries

SED γ -ray emission & U.L. ν fluxes for 3C 279
(EBL correction applied on γ fluxes)



Limits on the neutrino ux from the blazar 3C279 as a function of spectral index (solid ines), compared to the observed (points) and extrapolated (dashed lines) gamma-ray spectra observed by FERMI and IACTs.

ANTARES_recent results-1701.02144

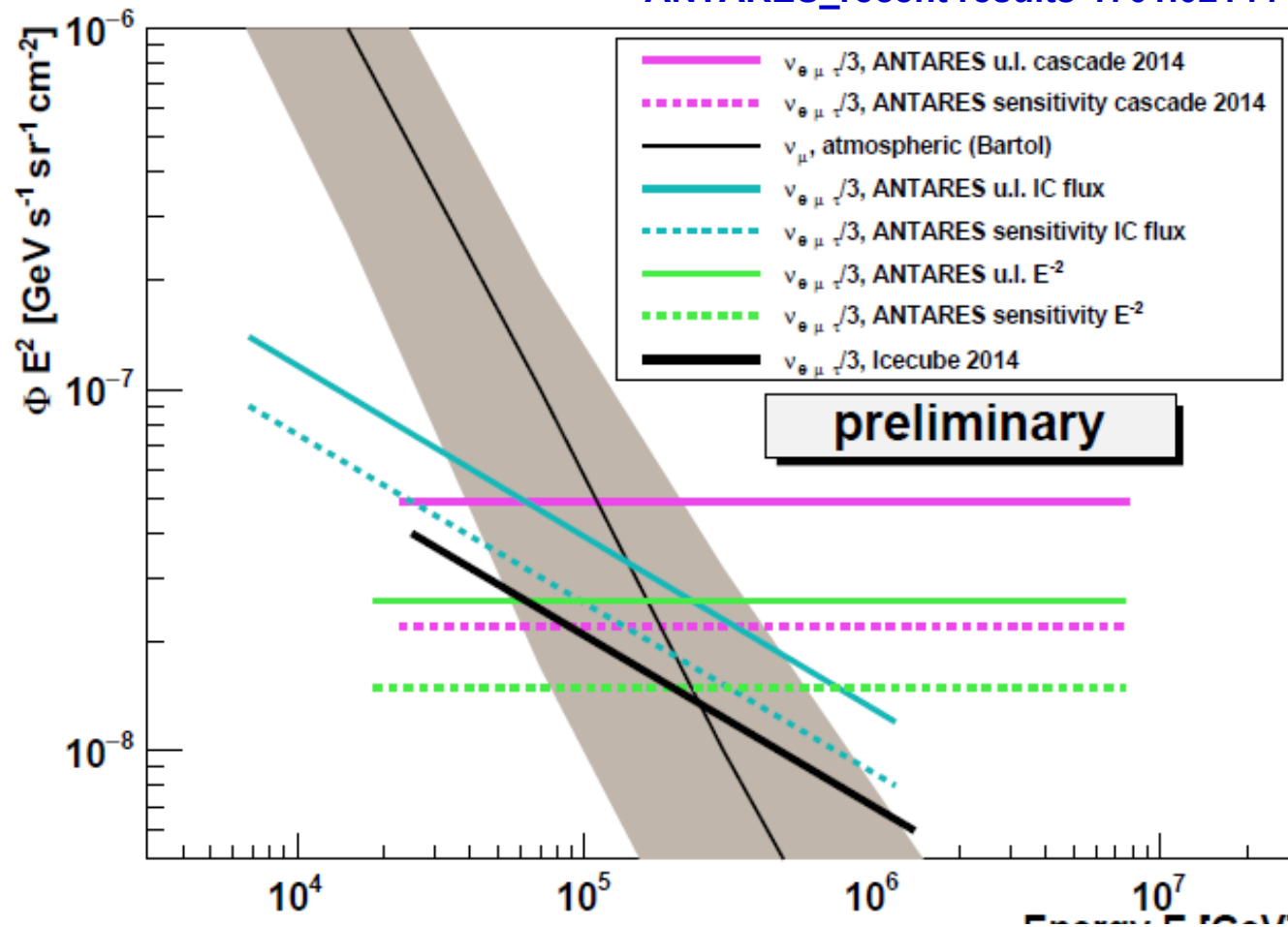
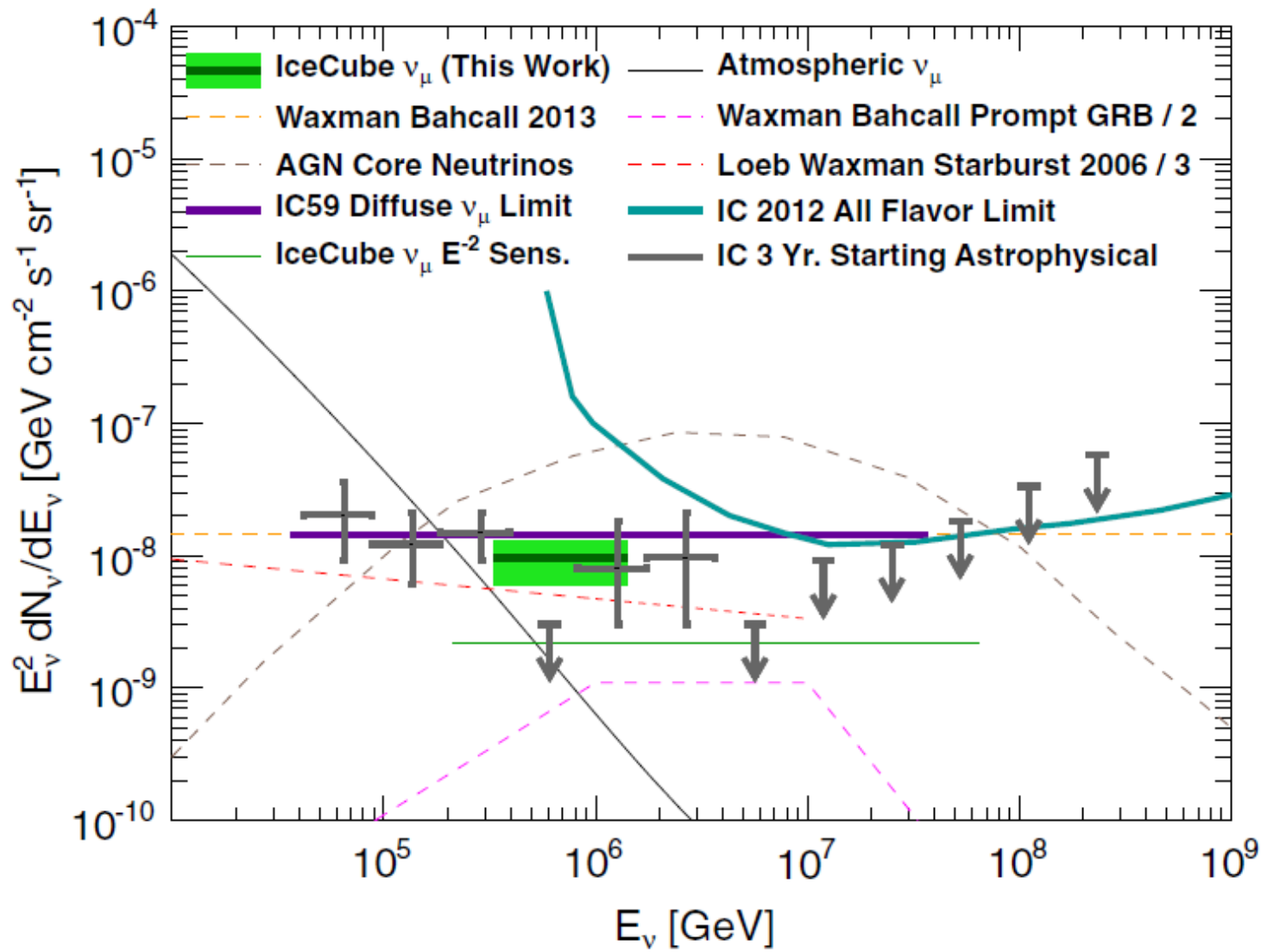


Fig. 12. ANTARES sensitivity to (dotted), and limits on (solid), the diffuse astrophysical neutrino measured by IceCube [28]. Shown are (pink) the previous ANTARES limit on an E^{-2} spectrum [29], and current results on (blue) the flux (thick black line) observed by IceCube [12] and (green) an E^{-2} spectrum. This is compared to the conventional atmospheric background flux (thin black line) [30], with associated error (grey shading).



