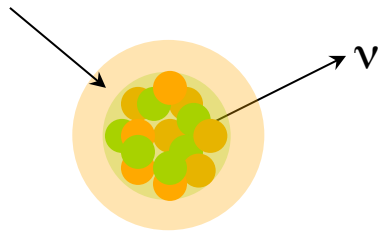


超新星ニュートリノの理論



住吉光介

沼津工業高等専門学校



SN1987A

超新星の爆発メカニズム
ニュートリノ反応と放出

超新星爆発とは？

重い星の進化の最期に起こる大爆発

超新星爆発:ある日突然、非常に明るい星が現れる

1987年2月23日に観測された超新星



爆発前



爆発後

実は、重たい星の進化の最期

($\sim 20M_{\text{solar}}$)

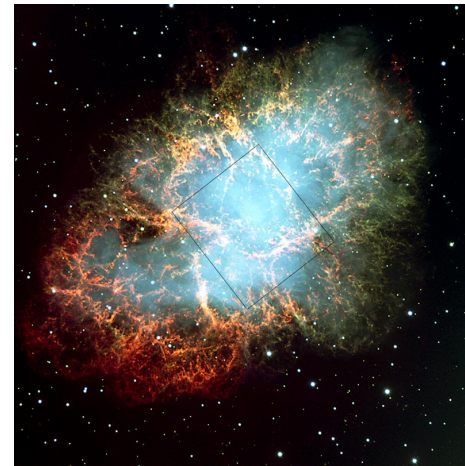
やがて暗くなり消える

A.K.Mann "Shadow of a Star" (W.H. Freeman and Company, 1997)

出現頻度: 年間数百個以上観測されている

一つの銀河で百年で1~2回起きる程度

- 観測例: > 6500個
IAU登録: 200-300個
例: SN 2013A – 2013hs
+ Supernova Survey
- このうち、およそ半分以上が
重力崩壊型超新星
他に、爆燃型超新星など
- 近傍の星: ベテルギウス他
百万年後? 明日?



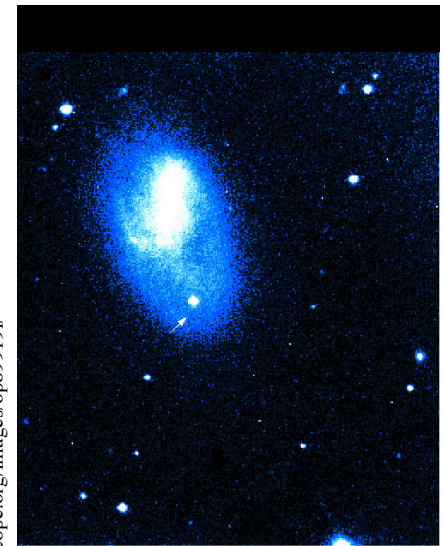
Crab Nebula (SN1054)

<http://hubblesite.org>



SN 1994D

<http://www.spacetelescope.org/images/opo9919i/>

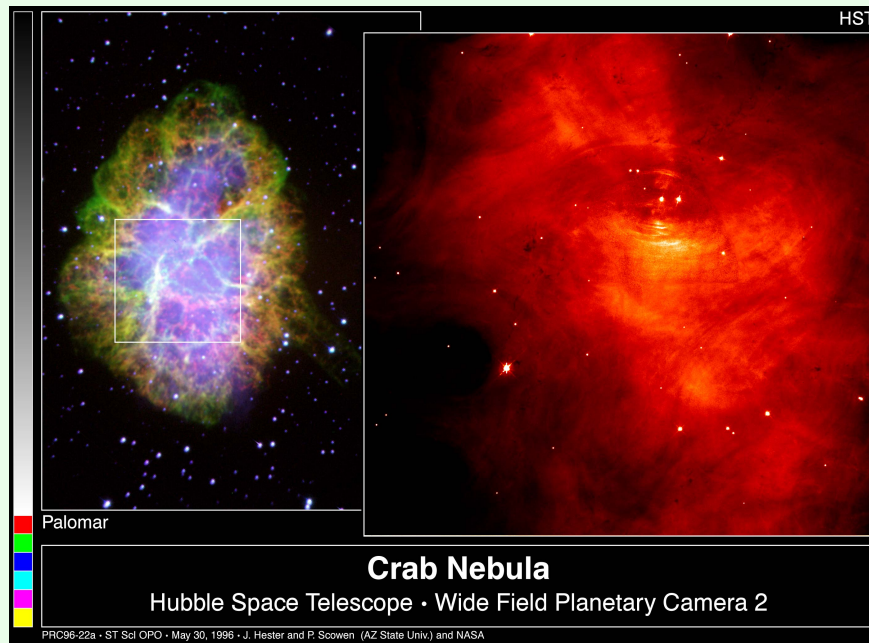


SN 1997D

http://image.gsfc.nasa.gov/ds/features/bios/deMello/deMello_image.html

超新星で残されるもの：中性子星/ブラックホール

かに星雲の中心にはパルサー



<http://chandra.harvard.edu>

<http://hubblesite.org>

パルサー：規則正しい電波を出す
→ 高速回転する中性子星

中性子星：超高密度の天体

質量：太陽質量の1.4倍

半径：10km

密度：7億t/1cm³=7×10¹⁴g/cm³



中性子星の大きさ

富士山が
隠れるくらい

巨大な中性子過剰原子核
宇宙の高密度実験室

核物質密度： $\rho=3 \times 10^{14} \text{ g/cm}^3 = 0.17 \text{ fm}^{-3}$

超新星で放出されるもの：重元素

高温高密度で、爆発的に重元素合成が行われる

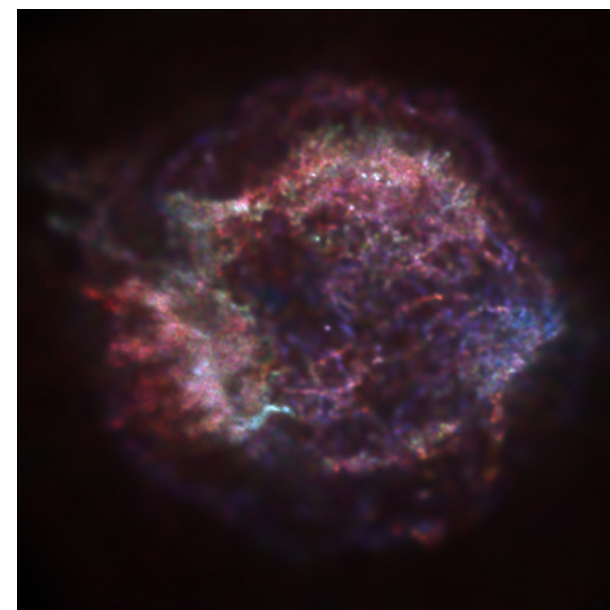
重元素：鉄（原子番号26）以降

作られた元素を放出

元素の周期表

	1A	2A	3A	4A	5A	6A	7A	8	1B	2B	3B	4B	5B	6B	7B	0		
1	H															He		
2	Li	Be									B	C	N	O	F	Ne		
3	Na	Mg									Al	Si	P	S	Cl	Ar		
4	K	Ca	Sc	Ti	V	Cr	Mn	Fe	Co	Ni	Cu	Zn	Ga	Ge	As	Se	Br	Kr
5	Rb	Sr	Y	Zr	Nb	Mo	Tc	Ru	Rh	Pd	Ag	Cd	In	Sn	Sb	Te	I	Xe
6	Cs	Ba	L	Hf	Ta	W	Re	Os	Ir	Pt	Au	Hg	Tl	Pb	Bi	Po	At	Rn
7	Fr	Ra	A															
	L	La	Ce	Pr	Nd	Pm	Sm	Eu	Gd	Tb	Dy	Ho	Er	Tm	Yb	Lu		
	A	Ac	Th	Pa	U	Np	Pu	Am	Cm	Bk	Cf	Es	Fm	Md	No	Lr		

<http://ccinfo.ims.ac.jp/periodic/indexj.html>

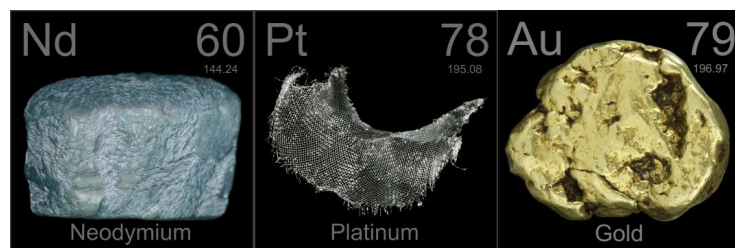


X-ray image

<http://chandra.harvard.edu>

金・プラチナ・レアアースなどの起源は
超新星か？

中性子星連星？



<http://periodictable.com>

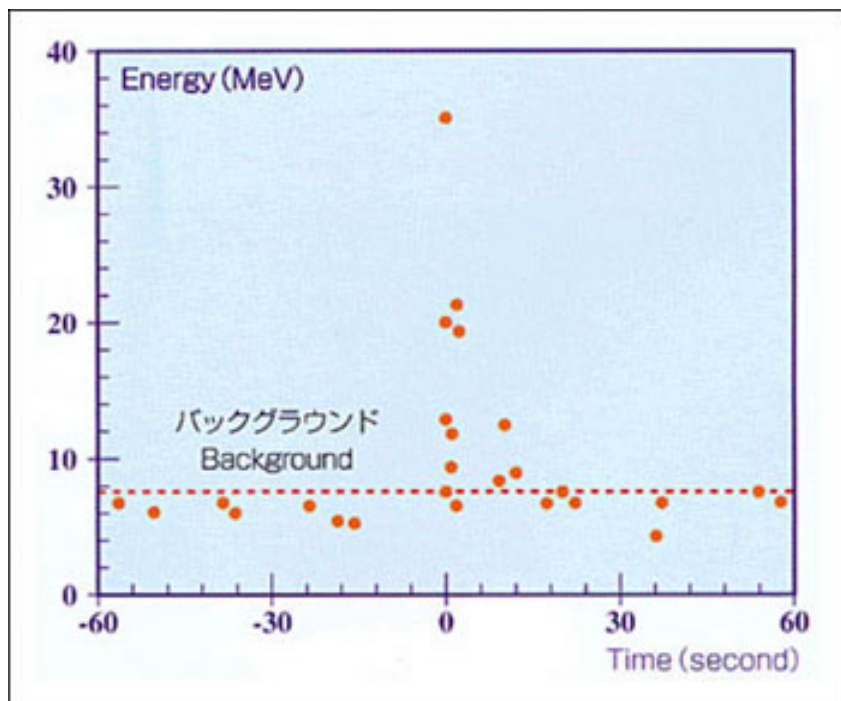
カシオペアA：
超新星（～1680年）の残骸
 ^{44}Ti の存在を確認

超新星SN1987Aからのニュートリノが観測された

ニュートリノ検出研究施設:

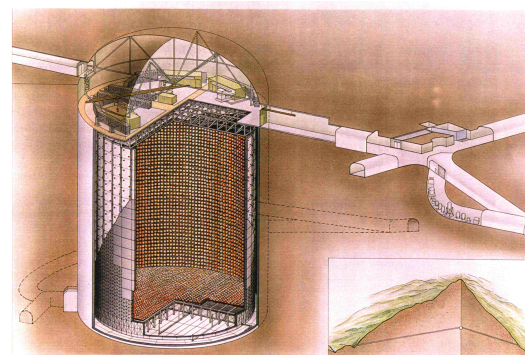
KAMIOKAND-II (1983-1996)

