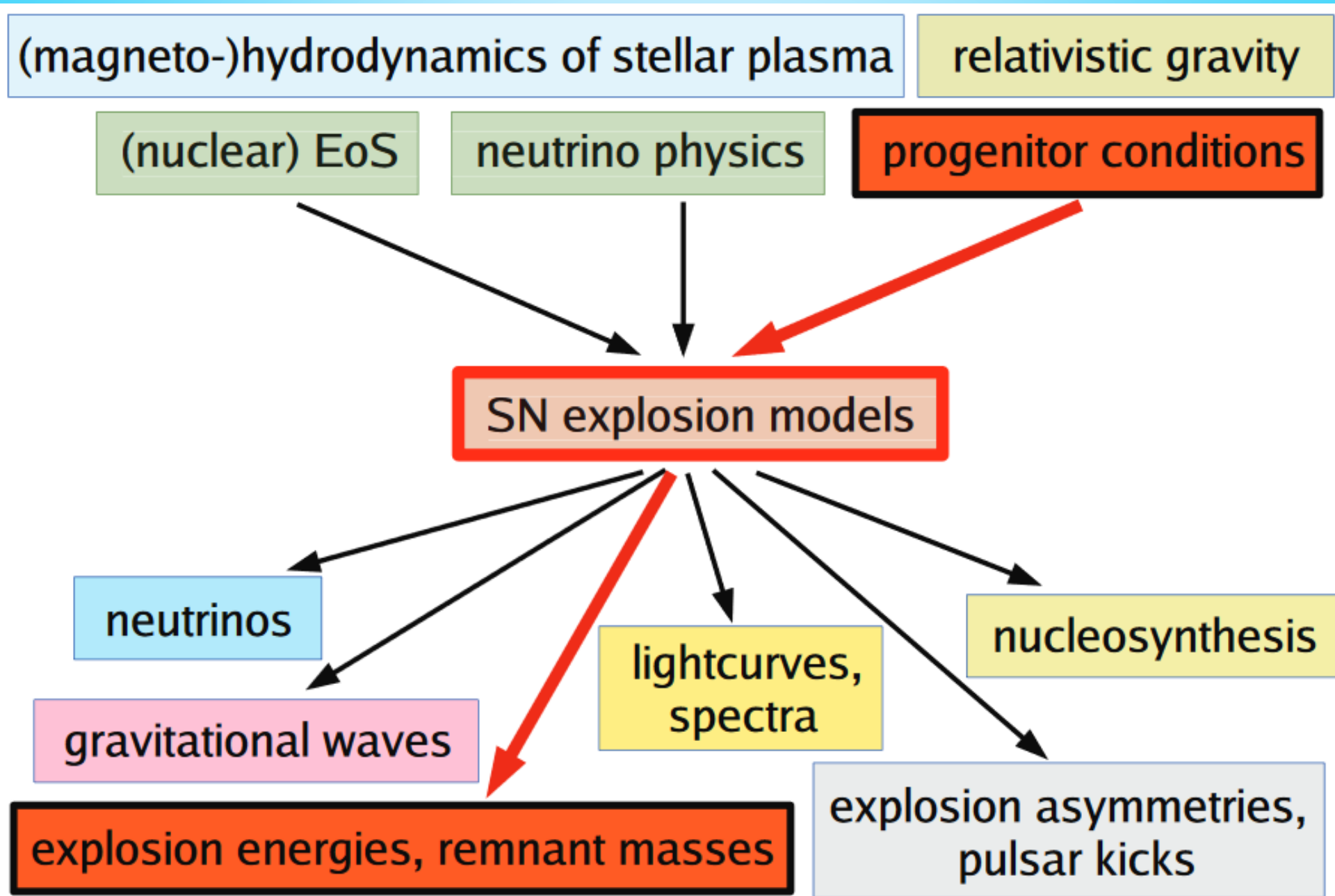
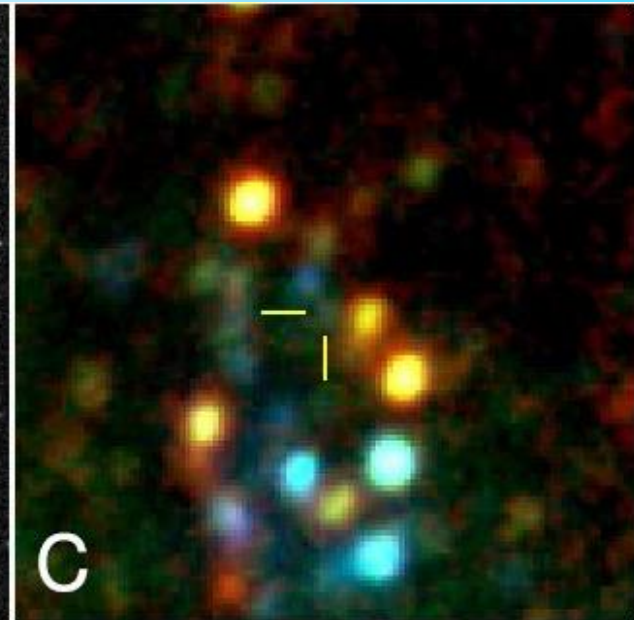
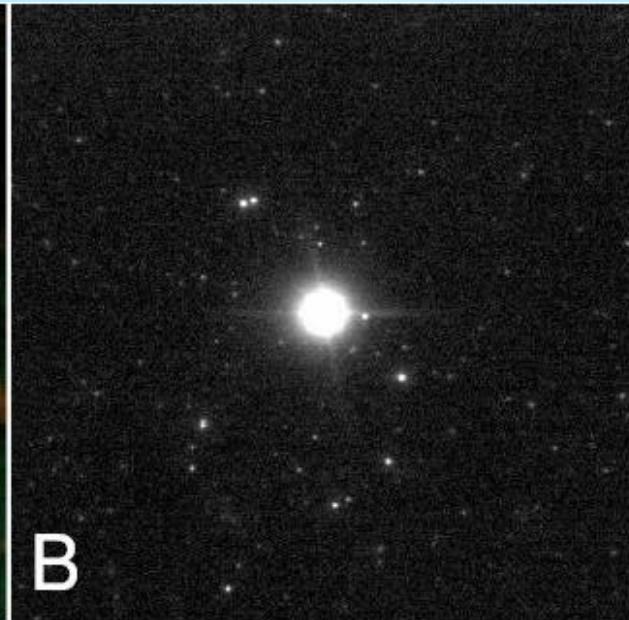
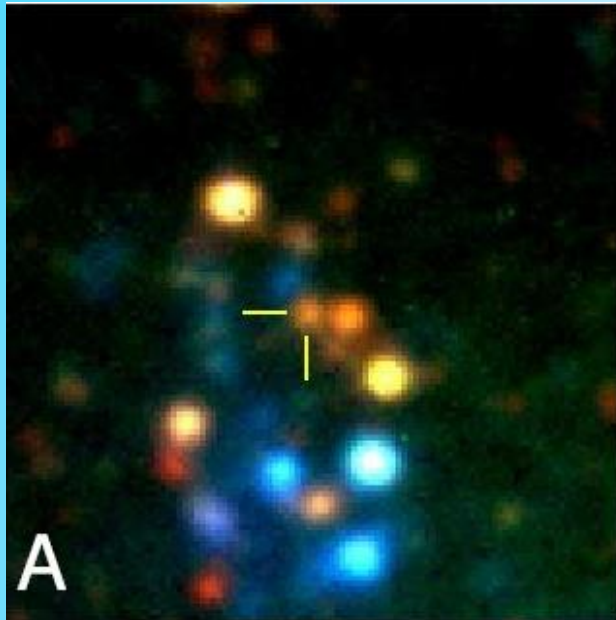


СВЕРХНОВЫЕ





СВЕРХНОВЫЕ

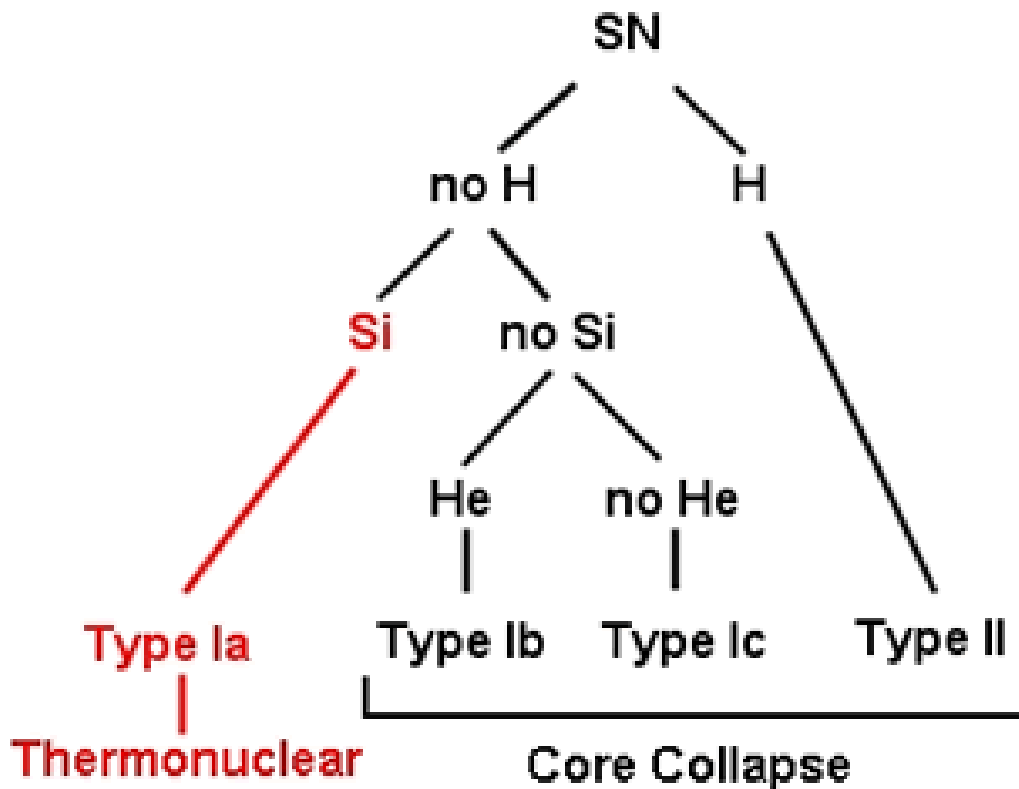


Жизнь массивной звезды заканчивается колоссальным взрывом – сверхновой. Также взрываться могут белые карлики, если они стали слишком тяжелыми.

На короткое время звезда становится ярче целой галактики!

См. свежие публикации и обзоры в http://xray.sai.msu.ru/~polar/sci_rev/sn.html

ТИПЫ СВЕРХНОВЫХ



Термоядерный взрыв (Ia) или коллапс ядра. Коллапс в основном происходит за счет нейтронизации вещества (захват электронов) и фотодиссоциации ядер железа (что ведет к падению температуры).

Сверхновые звёзды

I
Водорода нет

II
Водород есть

Ia
Есть кремний

Ib **Ic**
Есть гелий Нет гелия

IIb
Слабые линии водорода, исчезающие со временем

IIн
Эмиссионные линии водорода

По спектру

Термоядерный взрыв

IIIР
Плато (медленное падение блеска)

IIIЛ
Линейная (быстрое падение блеска)

По кривой блеска

Коллапс ядра

ЭНЕРГЕТИКА

Как уносится энергия:

Нейтрино

Кинетическая
энергия
вещества

Излучение

Ia – термоядерный взрыв.

Нейтринное излучение мало.

Полное энергосодержание $\sim 2 \times 10^{51}$ эрг.

Кинетическая энергия $\sim 10^{51}$ эрг.

Высвечивается энергия
радиоактивного распада никеля-56.

II – коллапс ядра.

Нейтрино уносят $\sim 10^{53}$ эрг.

Кинетическая энергия $\sim 10^{51}$ эрг.

Высвечивается $\sim 10^{49-50}$ эрг.

В начале излучается тепловая
энергия оболочки (до ~ 10 дней),
затем – распад никеля-56 и
кобальта-56.

Сверхновая с неустойчивостью
рождения пар (**PISN**).

Термоядерный взрыв
массивного кислородного ядра.

Энергия взрыва $\sim 10^{52}$ эрг.

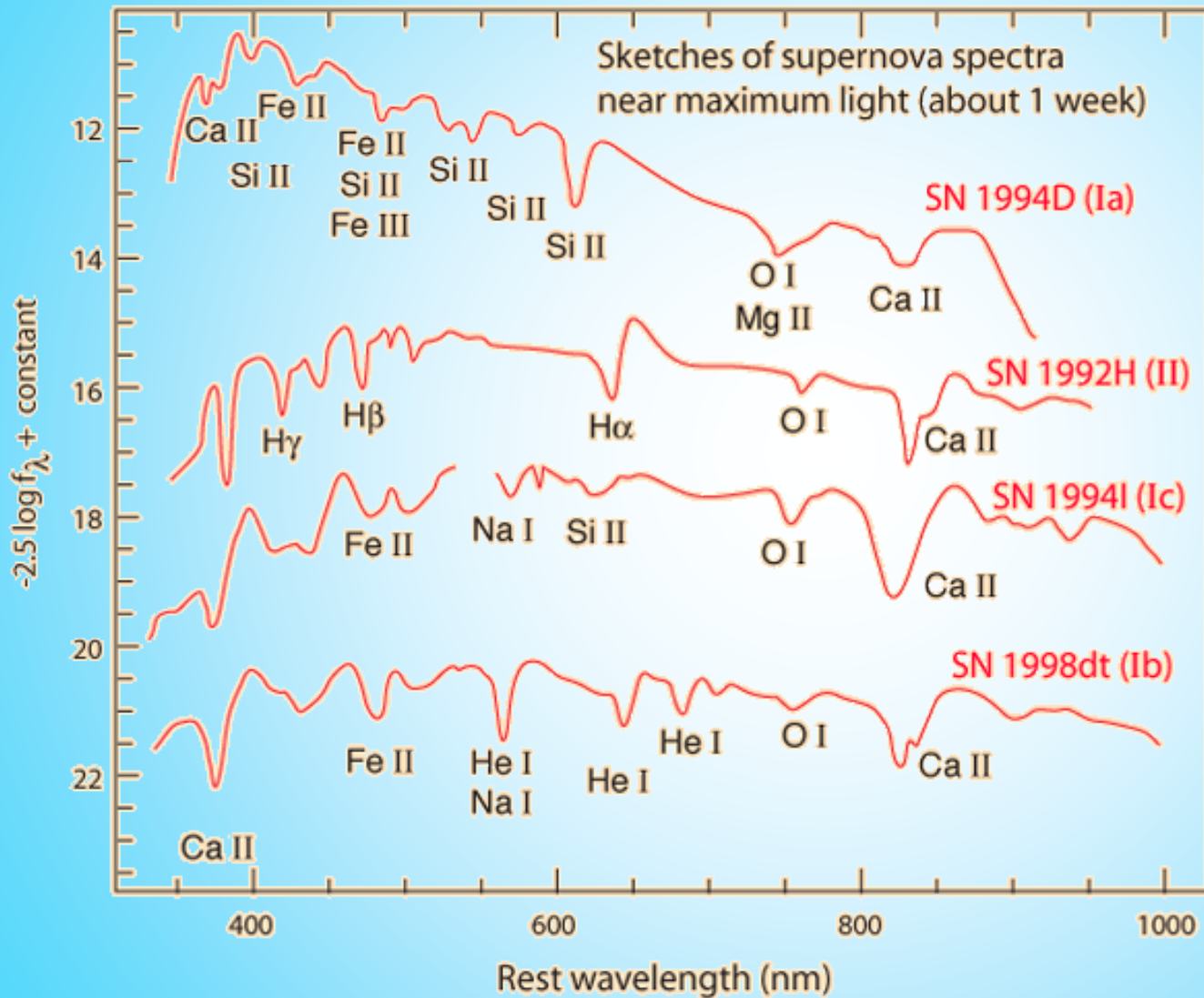
Формирование большого
количества никеля.

$$E_b \sim E_g \approx \frac{3}{5} \frac{GM_{\text{ns}}^2}{R_{\text{ns}}} \approx 3.6 \times 10^{53} \left(\frac{M_{\text{ns}}}{1.5 M_{\odot}} \right)^2 \left(\frac{R_{\text{ns}}}{10 \text{ km}} \right)^{-1} \text{ erg.}$$

Дополнительные источники:

- Вращение черной дыры;
- Вращение нейтронной звезды;
- Столкновение оболочек.

ТИПИЧНЫЕ СПЕКТРЫ



Sketches of spectra from Carroll & Ostlie, data attributed to Thomas Matheson of National Optical Astronomy Observatory.

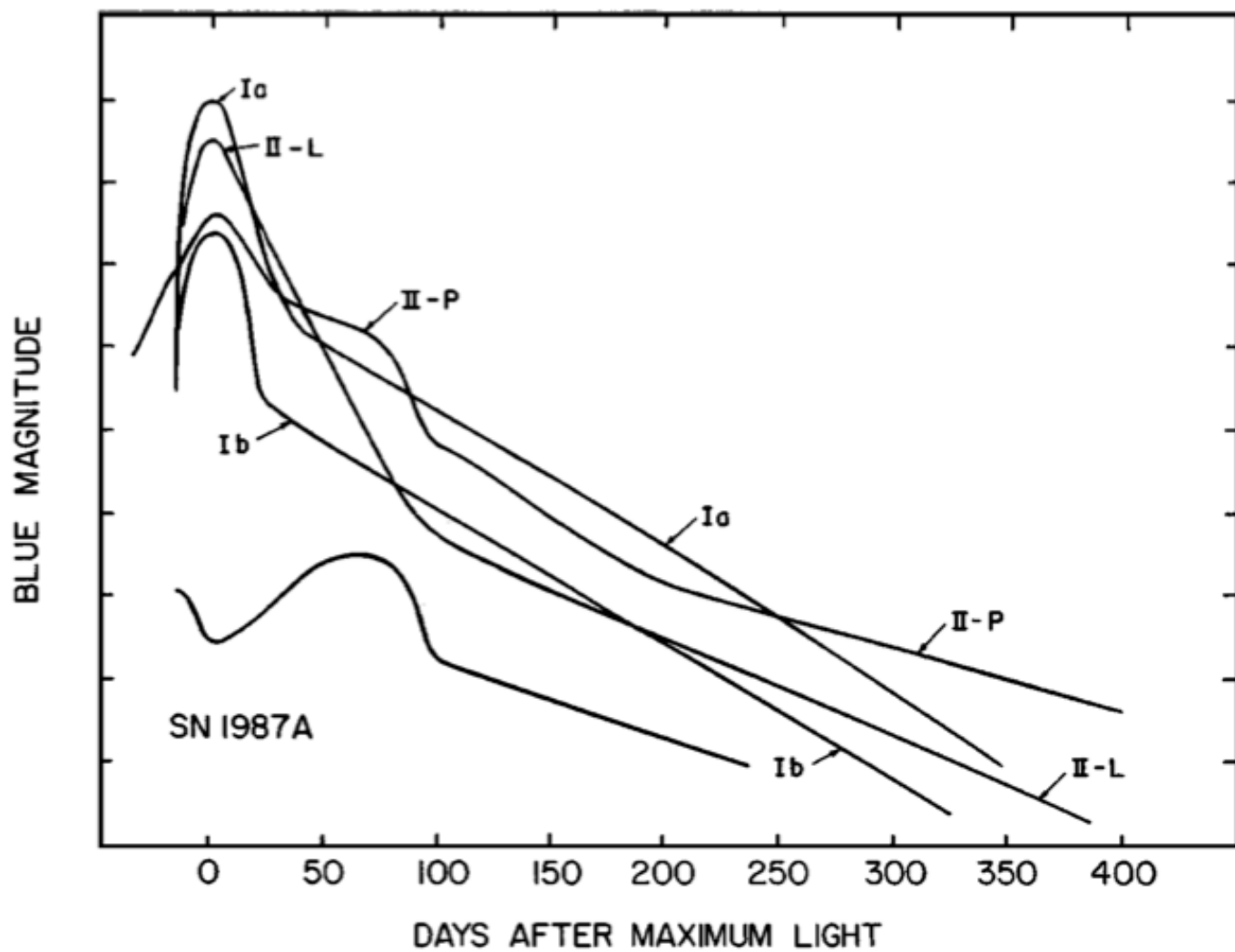
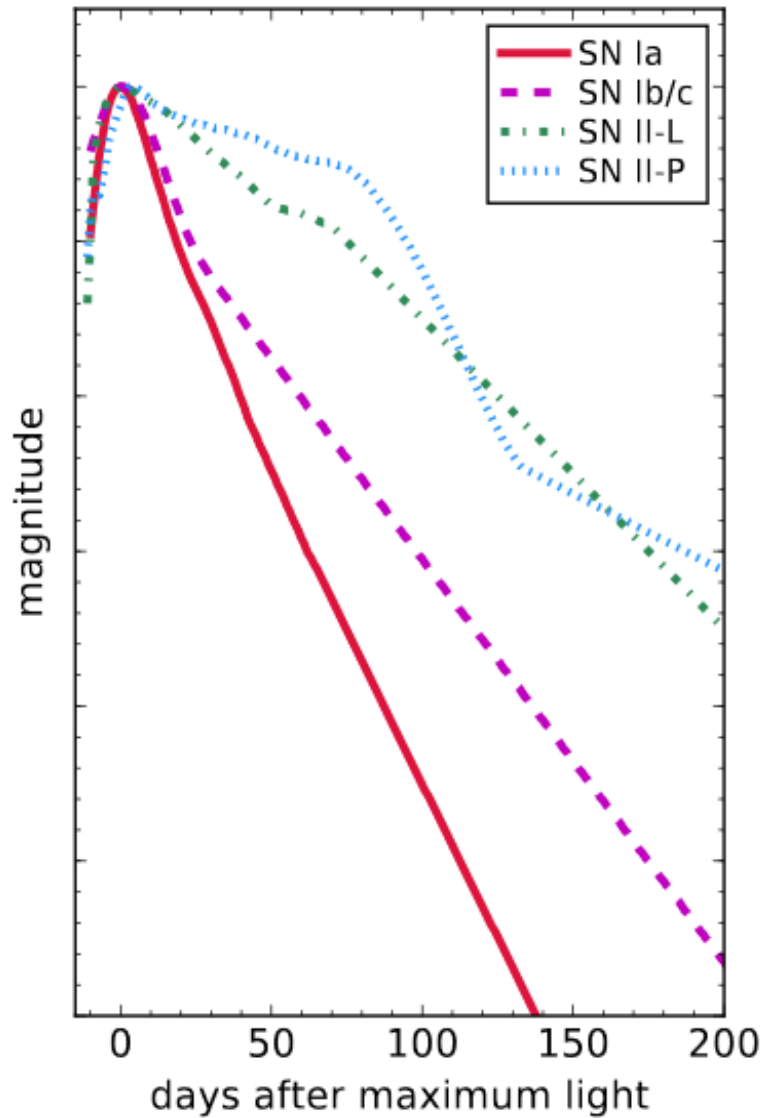
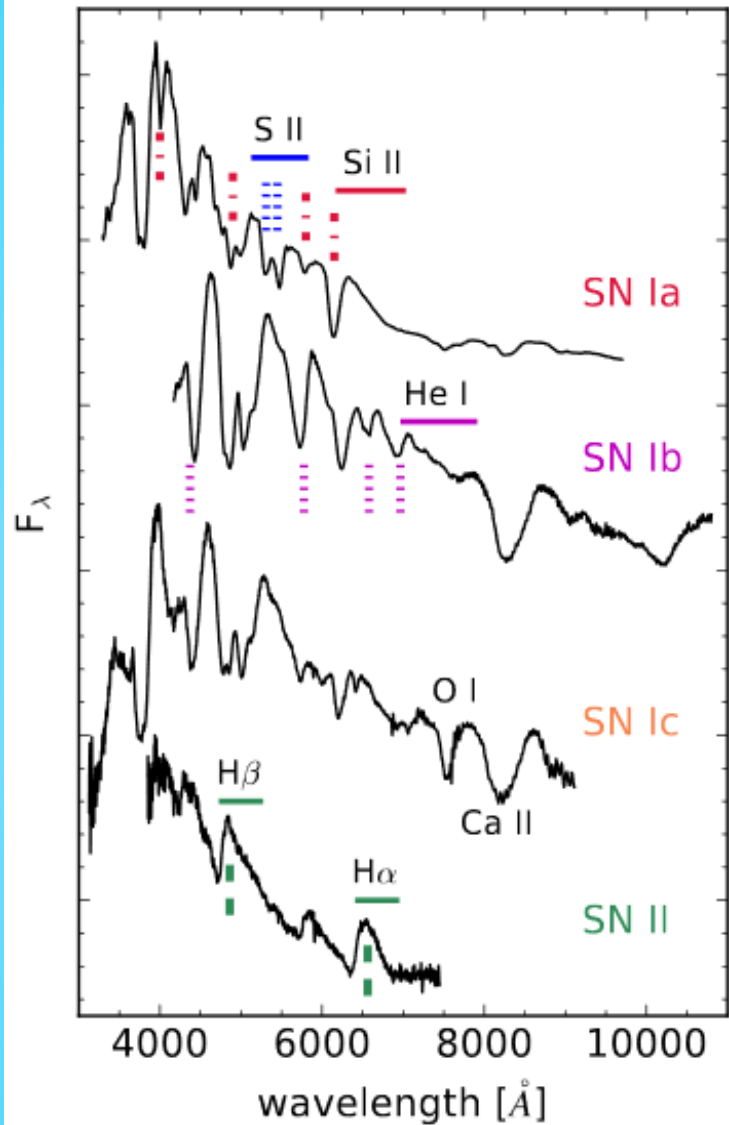


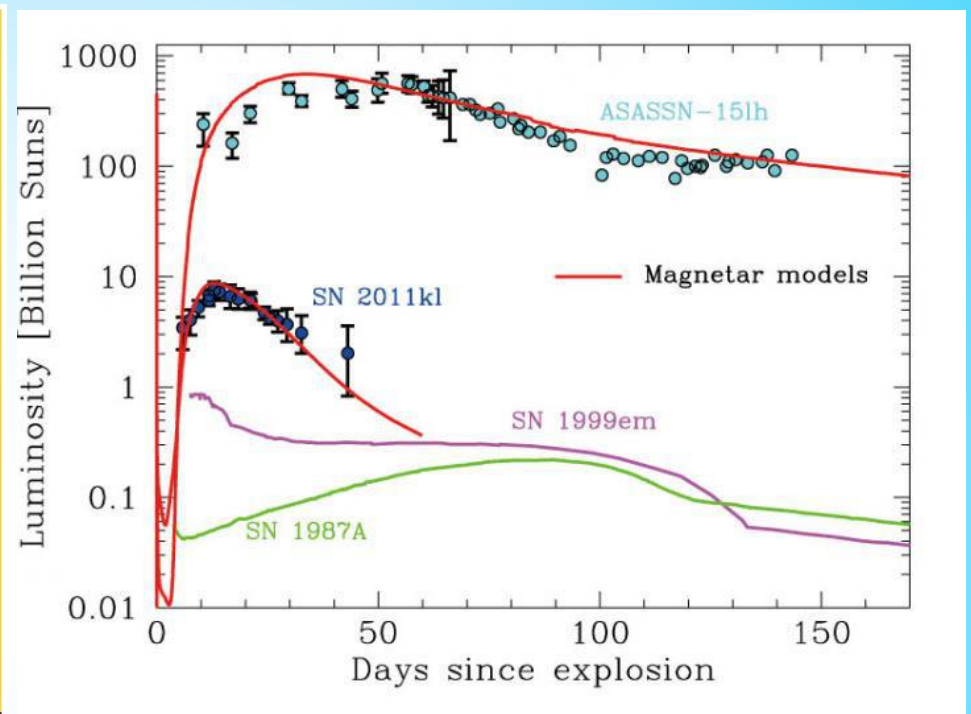
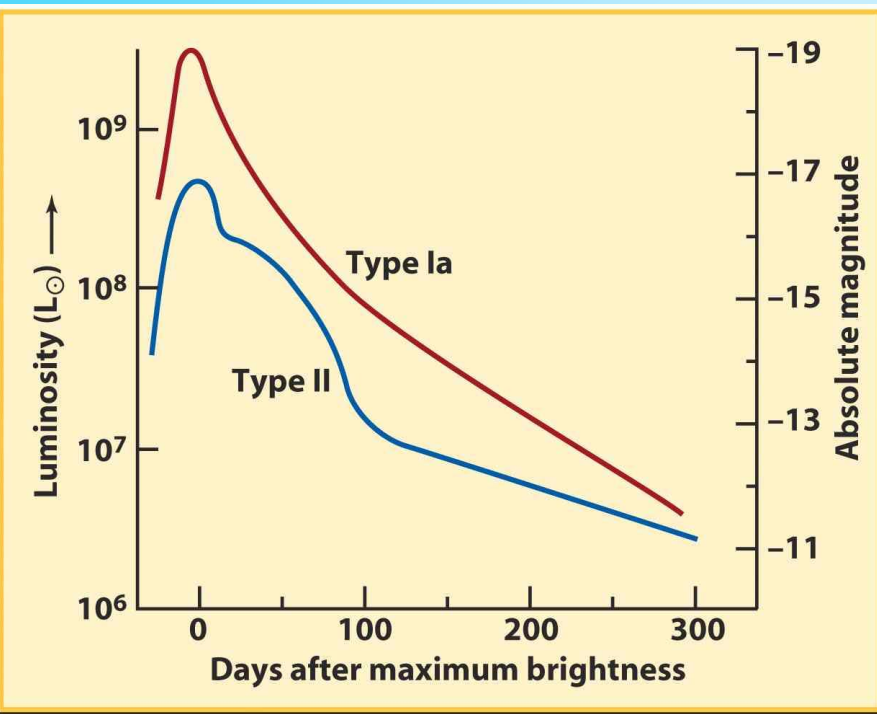
Figure 3 Schematic light curves for SNe of Types Ia, Ib, II-L, II-P, and SN 1987A. The curve for SNe Ib includes SNe Ic as well, and represents an average. For SNe II-L, SNe 1979C and 1980K are used, but these might be unusually luminous.