PRL 115, 081102 (2015)

Ограничения на поток астрофиз. нейтрино

E. Waxman, J. Bahcall, Phys. Rev. D 59, 023002 (1998)

$$E_\nu^2 \phi_\nu < 2 \cdot 10^{-8} \text{ GeV cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ sr}^{-1}$$

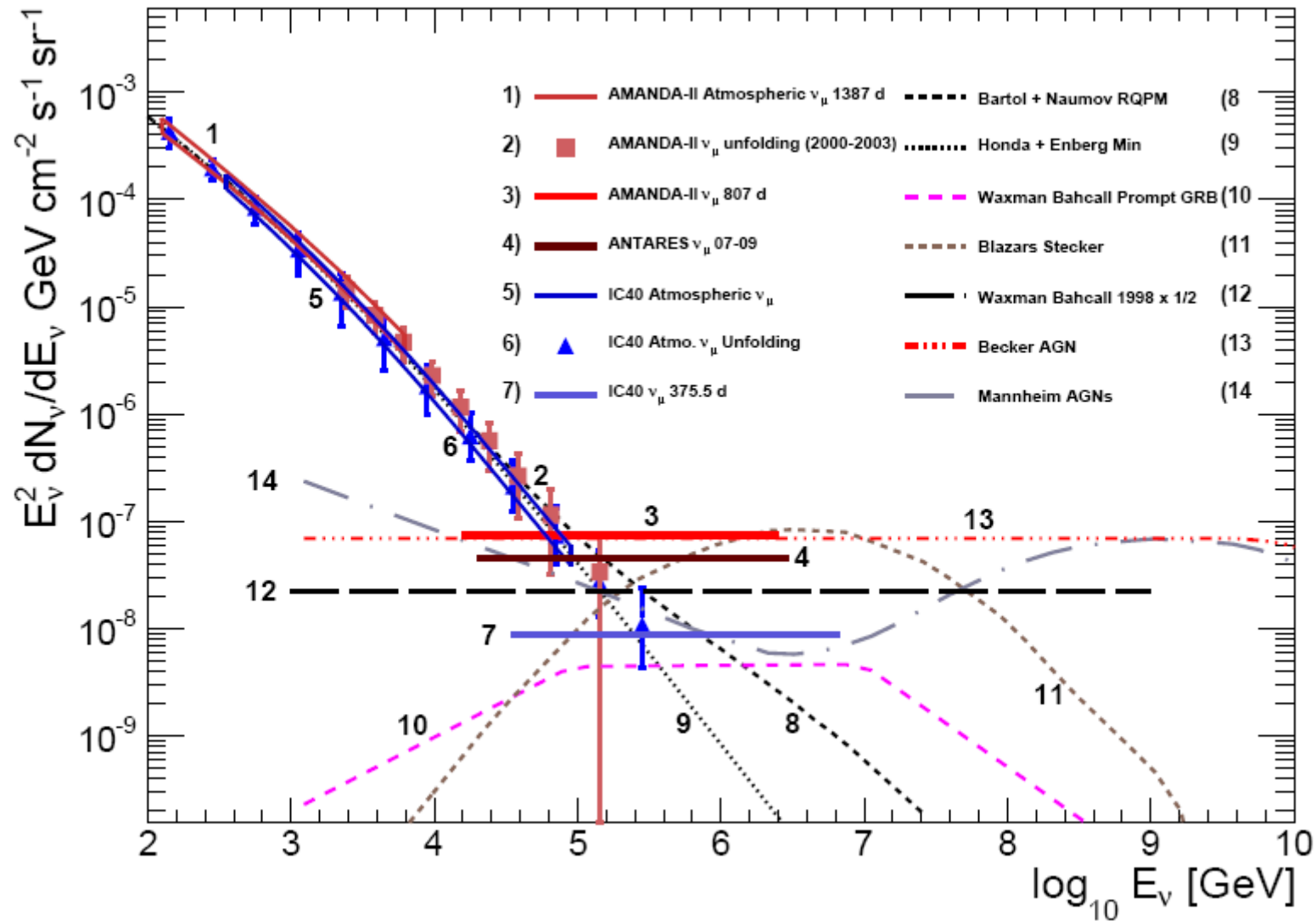


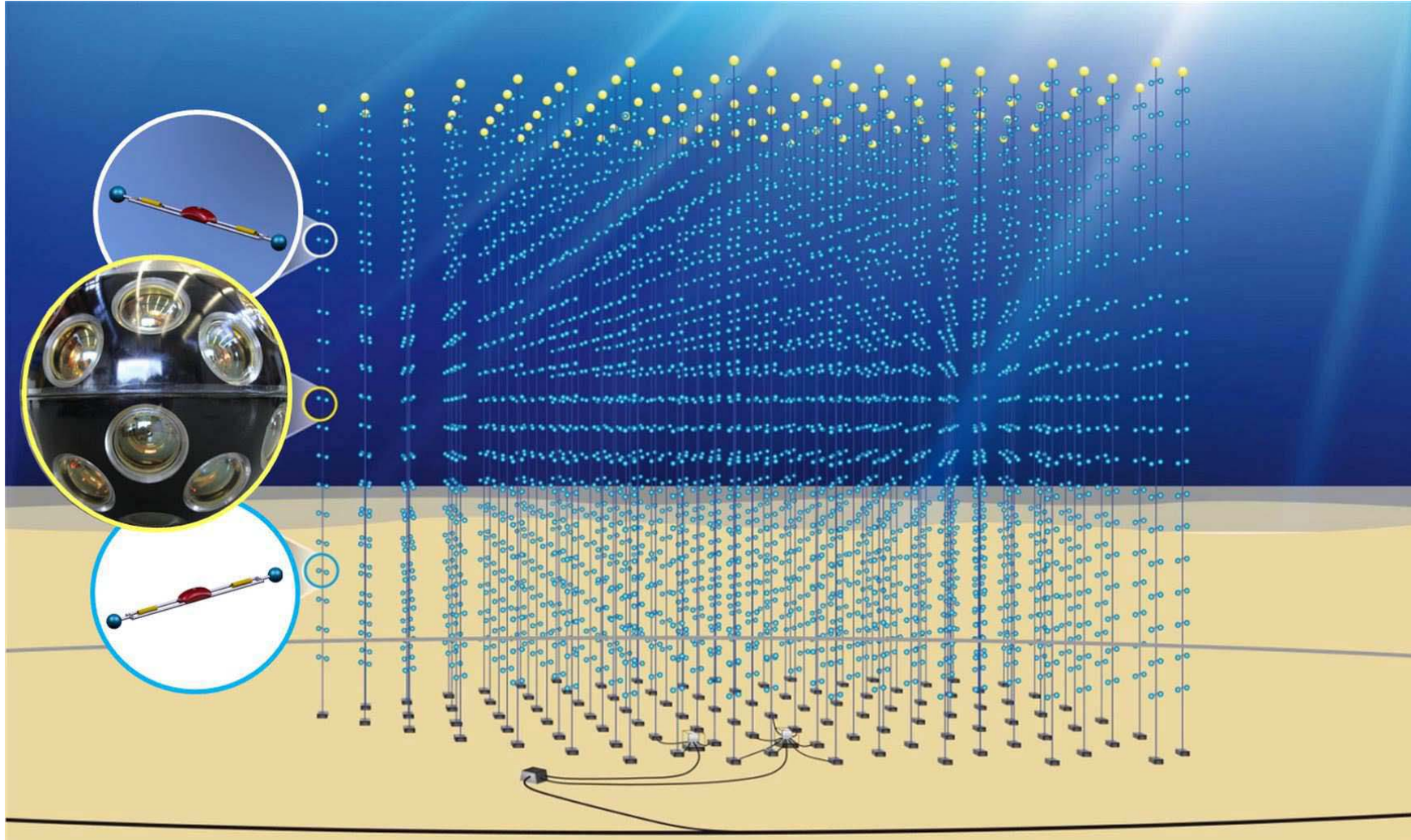
FIG. 10. Upper limits on an astrophysical ν_μ flux with an E^{-2} spectrum are shown along with theoretical model predictions of diffuse astrophysical muon neutrinos from different sources. The astrophysical E^{-2} ν_μ upper limits shown are from AMANDA-II [40], ANTARES [41], and the current work. The atmospheric ν_μ measurements shown are from AMANDA-II [42, 43], the IceCube 40-string unfolding measurement [44] and the current work.