水タンク 3000t + 光電子増倍管 1000本



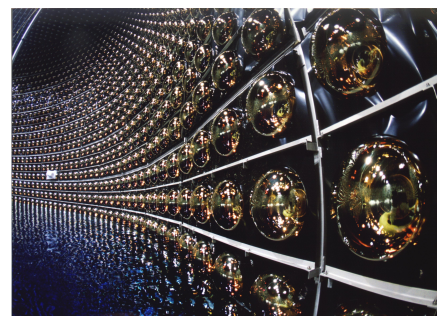
~ 10^{16} 個のニュートリノがタンクを通過
12秒間に11個が検出された

平均エネルギー: $E_{\nu} \sim 10 \text{ MeV}$
全エネルギー: $\sim 10^{53} \text{ erg}$

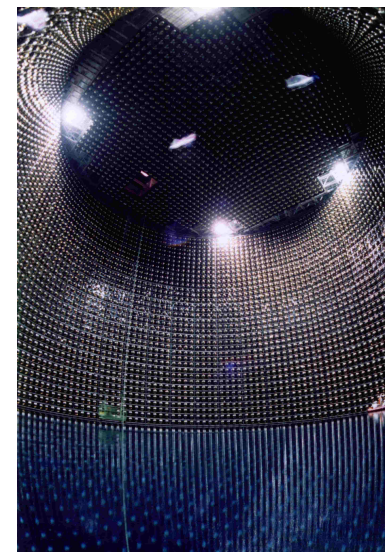


SUPERKAMIOKANDE INSTITUTE FOR COSMIC RAY RESEARCH UNIVERSITY OF TOKYO

Kamiokande (当時)
岐阜県神岡鉱山



<http://www-sk.icrr.u-tokyo.ac.jp/>



2002年ノーベル物理学賞

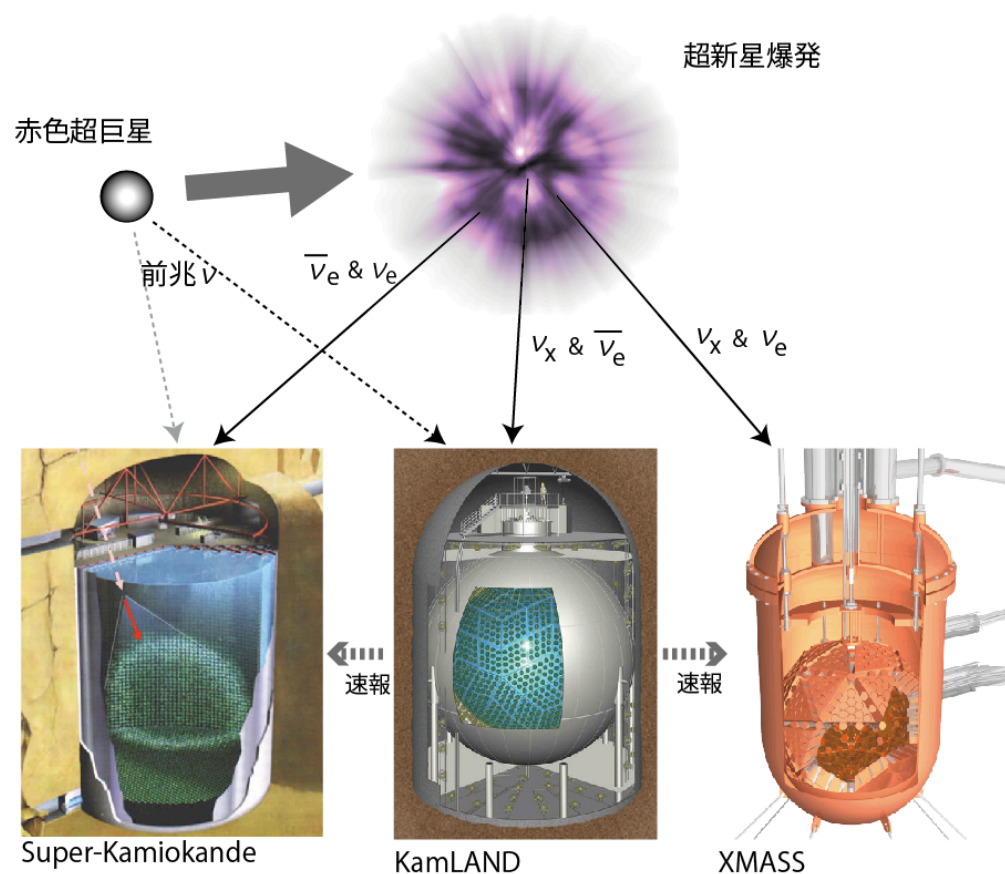


超新星メカニズムの大枠

ニュートリノ天文学の始まり

次の超新星ニュートリノ観測では

- ニュートリノ検出データから、天体物理情報



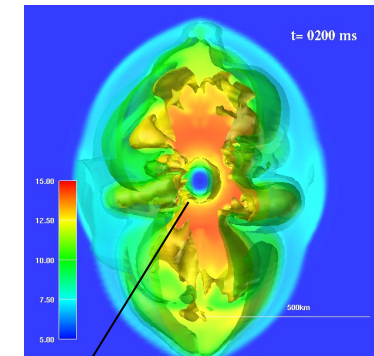
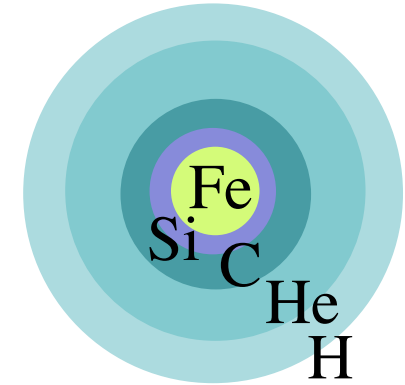
- 親星
- 爆発メカニズム
- 高密度天体
- 状態方程式
- 元素合成

を定量的に導出したい

重力波観測、望遠鏡観測、衛星観測と連携

話の流れ

- 超新星爆発へ至る道筋
 - 重力エネルギーの解放からニュートリノへ
 - ニュートリノ加熱により爆発へ
- 超新星内部で起きていること
 - どんなニュートリノが放出されるのか
 - ニュートリノ反応と伝搬
- 超新星ニュートリノの特徴・違い
 - 親星・核物理・ニュートリノ反応・多次元



Takiwaki et al. 2014

超新星爆発へ至る道筋

星の重力エネルギーの解放

超新星現象での爆発エネルギー

放出されるエネルギーのスケール

- 放射エネルギー: $E_{\text{rad}} \sim 10^{49} \text{ erg}$
 - 光度: $10^{41} \sim 10^{42} \text{ erg/s}$
- 爆発エネルギー: $E_{\text{kin}} \sim 10^{51} \text{ erg}$
 - 物質放出の運動エネルギー
- ニュートリノエネルギー: $E_{\nu} \sim 10^{53} \text{ erg}$
 - SN1987Aニュートリノ検出データ

Hans Bethe



<http://www.nobelprize.org>

1967年ノーベル物理学賞
星でのエネルギー生成

$$1[B] = 10^{51} [\text{erg}]$$

太陽が45億年燃える間に放出するエネルギー: $\sim 10^{51} \text{ erg}$

- 太陽の放射光度: $4 \times 10^{33} \text{ erg/s}$

原子力発電所の年間発電量: $\sim 10^{23} \text{ erg}$

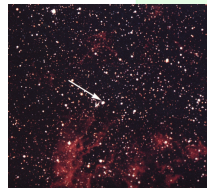
- 原子炉1基の出力: $\sim 10^6 \text{ kW} = 10^9 \text{ J/s} = 10^{16} \text{ erg/s}$

$$1[J] = 10^7 [\text{erg}]$$

大質量星($\sim 20M_{\text{sun}}$)から中性子星まで

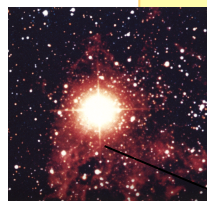
時系列

$\sim 10^7$ years



- 中心のFeコア $\sim 1.4M_{\text{sun}}$ 星の進化モデル

~ 1 second



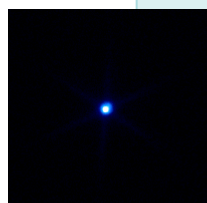
- 重力崩壊, バウンス, 爆発

ここが難問題

超新星シミュレーション

~ 20 seconds

ν



- 原始中性子星誕生・冷却

– 超新星ニュートリノ

中性子星の進化

$\sim 10^3$ years

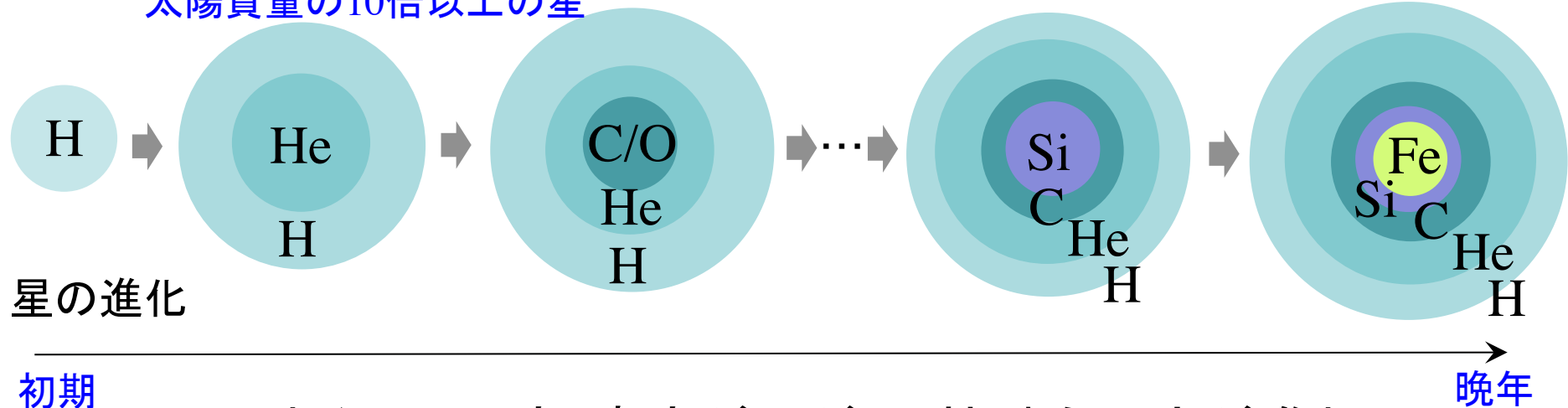
- 中性子星の冷却

– Photons

大質量星の晩年には、鉄コアができる

太陽質量の10倍以上の星

寿命1千万年



星の中心で、温度・密度が上がり、核融合反応が進む



- タマネギ構造の中心に鉄コア
 - 原子核の中で鉄(${}^{56}\text{Fe}$)が一番安定
- もう核融合反応が起きない(燃料切れ)
- どんどん鉄が溜まり重くなり → 限界質量に達する
- 星を支える圧力が足りない → 重力により潰れはじめる