Figure Credit: Wheeler, J. C., & Harkness, R. P. 1990, RPPh, 53, 1467



Спектры вблизи максимума. Усредненные кривые блеска.

КРИВАЯ БЛЕСКА СВЕРХНОВОЙ



Bersten et al.

<http://pics-about-space.com>

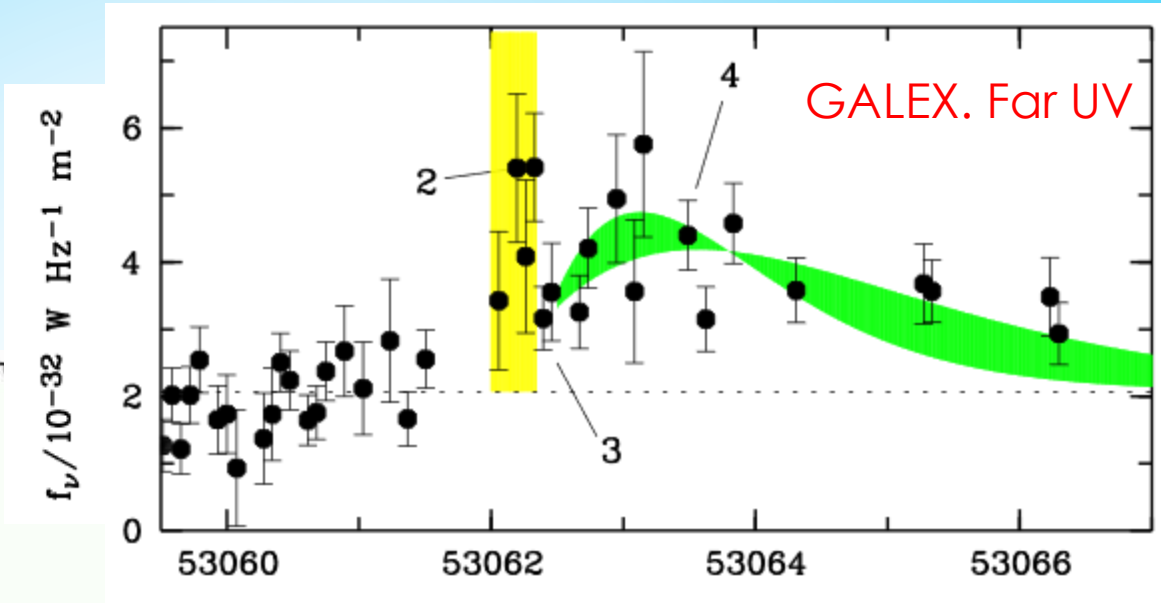
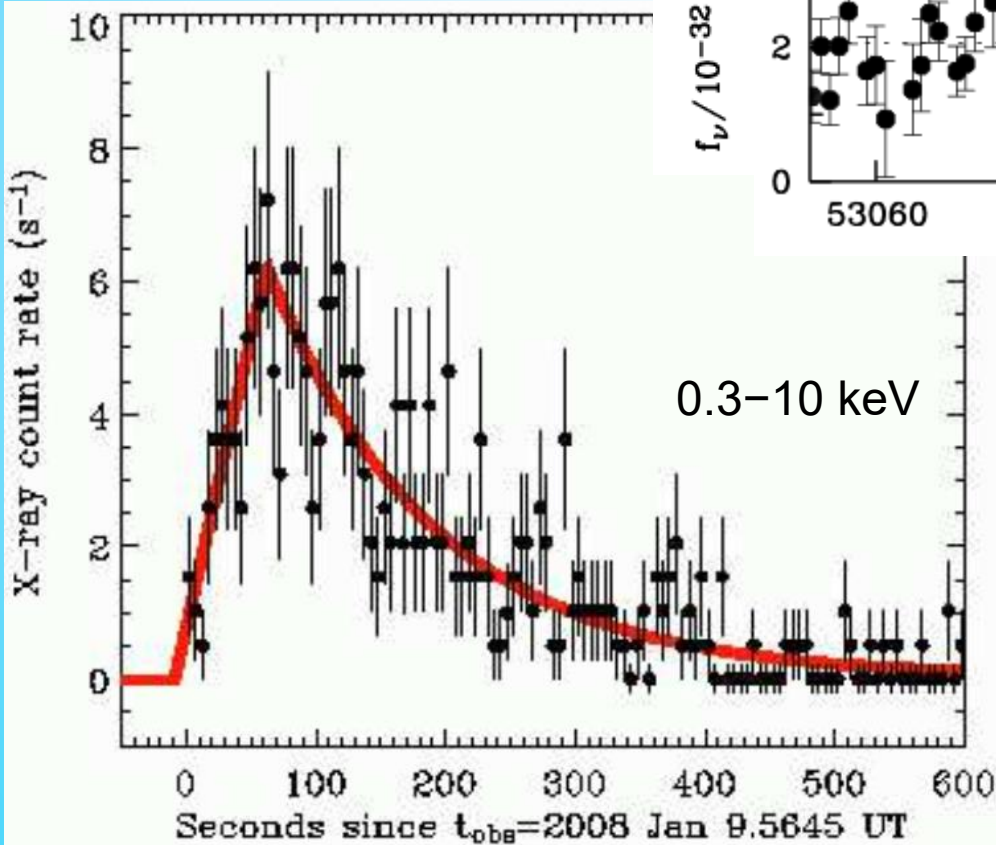
В течение сотен дней после коллапса сверхновая видна в основном за счет распада радиоактивных элементов.

На ранних стадиях также могут быть дополнительные источники энергии.

ВЫХОД УДАРНОЙ ВОЛНЫ И ПРЕКУРСОР

Выход ударной волны
SN 2008d
Ib/c

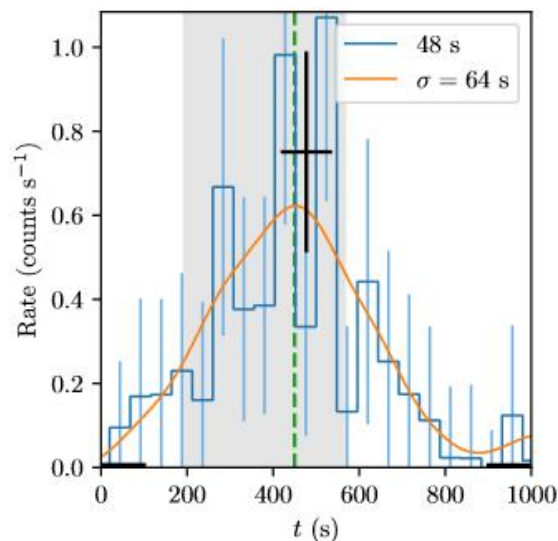
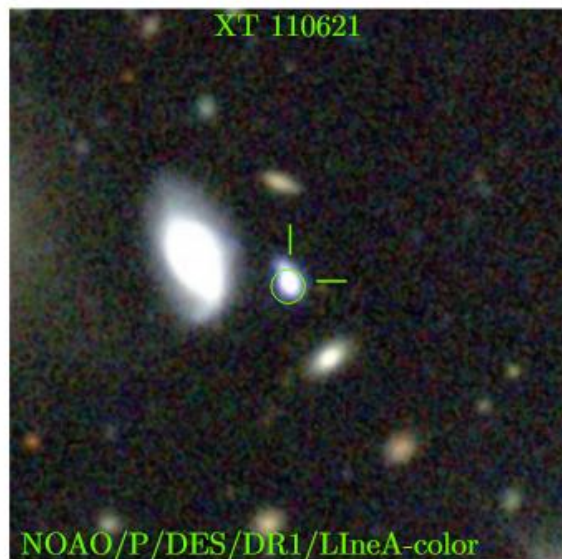
Нетепловое излучение:
КОМПТОНИЗАЦИЯ



0803.3596

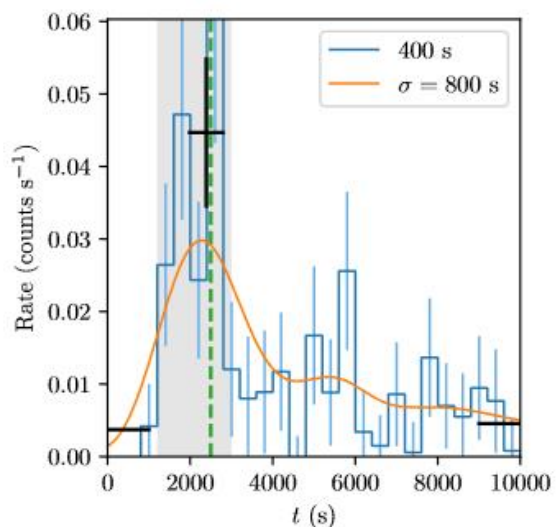
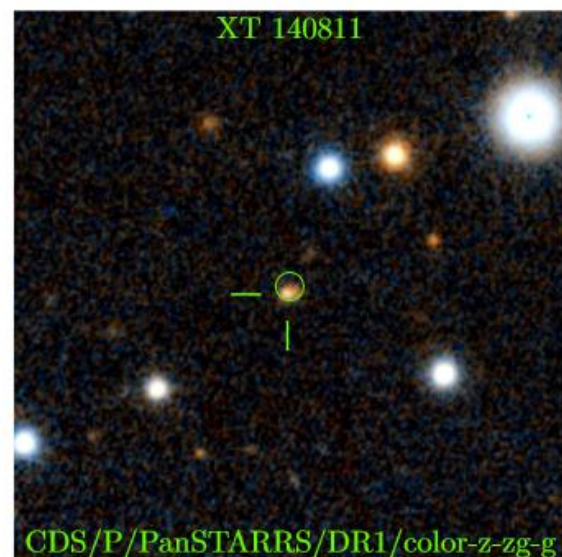
Желтым показана область
прекурсора выхода
ударной волны.
Сама сверхновая
была обнаружена
через 2 недели.

КАНДИДАТЫ В ПРЕКУРСОРЫ



ХММ-Newton архив
12 кандидатов
(из них 9 с галактиками)

Типичные масштабы
для красных сверхгигантов:
10⁴⁸ эрг
1000 сек
0.03 кэВ

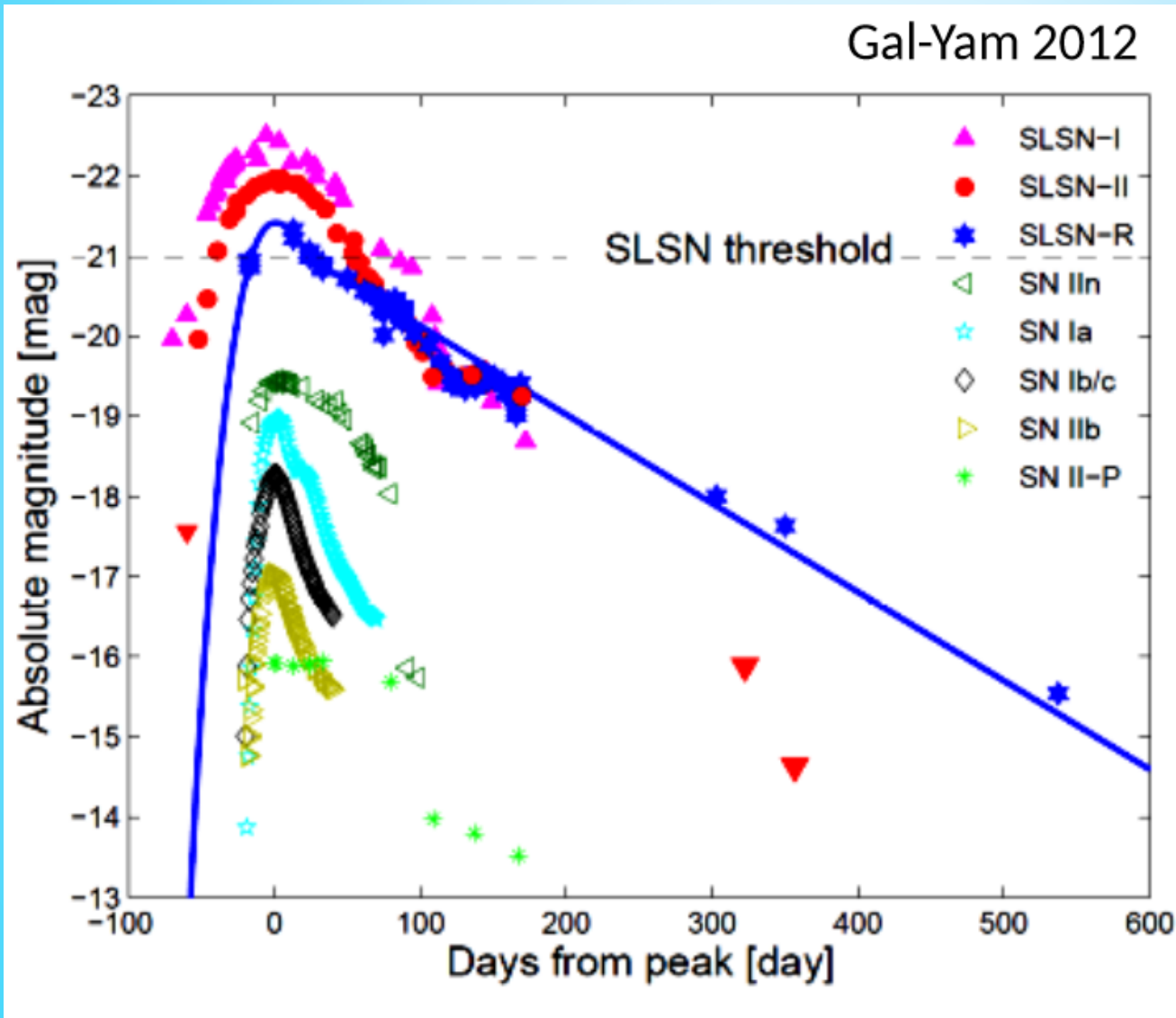


Для голубых сверхгигантов:
10^{46.5} эрг
100 сек
0.3 кэВ

Для WR:
10⁴⁵ эрг
10 сек
3 кэВ

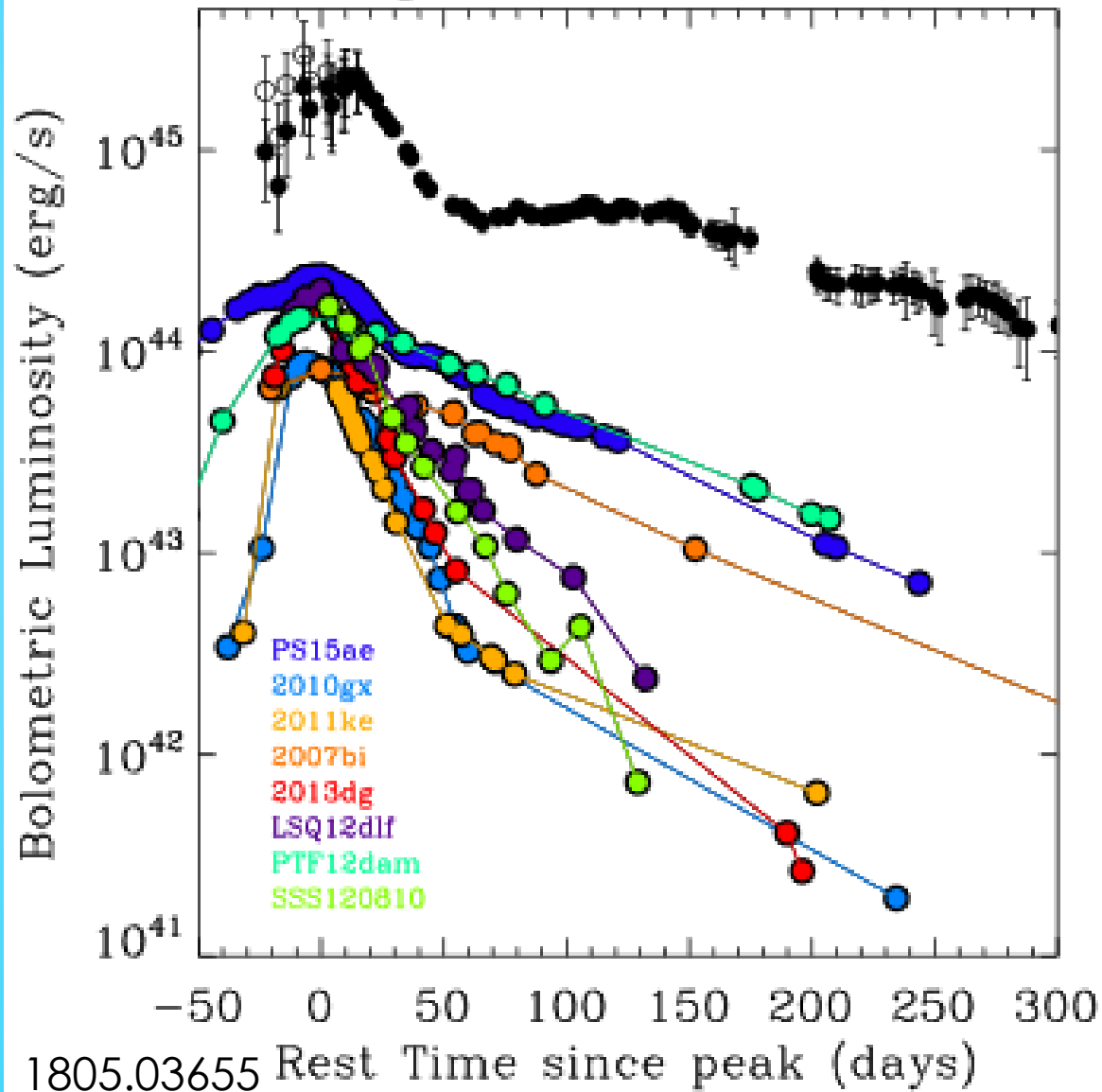
2004.09519

СВЕРХНОВЫЕ С БОЛЬШОЙ СВЕТИМОСТЬЮ



См. обзор в
arXiv: [1812.01428](https://arxiv.org/abs/1812.01428)
и arXiv: [1803.01875](https://arxiv.org/abs/1803.01875)

ОСОБЫЙ СЛУЧАЙ: ASASSN-15LH

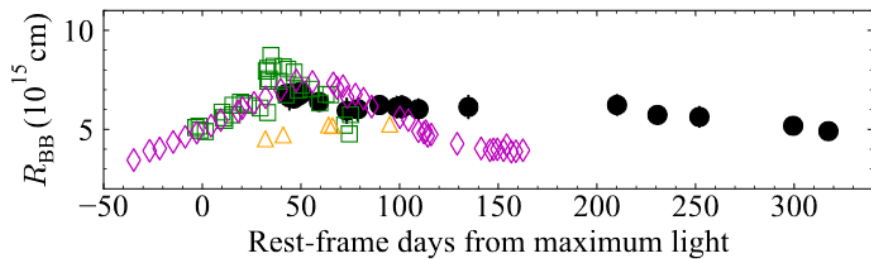
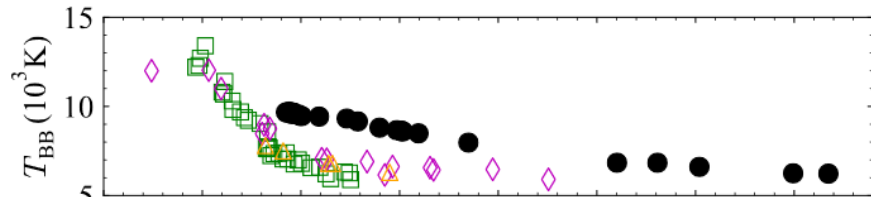
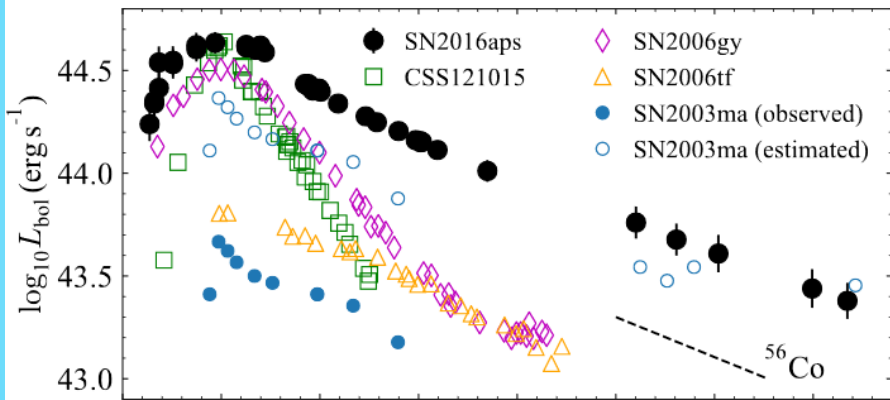
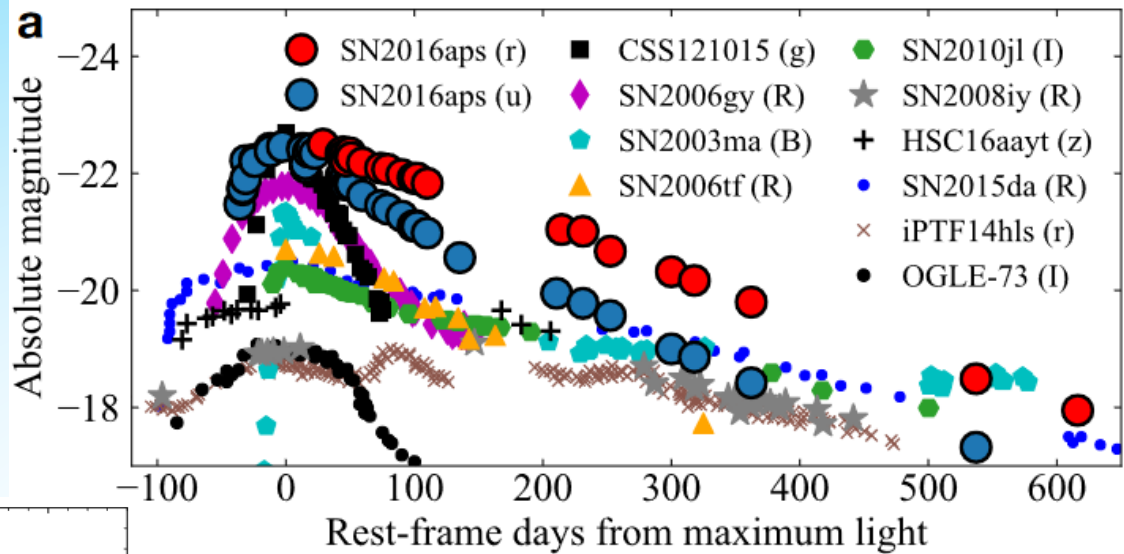


$$L_{\text{peak}} \sim 2 \times 10^{45} \text{ erg/s}$$

$$E_{\text{rad}} \sim 2 \times 10^{52} \text{ erg}$$

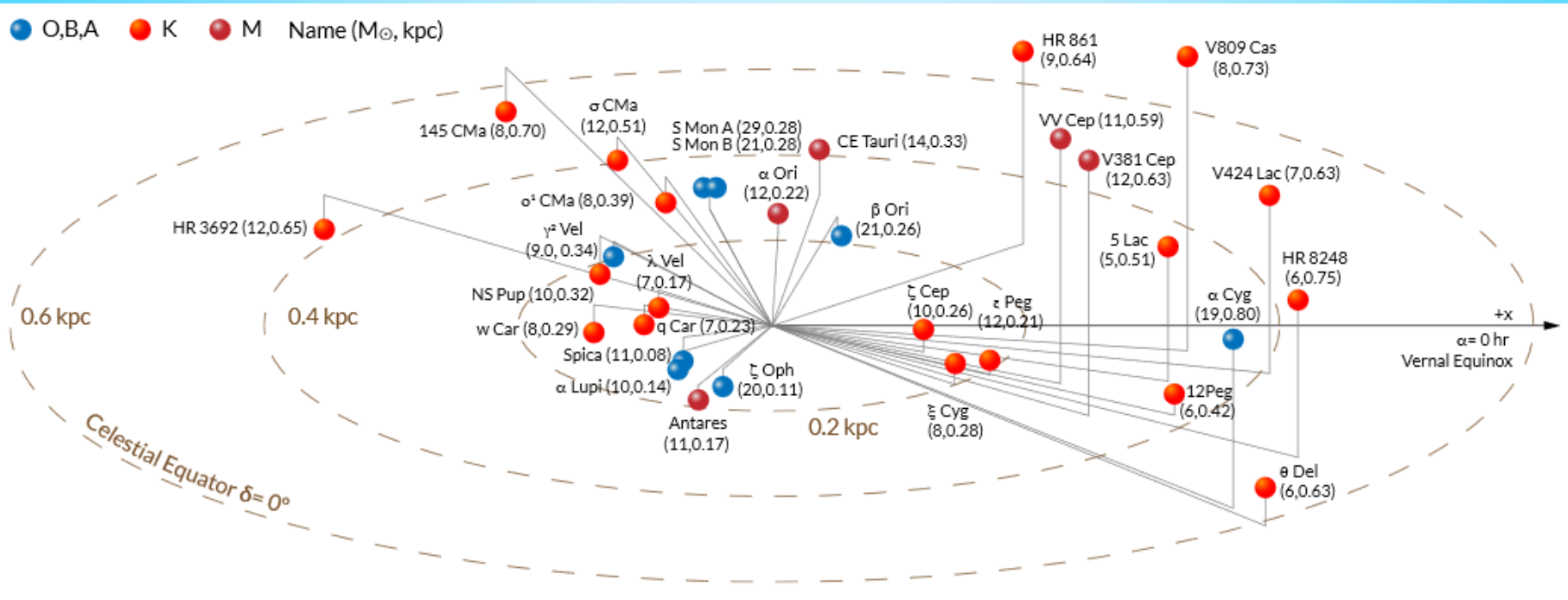
1507.03010

НОВЫЙ РЕКОРД



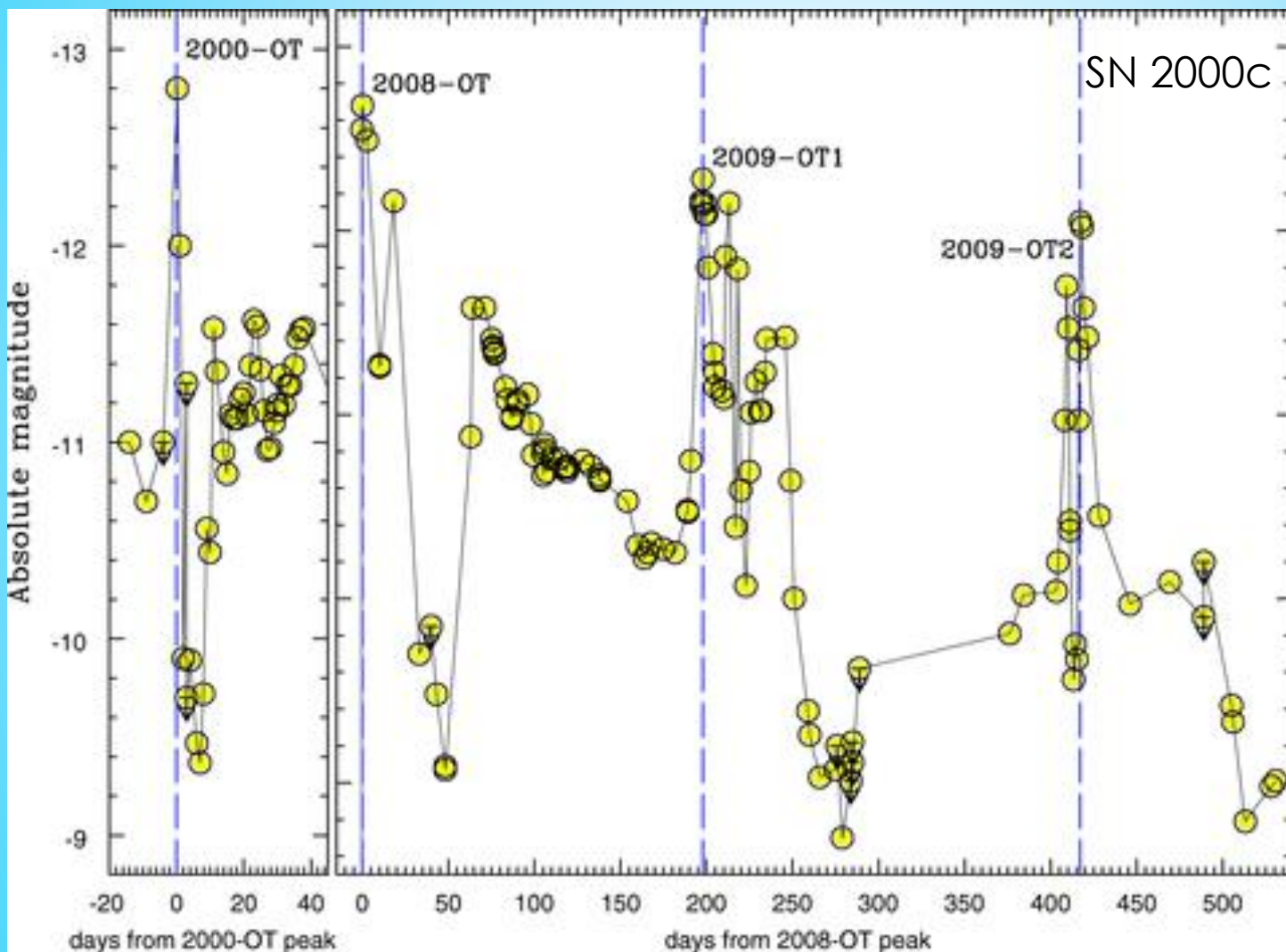
2004.05840

КТО ВЗОРВЕТСЯ НЕВДАЛЕКЕ?