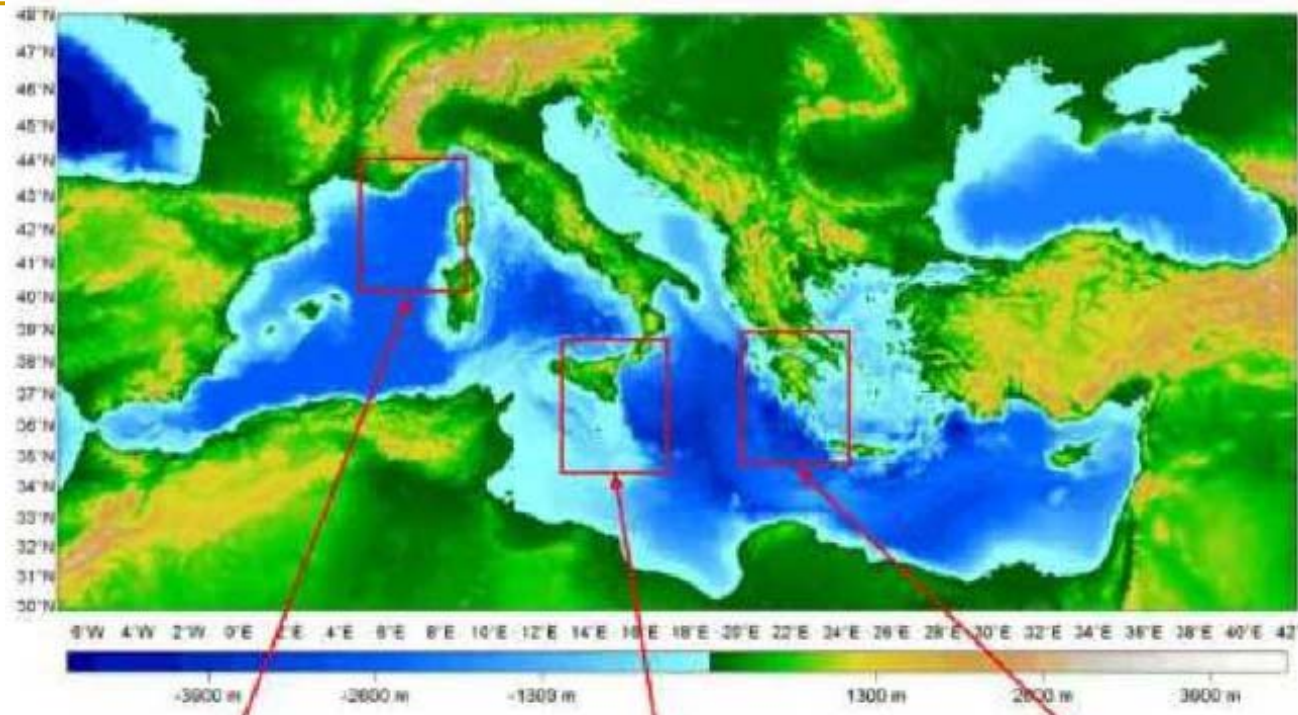
KM3NeT

A. Margiotta, KM3NeT Collaboration, Status of the KM3NeT project, JINST 9 (2014) C04020 . arXiv: 1408.1132 [astro-ph.IM].