電子ガスの縮退圧で支える

前兆ニュートリノ

重力崩壊

鉄コアから爆発へ: ダイナミクス概観

大まかなシナリオ

鉄コアがつぶれる



中心がはね返る



衝撃波が発生

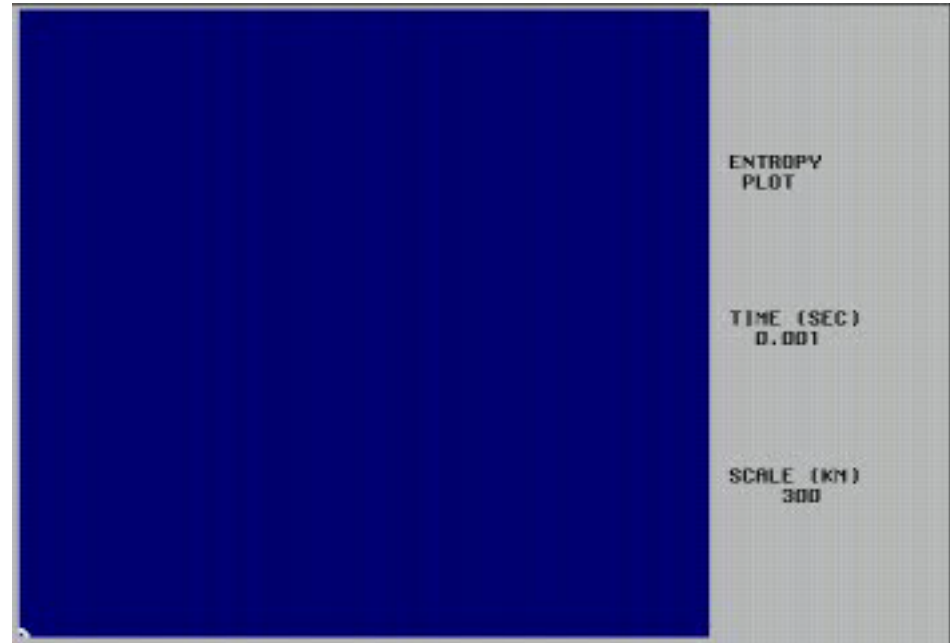
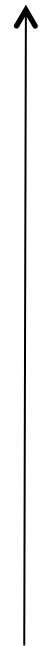


爆発へ

(少し昔の)数値シミュレーションの例

Adam Burrows (1995)

300キロ



色は温度に対応する
(赤: 熱い、青: 冷たい)

約1秒ほどの出来事

爆発のエネルギーはどこから？

- 鉄コアから中性子星へ圧縮 ($M_{\text{core}} \sim 1.4 M_{\text{solar}}$)
– $R_{\text{Fe}} \sim 5 \times 10^3 \text{ km}$ $\rightarrow R_{\text{NS}} \sim 20 \text{ km}$
- 重力エネルギーの解放により得られる

$$\Delta E_{\text{Grav}} = - \left(\frac{GM^2}{R_{\text{Fe}}} - \frac{GM^2}{R_{\text{NS}}} \right) \sim 10^{53} \text{ erg}$$

100[B]

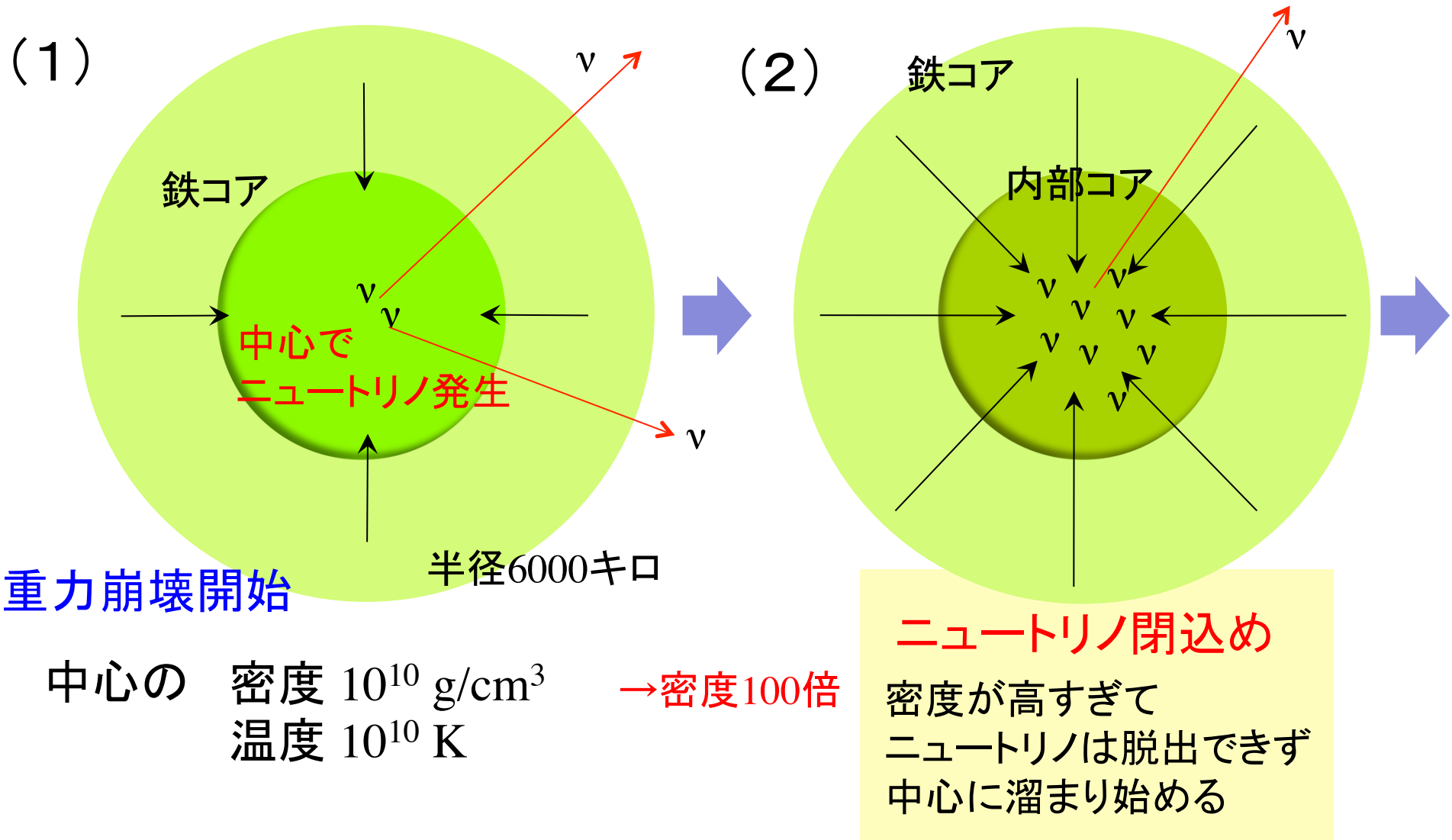
爆発には十分なエネルギーに思えるが

- 爆発エネルギー: $E_{\text{exp}} \sim 10^{51} \text{ erg}$ 1[B]
- ニュートリノエネルギー: $E_{\nu} \sim 10^{53} \text{ erg}$ 99[B]