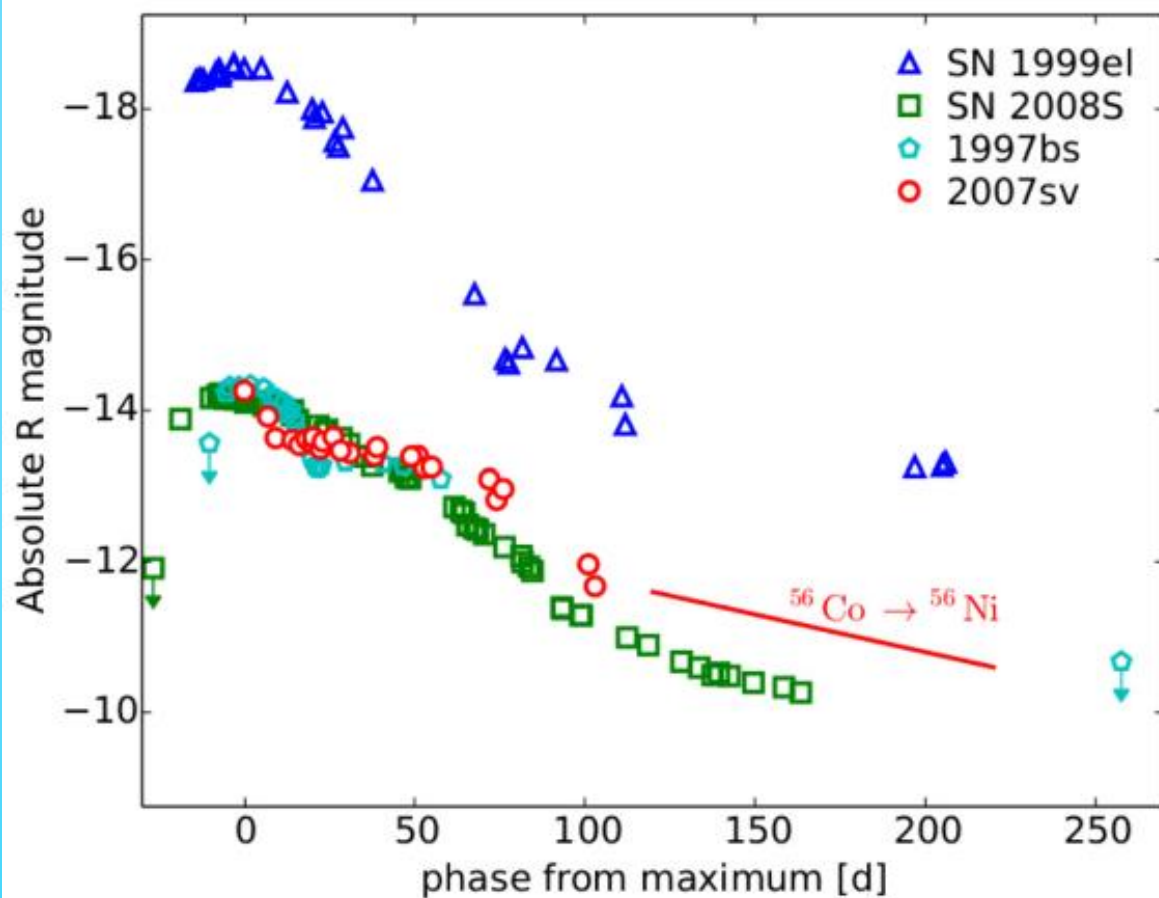
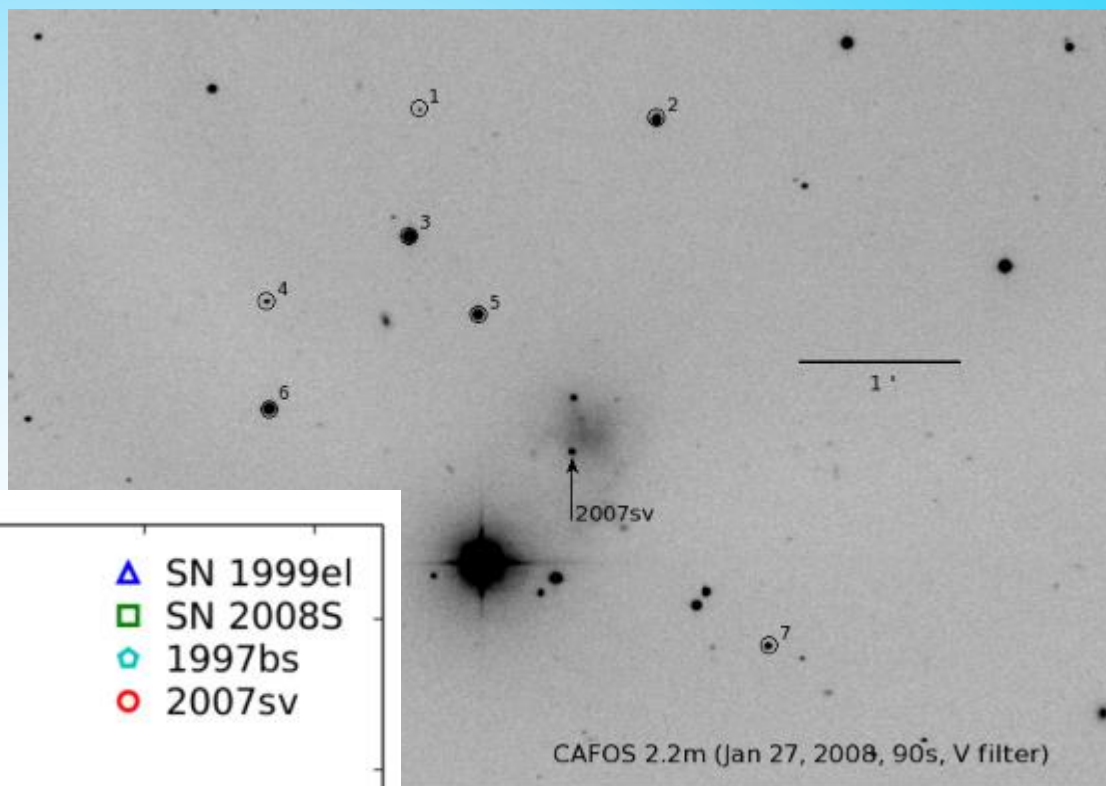
Как известно, из относительно близких звезд ближе всего к моменту взрыва Бетельгейзе. Эта звезда может взорваться в ближайшие $\sim 100\,000$ лет.

ПОДДЕЛЬНЫЕ СВЕРХНОВЫЕ



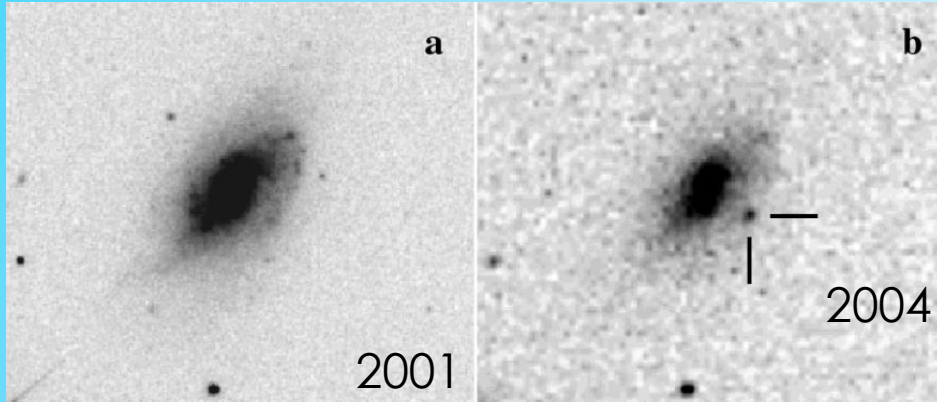
SN 2007SV

Пример impostor

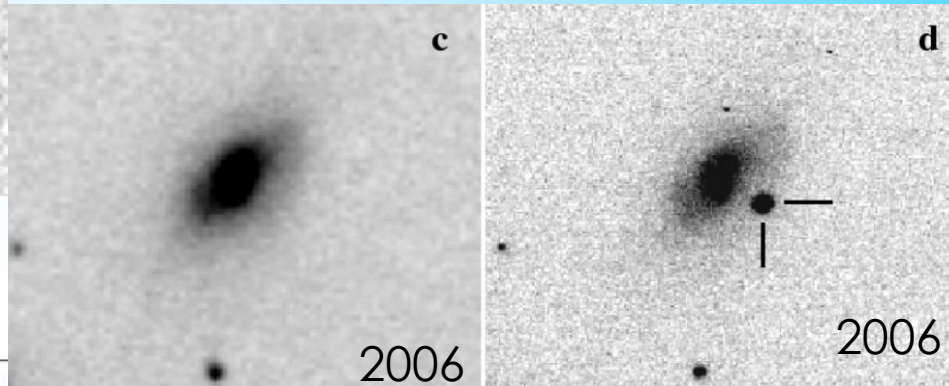


Tartaglia et al.
MNRAS 447,117 (2015)

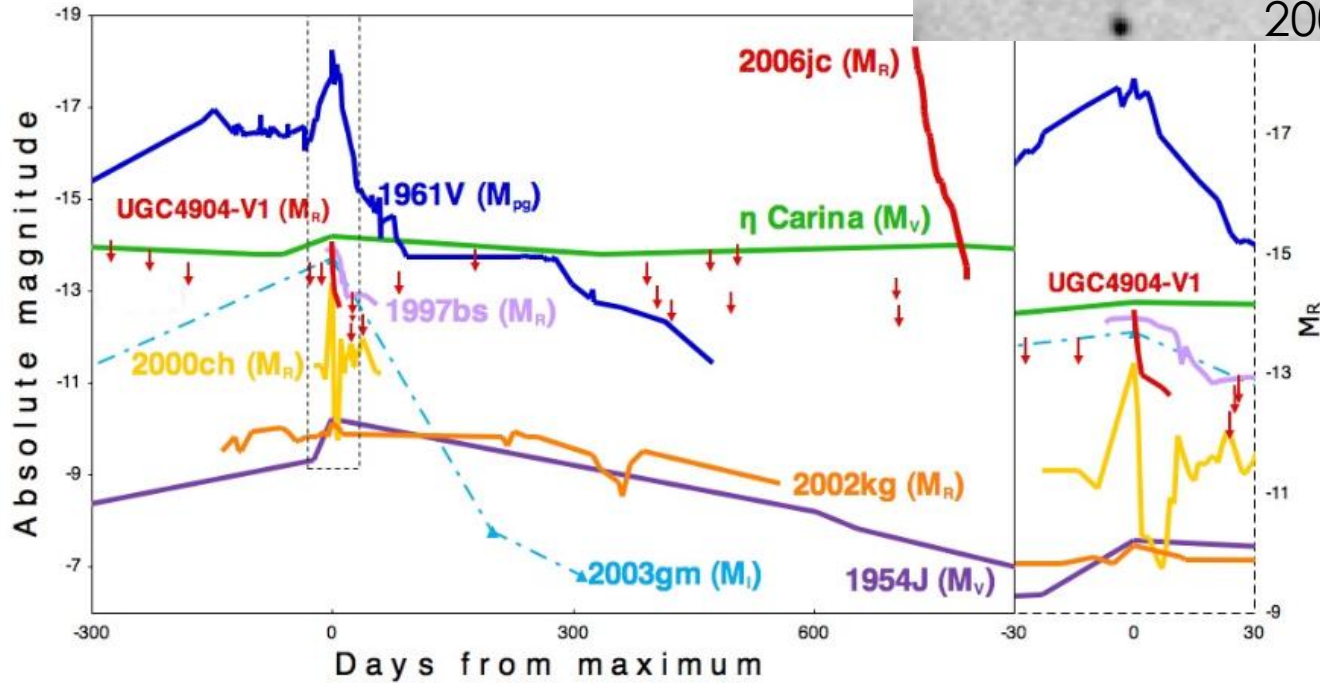
SN 2006JC



Мощная вспышка
за 2 года до сверхновой
UGC4904V1 и SN2006jc

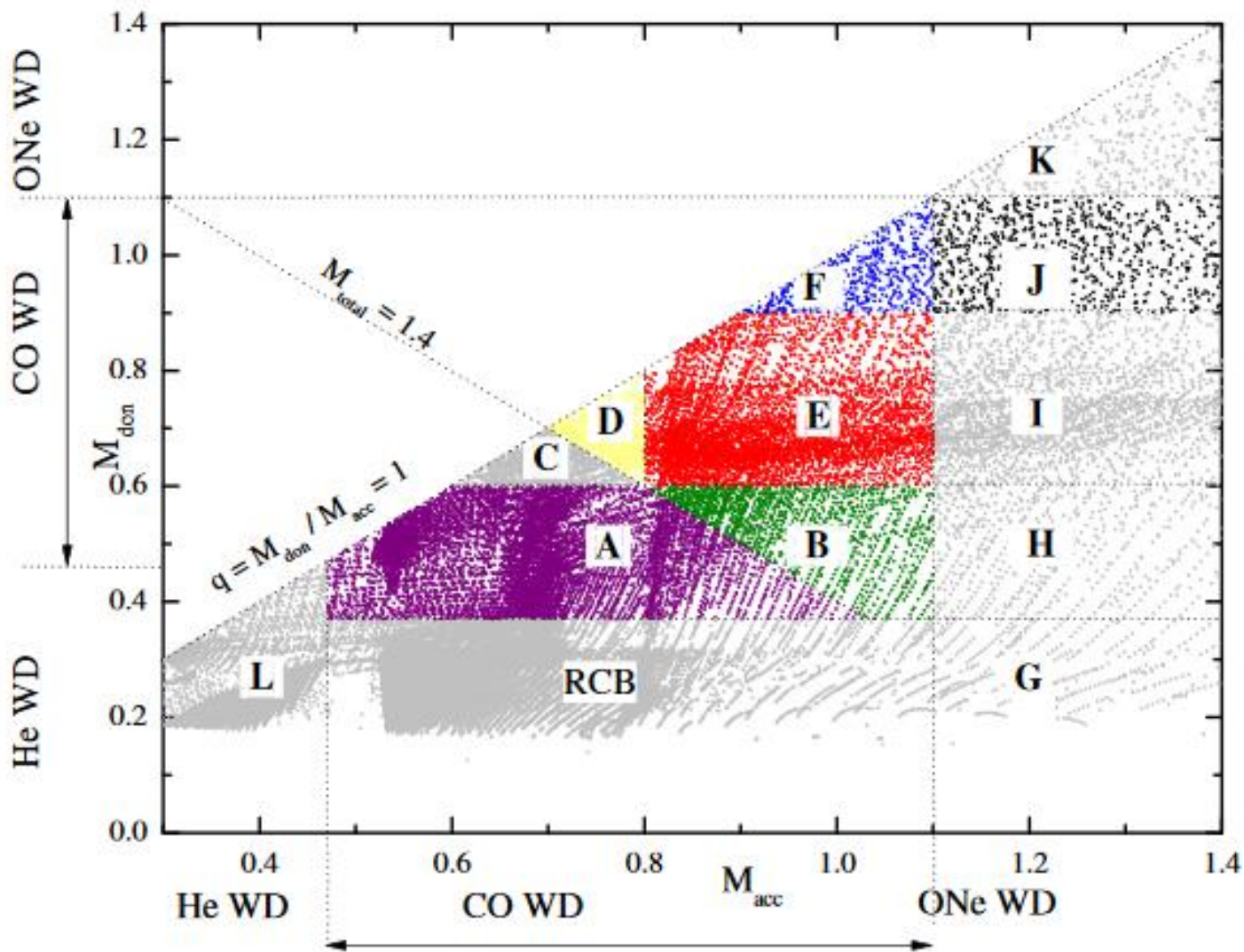


Пример impostor



astro-ph/0703663

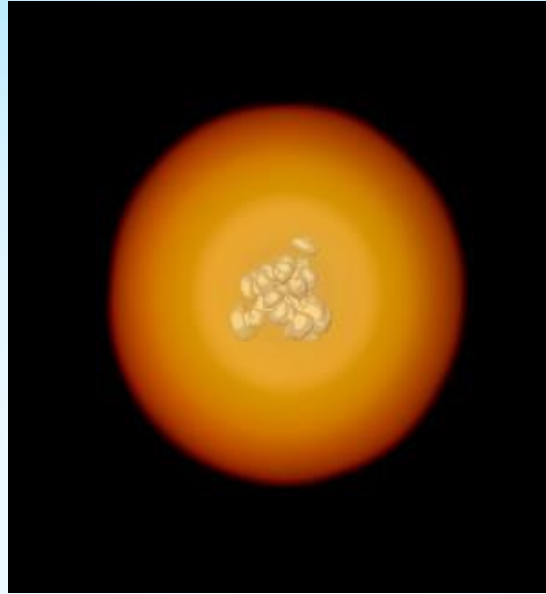
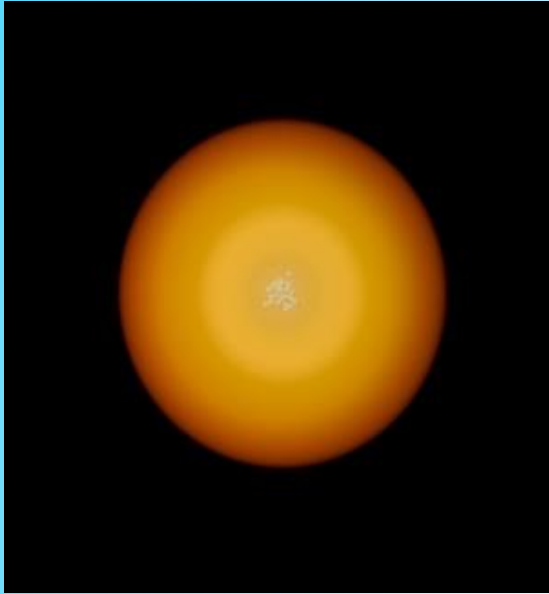
СЛИЯНИЯ WD И SNIa



A, B, D, E, F, J – SNIa

G, H, I - AIC

ВЗРЫВ SN IA



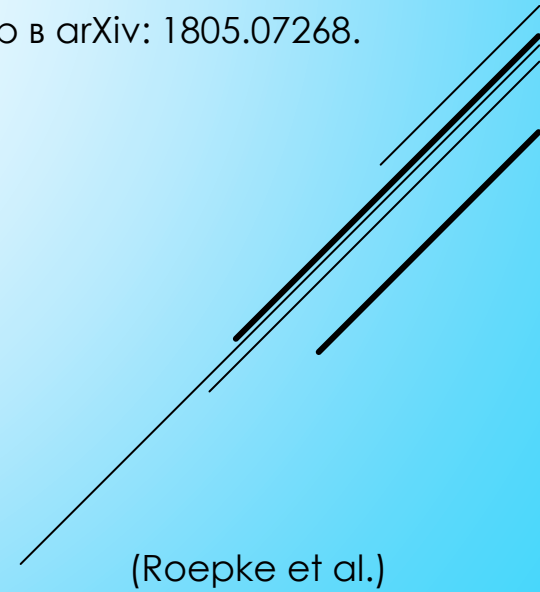
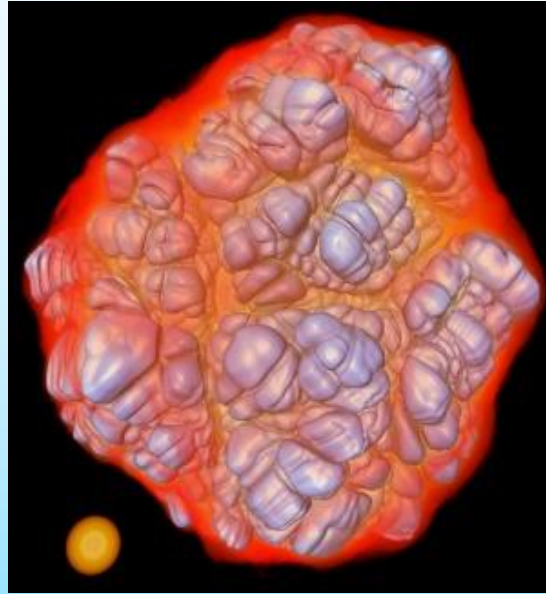
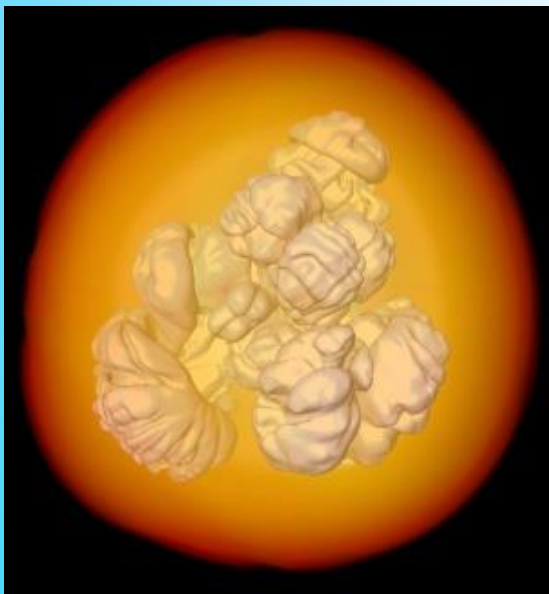
Достигнув критической массы, CO белые карлики взрываются (термоядерное горение углерода и кислорода).

Это термоядерный взрыв, полностью разрушающий объект.

Наблюдения именно таких сверхновых привели к открытию темной энергии.

Они также очень важны для синтеза многих тяжелых элементов.

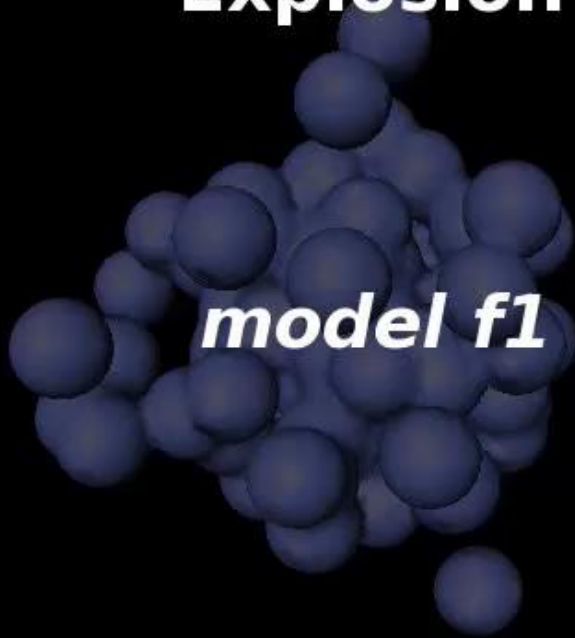
См. обзор в arXiv: 1805.07268.



(Roepke et al.)