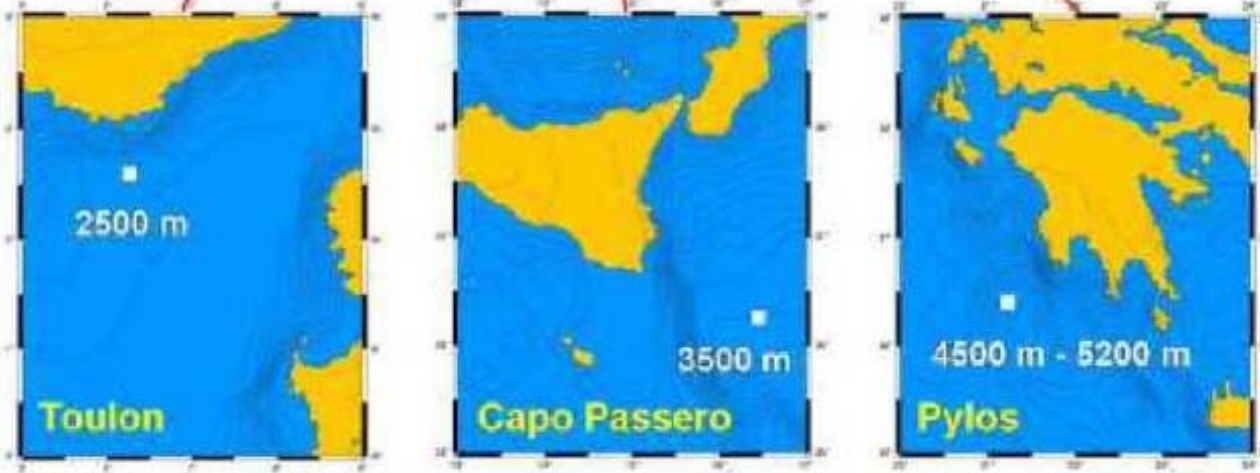
KM3NeT

$V=3 \text{ km}^3$





Possible sites of KM3NeT





The end



Back up

NEMO

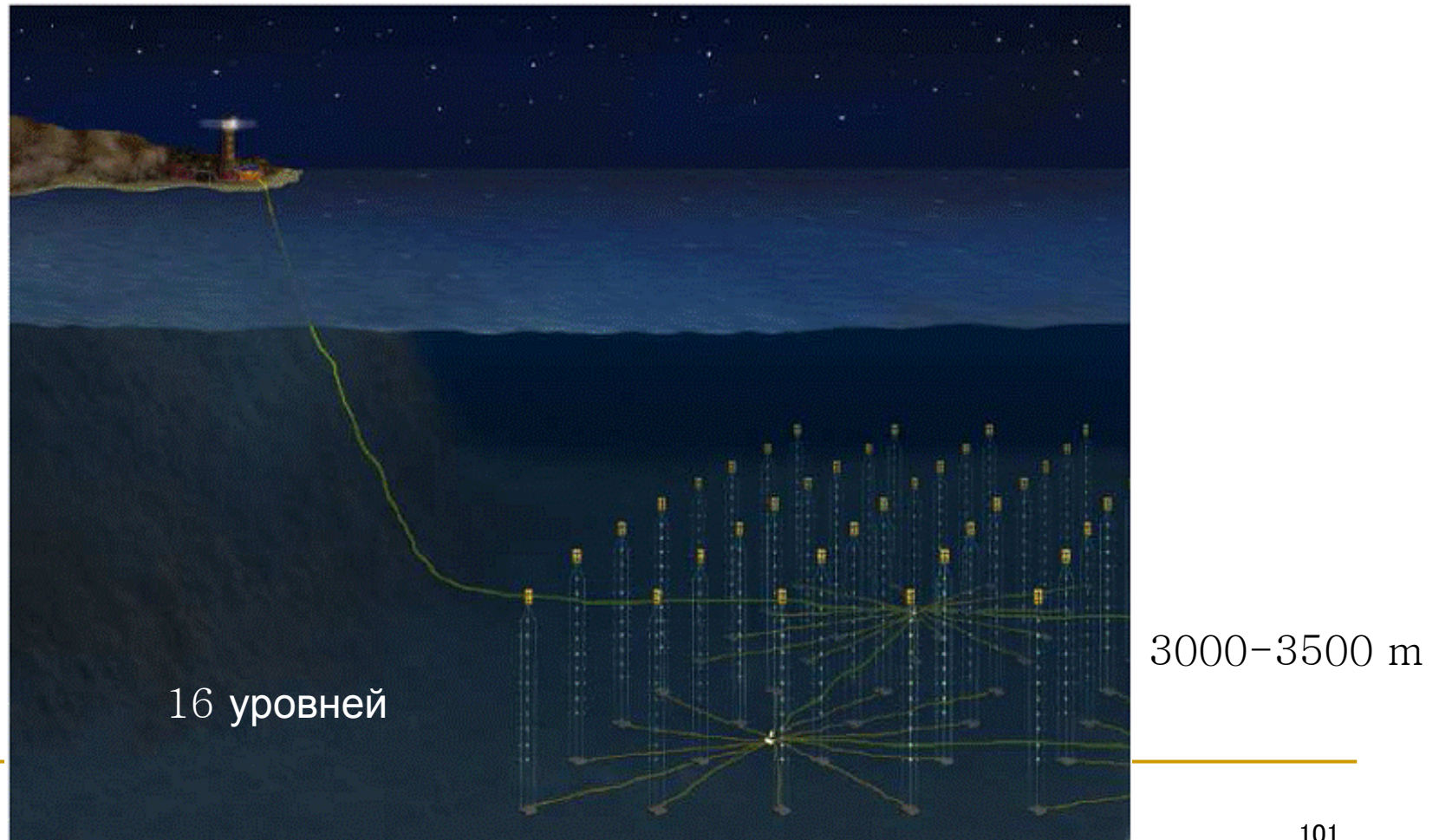
Capo Passero на юге Италии

NEMO (NEutrino Mediterranean Observatory) — самый крупномасштабный нейтринный телескоп объемом 1 км³, который планируется соорудить

Основной детектор будет состоять из 81 струны.

На каждой струне будет 64 ФЭУ

Планируемый объем детектора 0,88 км³



Радиометод регистрации КЛ и нейтрино сверхвысоких энергий

В настоящее время радиометод положен в основу ряда экспериментов регистрации нейтрино ультравысоких энергий в таких радиопрозрачных природных средах, как атмосфера, соляные купола и ледяные щиты Антаркты и Гренландии, лунный реголит (эксперименты LOFAR [31], FORTE [32], CE [33], SALSA [36], ANITA [35], GLUE [38], ЛОРД [41, 42]).

Радиотелескопы, регистрирующие когерентное радиоизлучение

RICE (Radio Ice Cherenkov Experiment) — массив радиоприемных устройств, размещенный вблизи нейтринного телескопа AMANDA на Южном полюсе внутри куба льда размером $\sim 200 \times 200 \times 200$ м [33]. Концепция регистрации черенковского радиоизлучения от нейтрино-индуцированных ливней в эксперименте RICE представлена на рис.14. RICE оптимизирован для регистрации компактных электромагнитных (в ν_e -CC-взаимодействиях) и адронных ливней (в ν_μ -CC-, ν_τ -CC- и NC-взаимодействиях всех ароматов нейтрино).

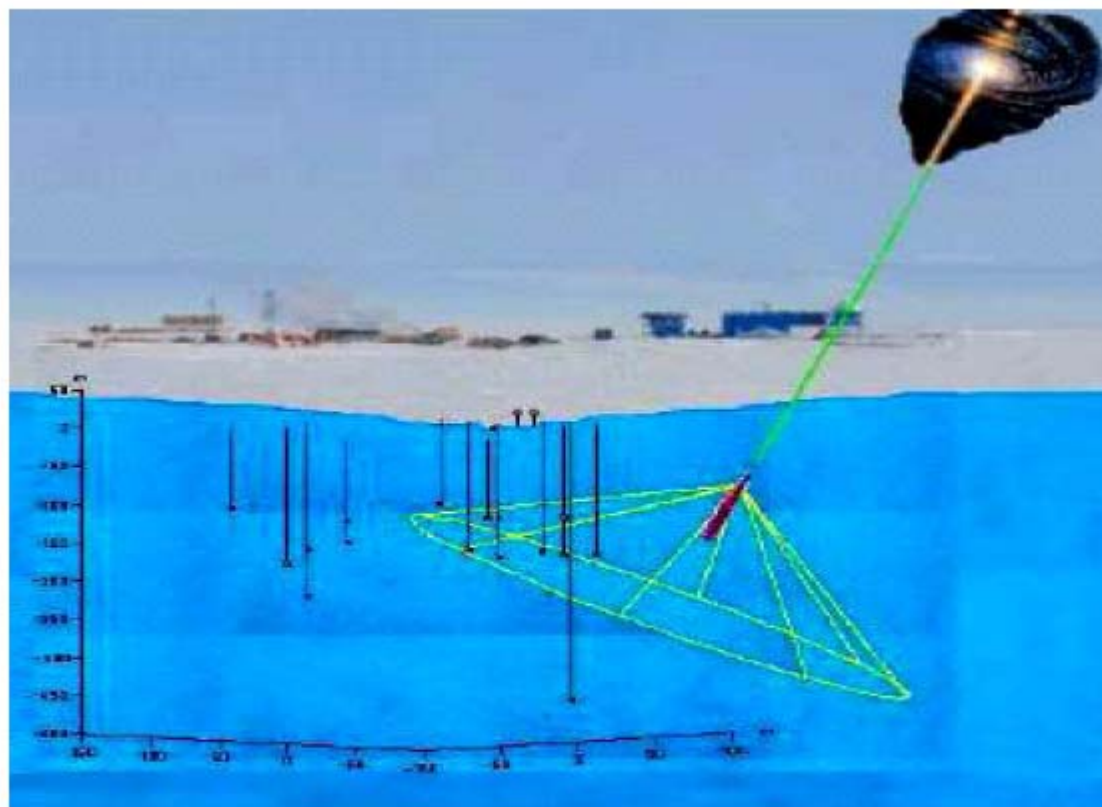


Рис. 14. Регистрация конуса черенковского радиоизлучения в эксперименте RICE от ливня, инициированного нейтрино, которое попадает в ледяной массив Антарктиды в направлении сверху-вниз и взаимодействует во льду вблизи поверхности Земли [33]

Радиотелескопы, регистрирующие когерентное радиоизлучение

AURA (Askaryan Underice Radio Array) — проектируемый в месторасположении нейтринного телескопа IceCube радиомассив антенн, вмораживаемых в лед [156]. В течение 2006–2007 гг. в скважины было помещено три радиокластера, каждый из которых состоит из четырех широкополосных дипольных антенн с центральной частотой 450 МГц и четырех металлических труб, в которых располагается электроника, включающая фильтры и усилители. Кластеры были погружены на глубины 1400 и 400 м и использовались для измерения радиофона в частотном диапазоне 200–1200 МГц. Предполагается, что в окончательном варианте радиодетектор AURA будет окружать IceCube и иметь эффективный объем 10^2 – 10^3 км³.