実は、ほとんどがニュートリノ放出に消費されてしまう

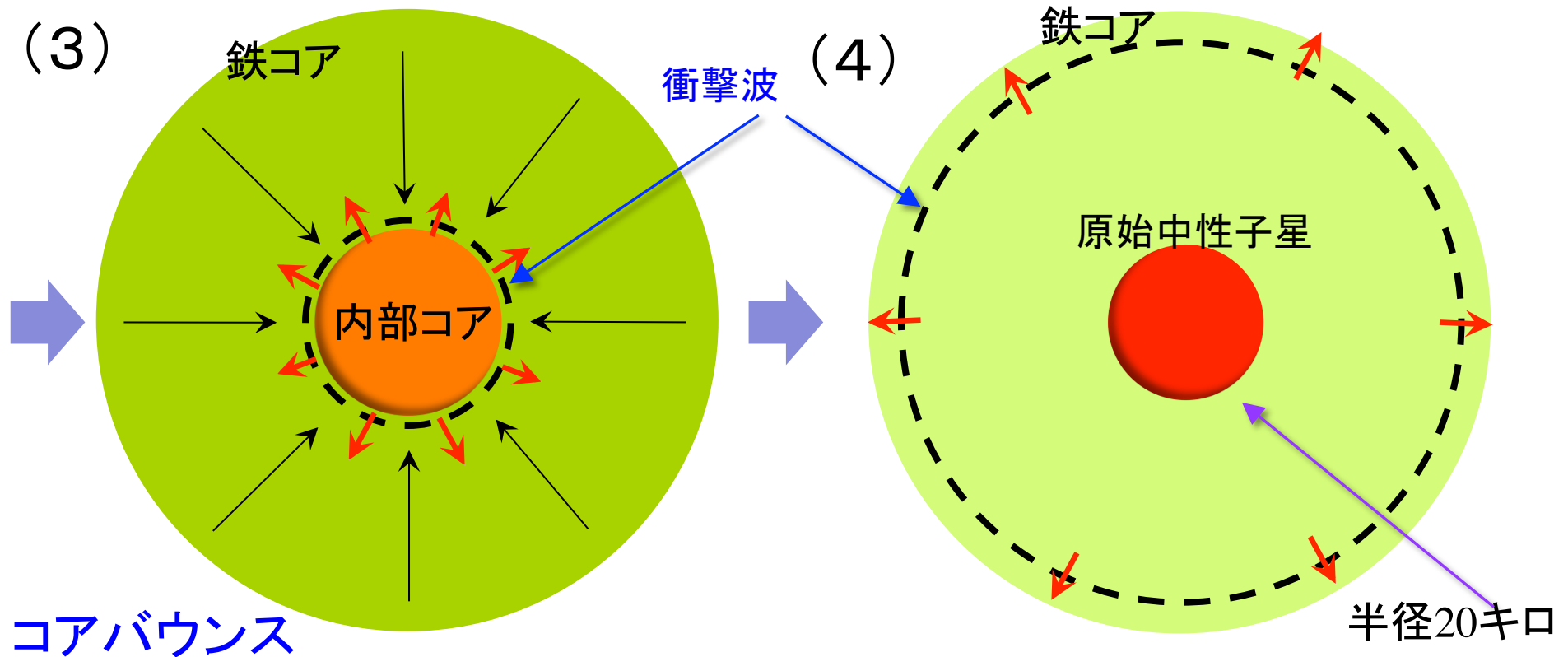
爆発メカニズム:鉄コアの重力崩壊

- 鉄コアが潰れだして、密度・温度が上昇



爆発メカニズム: 中心がバウンス

- はね返り、衝撃波が発生 → 爆発へ



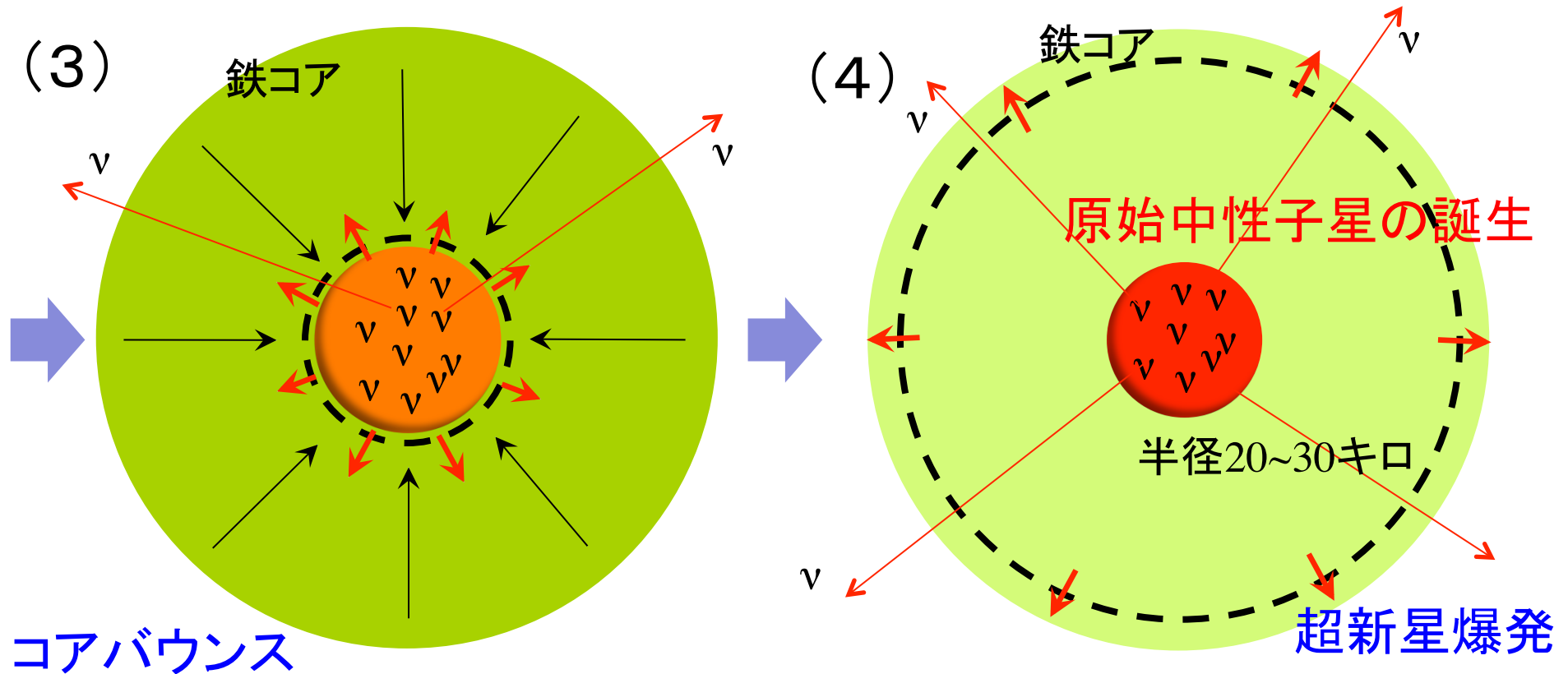
中心の 密度 $5 \times 10^{14} \text{ g/cm}^3$
温度 10^{12} K

これ以上圧縮できない、固い核物質

原始中性子星の誕生
→ 超新星爆発へ

爆発メカニズム: 中心がバウンス

- はね返り、衝撃波が発生 → 爆発へ



中心に大量のニュートリノ
徐々に放出される

“超新星ニュートリノ”
約20秒ほど続く

重力崩壊型超新星爆発のシナリオ

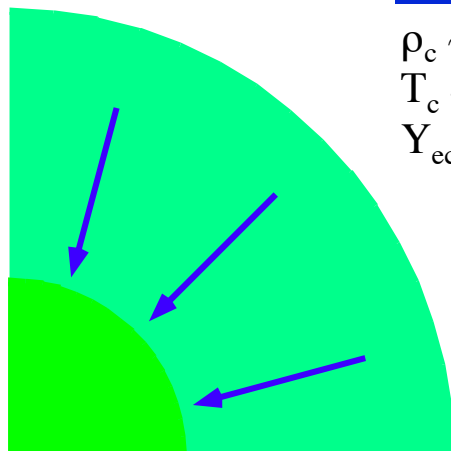
$\sim 20 M_{\text{sun}}$

鉄のコア

重力崩壊

$\rho_c \sim 10^{10} \text{ g/cm}^3$
 $T_c \sim 1 \text{ MeV}$
 $Y_{\text{ec}} \sim 0.42$

電子捕獲
反応

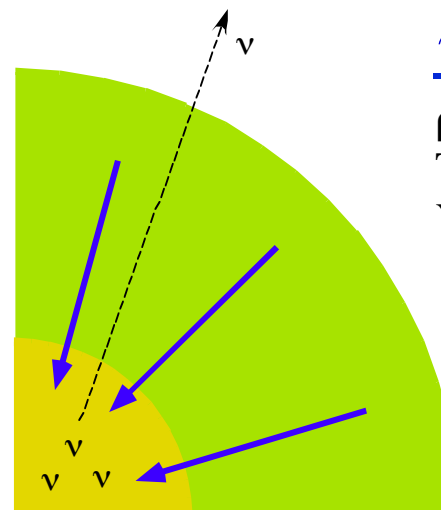


6000 km

コアバウンス

$\rho_c \sim 3 \times 10^{14} \text{ g/cm}^3$
 $T_c \sim 5 \text{ MeV}$
 $Y_{\text{ec}} \sim 0.31$

ν 反応



ν -閉込め

$\rho_c \sim 10^{12} \text{ g/cm}^3$
 $T_c \sim 2 \text{ MeV}$
 $Y_{\text{ec}} \sim 0.34$

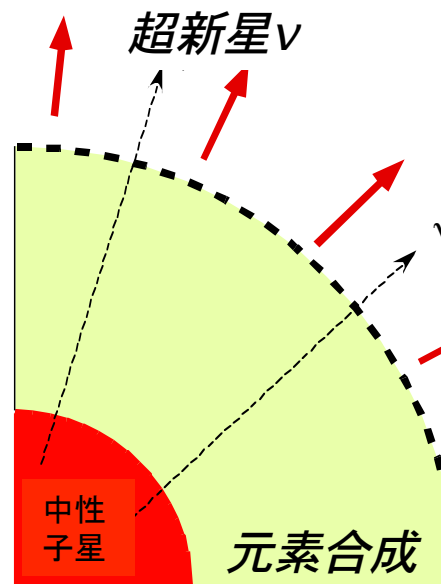
超新星 ν

爆発

$\rho_c \sim 4 \times 10^{14} \text{ g/cm}^3$
 $T_c \sim 10 \text{ MeV}$
 $Y_{\text{ec}} \sim 0.31$

ここが難問題

衝撃波



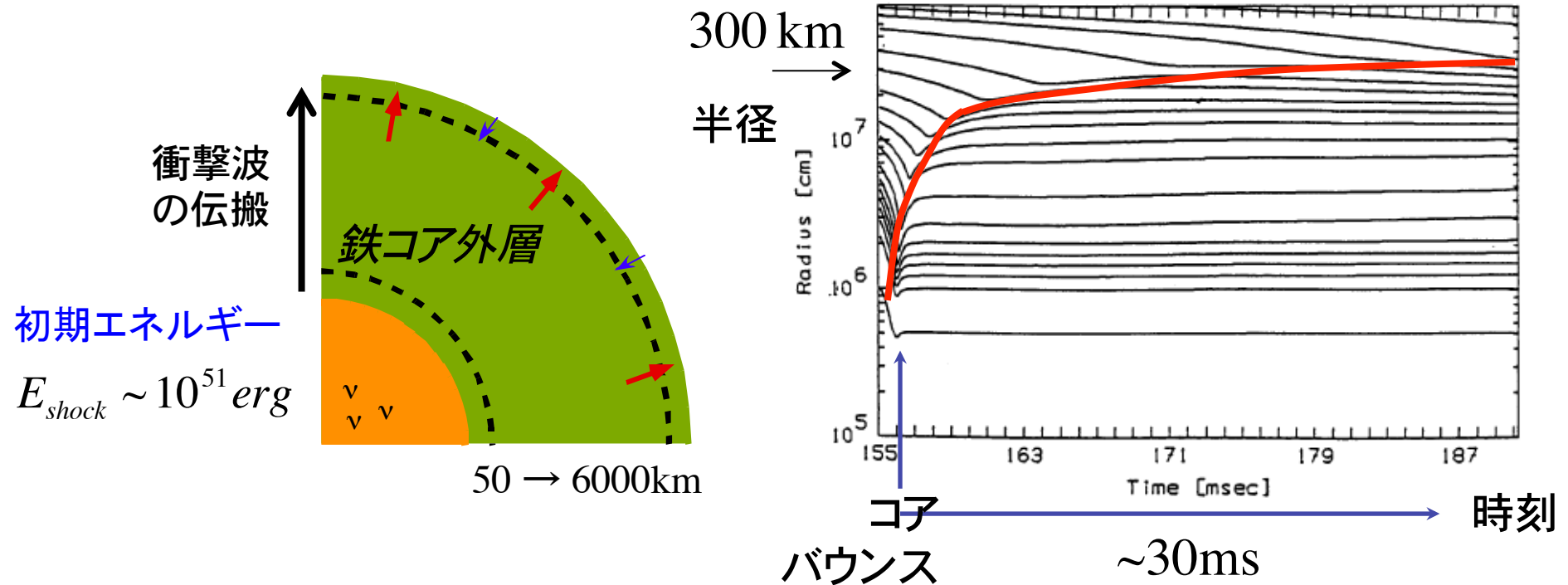
$\sim 30 \text{ km}$

中性子星

$T \sim 0 \text{ MeV}, Y_e < 0.1$

爆発は簡単ではない: 昔の例

Hillebrandt (1987)