ВЗРЫВ СВЕРХНОВОЙ ТИПА IA

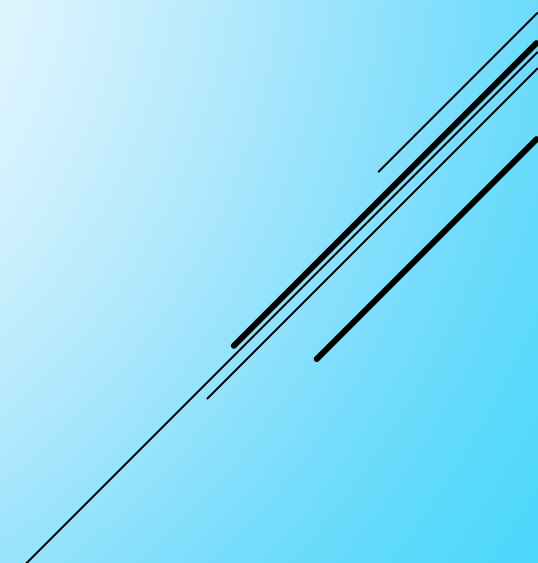
Thermonuclear Supernova Explosion



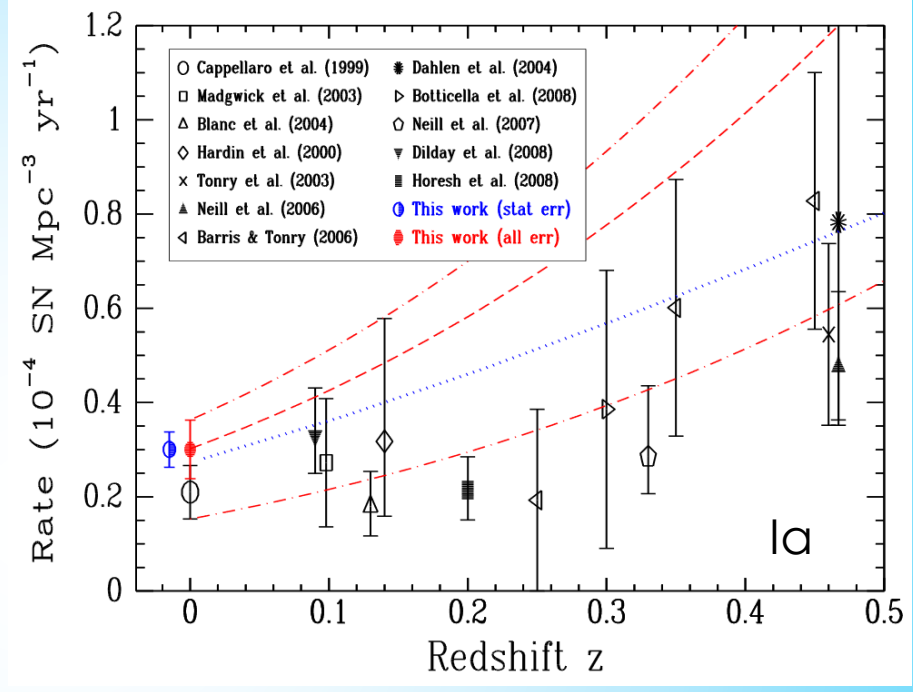
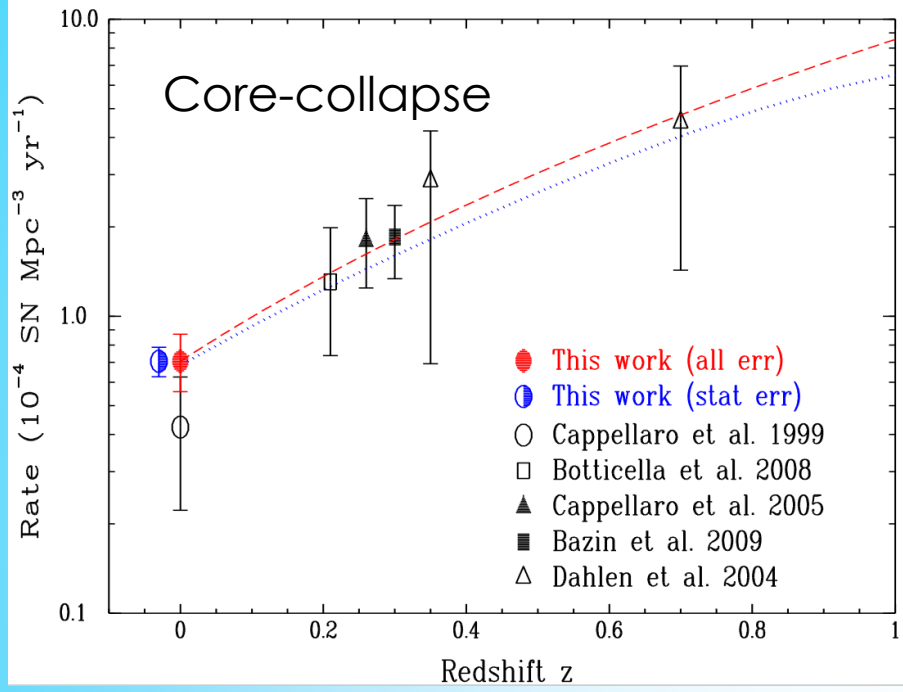
(c) Friedrich Röpke, MPA, 2004

Взрыв происходит, если в белом карлике начинается неустойчивое термоядерное горение углерода.

Масса белого карлика может достичь предела или в результате аккреции, или в результате слияния двух карликов.



ТЕМП СВЕРХНОВЫХ



Milky Way rate (per century) arXiv: 1006.4613

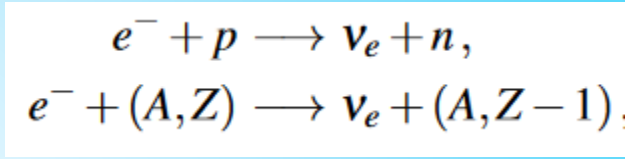
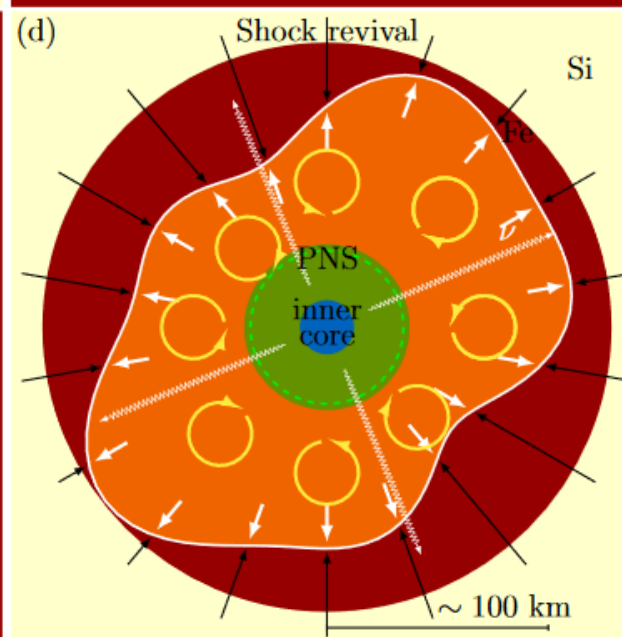
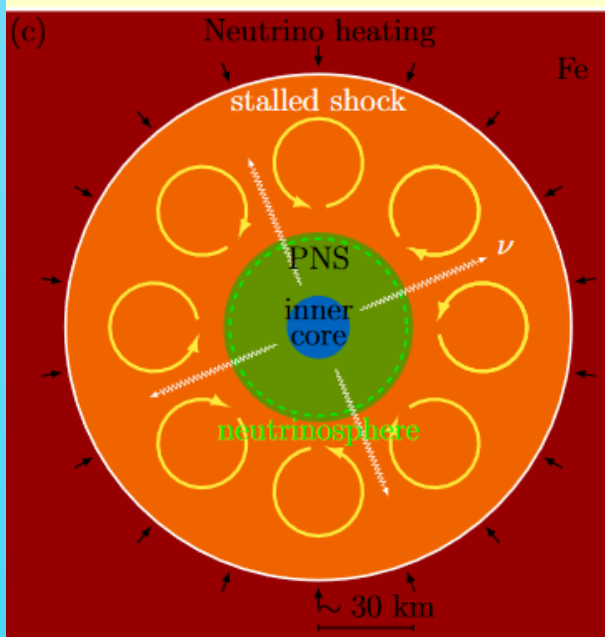
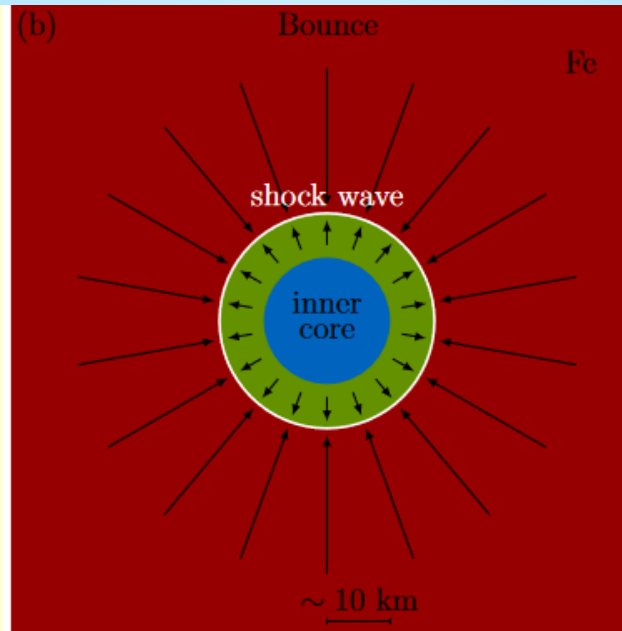
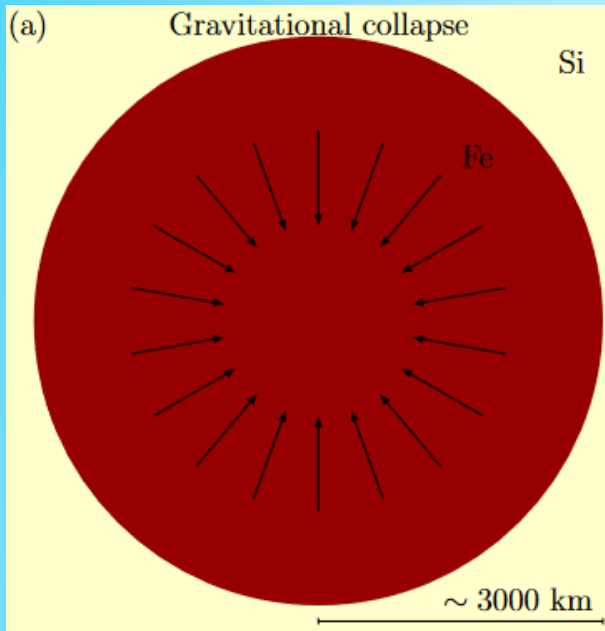
SN Ia	SN Ibc	SN II	CC SNe	Total SNe
0.54 ± 0.12	0.76 ± 0.16	1.54 ± 0.32	2.30 ± 0.48	2.84 ± 0.60

1104.0300

Type	Rate [SNU _M]			
	Ia	Ib/c	II	All
E-S0	0.06 ± 0.02	< 0.02	< 0.02	0.06 ± 0.02
S0/a-Sb	0.11 ± 0.04	0.10 ± 0.06	0.42 ± 0.14	0.62 ± 0.15
Sbc-Sd	0.17 ± 0.10	0.50 ± 0.25	1.85 ± 0.61	2.52 ± 0.64

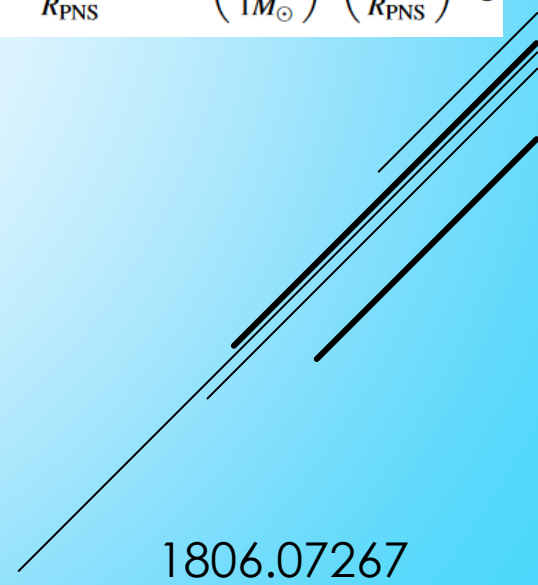
SNU_M – rate per $10^{10} M_{\odot}$ stellar mass

КОЛЛАПС ЯДРА

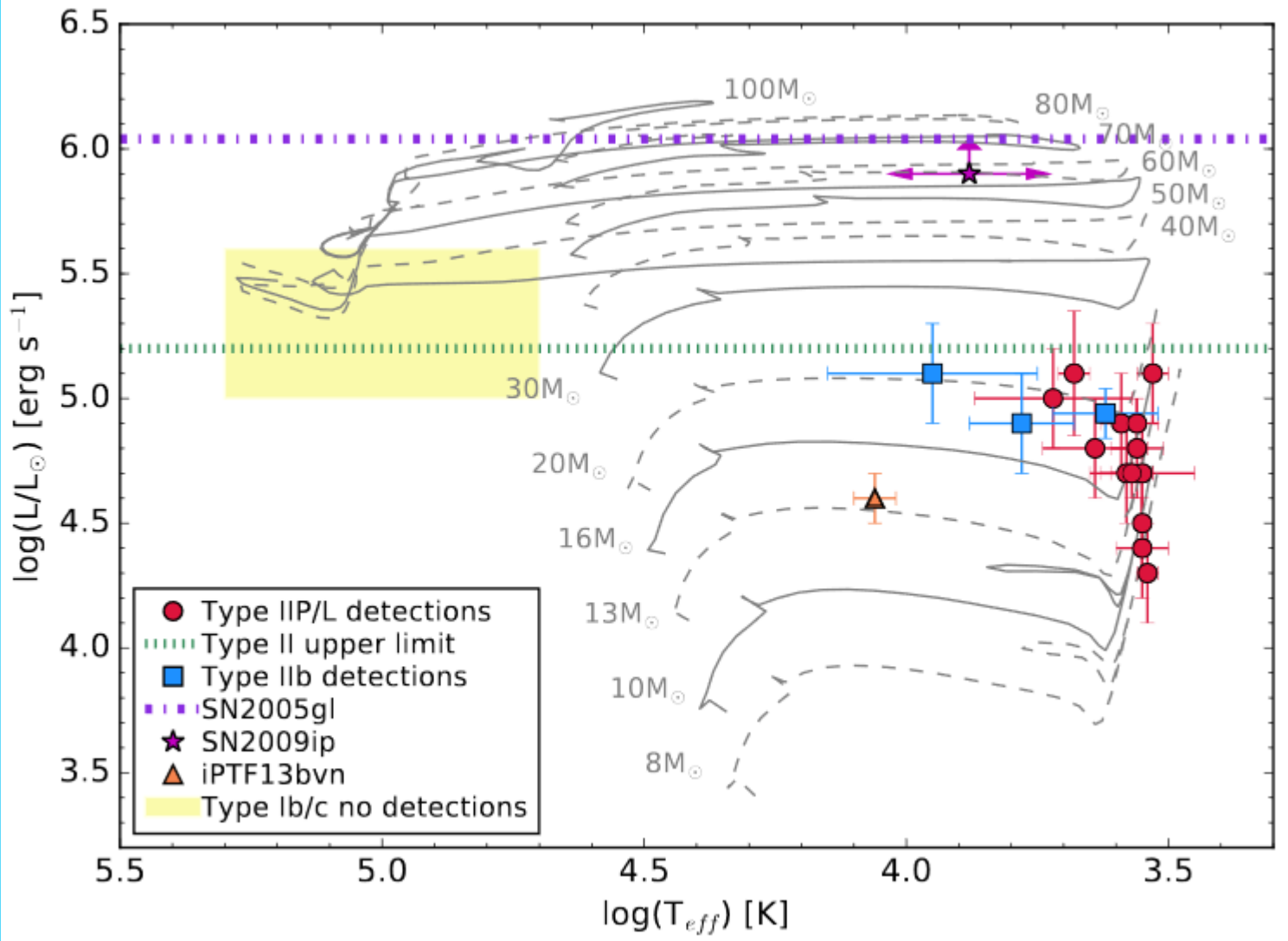


Коллапс начинается из-за захвата электронов и/или фотодиссоциации ядер железа.

$$E_{\text{bind}} \sim \frac{GM_{\text{PNS}}^2}{R_{\text{PNS}}} \sim 10^{53} \left(\frac{M_{\text{PNS}}}{1M_{\odot}} \right)^2 \left(\frac{30\text{km}}{R_{\text{PNS}}} \right) \text{erg}$$

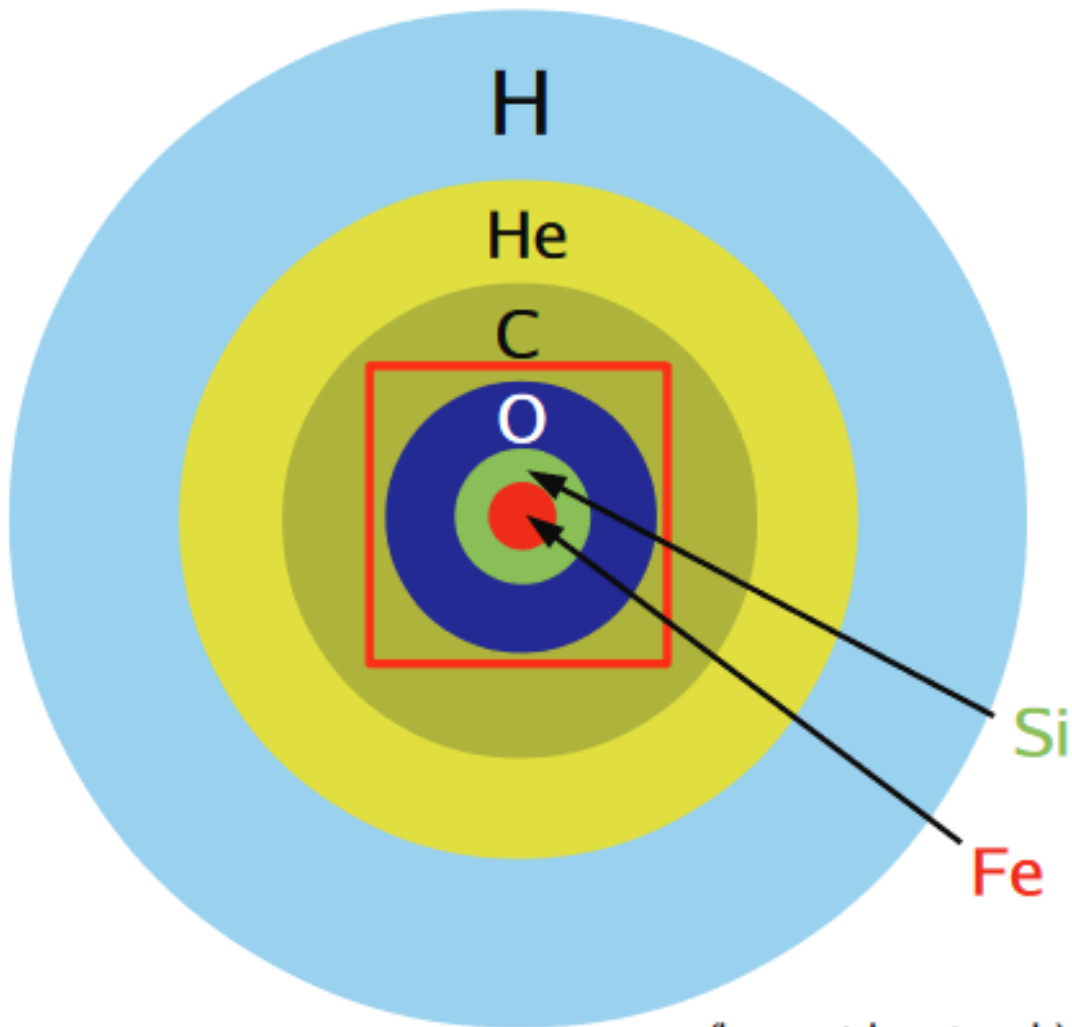


ЗВЕЗДЫ-ПРАРОДИТЕЛИ



СТРУКТУРА ЗВЕЗДЫ ПЕРЕД КОЛЛАПСОМ

Onion-shell structure of pre-collapse star



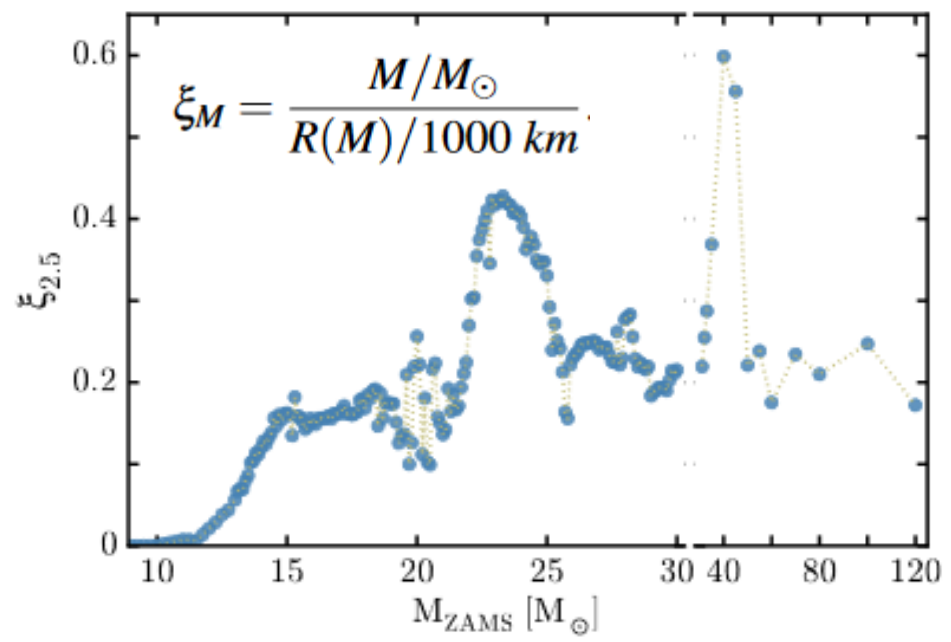
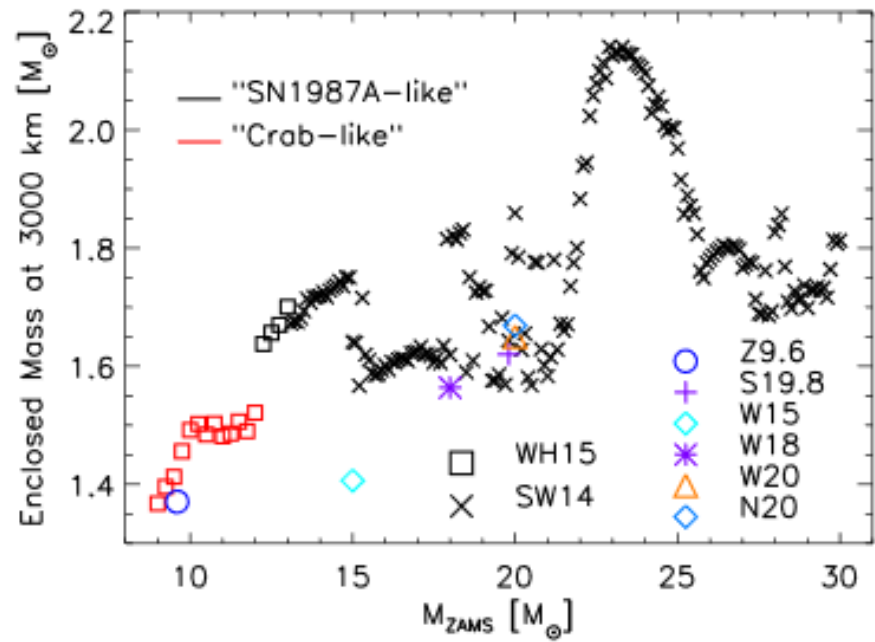
Радиус железного ядра
~3000 км.

Центральная плотность
~ 10^9 г/см³

Энергия взрыва ~ 10^{51} эрг
определяется энергией
связи Si-оболочки.

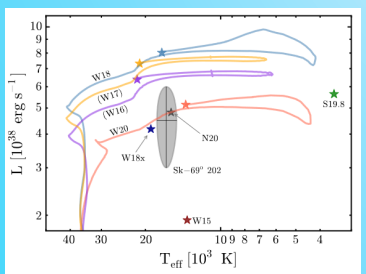
1211.1378

НЕЙТРОННЫЕ ЗВЕЗДЫ ИЛИ ЧЕРНЫЕ ДЫРЫ?



Наблюдения показывают дефицит прародителей с массами около 20 масс Солнца.

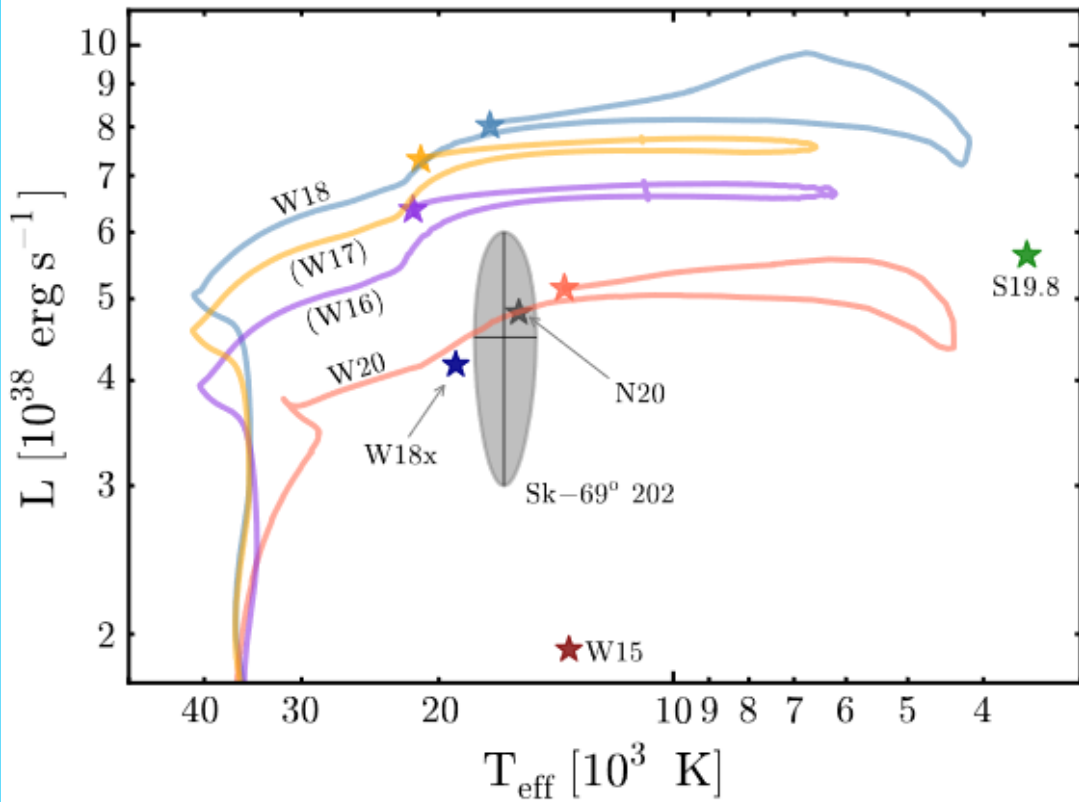
Примерно в полсотне случаев есть данные по прародителям. В половине случаев – верхние пределы.