ARIANNA (Antarctic Ross Iceshelf ANtenna Array) — проектируемый радиомассив на Южном полюсе, в котором радиоантенны расположены как на поверхности льда, так и в толще ледяного шельфа (рис. 15) [34]. В такой конфигурации протяженный ледяной шельф глубиной до 250 м является хорошей мишенью для взаимодействий нейтрино. Граница «вода–лед» служит зеркалом, отражающим радиосигналы от каскадов, инициированных нейтрино.

Радиотелескопы, регистрирующие когерентное радиоизлучение

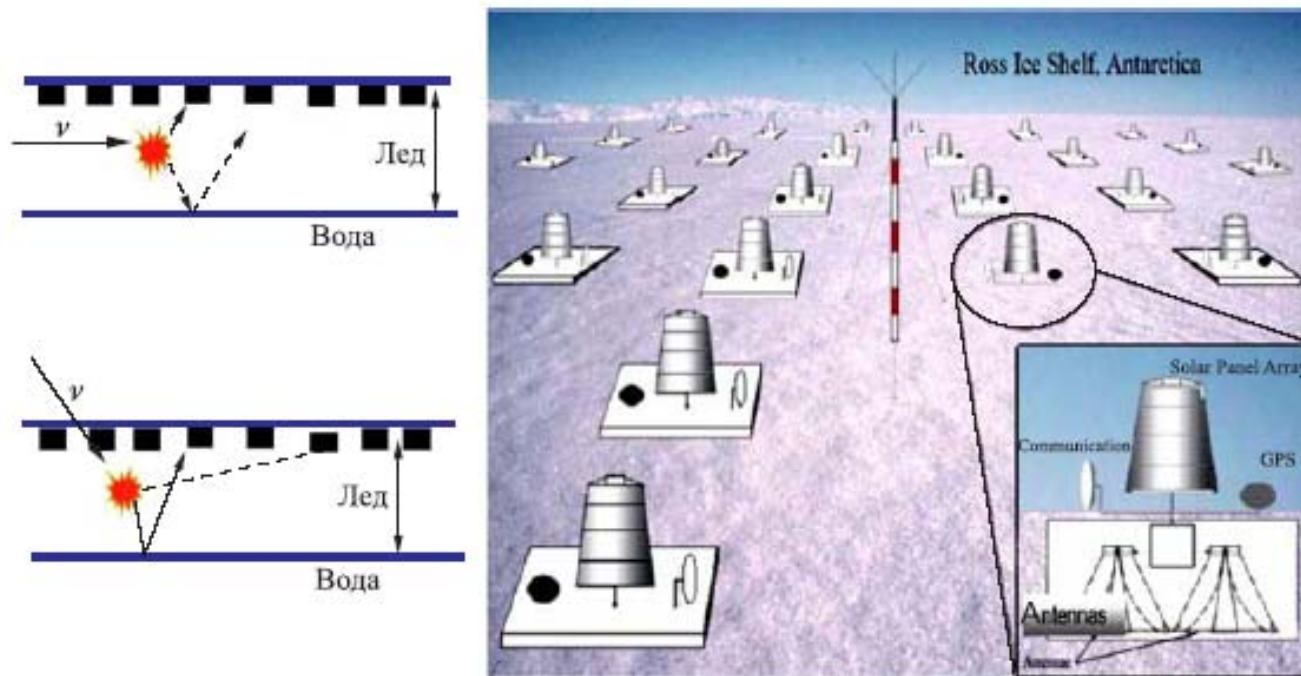


Рис. 15. Схема регистрации отраженных радиосигналов в эксперименте ARIANNA и расположение массива радиоантенн на поверхности и в глубине антарктического шельфа [34]

Радиотелескопы, регистрирующие когерентное радиоизлучение

FORTE (Fast on Orbit Recording of Transient Events) — спутниковый эксперимент, одной из задач которого была регистрация радиоизлучения, возникающего при распространении во льду Гренландии высокоэнергичных каскадов, инициированных нейтрино [32].

Спутник FORTE был запущен в сентябре 1997 г. на близкую к круговой орбиту высотой 800 км. Наклонение орбиты спутника составляло $\sim 70^\circ$, и ледяные массивы Антарктиды оказывались практически вне зоны обзора. Более пригоден для наблюдений был ледяной массив Гренландии (площадь поверхности $1,8 \cdot 10^6$ км², а максимальная глубина 3 км, глубина прозрачности для радиоизлучения ~ 1 км). До декабря 1999 г. антенная система спутника в триггерной моде (около 6 % времени) контролировала объем льда $\sim 1,8 \cdot 10^6$ км³. На спутнике размещались две ортогональные друг другу широкополосные логопериодические антенны. Антенны соединялись с радиоприемниками с полосой пропускания 22 МГц в диапазоне 30–300 МГц.

Полученная в эксперименте база данных содержит 4 млн событий [32]. При анализе данных использовались многочисленные критерии для отбора возможных кандидатов на взаимодействие нейтрино. Основной фон составляли события, ассоциированные с молниевыми разрядами, и антропогенный шум. При очень высоком энергетическом пороге — $E_\nu \geq 10^{21}$ эВ — не было выявлено надежных событий, ассоциированных с адронной составляющей ливня, инициированного нейтрино. Верхний предел FORTE на поток астрофизических нейтрино в области $10^{23} \leq E_\nu \leq 10^{25}$ эВ

$$E_\nu^2 \Phi_\nu^{\text{FORTE}} \leq 7 \cdot 10^3 \text{ эВ} \cdot \text{см}^{-2} \cdot \text{с}^{-1} \cdot \text{ср}^{-1}$$

является единственным экспериментальным ограничением при сверхвысоких энергиях.

Радиотелескопы, регистрирующие когерентное радиоизлучение

ANITA (ANtarctic Impulsive Transient Antenna) — эксперимент с прибором на высотном аэростате, совершающем длительный полет над ледяным щитом Антарктиды, нацелен на наблюдение нейтрино с порогом $E_\nu \geq 3 \cdot 10^{18}$ эВ [35]. Площадь ледяного массива порядка $1,5 \cdot 10^6$ км² будет просматриваться радиоприемной системой, находящейся на аэростате на высоте 37 км (расстояние до горизонта 680 км). При глубине прозрачности льда ≥ 1 км объем мишени для взаимодействия составляет $V_{\text{eff}}^{\text{ANITA}} \sim 2 \cdot 10^6$ км³.

Детектирующая система ANITA представляет собой кластеры антенн, которые оптимизированы для регистрации и определения характеристик радиоимпульсов в частотном диапазоне 230–1200 МГц и в азимутальном поле зрения 2π (рис. 16). Используются антенны рупорного типа с двойной линейной поляризацией, обеспечивающие усиление сигнала ~ 10 дБ. Триггер формируется, когда импульс регистрируется несколькими антеннами, которые имеют перекрывающиеся поля зрения. Триггирование сигналов снижает скорость счета антенны от уровня теплового шума ($\sim 3,5$ кГц) до скорости записи порядка одного события за несколько минут. Объем данных при такой скорости составляет ~ 40 Мбайт/сут.