- 衝撃波が鉄コアの途中で停まってしまう

- 外層が降り積もる
- 鉄を分解する

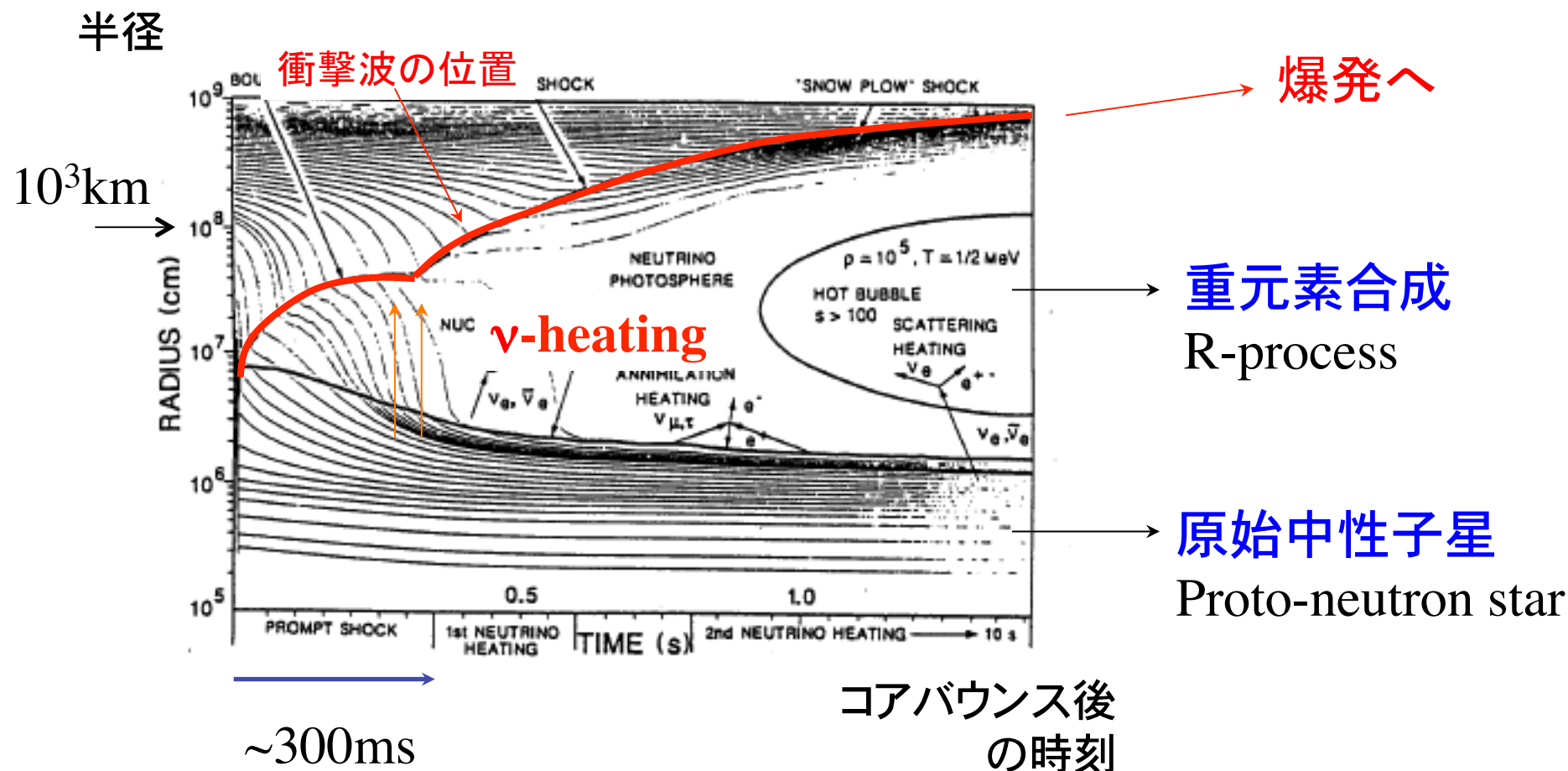


エネルギー損失 $E_{loss} \sim 10^{51} \text{ erg}$

初期エネルギーを使い果たす

ニュートリノ加熱による遅延爆発：昔の例

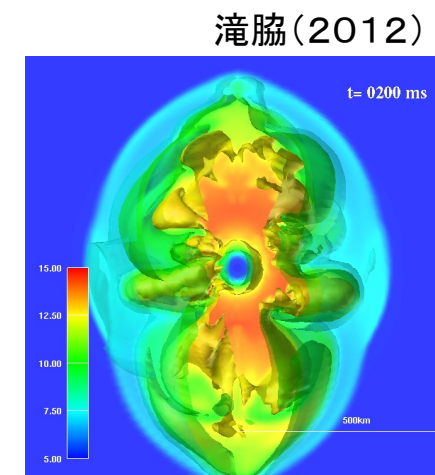
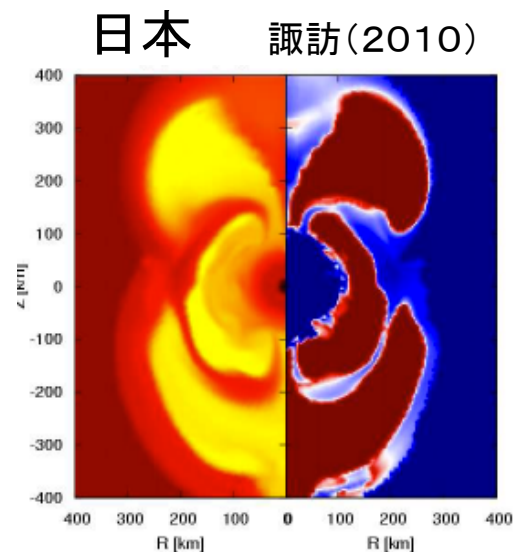
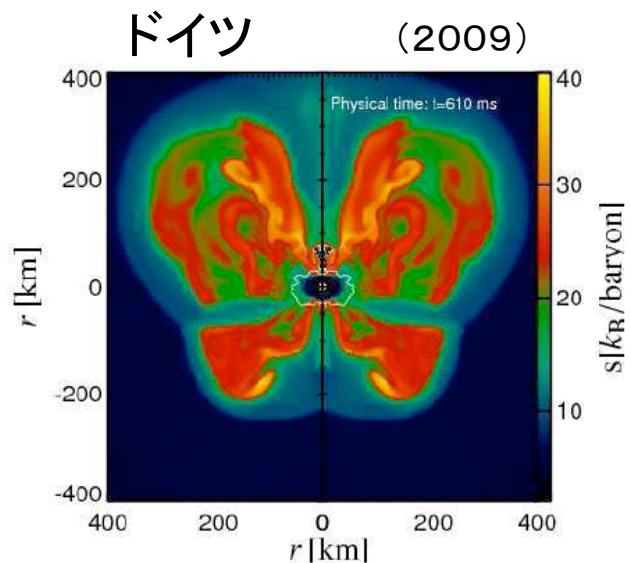
Delayed Explosion Bethe-Wilson (1985)



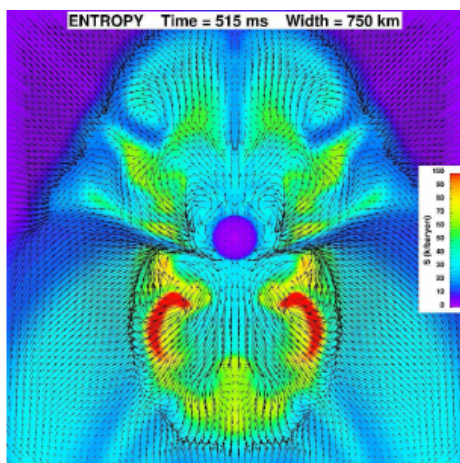
伝説の爆発計算 (J. Wilson)

長い時間スケールを計算
~1秒間

多次元効果とニュートリノ加熱で爆発: 現在



アメリカ (2006)



- 2D/3D数値シミュレーション
- ディレイド(遅延)爆発
- 最も重要な効果は何か?
 - 流体、ニュートリノ加熱、核物理
- 爆発エネルギーを説明できるか?