1510.04643

1806.07267

МОДЕЛИ ПРЕДСВЕРХНОВЫХ

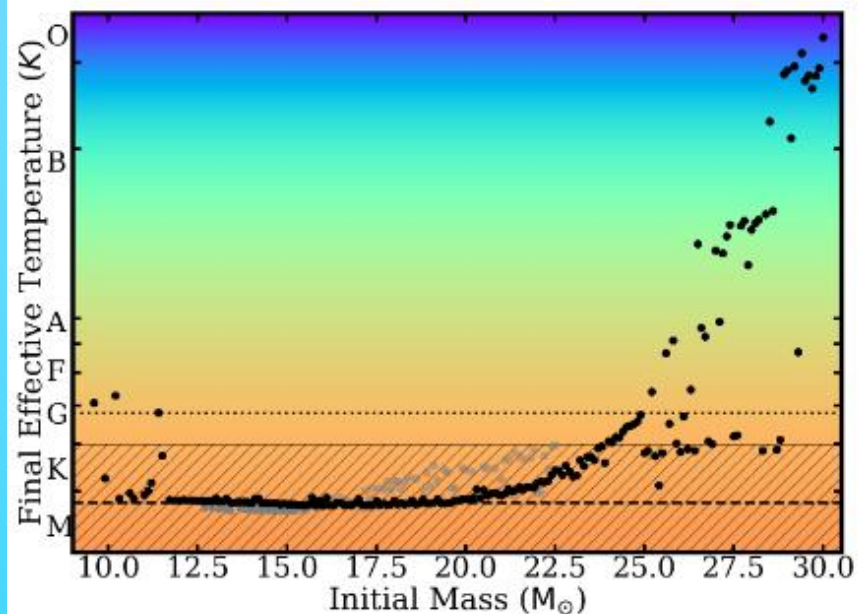
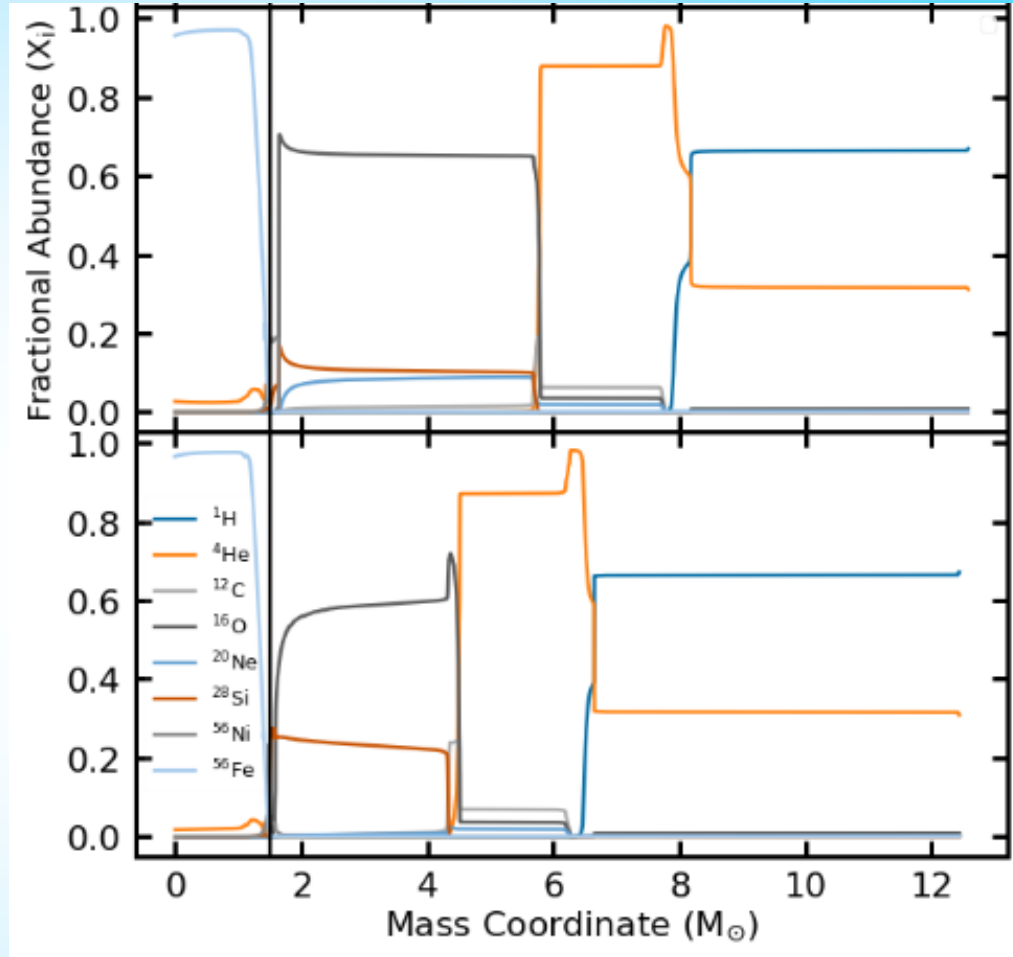
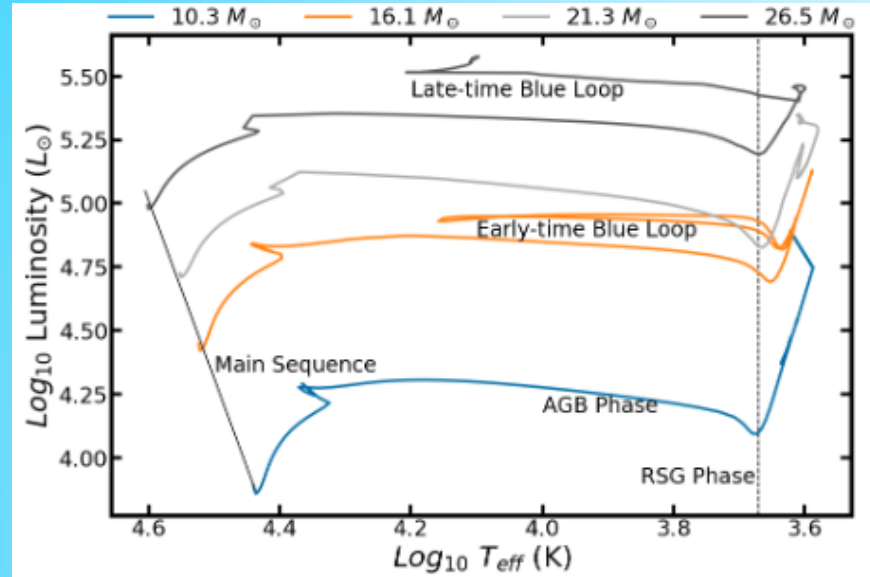


Расчеты
прародителей
для SN1987A.

1510.04643

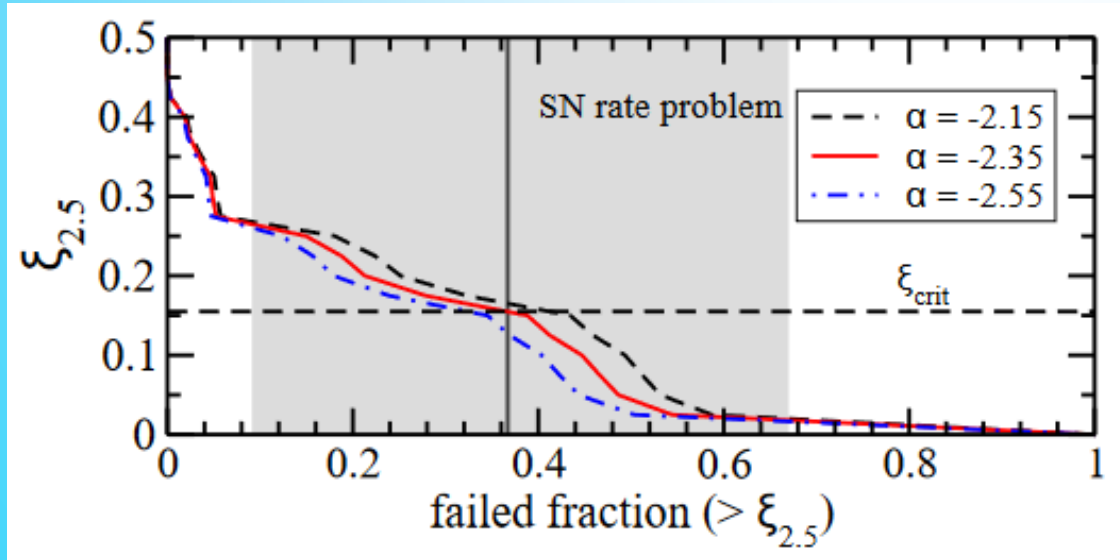
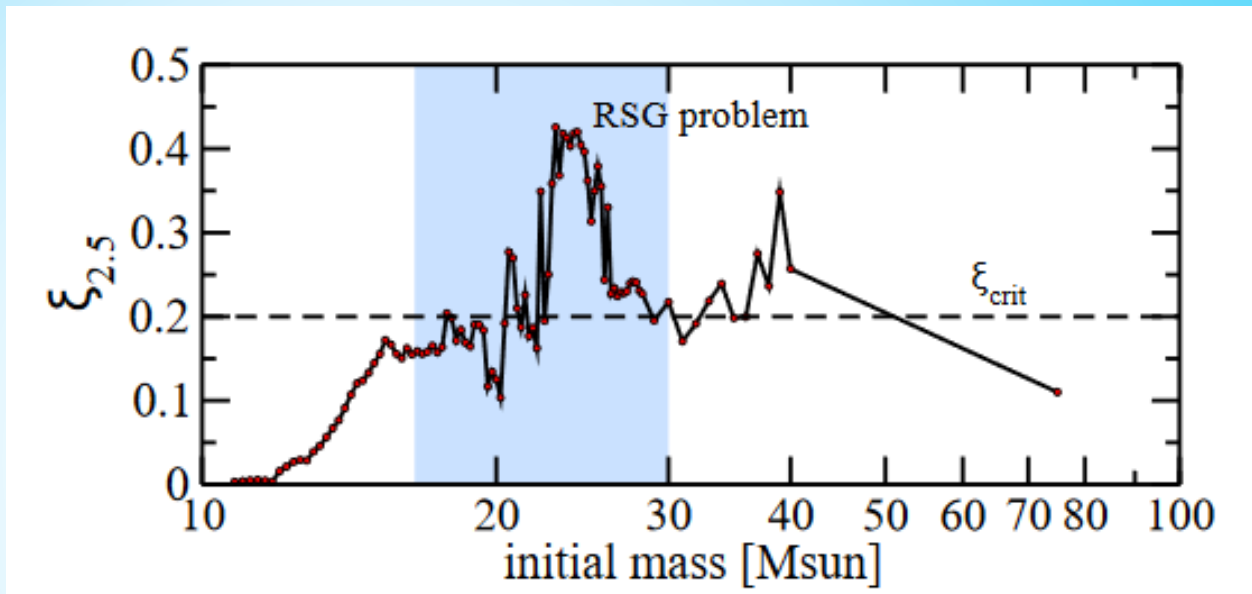
model	$M_{\text{preSN}}/M_{\odot}$	M_{He}/M_{\odot}	M_{CO}/M_{\odot}	$L/10^{38} \text{ erg s}^{-1}$	T_{eff}	$\zeta_{2.5}$	Z/Z_{\odot}	Rotation
W18	16.93	7.39	3.06	8.04	18000	0.10	1/3	Yes
N20	16.3	6	3.76	5.0	15500	0.12	low	No
S19.8	15.85	6.09	4.49	5.65	3520	0.13	1	No
W15	15	4.15	2.02	2.0	15300	-	1/4	No
W20	19.38	5.78	2.32	5.16	13800	0.059	1/3	No
W16	15.37	6.55	2.57	6.35	21700	0.11	1/3	Yes
W17	16.27	7.04	2.82	7.31	20900	0.11	1/3	Yes
W18x	17.56	5.12	2.12	4.11	19000	0.10	1/3	Yes
S18	14.82	5.39	3.87	4.83	3520	0.19	1	No

СТРУКТУРА ПРЕДСВЕРХНОВОЙ



2103.07980

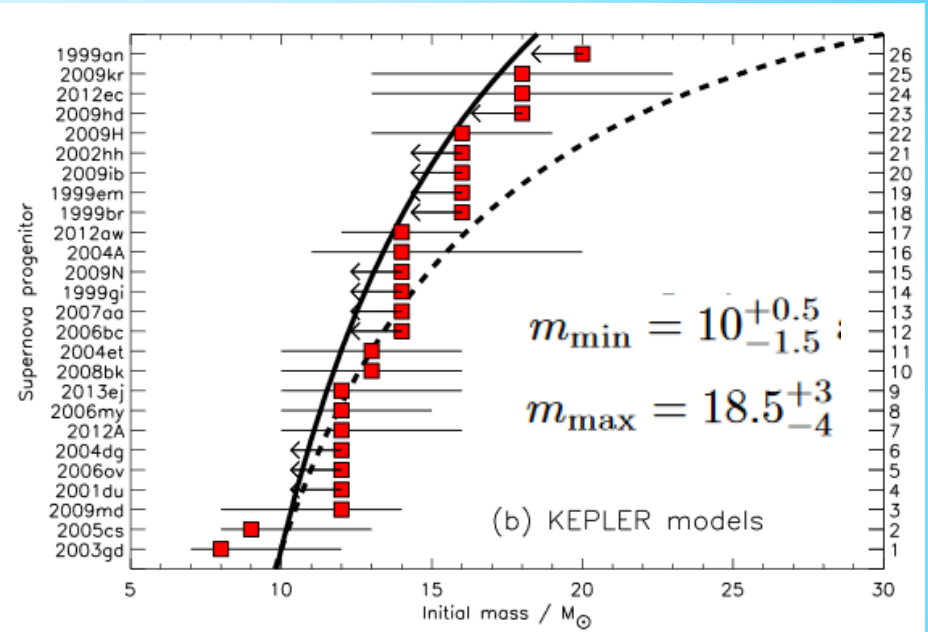
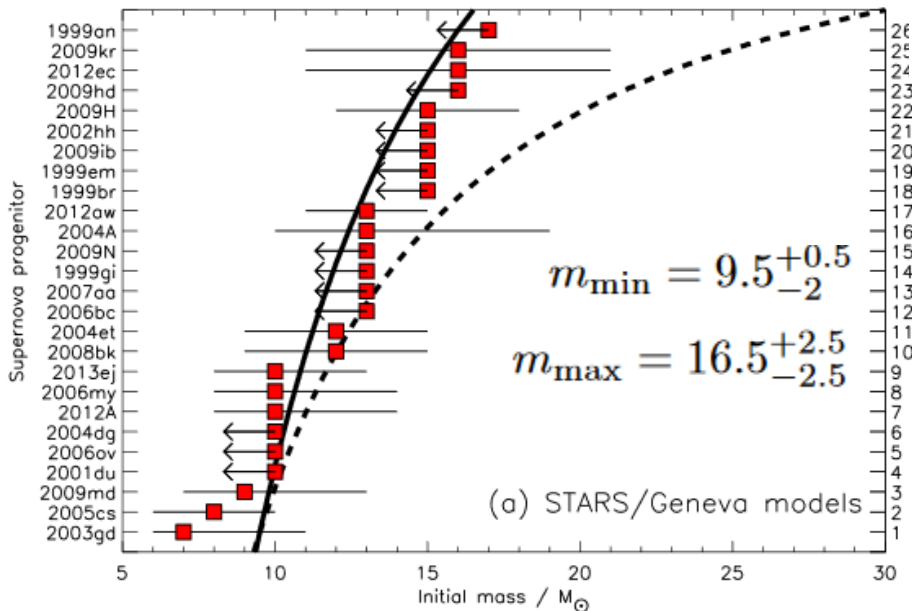
ПРОБЛЕМА НЕХВАТКИ КРАСНЫХ СВЕРХГИГАНТОВ



ПРЕДЕЛЬНАЯ МАССА?

Данные по прародителям позволяют оценить интервал масс, в котором происходят вспышки.

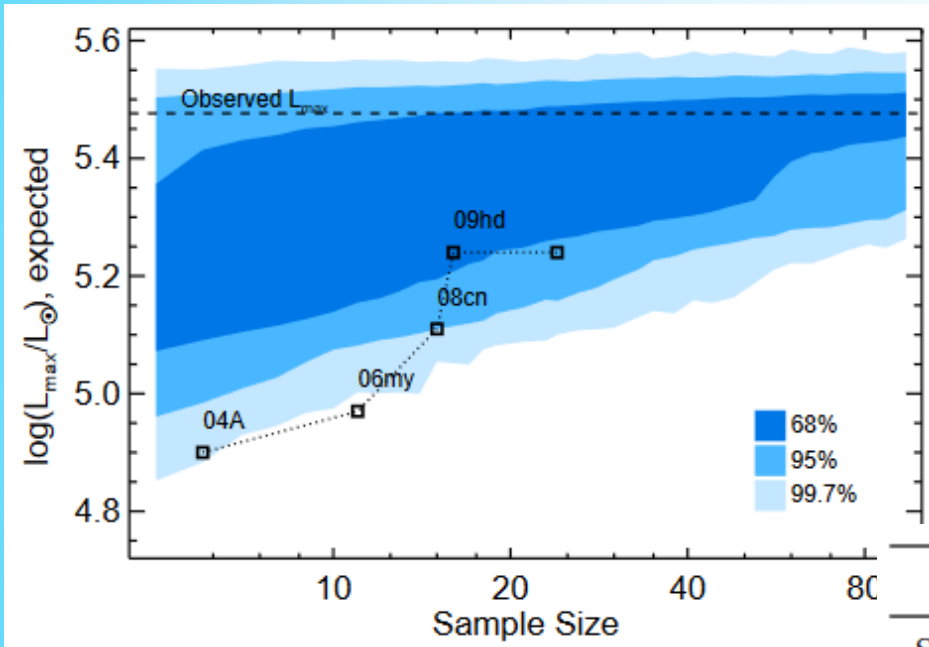
Вспышки могут давать и более массивные звезды, но их гораздо меньше.



Пунктирная линия – Солпитеровская функция.

ДИСКУССИЯ ПО ПРОБЛЕМЕ КРАСНЫХ ГИГАНТОВ

2001.06020 – проблема на уровне 2-сигма;
 2001.07216 – проблема остается

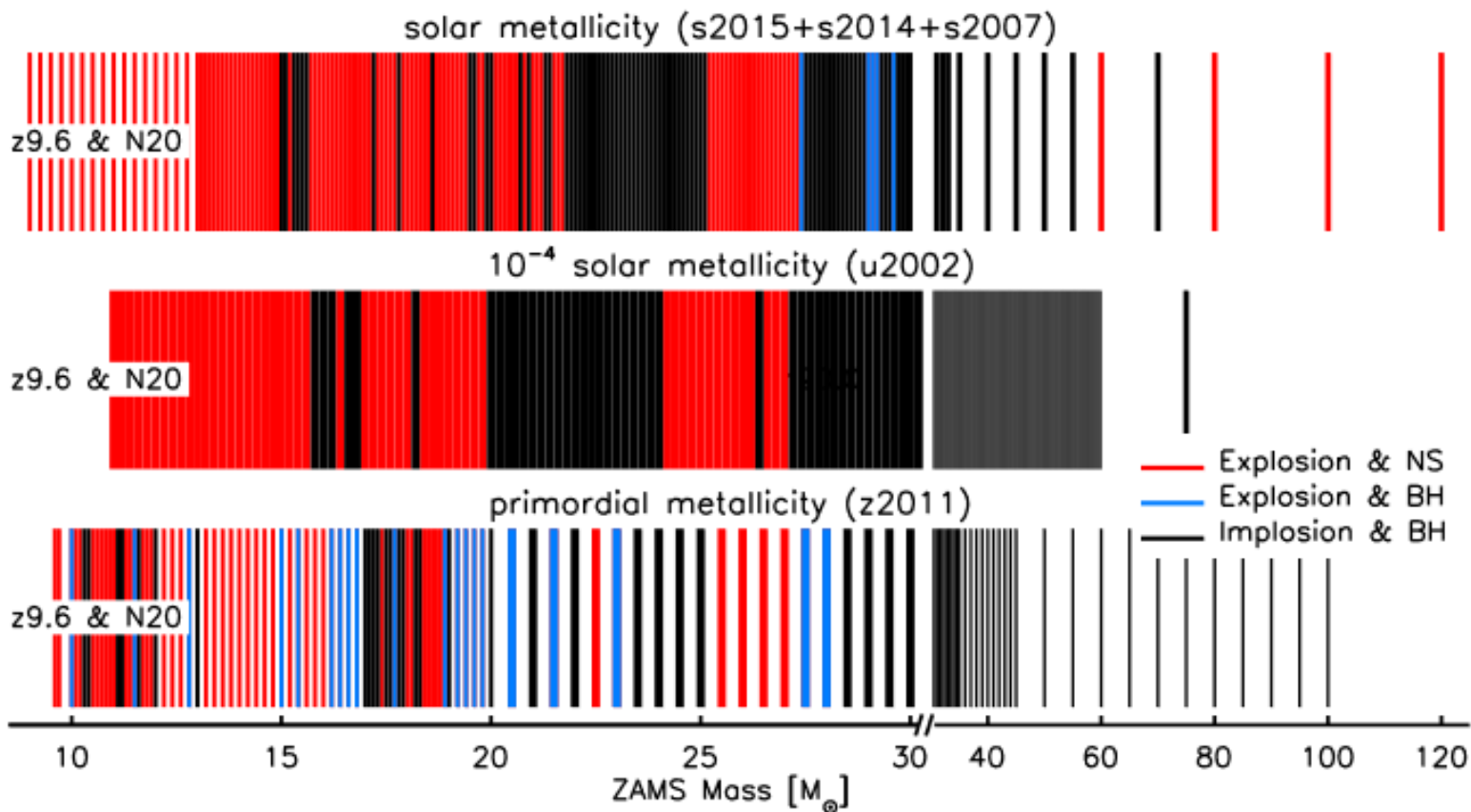


Решения:

- Изменения в звездной эволюции (часть массивных звезд взрываются не как красные сверхгиганты)
- Ошибки в определении светимости
- Статистика (см. рисунок)
- Нет СН для $M > M_h$

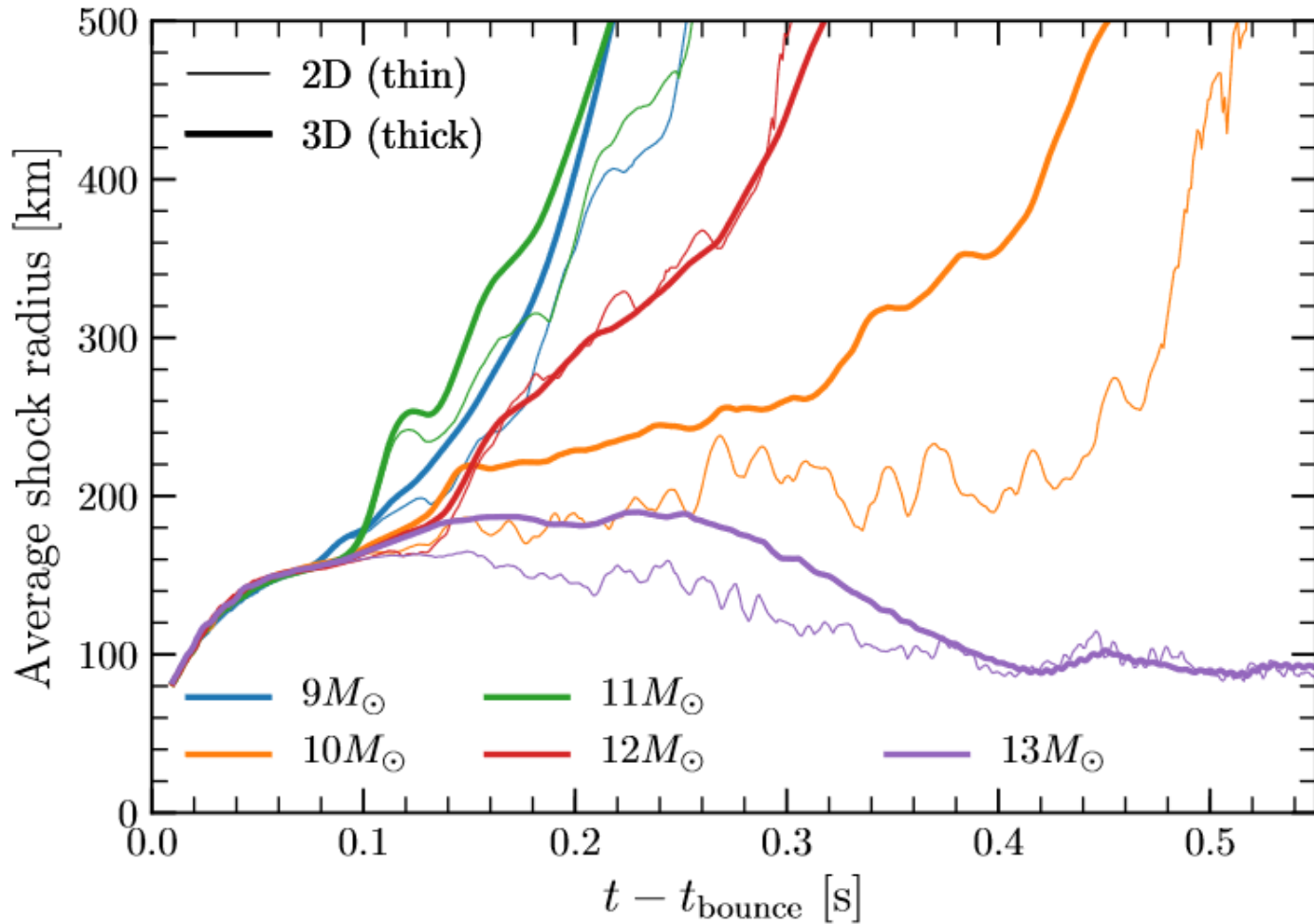
Model	$M(L)$	M_l/M_\odot	M_h/M_\odot
<u>Smartt (2015)</u>	ET04	$9.5^{+0.5}_{-2.0}$	$16.5^{+2.5}_{-2.5}$
<u>Davies & Beasor (2018)</u>	ET04	$7.5^{+0.3}_{-0.2}$	$19.0^{+2.5}_{-1.3}$
Davies	ET04	$7.49^{+0.25}_{-0.27}$	$19.05^{+2.22}_{-1.30}$
Bayes	ET04	$6.30^{+0.48}_{-0.54}$	$19.01^{+4.04}_{-2.04}$
<u>Smartt (2015)</u>	S18	$10.0^{+0.5}_{-1.5}$	$18.5^{+3.0}_{-4.0}$
Davies	S18	$8.38^{+0.28}_{-0.30}$	$21.33^{+2.48}_{-1.46}$
Bayes	S18	$7.06^{+0.54}_{-0.61}$	$21.28^{+4.52}_{-2.28}$

КТО КАК ВЗРЫВАЕТСЯ И ЧТО ДАЕТ?



Не стоит принимать этот результат, как окончательную истину. Кроме того, тут не отмечен случай взрыва с полным разлетом (термоядерный взрыв кислородного ядра массивных звезд).

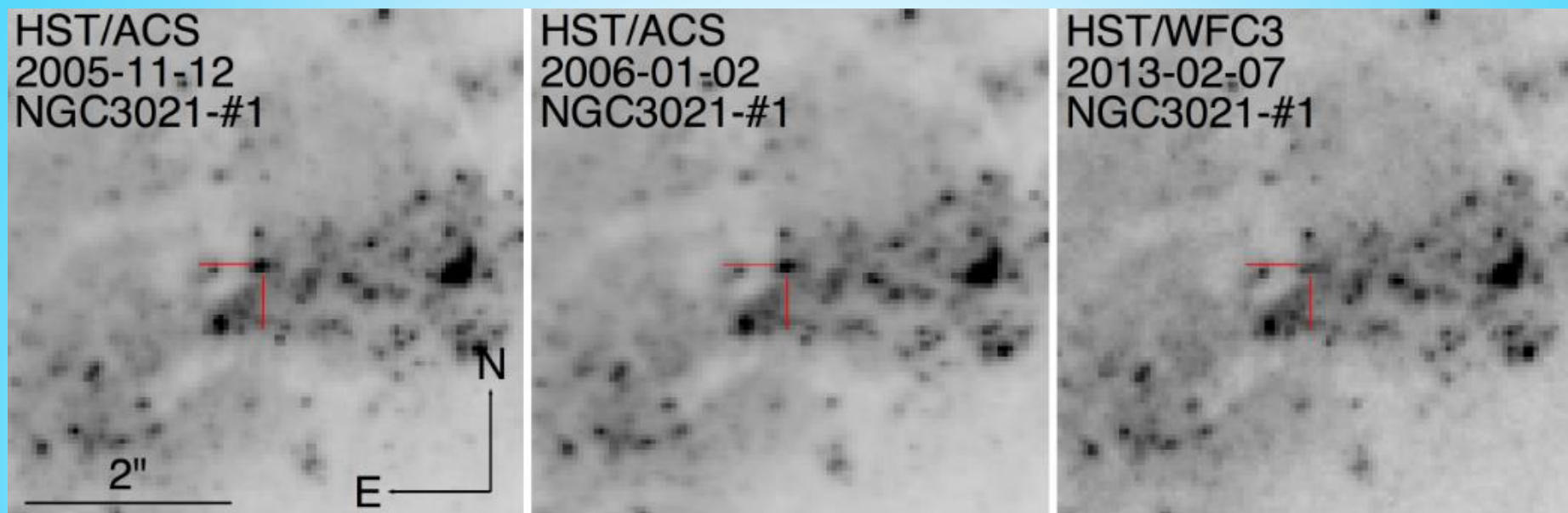
ПРИМЕР НЕДАВНИХ РАСЧЕТОВ



9, 10, 11 и 12 масс Солнца взрываются,
а 13 масс Солнца – нет.