Программа эксперимента рассчитана на 45 дней полета аэростата (3 полета по 15 дней). Этого времени достаточно, чтобы исходя из модельного потока космогенных нейтрино зарегистрировать несколько событий. В 2004 г. были проведены полетные испытания прототипа детектора ANITA-lite, в результате которых были решены различные методические вопросы, прокалиброваны системы прибора, измерен температурный шум и определен верхний предел на нейтринный поток [35]

$$E_\nu^2 \Phi_\nu^{\text{ANITA-lite}} \leq 1,6 \cdot 10^3 \text{ эВ} \cdot \text{см}^{-2} \cdot \text{с}^{-1} \cdot \text{sr}^{-1}, \quad 10^{18,5} \leq E_\nu \leq 3 \cdot 10^{23,5} \text{ эВ}.$$

Радиотелескопы, регистрирующие когерентное радиоизлучение

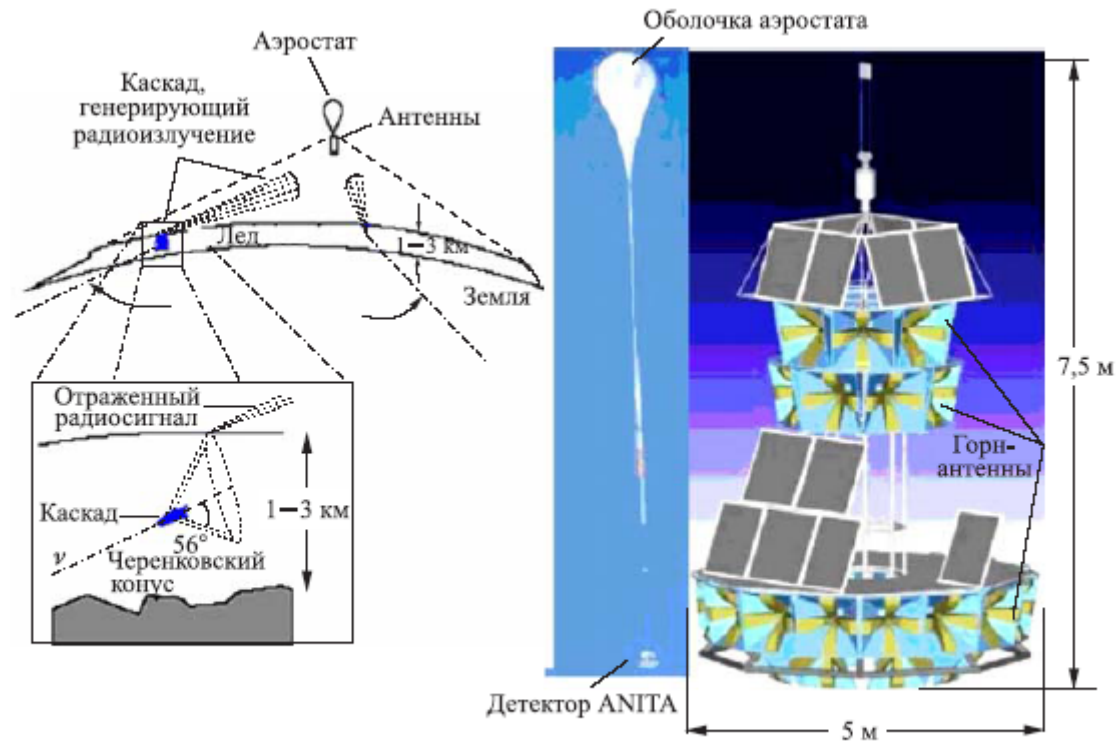
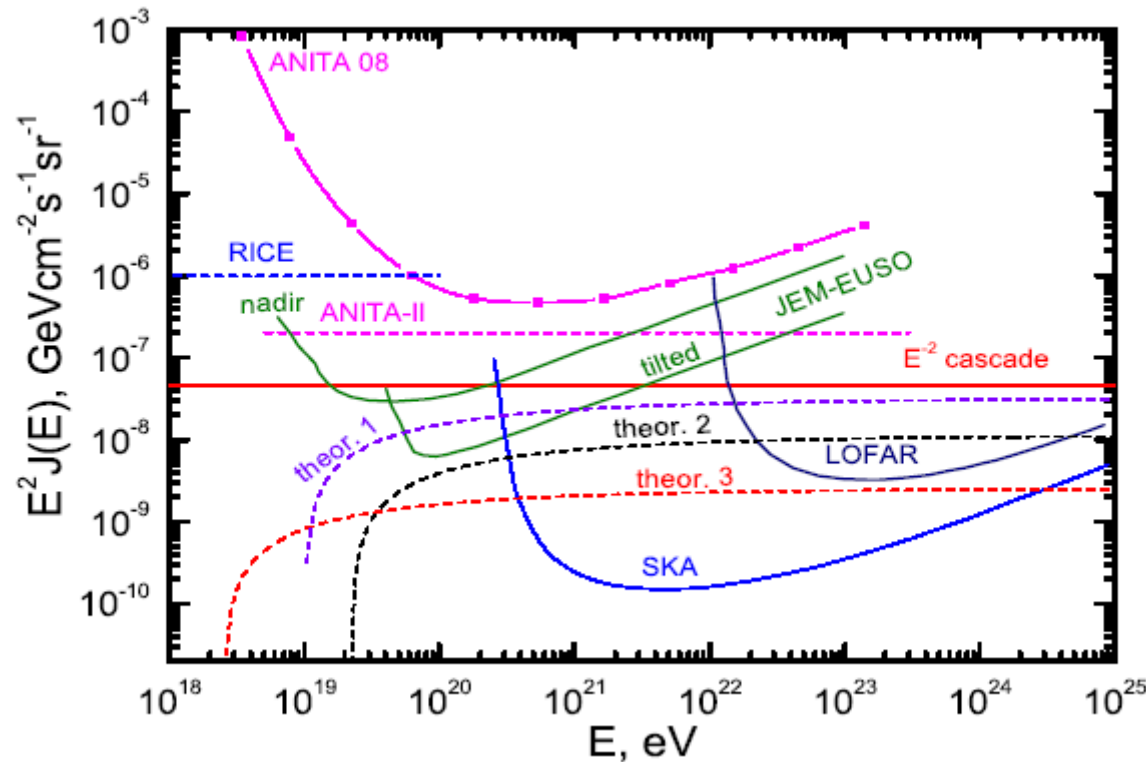


Рис. 16. Схема эксперимента и детектора ANITA [35]

Нейтрино сверхвысоких энергий



Кривая 3 – предсказание потока космогенных нейтрино для режима доминирования гравитации с параметрами “нормировки” $p = 1$ (обычные струны) и $\gamma = m_5 = z^*/z_{\text{pl}} = 1$. Поток может регистрироваться на установке SKA.

Кривая 2 – предсказание для суперструн, $\gamma = 3$, $m_5 = 4$, $z^*/z_{\text{pl}} = 1$. Поток может регистрироваться на установке SKA, LOFAR и JEM-EUSO

Кривая 1 – предсказание для $p = z^*/z_{\text{pl}} = 1$, $\gamma = 2$ and $m_5 = 0.1$. Поток может регистрироваться всеми тремя установками - SKA, LOFAR и JEM-EUSO.