世界のグループが競争

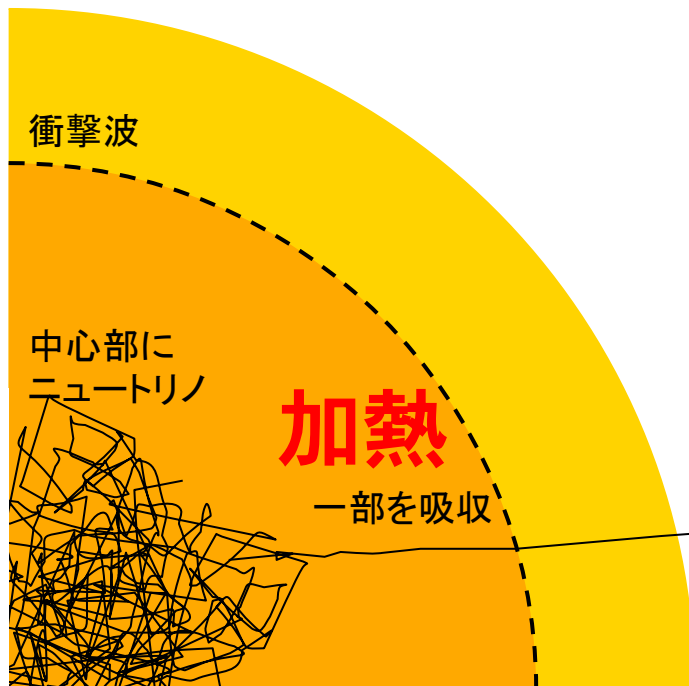
ニュートリノが爆発の鍵を握っている

- 重力エネルギーの変換

- 圧縮 → 熱エネルギー → ニュートリノ発生
- その約1%が爆発エネルギー

- 放出ニュートリノの一部が使われる $E_{heating} \sim 10^{51} \text{ erg}$

- 物質に吸収されて加熱に寄与、衝撃波を後押し



どれくらい

ニュートリノが作られる？
中心に溜まっているか？
放出される量は？
途中で吸収されるのか？

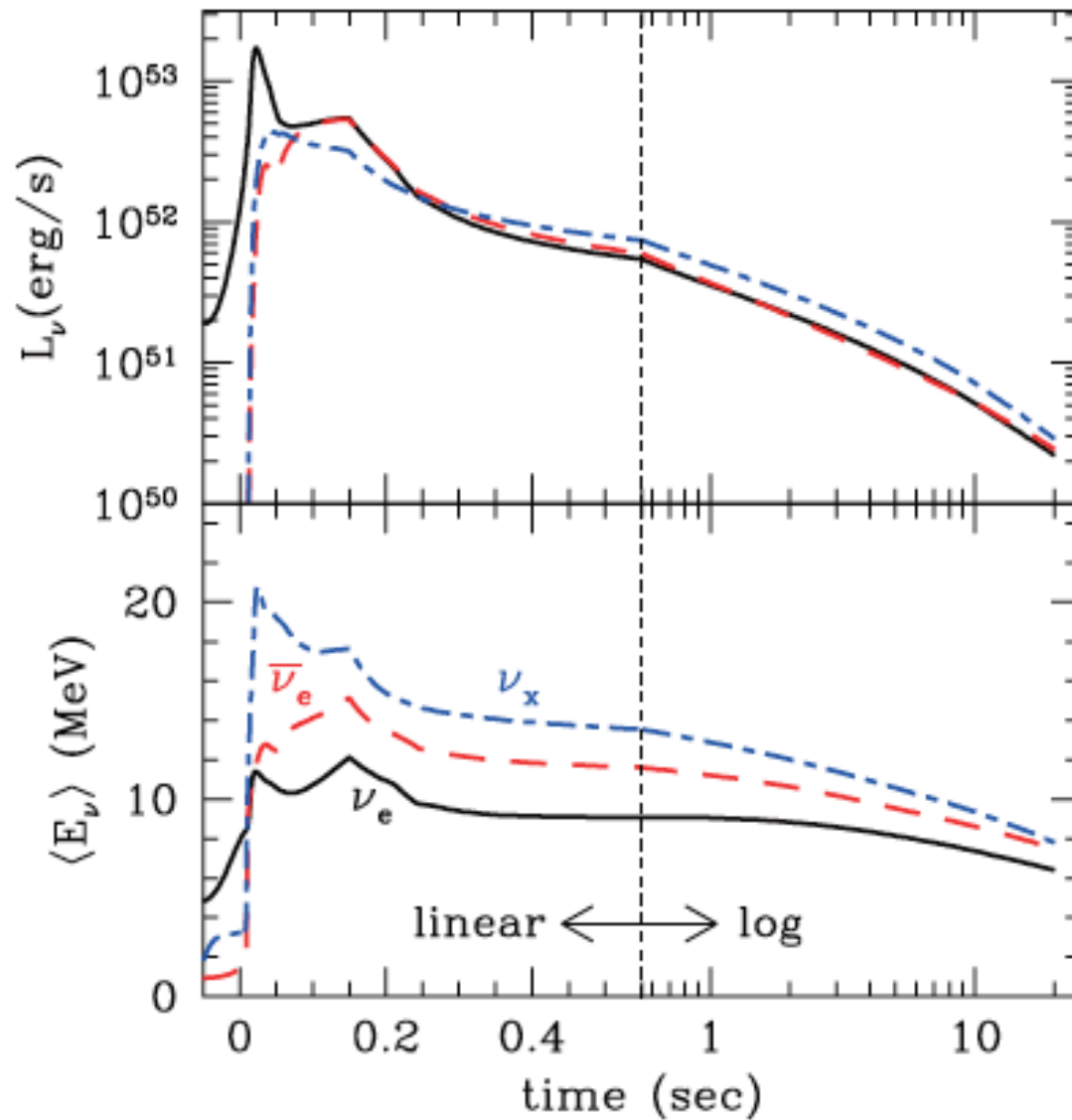
ν

超新星ニュートリノ

超新星内部で起きていること

どんなニュートリノが放出されるのか

超新星ニュートリノの全体像



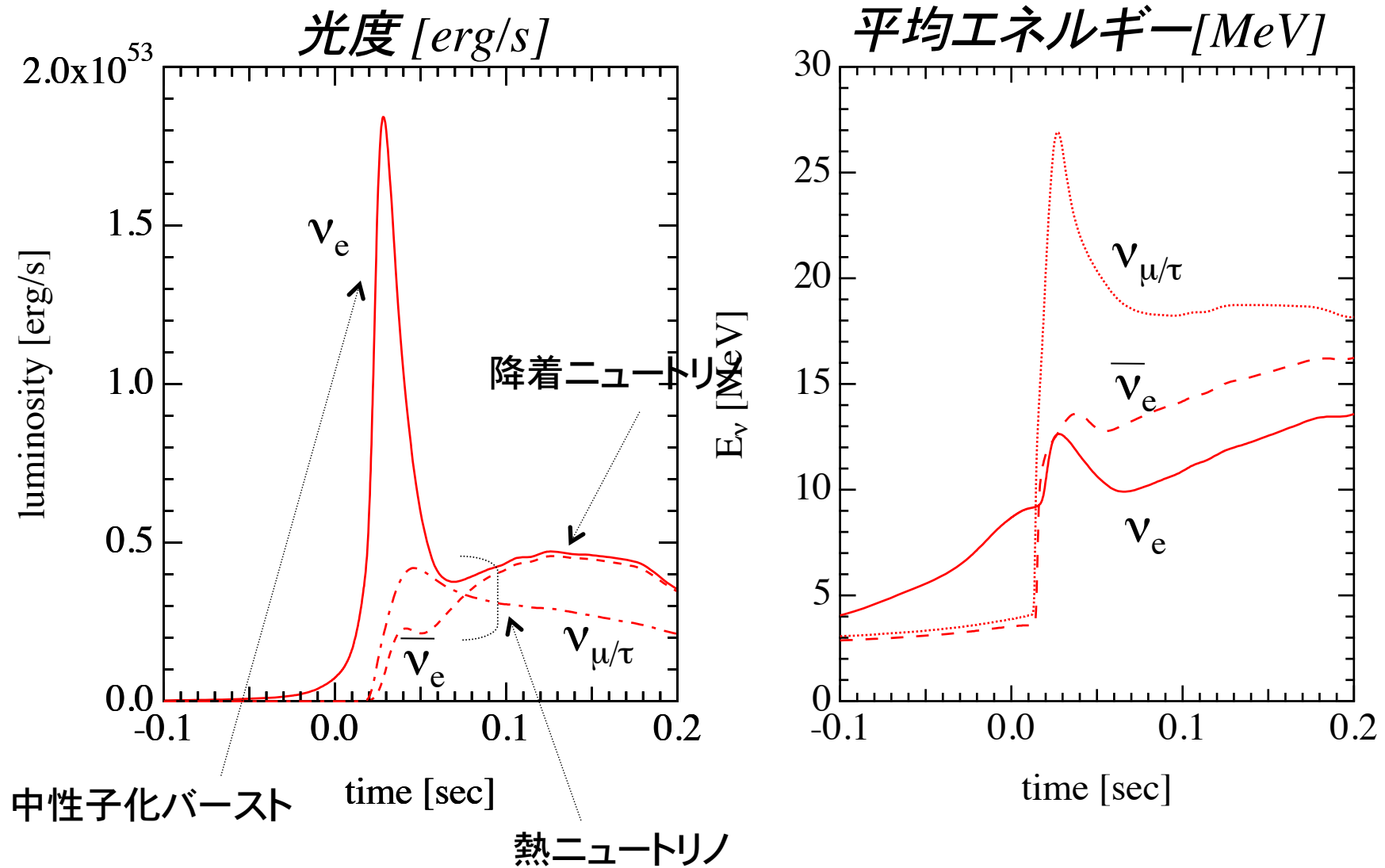
- 爆発メカニズム

- 電子捕獲
- 熱過程
- 物質降着
- ~1秒

- 原始中性子星

- 冷却過程
- ~20秒

超新星ニュートリノ: 重力崩壊からバウンス後



重力崩壊型超新星爆発

$\sim 20M_{\text{sun}}$

鉄のコア

重力崩壊

$\rho_c \sim 10^{10} \text{ g/cm}^3$
 $T_c \sim 1 \text{ MeV}$
 $Y_{\text{ec}} \sim 0.42$

ν -閉込め

$\rho_c \sim 10^{12} \text{ g/cm}^3$
 $T_c \sim 2 \text{ MeV}$
 $Y_{\text{ec}} \sim 0.34$

電子捕獲
反応

ν 反応

1000 km

コアバウンス

$\rho_c \sim 3 \times 10^{14} \text{ g/cm}^3$
 $T_c \sim 5 \text{ MeV}$
 $Y_{\text{ec}} \sim 0.31$

爆発

$\rho_c \sim 4 \times 10^{14} \text{ g/cm}^3$
 $T_c \sim 10 \text{ MeV}$
 $Y_{\text{ec}} \sim 0.31$

衝撃波

中性
子星

元素合成

$\sim 10 \text{ km}$

中性子星

$T \sim 0 \text{ MeV}, Y_e < 0.1$

質量座標 M_b (mass inside radius, r)

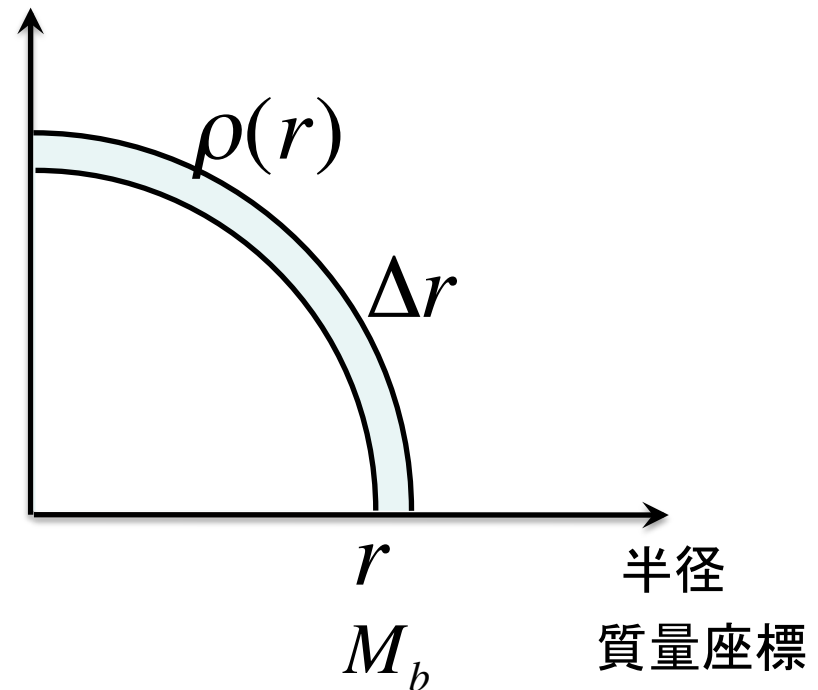
- 半径 r までに含まれる質量を座標とする。
 - 流体素片ごとの情報を見るのに便利

球殻の質量

$$4\pi r^2 \rho(r) dr$$

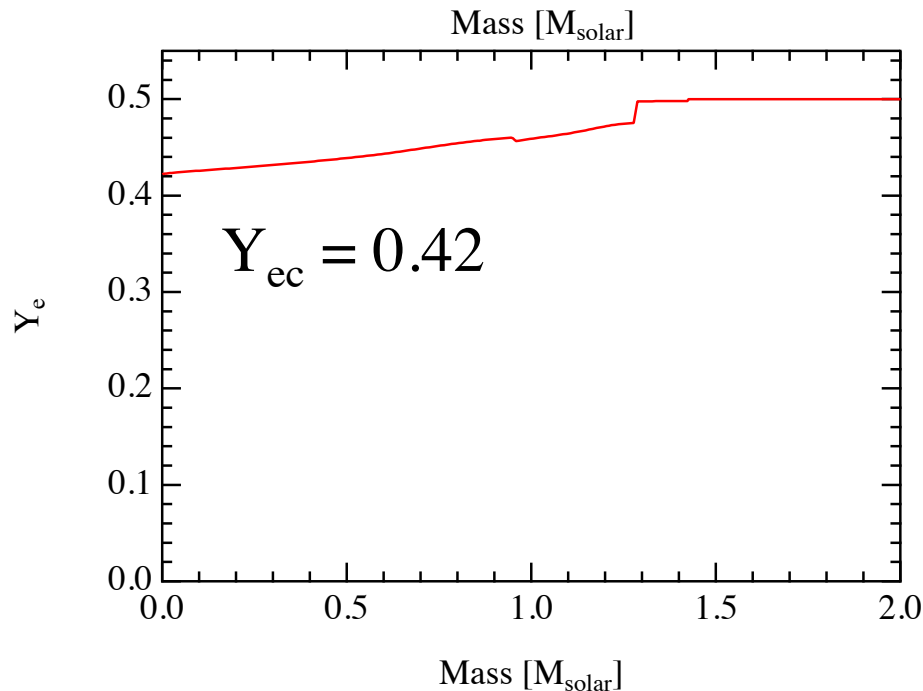
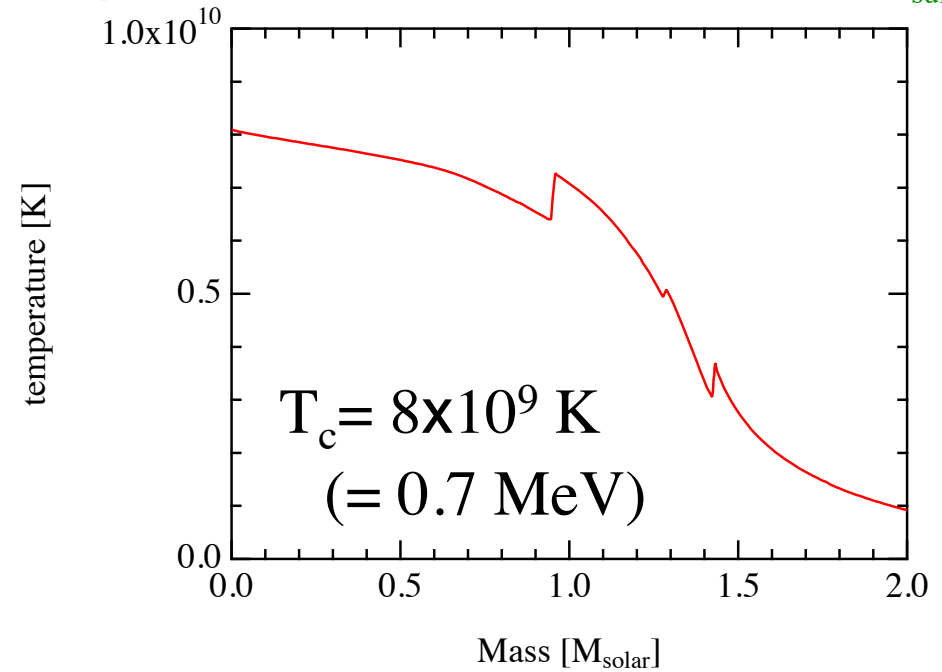
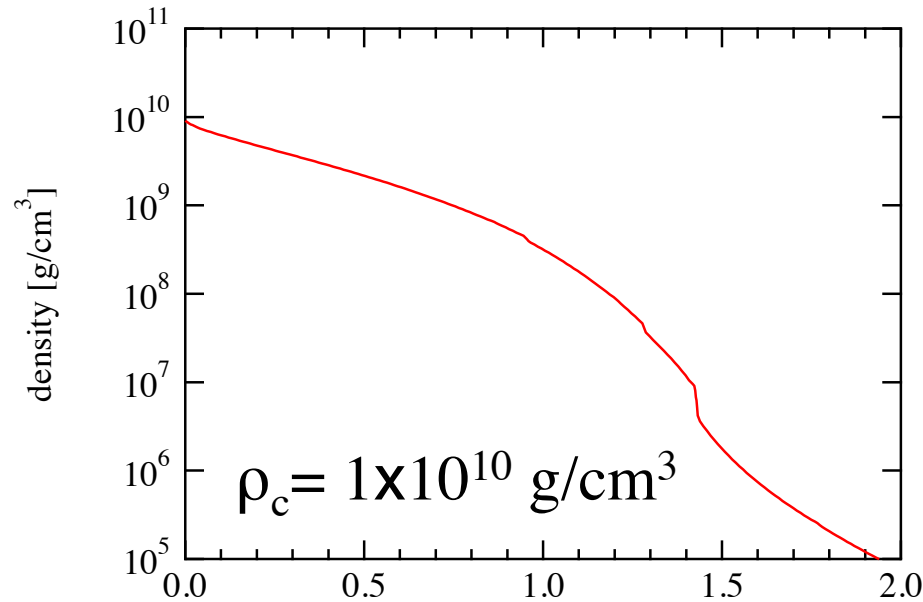
質量座標 M_b (mass coordinate)