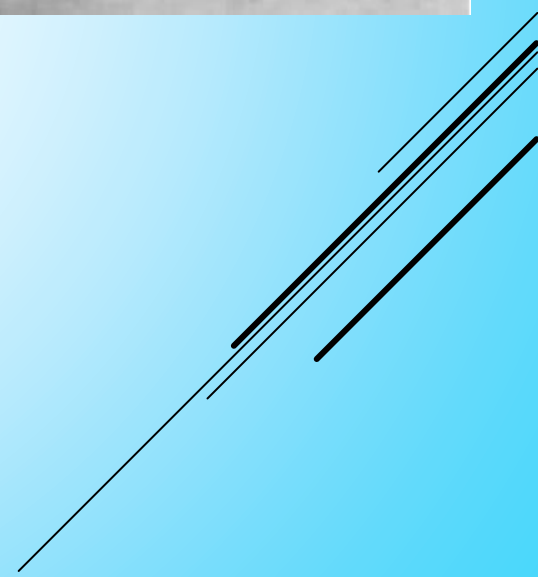
1902.00547

ИСЧЕЗНОВЕНИЕ ЖЕЛТОГО СВЕРХГИГАНТА

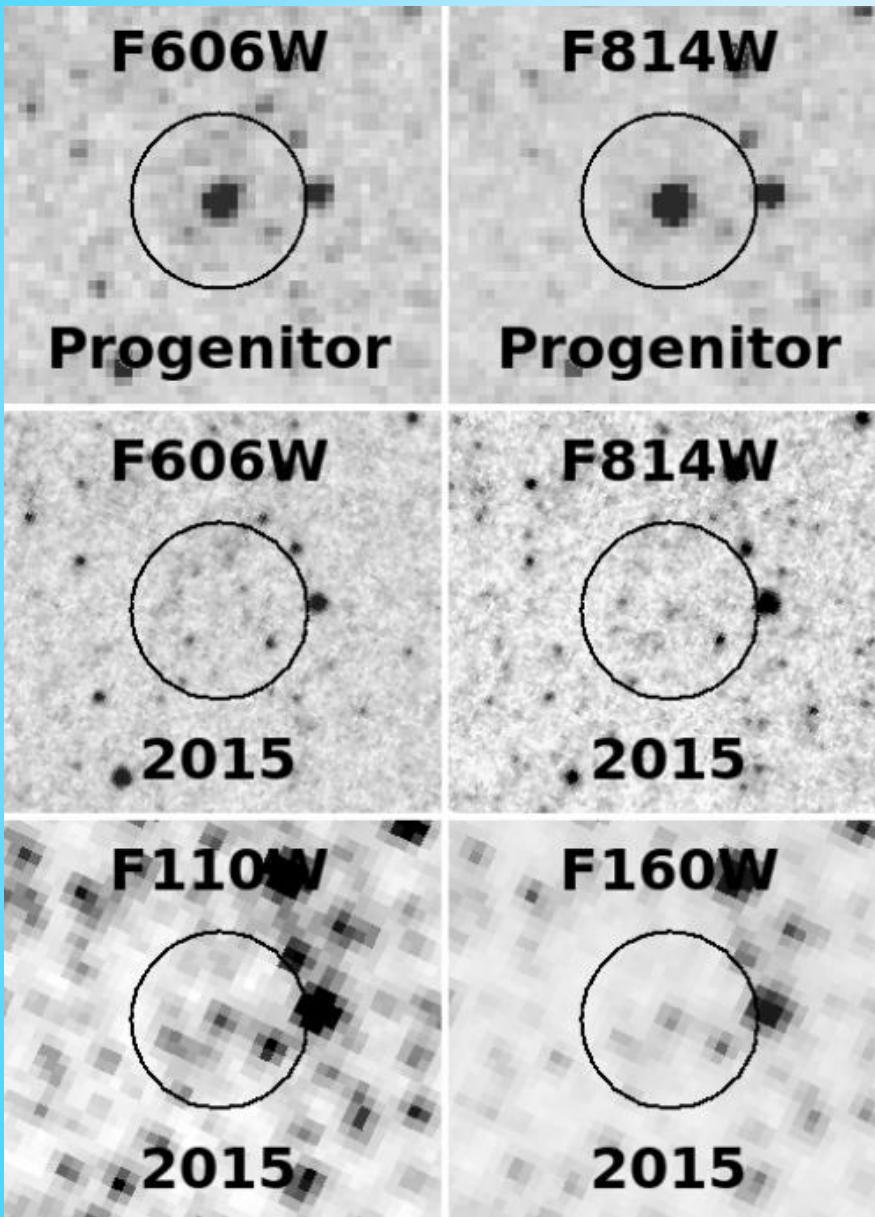


1507.05823

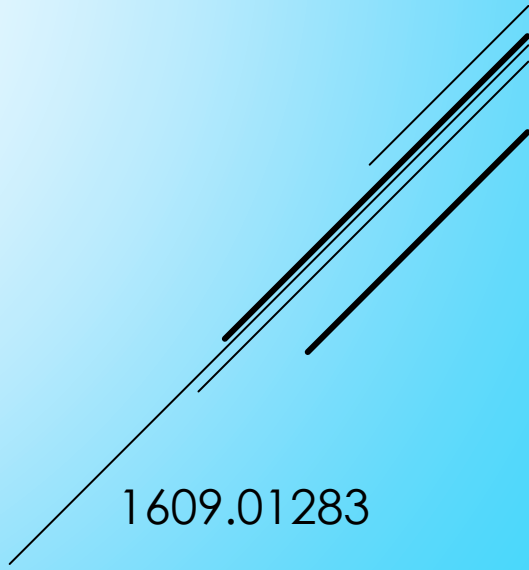
Масса 25-30 масс Солнца

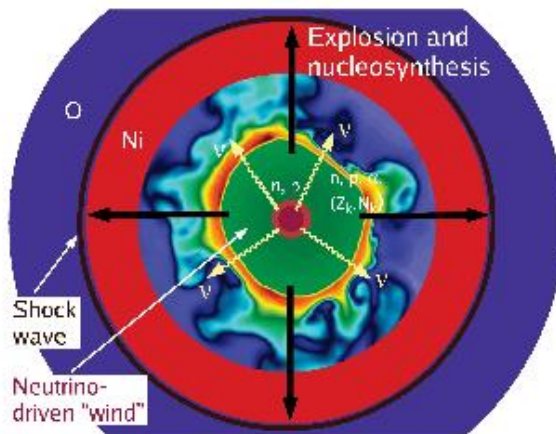
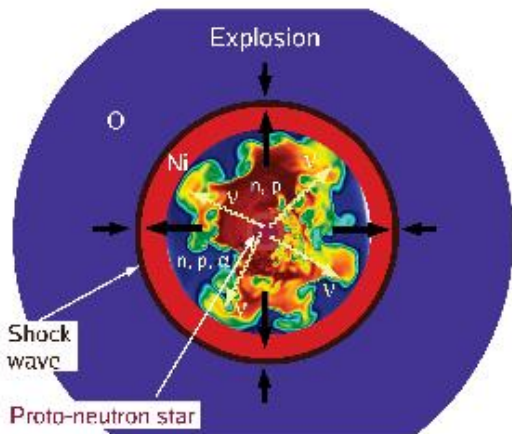
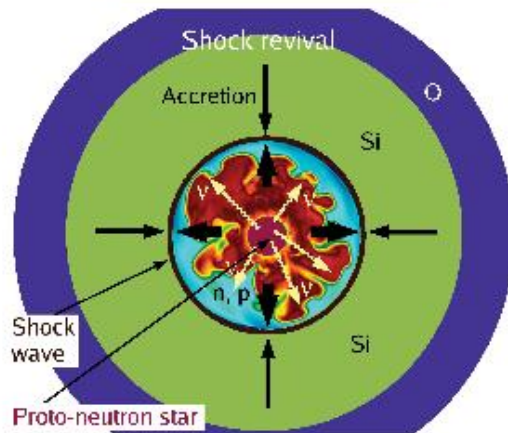
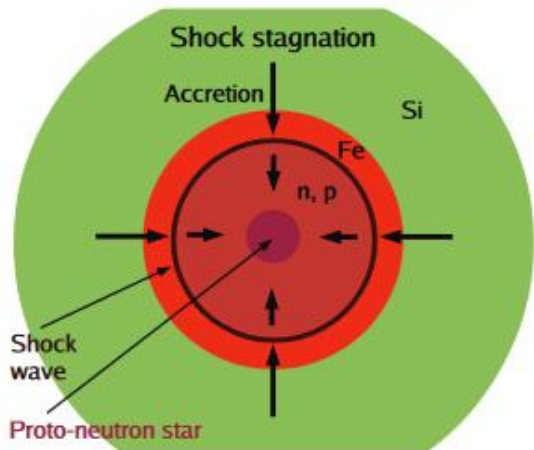
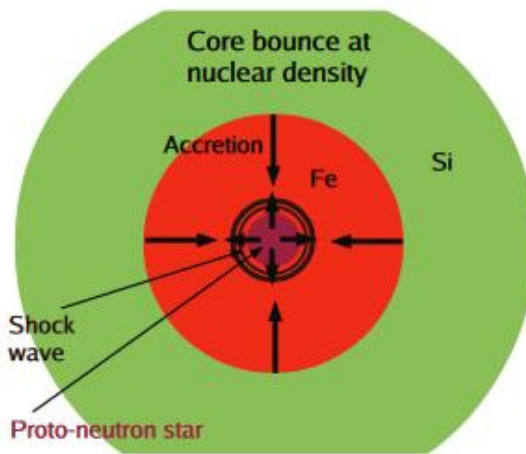
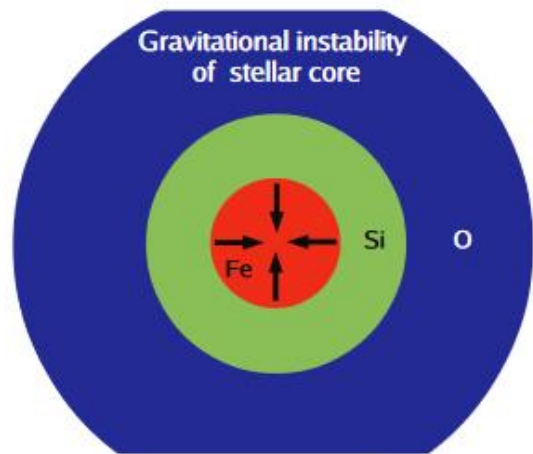


ИСЧЕЗНОВЕНИЕ КРАСНОГО СВЕРХГИГАНТА



25 масс Солнца.

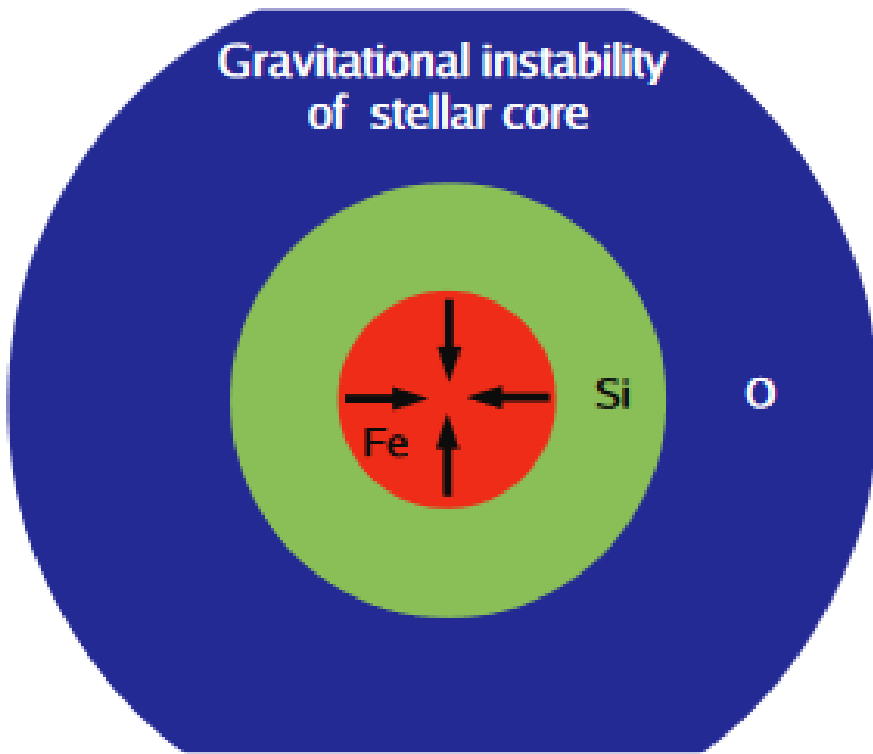




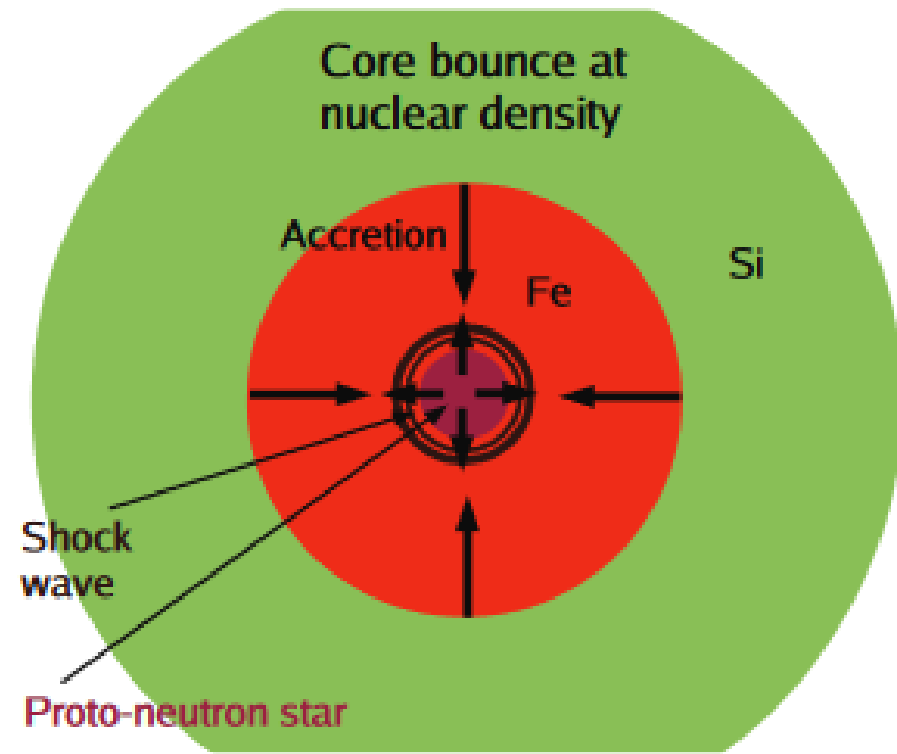
ОСНОВНЫЕ СТАДИИ
СВЕРХНОВОЙ С КОЛЛАПСОМ.

1211.1378

Gravitational instability of stellar core



Core bounce at nuclear density

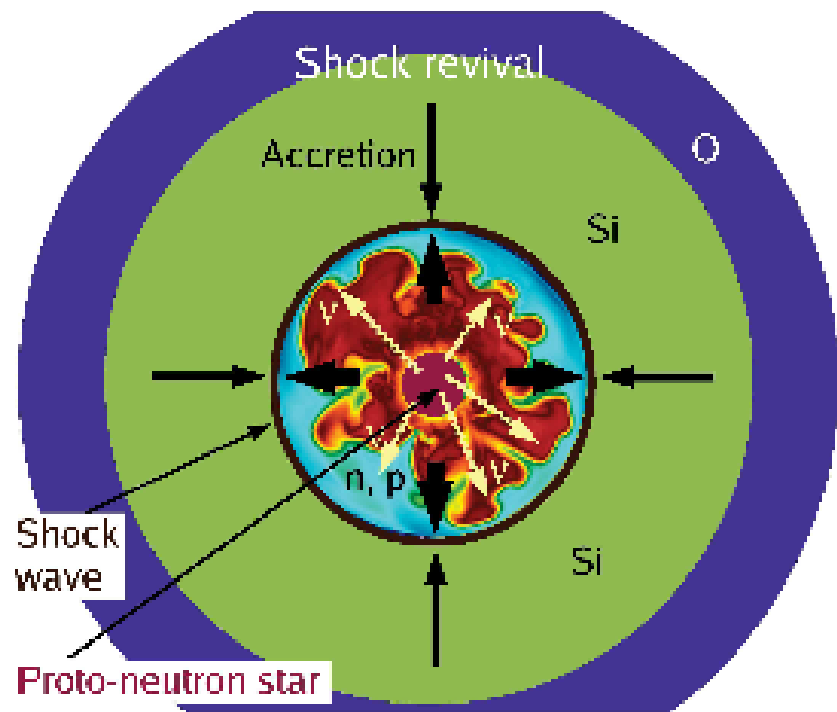
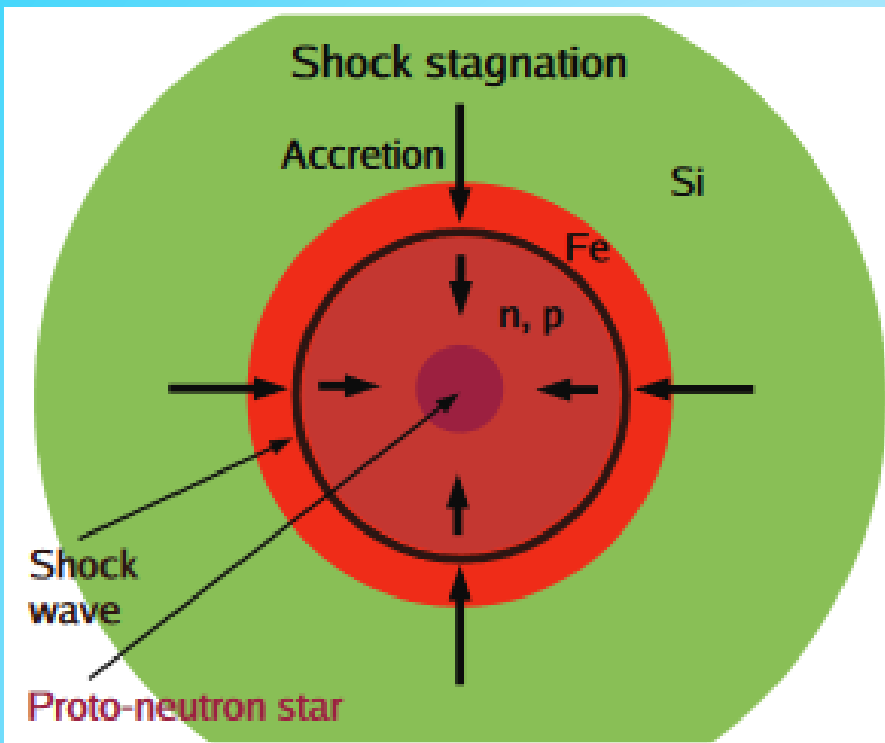


Коллапс начинается после потери устойчивости ядра звезды ($\gamma < 4/3$).

При плотности выше $\sim 10^{12}$ г/см³ нейтрино захвачены.

Сжатие продолжается до достижения плотности порядка ядерной. Возникает ударная волна, распространяющаяся наружу.

$$t_{\text{ff}} \sim \frac{1}{\sqrt{G\rho}} \sim \frac{0.004}{\sqrt{\rho_{12}}} \text{ s}$$

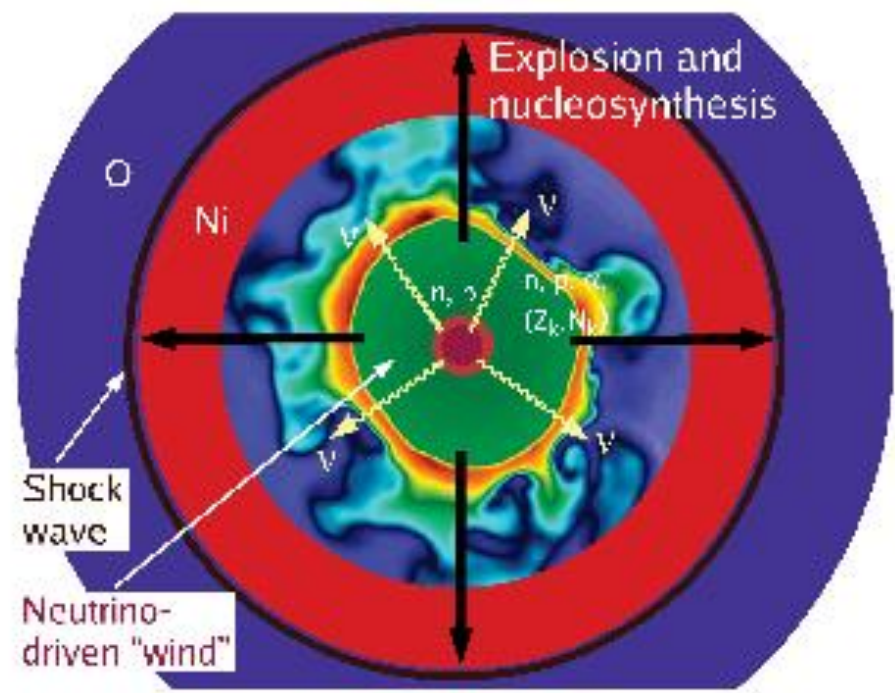
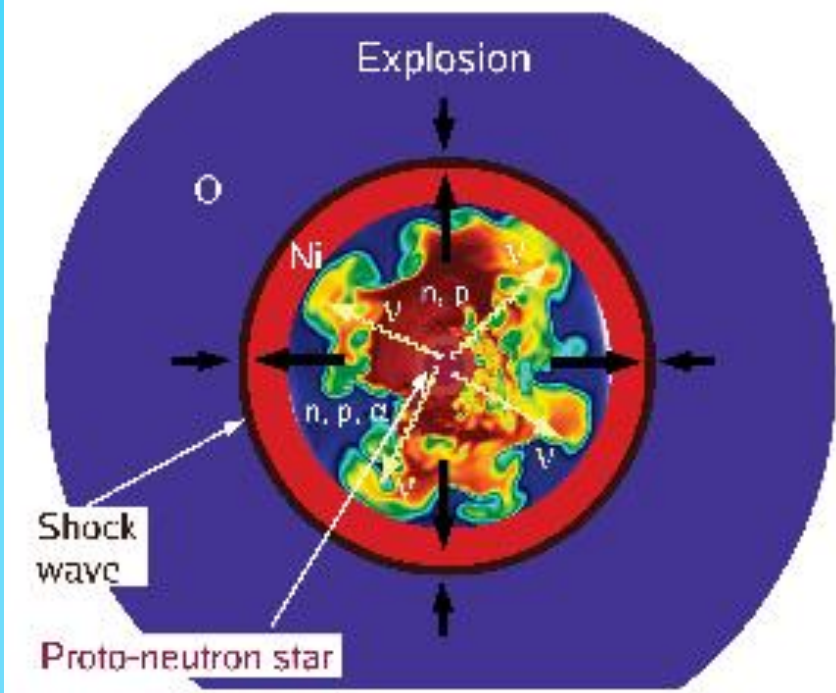


Энергии ударной волны не хватает для разлета звезды. Это происходит из-за того, что проходя по внешним частям железного ядра, волна расходует энергию на диссоциацию ядер железа.

Вещество, прошедшее волну, начинает двигаться к центру через 1-2 мсек после возникновения ударной волны (т.е., после «отскока»).

Необходим механизм для передачи дополнительной энергии ударной волне.





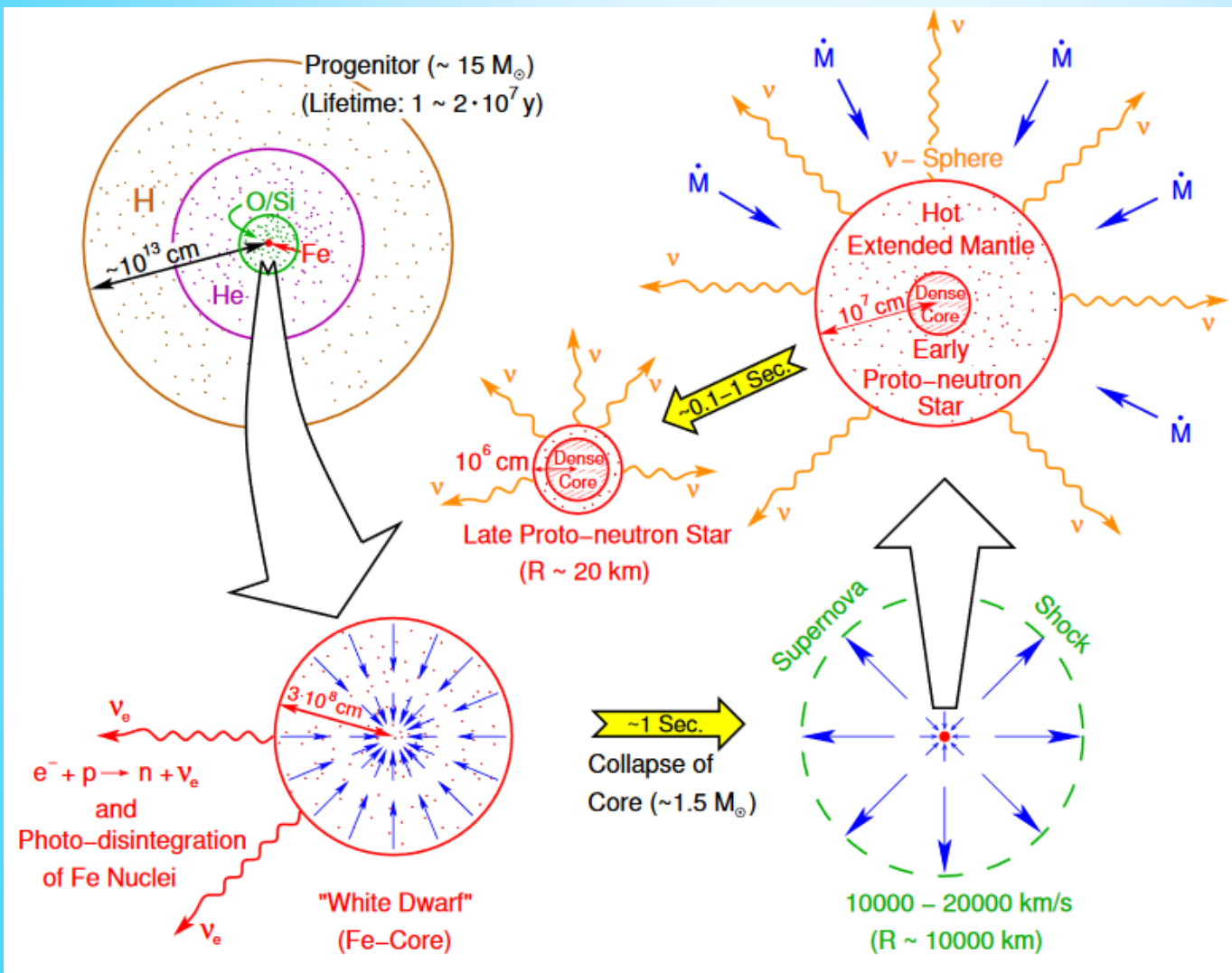
Волна останавливается на расстоянии $\sim 100-200$ км от центра.

Если энергия передана ударной волне, то происходит разлет внешних частей звезды.