Основные характеристики экспериментов по наблюдению астрофизических нейтрино

Эксперимент, литература	Мишень, плотность, $\text{г} \cdot \text{см}^3$	Детектор	Эффективный объем мишени, $\text{км}^3 \cdot \text{ср}$	Время экспозиции, с/год	Диапазон энергий, эВ	Число регистрируемых нейтрино из космогенного потока
Baikal- km^3 [108]	Вода, 1	Нейтринный телескоп	~ 1	$3 \cdot 10^7$	$10^{14} - 10^{18}$	~ 1
ANTARES [181]	Вода, 1	Нейтринный телескоп	~ 1	$3 \cdot 10^7$	$10^{14} - 10^{18}$	~ 1
NESTOR [181]	Вода, 1	Нейтринный телескоп	~ 1	$3 \cdot 10^7$	$10^{14} - 10^{18}$	~ 1
NEMO [181]	Вода, 1	Нейтринный телескоп	~ 1	$3 \cdot 10^7$	$10^{14} - 10^{18}$	~ 1
IceCube [182]	Лед, 0,9	Нейтринный телескоп	~ 1	$3 \cdot 10^7$	$3 \cdot 10^{14} - 10^{18}$	~ 1
IceCube + радио- и акустические детекторы [183]	Лед, 0,9	Нейтринный телескоп, дополненный массивами радиоприемных устройств и акустических сенсоров	$\sim 10^2$	$3 \cdot 10^7$	$3 \cdot 10^{14} - 10^{25}$	~ 10
Auger [129]	Атмосфера, 10^{-3}	Два массива черенковских детекторов, в каждом из которых — четыре оптических установки из шести независимых телескопов	$\sim 1,3 \cdot 10^4$	$3 \cdot 10^7$	$10^{17} - 2 \cdot 10^{20}$	~ 1
Telescope Array [27]	Атмосфера, 10^{-3}	Массив сцинтилляционных детекторов и три оптических телескопа	$\sim 10^3$	$2 \cdot 10^6$	$10^{17} - 10^{20}$	≤ 1
EUSO [136]	Атмосфера, 10^{-3}	Оптический телескоп на международной космической станции	$\sim 2 \cdot 10^5$	$3 \cdot 10^6$	$4 \cdot 10^{19} - 5 \cdot 10^{21}$	$\sim 1 - 10$

Окончание табл.

Эксперимент, литература	Мишень, плотность, $\text{г} \cdot \text{см}^3$	Детектор	Эффективный объем мишени, $\text{км}^2 \cdot \text{ср}$	Время экспозиции, с/год	Диапазон энергий, эВ	Число регистрируемых нейтрино из космогенного потока
LORD [41, 166]	Лунный реголит, 1,7	Антенная система на окололунном спутнике	$\sim 10^3$	$3 \cdot 10^7$	$10^{18} - 10^{24}$	~ 10
SALSA [36]	Соль, 2,2	Подземный массив дипольных радиоантенн	$\sim 5 \cdot 10^2$	$3 \cdot 10^7$	$10^{16} - 5 \cdot 10^{21}$	~ 10
LOFAR [170]	Атмосфера, 10^{-3} ; лунный реголит, 1,7	Наземный фазированный массив дипольных радиоантенн	10^3	$2,5 \cdot 10^6$ (полная экспозиция)	$10^{21} - 10^{24}$	~ 5

Горизонтальные атмосферные ливни

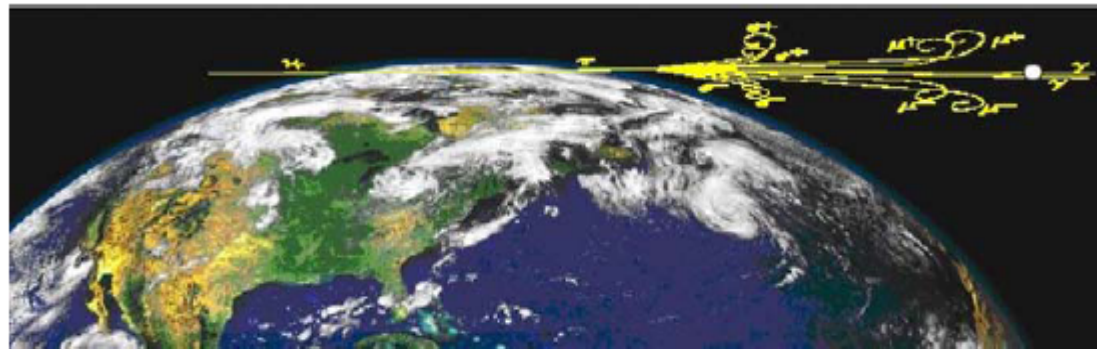


Рис. 10. Развитие горизонтального ливня в атмосфере (вверху) и ливня от «Earth skimming»-нейтрино

3. Взаимодействие нейтрино высоких энергий с веществом

$$\sigma_i^j(E_\nu) = K_i^j \cdot 10^{-36} \text{ см}^2 \left(\frac{E_\nu}{\text{ГэВ}} \right)^{0,363},$$

где индексы i соответствуют взаимодействиям нейтрино ($i = \nu N$) и антинейтрино ($i = \bar{\nu} N$) с нуклоном, а j — полному сечению взаимодействия ($j = \text{tot}$) и сечениям в реакциях заряженного ($j = \text{CC}$)



и нейтрального ($j = \text{NC}$) токов



$l = e, \mu, \tau$, а X — все адроны, образованные в результате взаимодействия, так что $K_{\nu N}^{\text{tot}} = 7,84$; $K_{\nu N}^{\text{CC}} = 5,53$; $K_{\nu N}^{\text{NC}} = 2,31$; $K_{\bar{\nu} N}^{\text{tot}} = 7,81$; $K_{\bar{\nu} N}^{\text{CC}} = 5,52$; $K_{\bar{\nu} N}^{\text{NC}} = 2,29$.

При сверхвысоких энергиях соотношение вкладов реакций заряженного и нейтрального токов составляет [91, 92]

$$\sigma_{\nu N}^{\text{CC}} : \sigma_{\nu N}^{\text{NC}} \cong 0,7 : 0,3.$$

Лептоны, образованные в конечном состоянии, как в случае CC (l_i), так и NC (ν_i)-реакций, переносят в среднем около 75 % начальной энергии нейтрино [91, 92]

$$E_{l_i, \nu_i} \approx (1 - \langle y \rangle) E_\nu^0,$$

где $\langle y \rangle$ — коэффициент неупругости взаимодействия, характеризующий долю первоначальной энергии нейтрино E_ν^0 , переданной вторичным адронам X .

Стандартная Модель

Three Generations
of Matter (Fermions)

	I	II	III	
mass →	2.4 MeV/c ²	1.27 GeV/c ²	171.2 GeV/c ²	0
charge →	$\frac{2}{3}$	$\frac{2}{3}$	$\frac{2}{3}$	0
spin →	$\frac{1}{2}$	$\frac{1}{2}$	$\frac{1}{2}$	1
name →	u up	c charm	t top	γ photon
Quarks	4.8 MeV/c ²	104 MeV/c ²	4.2 GeV/c ²	0
	$-\frac{1}{3}$	$-\frac{1}{3}$	$-\frac{1}{3}$	0
	$\frac{1}{2}$	$\frac{1}{2}$	$\frac{1}{2}$	1
	d down	s strange	b bottom	g gluon
Leptons	<2.2 eV/c ²	<0.17 MeV/c ²	<15.5 MeV/c ²	91.2 GeV/c ²
	0	0	0	0
	$\frac{1}{2}$	$\frac{1}{2}$	$\frac{1}{2}$	1
	ν_e electron neutrino	ν_μ muon neutrino	ν_τ tau neutrino	Z⁰ Z boson
	0.511 MeV/c ²	105.7 MeV/c ²	1.777 GeV/c ²	80.4 GeV/c ²
	-1	-1	-1	± 1
	$\frac{1}{2}$	$\frac{1}{2}$	$\frac{1}{2}$	1
	e electron	μ muon	τ tau	W[±] W boson
				Gauge Bosons