$$M_b(r) = \int_0^r 4\pi r'^2 \rho(r') dr'$$



Fe core of Pre-supernova star

WW95: $15M_{\text{sun}}$

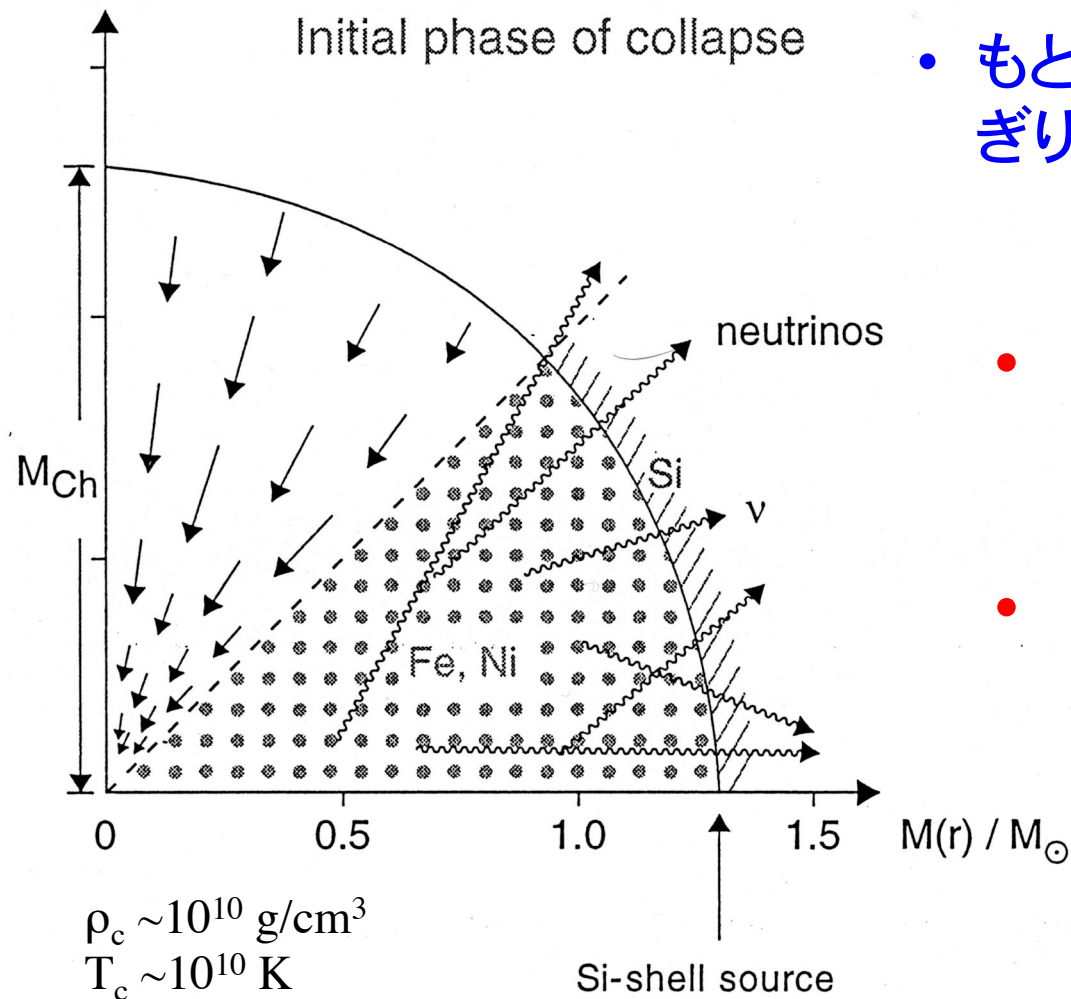


Electron fraction $Y_e = \frac{n_e}{n_B}$
 n_i number density

$$^{56}\text{Fe}: Y_e = \frac{Z n_A}{A n_A} = \frac{Z}{A} = \frac{26}{56} = 0.46$$

組成: 原子核、電子、光子
 電氣的に中性

重力崩壊の開始



- もとの鉄のコアは電子縮退圧でぎりぎり支えられている

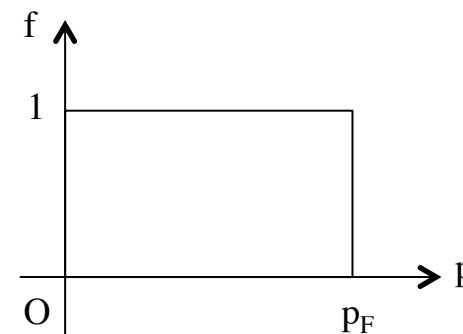
2つの引き金

- **電子捕獲反応**
 - 電子の圧力が減る
 - ニュートリノ発生
- **鉄の光分解反応**
 - エネルギーを失う
 - 十分に圧力が増えない

電子のFermi energy:

$$\mu_e = 11 \text{ MeV} \left(\frac{\rho Y_e}{10^{10} \text{ g/cm}^3} \right)^{1/3}$$

基礎: 状態方程式・反応率



- Fermion(電子)のガス

- 運動量 p , エネルギー E $E \sim p$ $m \ll p$

- 縮退度が高い: 密度が高く、温度が低い $T \ll \mu$

- 温度 $T=0$: $p=0$ から $p=p_F$ (Fermi面)まで詰まっている

- 密度
$$n = \frac{2}{(2\pi)^3} \int_0^{p_F} 4\pi p^2 dp = \frac{1}{3\pi^2} p_F^3 \sim E_F^3 = \mu^3 \quad E_F = \mu \propto n^{\frac{1}{3}}$$

圧力
$$P = \frac{2}{(2\pi)^3} \frac{1}{3} \int_0^{p_F} \frac{p^2}{E} \cdot 4\pi p^2 dp = \frac{1}{12\pi^2} p_F^4$$

- ニュートリノ反応: 弱い相互作用

- 低エネルギー: フェルミ結合定数

$$\sigma_{e-cap} = \frac{4G_F \hbar^2 c^2}{\pi} \langle E_e^2 \rangle$$

エネルギー依存

$$\langle E \rangle \sim \mu$$

縮退

$$\langle E \rangle \sim T$$

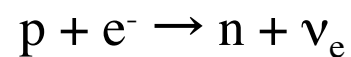
非縮退

ニュートリノ発生:重力崩壊中

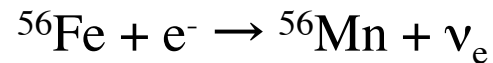
- 電子捕獲反応

$$\mu_e = 11 \text{ MeV} \left(\frac{\rho Y_e}{10^{10} \text{ g/cm}^3} \right)^{1/3}$$

- 高密度→電子のFermi energyが高くなる



$$\Delta M = M_n - M_p = 1.3 \text{ MeV}$$



$$\Delta M = M_{\text{Mn}} - M_{\text{Fe}} = 3.7 \text{ MeV}$$

$$Y_e = \frac{n_e}{n_B}$$

電子の割合
(陽子の割合)

- 電子の圧力が減ると $\rho \uparrow$, $\mu_e \uparrow$

- さらに電子捕獲 $\uparrow$ 崩壊を加速

- 陽子を中性子へ変換する

- 鉄コア $Y_p = Z/A = 0.46 \rightarrow$ 中性子星 $Y_p < 0.1$

- 電子型ニュートリノの放出

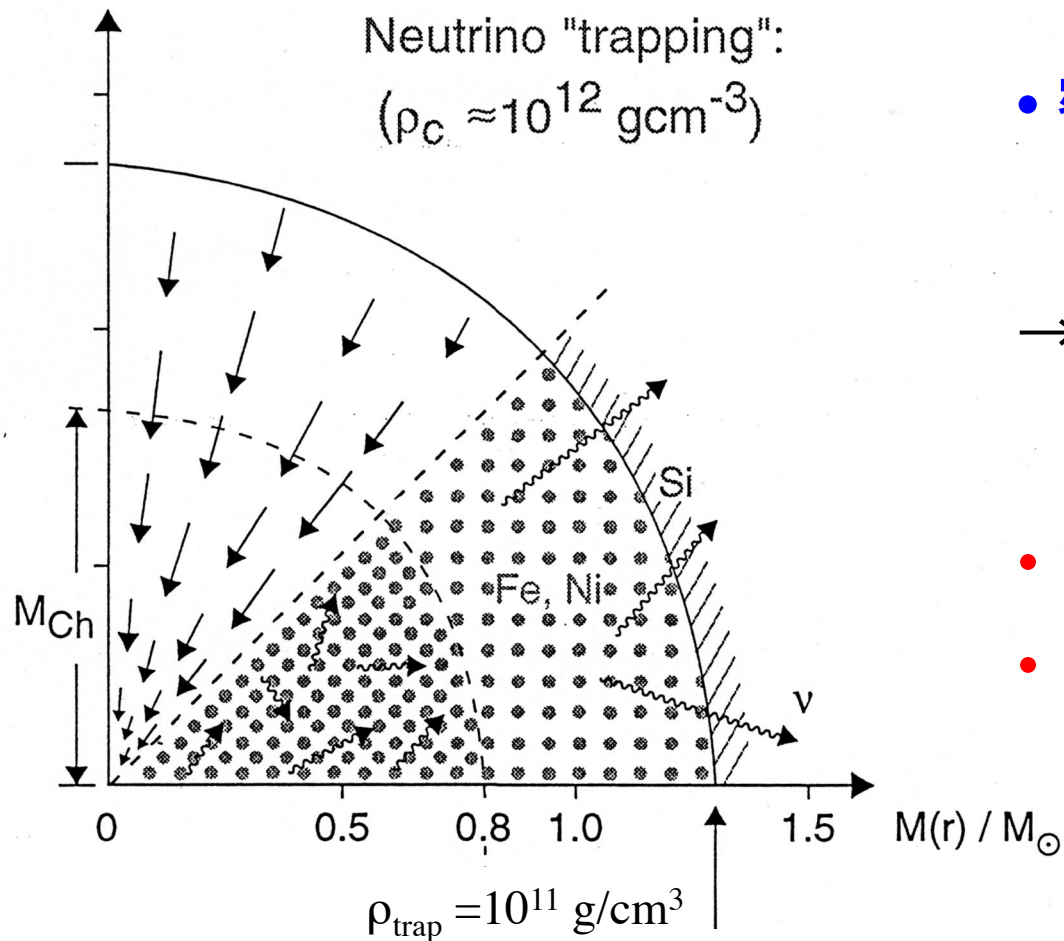
$$\text{エネルギー量} \sim 10^{51} \text{ erg}$$