В разлетающемся веществе возможен синтез тяжелых элементов. Он протекает по нескольким разным каналам.

$$R_{\text{diss}} = \frac{GMm_u}{8.8\text{MeV}} \gtrsim 160 \left(\frac{M}{M_{\odot}} \right) \text{ km,}$$

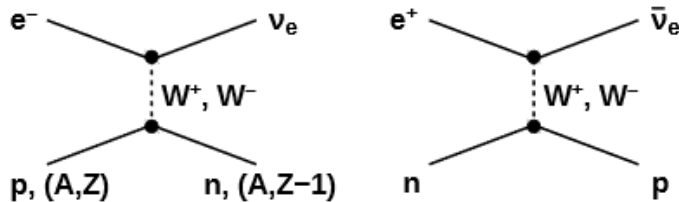
СТАДИИ СВЕРХНОВОЙ И НЕЙТРИНО



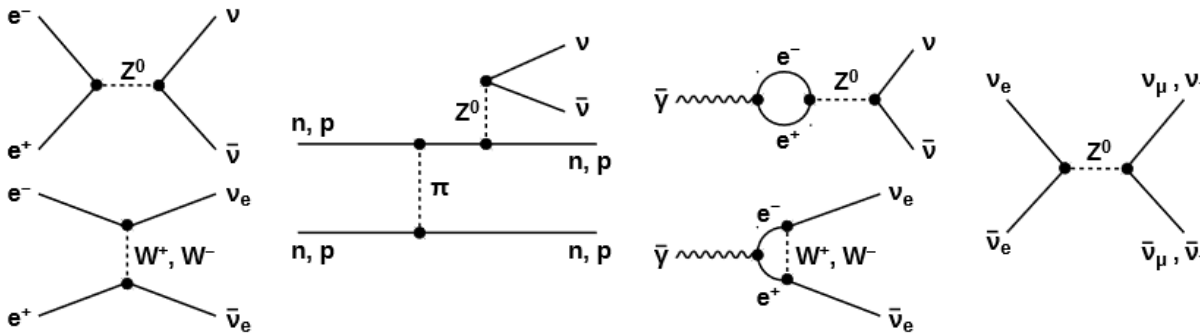
Neutrino Reactions in Supernovae

НЕЙТРИННЫЕ ПРОЦЕССЫ

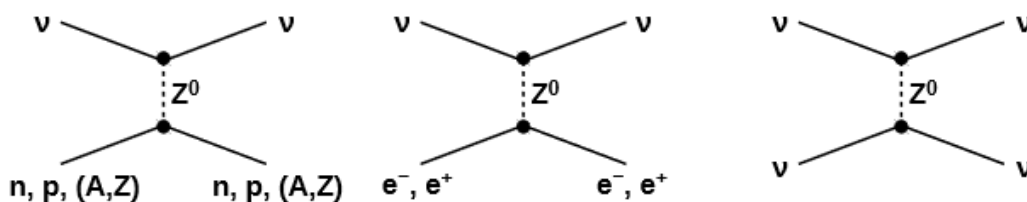
CC β -processes



Neutrino-pair ("thermal") processes



NC scattering processes ($\nu = \nu_e, \bar{\nu}_e, \nu_\mu, \bar{\nu}_\mu, \nu_\tau, \bar{\nu}_\tau$)



Beta processes:

- $e^- + p \rightleftharpoons n + \nu_e$
- $e^+ + n \rightleftharpoons p + \bar{\nu}_e$
- $e^- + A \rightleftharpoons \nu_e + A^*$

Neutrino scattering:

- $\nu + n, p \rightleftharpoons \nu + n, p$
- $\nu + A \rightleftharpoons \nu + A$
- $\nu + e^\pm \rightleftharpoons \nu + e^\pm$

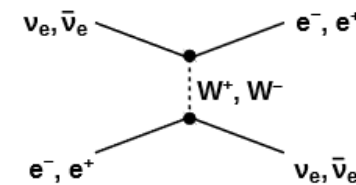
Thermal pair processes:

- $N + N \rightleftharpoons N + N + \nu + \bar{\nu}$
- $e^+ + e^- \rightleftharpoons \nu + \bar{\nu}$

Neutrino-neutrino reactions:

- $\nu_x + \nu_e, \bar{\nu}_e \rightleftharpoons \nu_x + \nu_e, \bar{\nu}_e$
($\nu_x = \nu_\mu, \bar{\nu}_\mu, \nu_\tau, \text{ or } \bar{\nu}_\tau$)
- $\nu_e + \bar{\nu}_e \rightleftharpoons \nu_{\mu,\tau} + \bar{\nu}_{\mu,\tau}$

CC scattering process



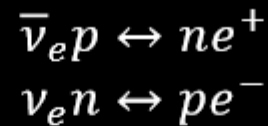
1211.1378

1702.08713

ЭЛЕКТРОННЫЕ И ... ПРОЧИЕ

Electron flavor (ν_e and $\bar{\nu}_e$)

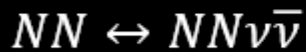
Thermal Equilibrium



Free streaming

Neutrino sphere

Other flavors ($\nu_\mu, \bar{\nu}_\mu, \nu_\tau, \bar{\nu}_\tau$)



Scattering Atmosphere



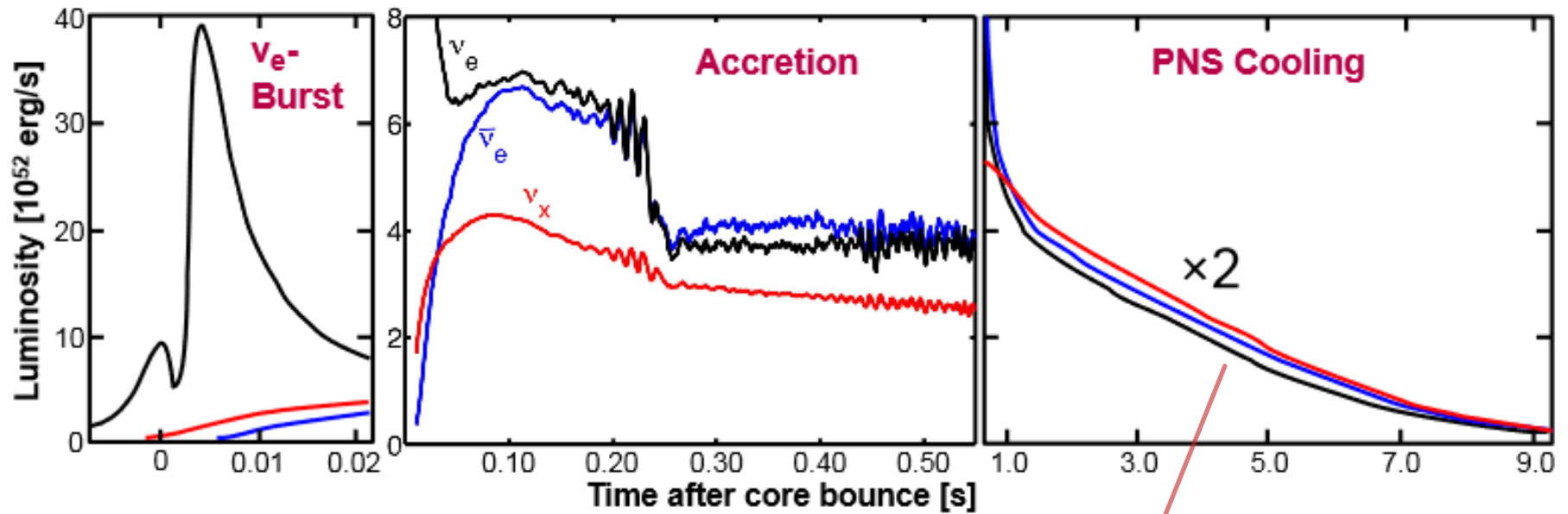
Diffusion

Free streaming

Energy sphere

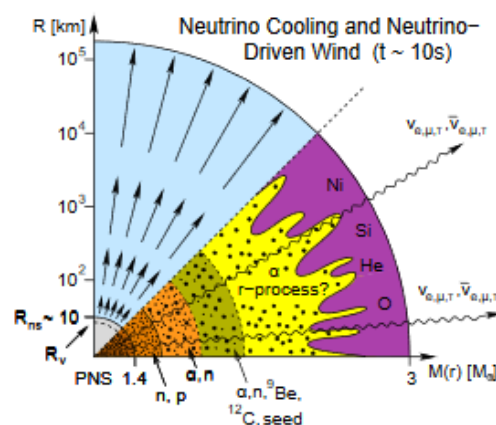
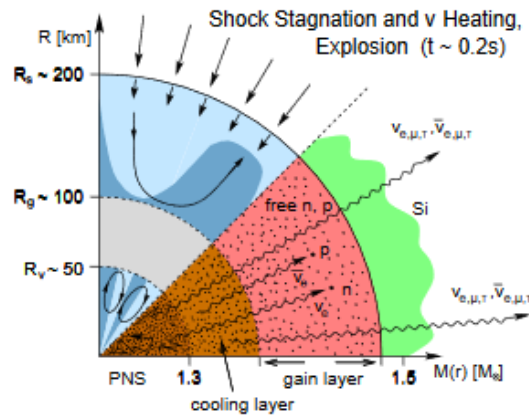
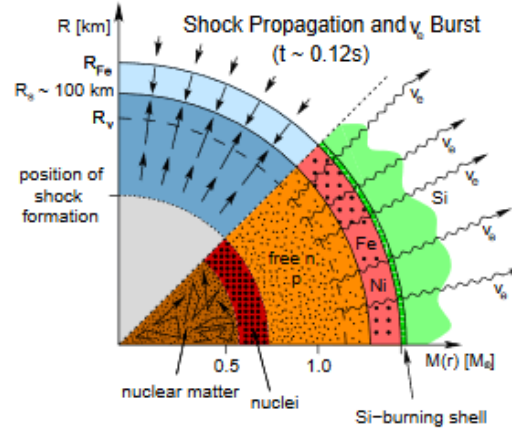
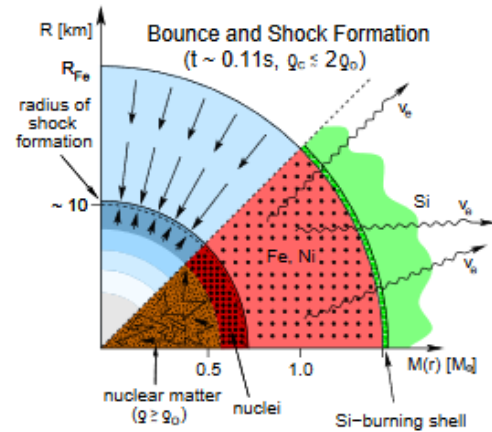
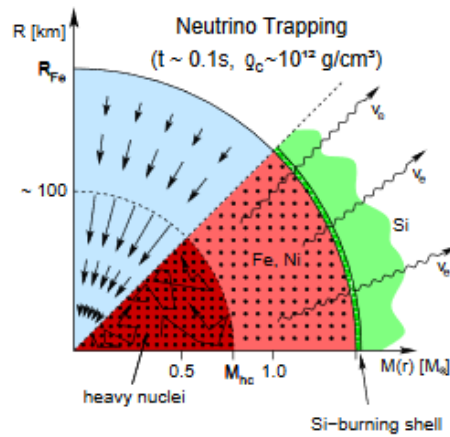
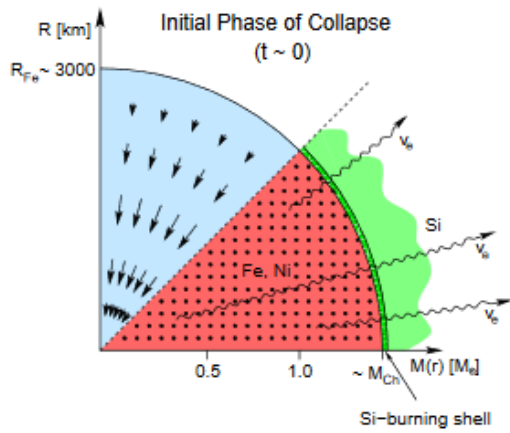
Transport sphere

НЕЙТРИННАЯ СВЕТИМОСТЬ



$$L_{\nu}^{\text{tot}} \equiv \sum_{i=e,\mu,\tau} L_{\nu_i} + L_{\bar{\nu}_i} \sim \frac{E_b}{t_E} \sim \text{several } 10^{52} \text{ erg s}^{-1}.$$

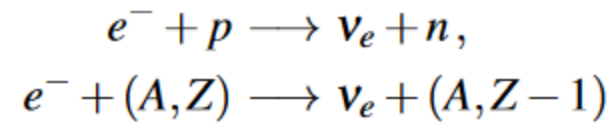
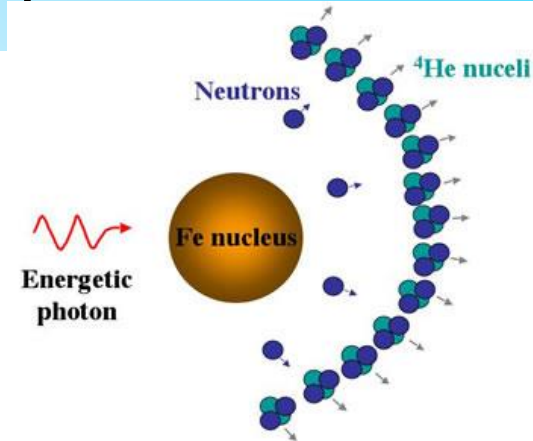
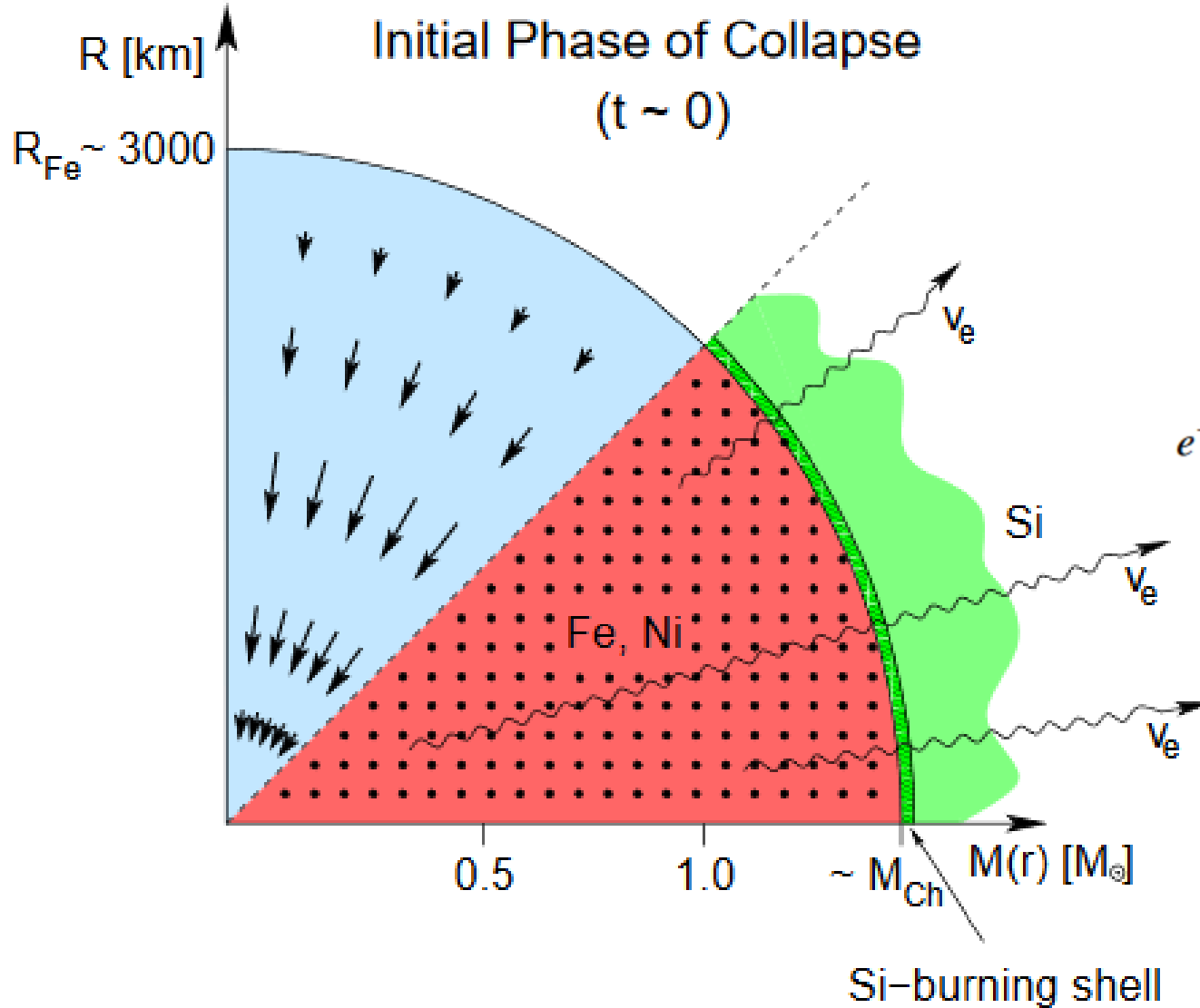
Типичная энергия нейтрино ~ 10 МэВ.



Основные стадии:

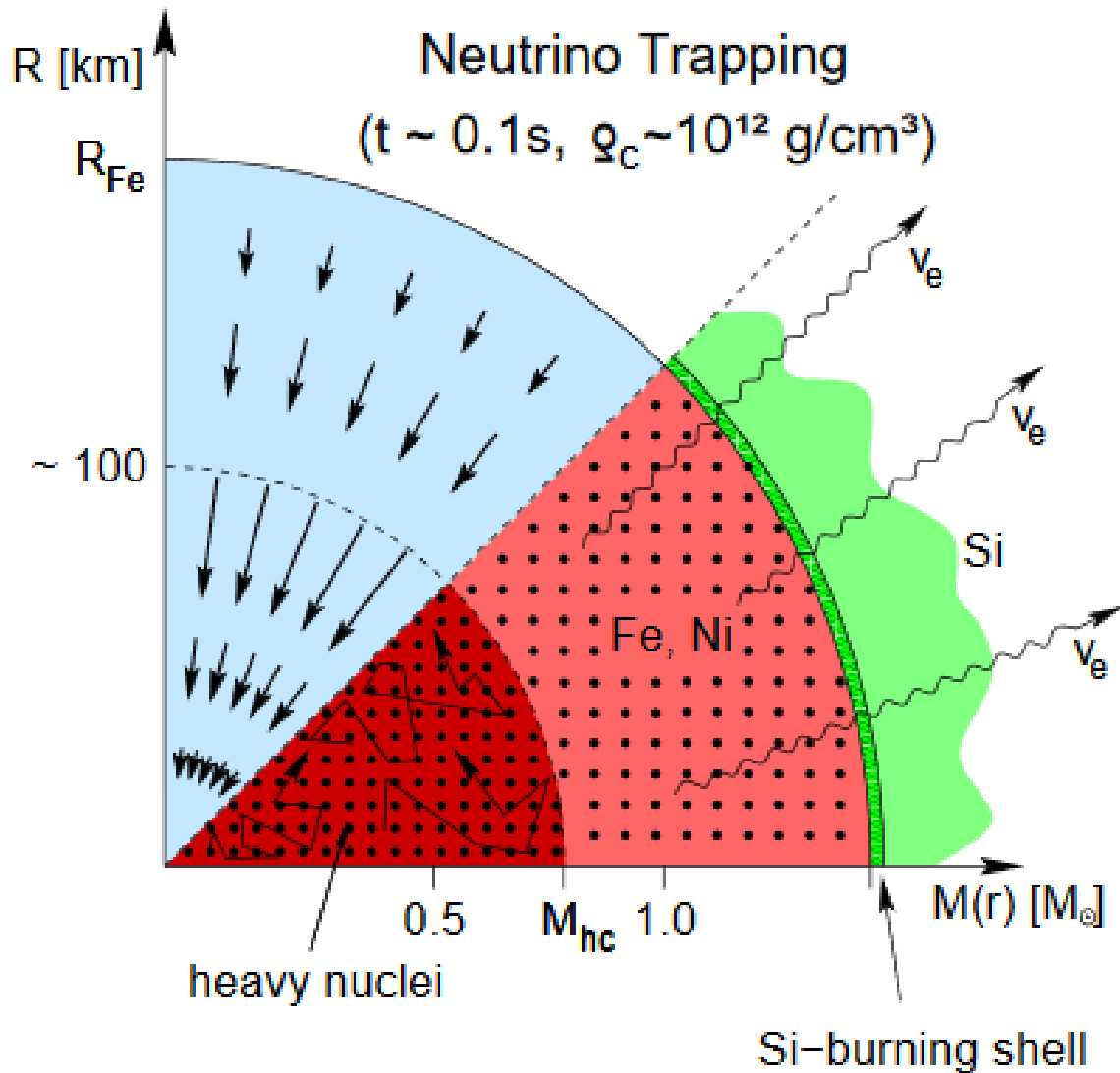
1. Начальная фаза коллапса;
2. Захват нейтрино;
3. Отскок и формирование ударной волны;
4. Движение ударной волны и нейтринный всплеск;
5. Замедление ударной волны и нейтринный нагрев;
6. Нейтринной охлаждение и нейтринный ветер.

НАЧАЛЬНАЯ ФАЗА КОЛЛАПСА



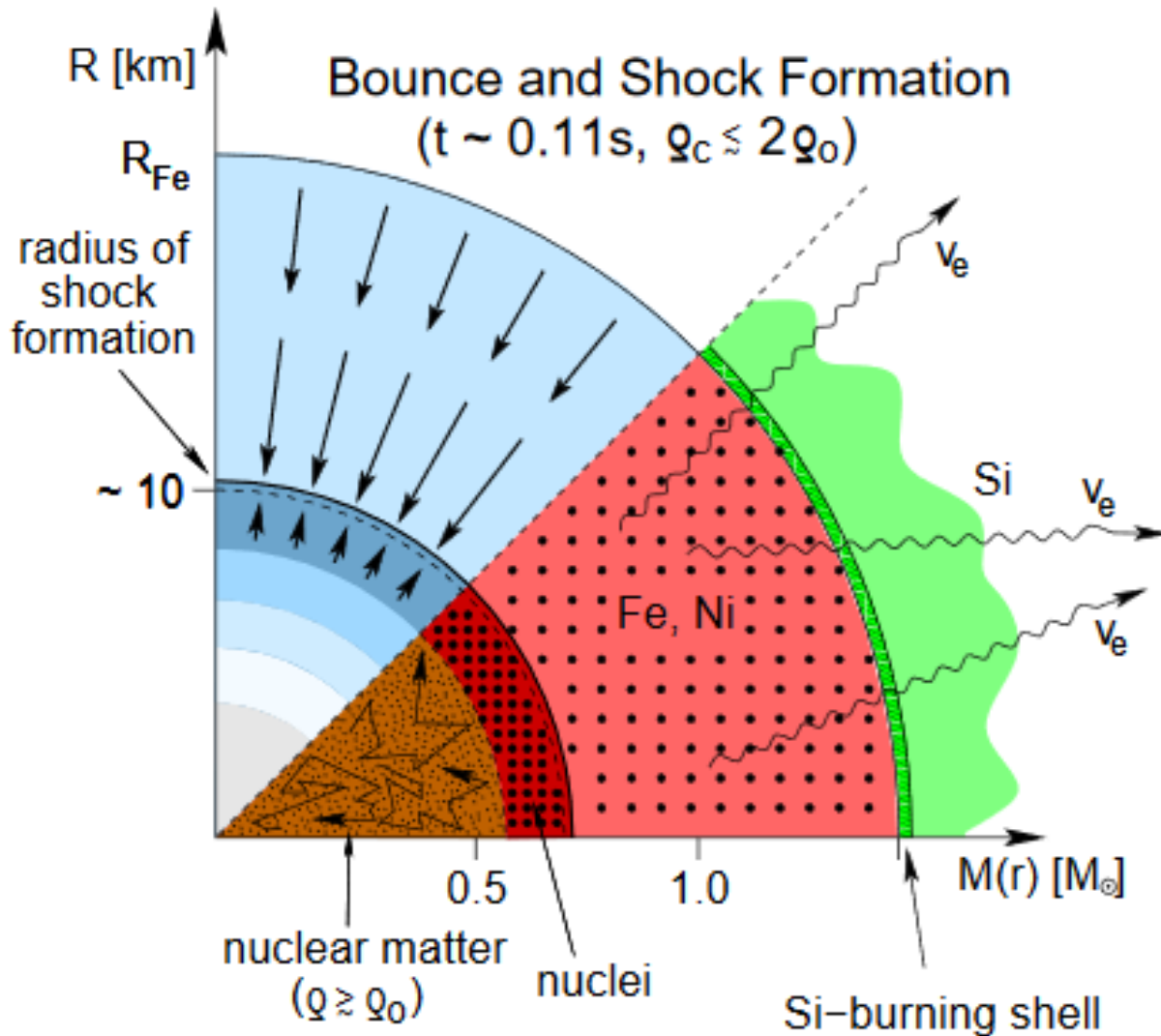
КОЛЛАПС
НАЧИНАЕТСЯ,
КОГДА $\gamma < 4/3$.

ЗАХВАТ НЕЙТРИНО



$$M_{\text{hc}} \lesssim M_{\text{Ch}} = 1.457 (2Y_e)^2 M_{\odot}$$

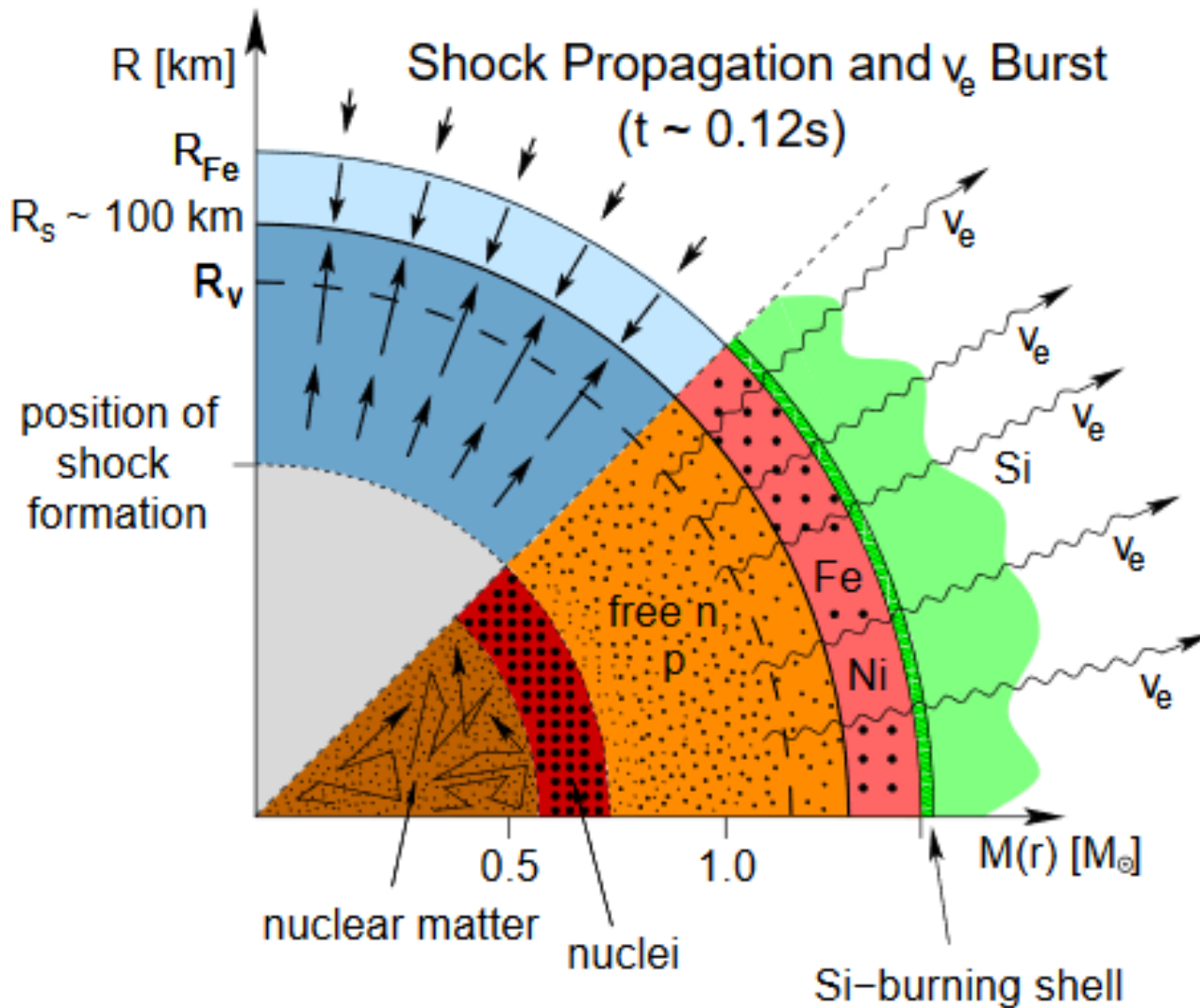
ОТСКОК И ФОРМИРОВАНИЕ УДАРНОЙ ВОЛНЫ



Коллапс после захвата нейтрино перед отскоком идет на масштабе свободного падения до достижения ядерной плотности.