Пробег нейтрино до взаимодействия с нуклоном

Длина свободного пробега нейтрино в воде (льду):

$$\lambda_\nu = 1/(n_N \sigma_{\nu N}) = m_N / (\rho \sigma_{\nu N}) \quad (\text{см}) \quad \text{или} \quad l_\nu = \lambda_\nu \rho = m_N / (\sigma_{\nu N}) \quad (\text{гсм}^{-2})$$

$$\sigma_{\nu_\mu N}^{CC}(E_{\nu_\mu}) = 0.7 \cdot 10^{-38} (E_{\nu_\mu} / 1 \text{ ГэВ}) \text{ см}^2 \quad \text{для} \quad E_{\nu_\mu} \leq 10^5 \text{ ГэВ}$$

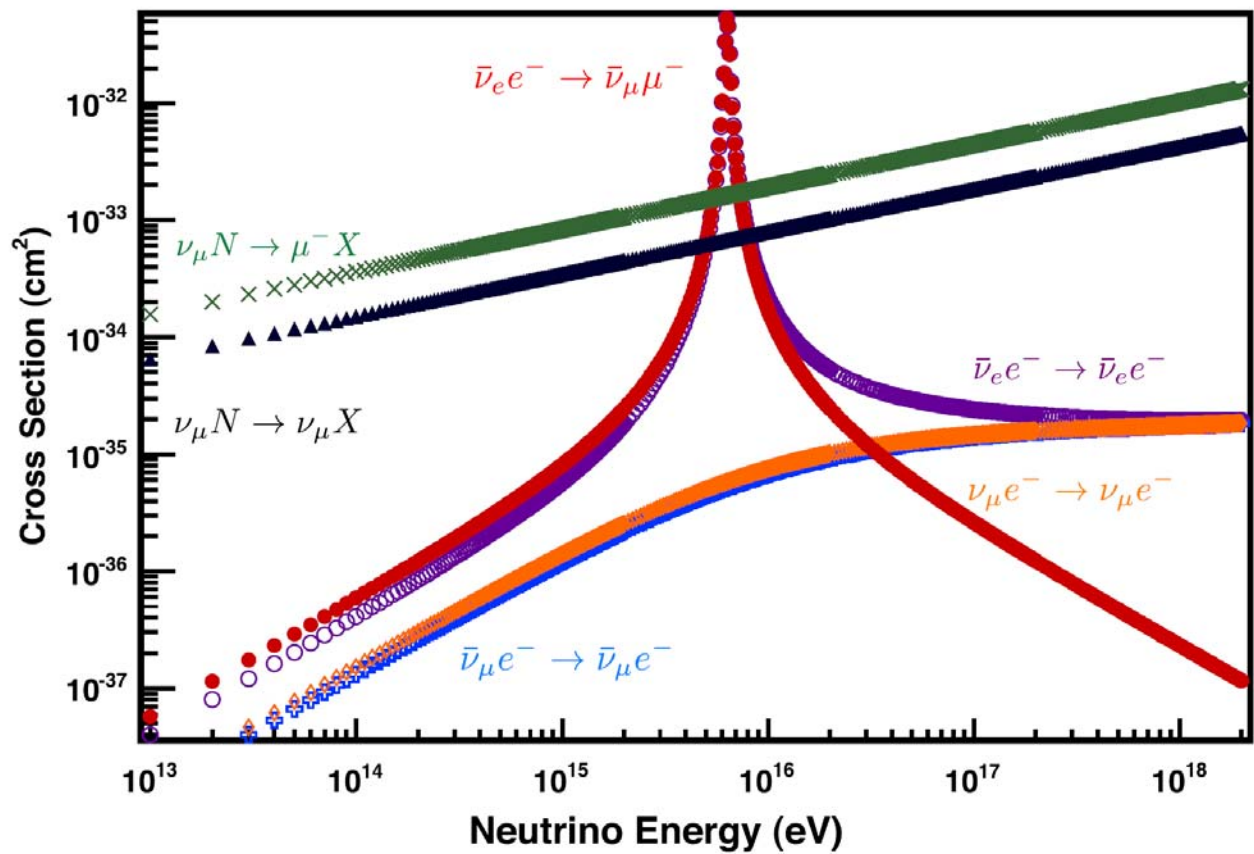
$$\sigma_{\nu_\mu N}^{CC} = 2.69 \cdot 10^{-36} (E_{\nu_\mu} / 1 \text{ ГэВ})^{0.402} \text{ см}^2 \quad \text{для} \quad E_{\nu_\mu} > 10^5 \text{ ГэВ}$$

$$\sigma_{\nu_\mu N}^{NC}(E_{\nu_\mu}) = 1.06 \cdot 10^{-36} (E_{\nu_\mu} / 1 \text{ ГэВ})^{0.408} \text{ см}^2 \quad \text{для} \quad E_{\nu_\mu} \leq 10^5 \text{ ГэВ}$$

$$\sigma_{\bar{\nu}_\mu N}^{CC} = 2.53 \cdot 10^{-36} (E_{\bar{\nu}_\mu} / 1 \text{ ГэВ})^{0.404} \text{ см}^2 \quad \text{для} \quad E_{\bar{\nu}_\mu} > 10^5 \text{ ГэВ}$$

$$\sigma_{\bar{\nu}_\mu N}^{NC} = 0.98 \cdot 10^{-36} (E_{\bar{\nu}_\mu} / 1 \text{ ГэВ})^{0.410} \text{ см}^2 \quad \text{для} \quad E_{\bar{\nu}_\mu} > 10^5 \text{ ГэВ}$$

Каков пробег в воде нейтрино с $E = 100$ ТэВ? В грунте? При каких энергиях нужно учитывать поглощение (регенерацию) нейтрино при прохождении сквозь Землю?



Вероятность детектирования нейтрино по мюонному треку

$$P_{\nu \rightarrow \mu}(E_\nu, \theta_{\text{zenith}}) = \sigma_\nu N(E_\nu) n_{\text{H}_2\text{O}} \lambda_\mu(E_\mu, \theta_{\text{zenith}}) = \lambda_\mu(E_\mu, \theta_{\text{zenith}}) / L_\nu^{\text{int}},$$

$n_{\text{H}_2\text{O}}$ — число нуклонов в веществе (в воде или во льду) детектора;

$\lambda_\mu(E_\mu, \theta_{\text{zenith}})$ — среднее расстояние, проходимое мюоном до того, как его энергия станет ниже пороговой. При энергиях 1 ТэВ и 1 ЭэВ соответствующие вероятности составляют $P_{\nu \rightarrow \mu}(1 \text{ ТэВ}) \approx 10^{-6}$ и $P_{\nu \rightarrow \mu}(1 \text{ ЭэВ}) \approx 10^{-2}$.

Высокий энергетический порог нейтринных телескопов позволяет надежно отделять высокоэнергичные астрофизические нейтрино от фона атмосферных нейтрино. Количество нейтринных событий, регистрируемых в детекторе, основано на расчетном потоке Φ_{ν_μ} и вероятности детектирования мюона $P_{\nu_\mu \rightarrow \mu}$, образованного в реакции заряженного тока [101]:

$$N_{\text{ev}}^\mu = T \int_{E_\mu^{\text{min}}} A_{\text{eff}}(E_\nu) \frac{dN}{dE_\nu} P_{\nu_\mu \rightarrow \mu}(E_\nu) dE_\nu,$$

T — время наблюдения; $A_{\text{eff}}(E_\nu)$ — эффективная площадь детектора, $\Phi_\nu(E_\nu) = dN/dE_\nu$.