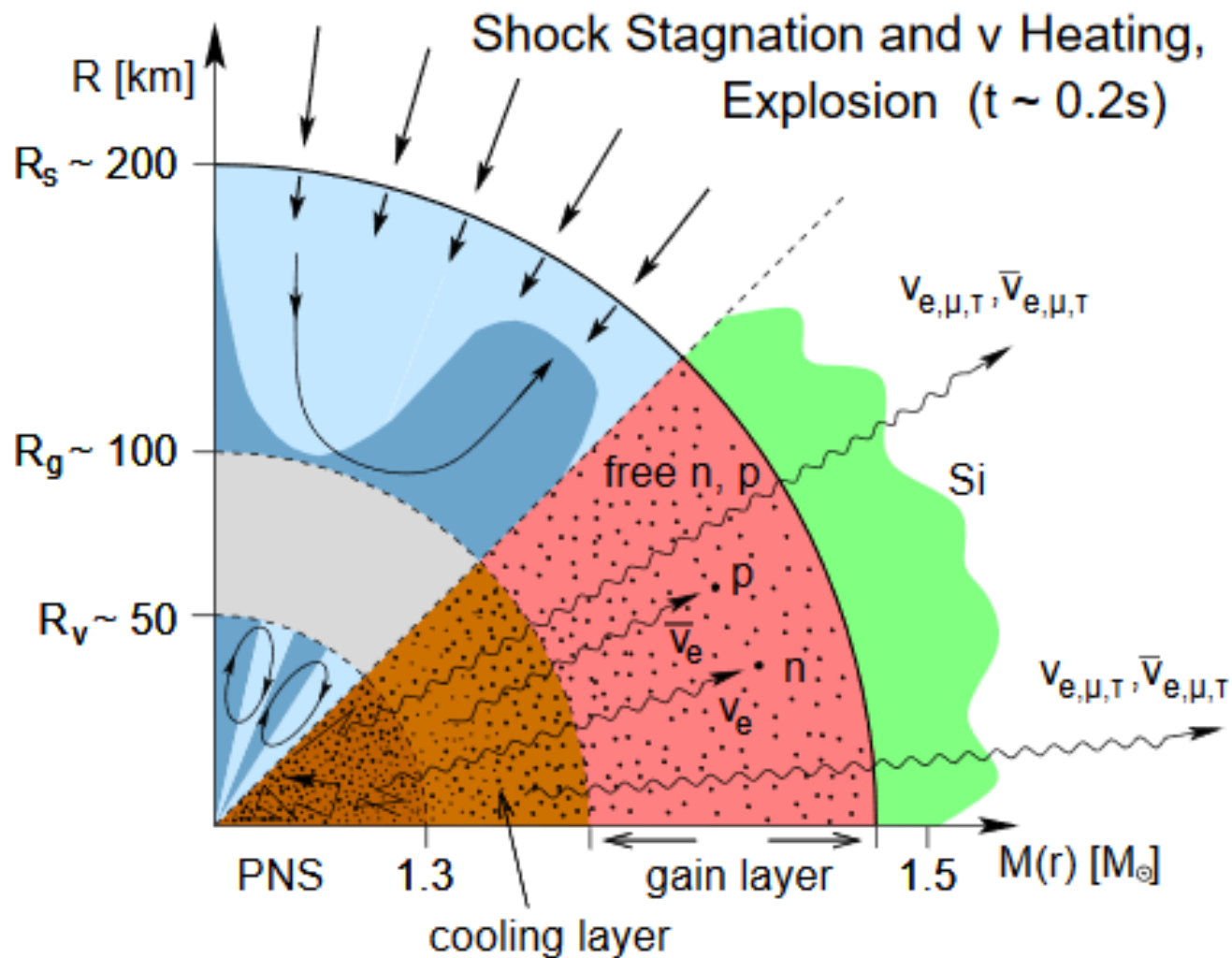
$$t_{\text{ff}} \sim \frac{1}{\sqrt{G\rho}} \sim \frac{0.004}{\sqrt{\rho_{12}}} \text{ s}$$

ДВИЖЕНИЕ УДАРНОЙ ВОЛНЫ И НЕЙТРИННЫЙ ВСПЛЕСК



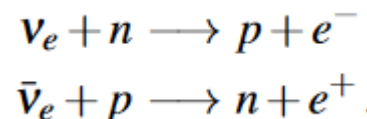
Когда ударная волна достигает области с низкой плотностью происходит нейтринный всплеск, т.к. ранее нейтрино были захвачены.

ЗАМЕДЛЕНИЕ УДАРНОЙ ВОЛНЫ И НЕЙТРИННЫЙ НАГРЕВ

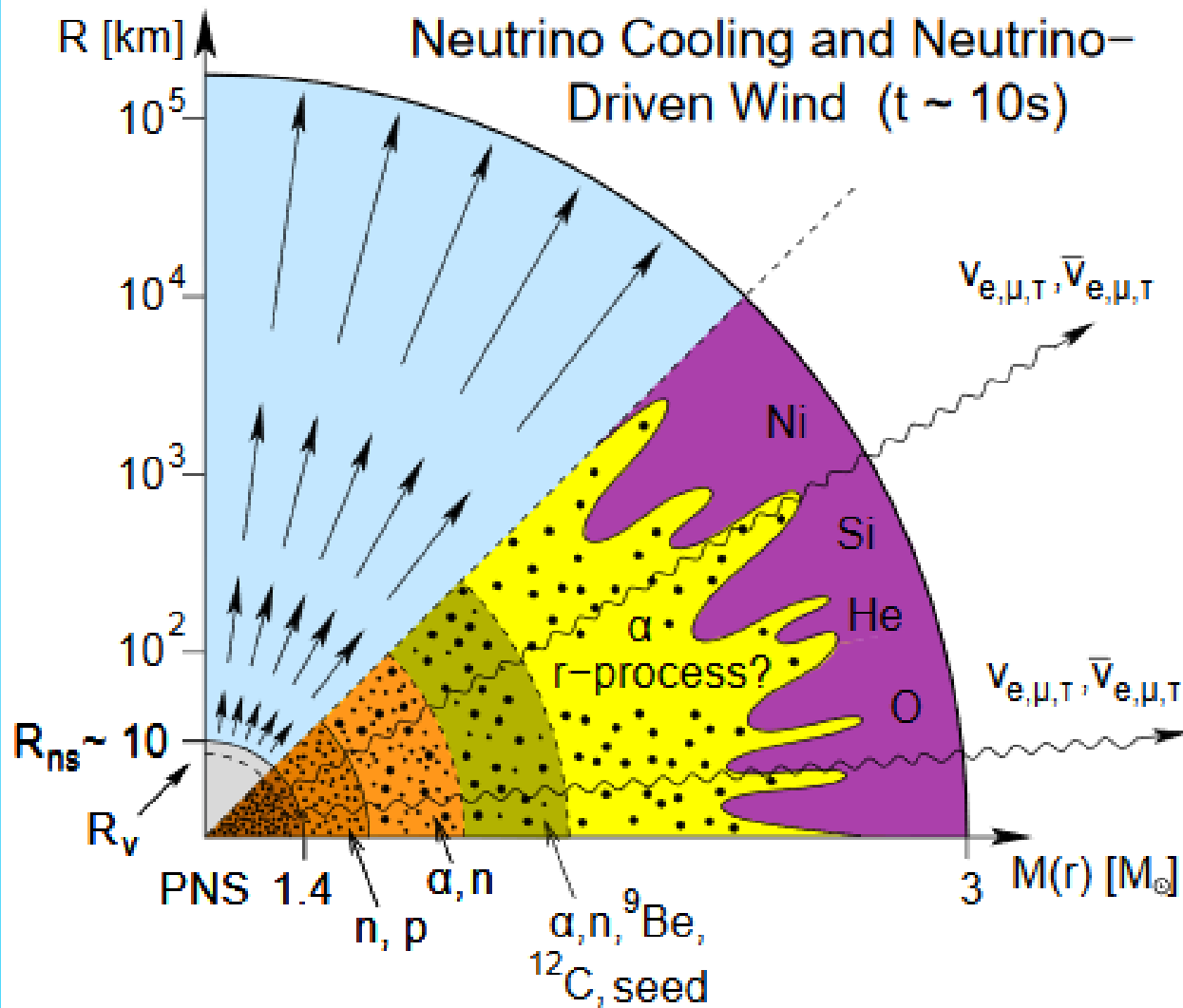


Из-за диссоциации ядер железа ударная волна замедляется. 8.8 МэВ на нуклон, т.е. $1.7 \cdot 10^{51}$ эрг для 0.1 массы Солнца.

Нейтрино могут передать свою энергию волне.



НЕЙТРИННОЕ ОХЛАЖДЕНИЕ И НЕЙТРИННЫЙ ВЕТЕР



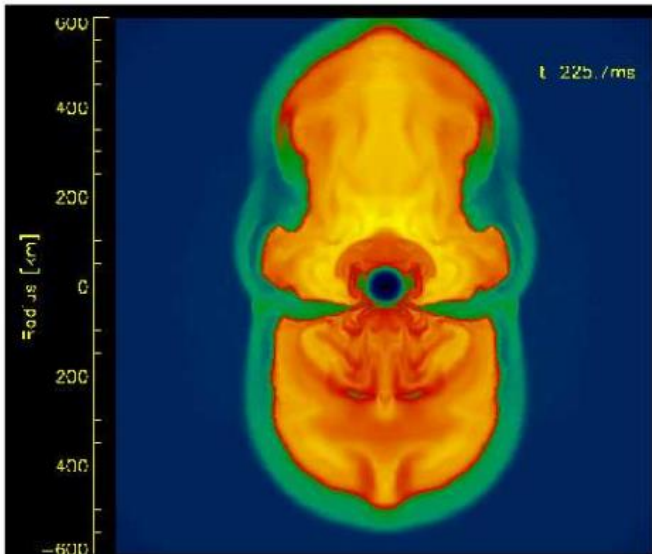
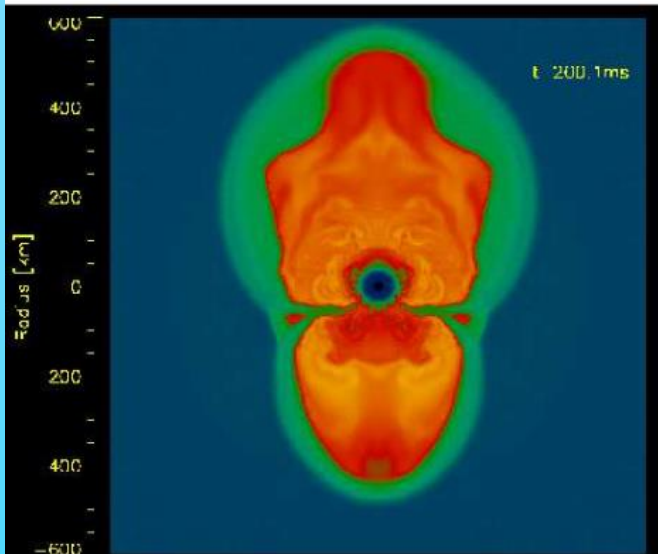
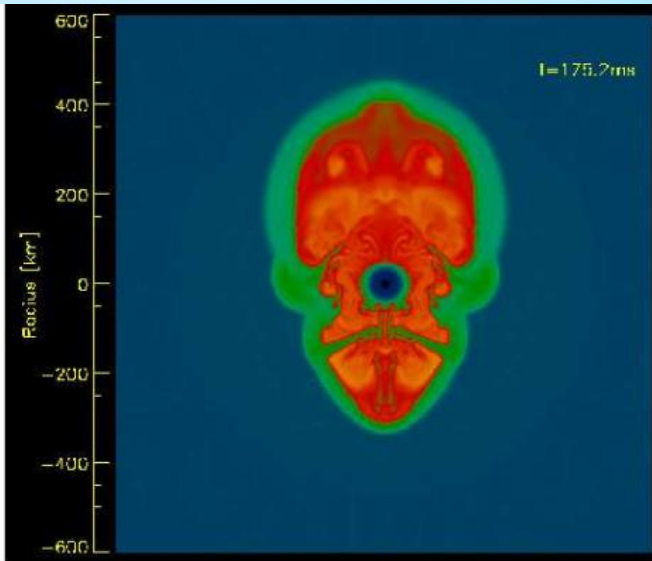
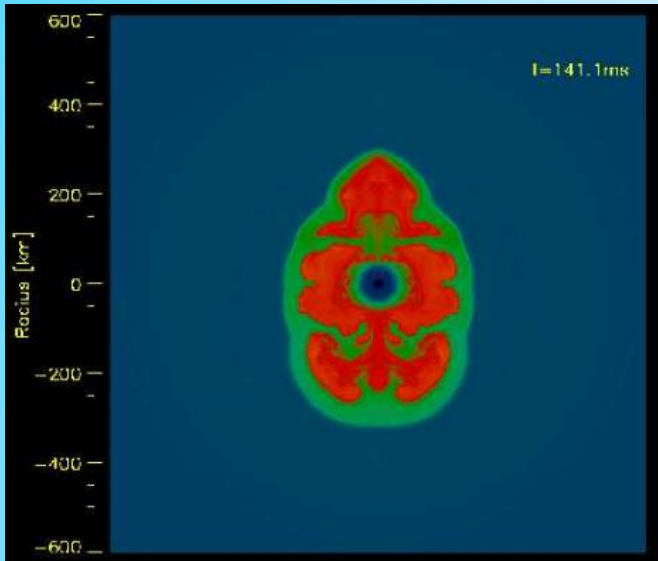
$$t_E \sim \frac{3R_{ns}^2}{\pi^2 c \lambda_0} \frac{E_{th}^0}{2E_\nu^0} \sim 10 \text{ s},$$

$$\lambda_0 = \frac{1}{n_b \langle \sigma_\nu \rangle} \sim$$

$$10 \text{ cm} \left(\frac{E}{100 \text{ MeV}} \right)^{-2}$$

$$\left(\frac{M_{ns}}{1.5 M_\odot} \right)^{-1} \left(\frac{R_{ns}}{10 \text{ km}} \right)^3$$

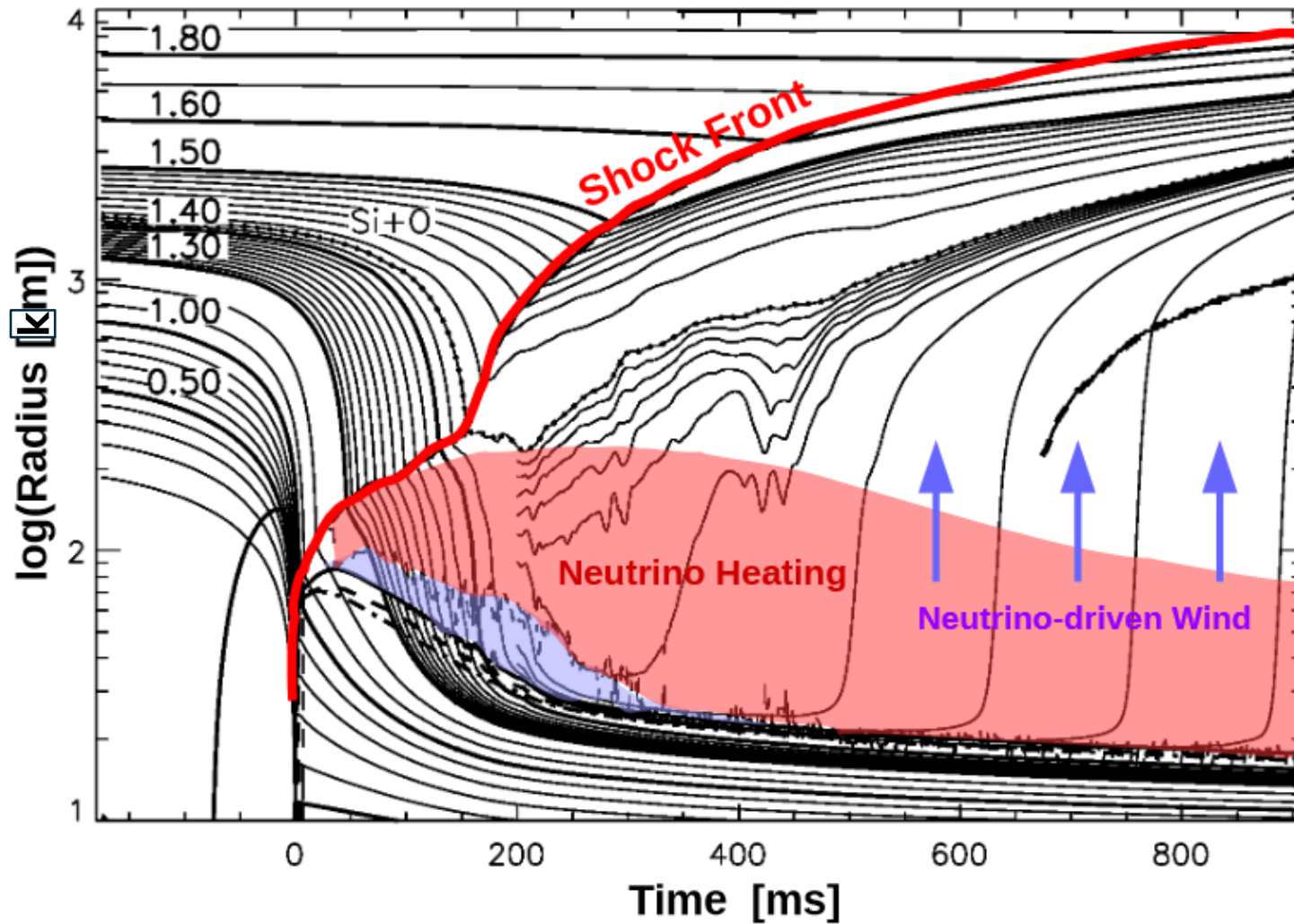
ГИДРОДИНАМИЧЕСКИЕ НЕУСТОЙЧИВОСТИ. SASI



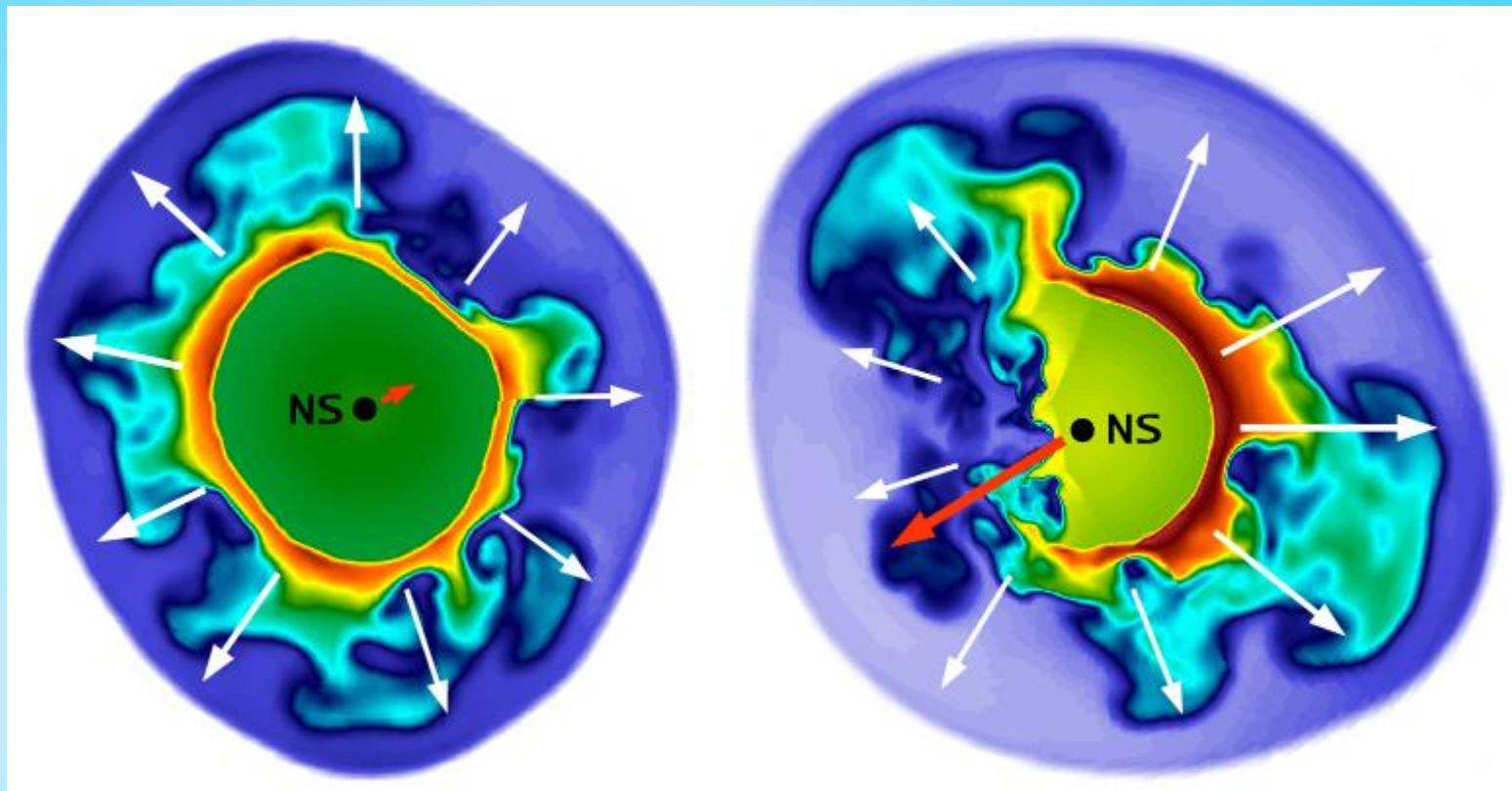
Standing
Accretion
Shock
Instability

astro-ph/0612072

ВЗРЫВ ЗВЕЗДЫ 15 МАСС СОЛНЦА



КИК

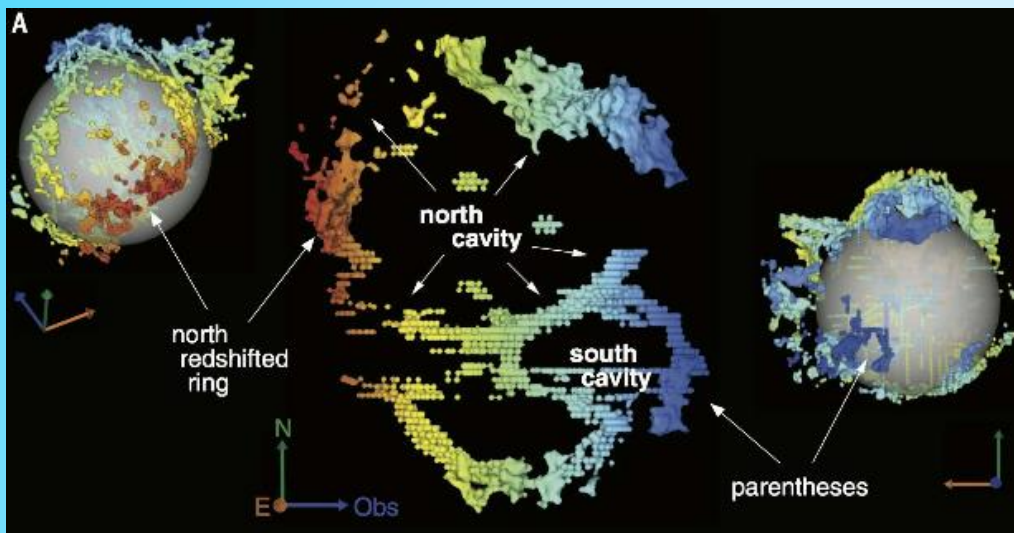


Две модели взрыва звезды 15 Msun.
Цвет показывает энтропию.
Плотность выше там, где ниже энтропия.

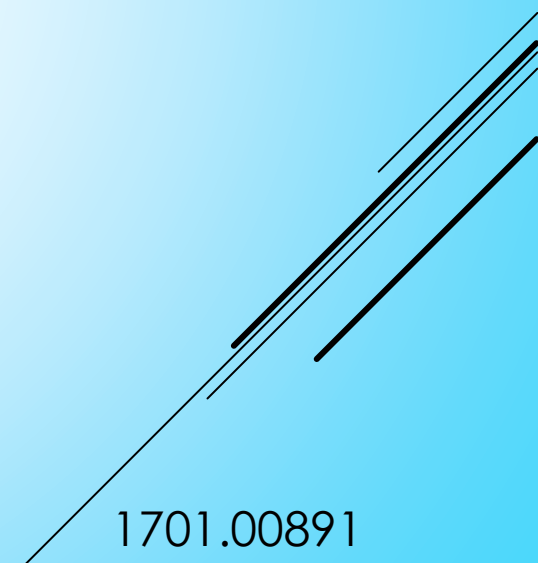
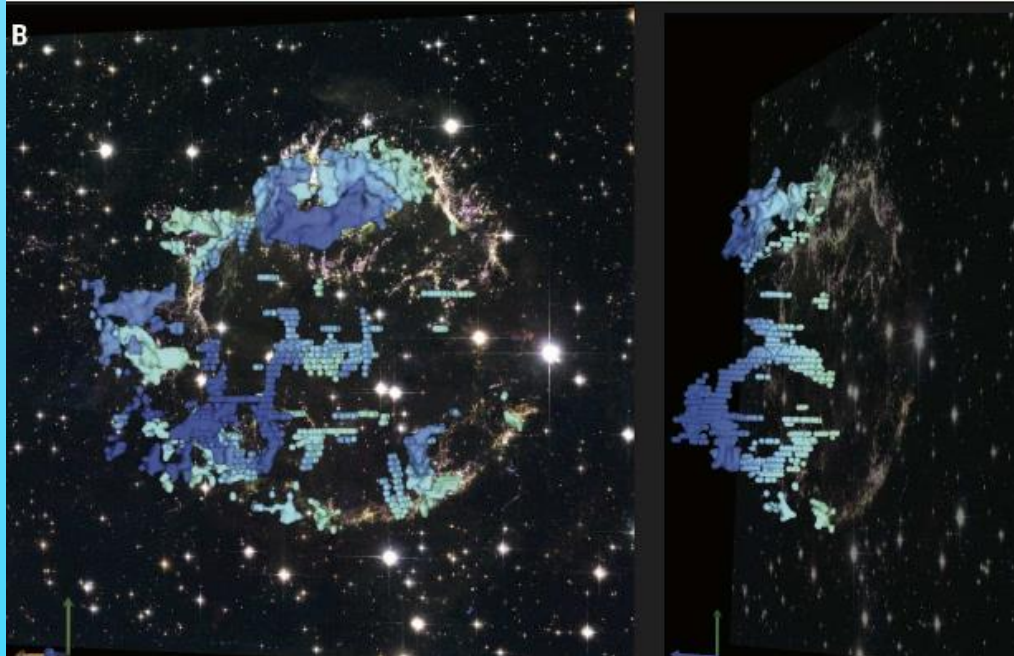
$$v_{\text{ns}} \approx \frac{2G\Delta m}{r_i v_s} \approx 540 \frac{\text{km}}{\text{s}} \left(\frac{\Delta m}{10^{-3} M_{\odot}} \right) \left(\frac{r_i}{100 \text{km}} \right)^{-1} \left(\frac{v_s}{5000 \text{km/s}} \right)^{-1}$$

1702.08825

ПОМОГУТ ЛИ ОСТАТКИ СВЕРХНОВЫХ?



Данные по составу остатка и его кинематике могут помочь восстановить динамику взрыва, а значит – определить механизм.



КЛЮЧЕВЫЕ ОБЗОРЫ

- Sn Ia. 1802.03125
- CCSN. 1806.07267, 1211.1378, astro-ph/0612072
- SLSN. 1803.01875