重力崩壊中

$$\text{平均エネルギー} \quad \langle E_{\nu_e} \rangle \propto \mu_e$$

ニュートリノの閉じ込め

($\rho \geq 10^{11} \text{ g/cm}^3$)



- 密度が高いため
 ν が頻繁に散乱

→ 平均自由行程が
短くなる

- 自由に逃げられない
- 拡散時間が長くなる

落下時間が短いと
ニュートリノと一緒に
落下(閉込め)

ニュートリノエネルギー

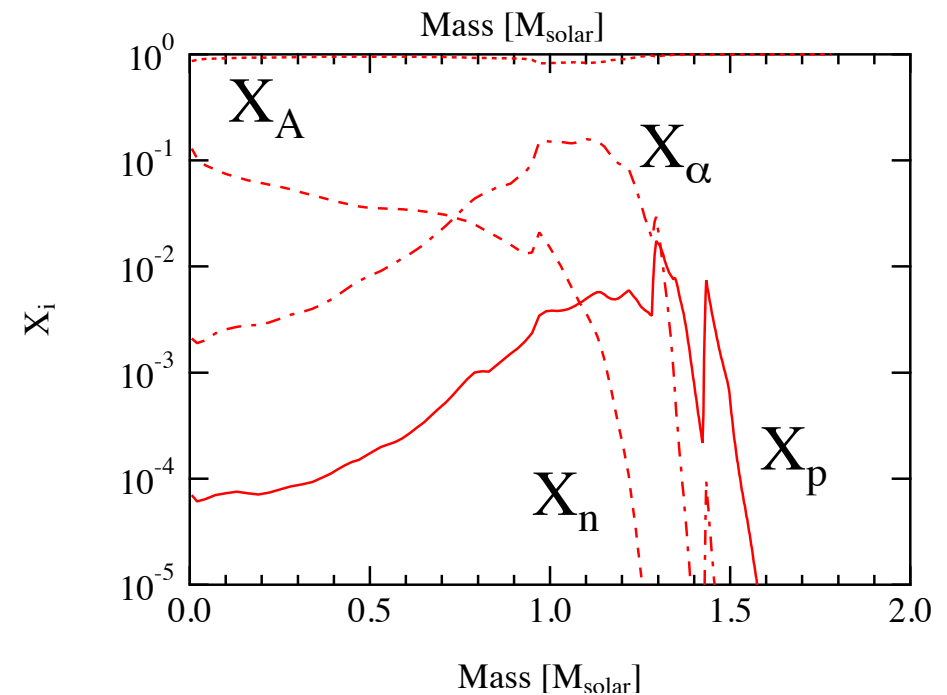
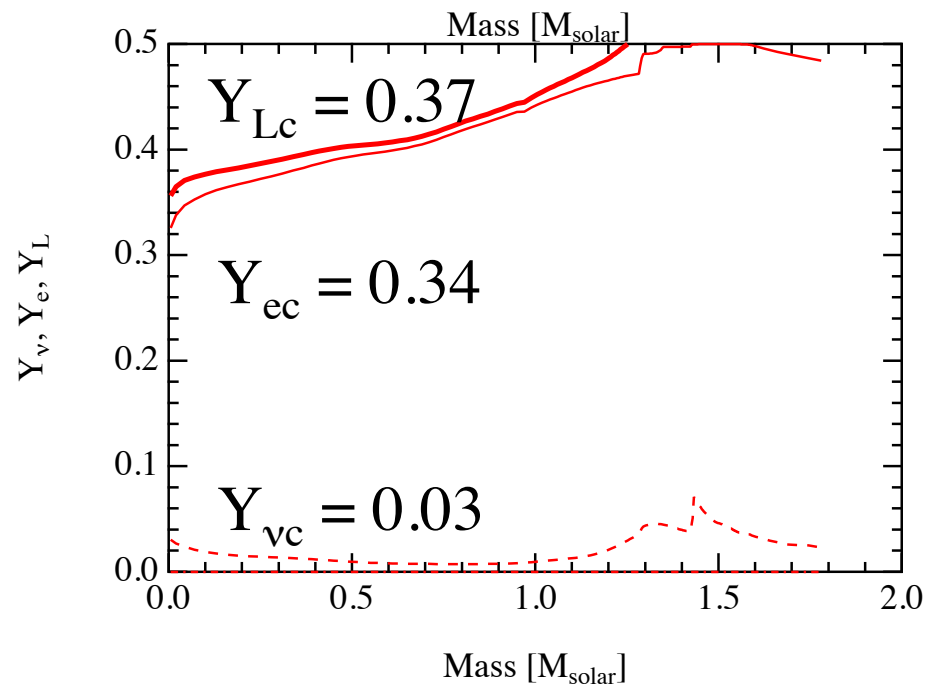
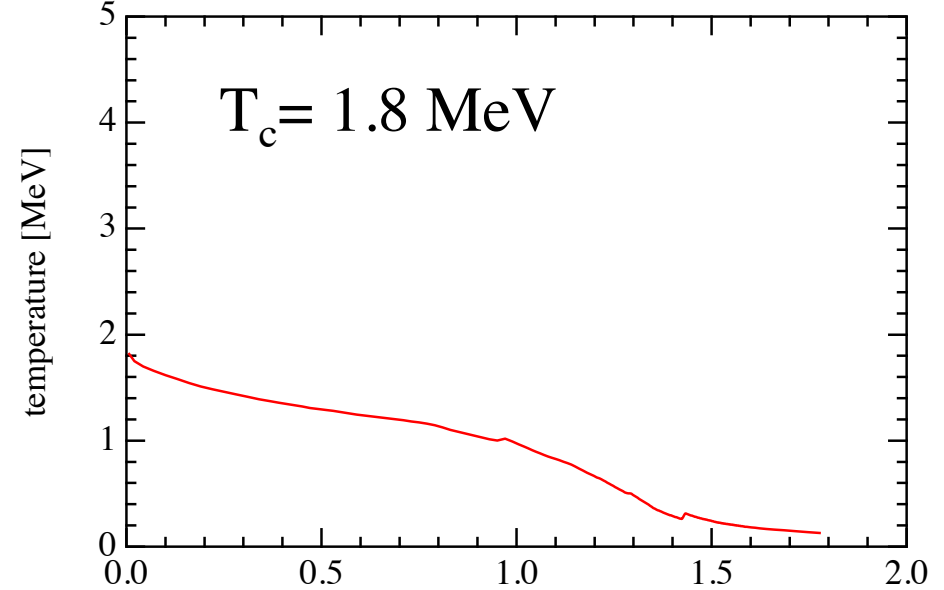
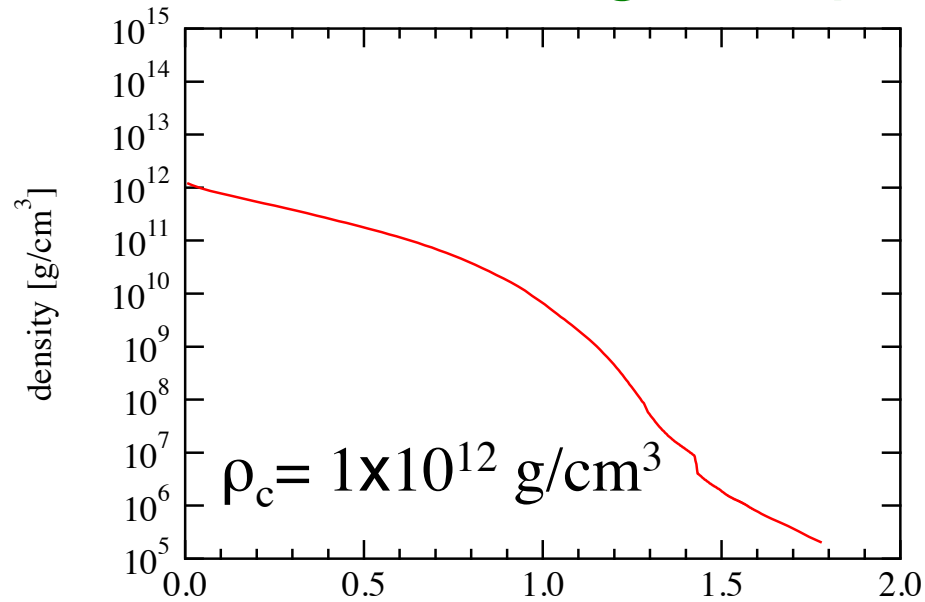
$$E_{\nu} = 10 \sim 100 \text{ MeV} \sim \mu_e$$

- $\rho > \rho_{\text{trap}}$
 ν は頻繁に散乱
拡散

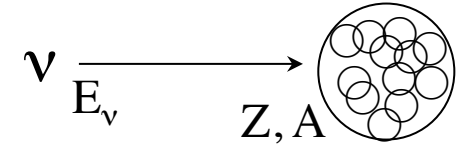
- $\rho < \rho_{\text{trap}}$
 ν は外へ逃げる
自由伝搬

During collapse: $\rho_c = 10^{12} \text{ g/cm}^3$

WW95: $15M_{\text{sun}}$



ニュートリノ閉込めの原因



- **ニュートリノ原子核散乱**: $\sigma_{\nu A} \propto A^2 \sigma_{\nu N}$
coherent: neutrino wave length ~ 20 fm, $E_\nu \sim 10$ MeV

- **ν -平均自由行程 (λ_ν) vs コア半径 (R_{core})**

$$\lambda_\nu = \frac{1}{\sigma_{\nu A} n_A} = 1 \times 10^7 \text{ cm} \quad R_{core} = \left(\frac{3M_{Ch}}{4\pi\rho} \right)^{\frac{1}{3}} = 2.7 \times 10^7 \text{ cm} \quad @ 3 \times 10^{10} \text{ g/cm}^3$$

$\rho > 3 \times 10^{10} \text{ g/cm}^3$ では $\lambda_\nu \leq R_{core}$

→ ν は自由に逃げられない

- **拡散時間 vs ダイナミカル時間 (free fall time)**

$$\tau_{diffusion} = \frac{3R_{core}^2}{c\lambda_\nu} = 2 \times 10^{-2} \text{ sec} \quad \tau_{dyn} \sim \frac{1}{\sqrt{G\rho}} = 1 \times 10^{-2} \text{ sec} \quad @ 1 \times 10^{11} \text{ g/cm}^3$$

$\rho \geq 10^{11} \text{ g/cm}^3$ では $\tau_{diffusion} \geq \tau_{dyn}$

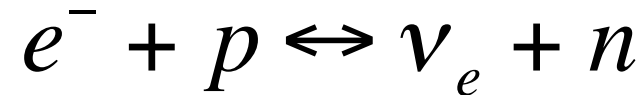
→ ν の閉じ込め

- ν の閉じ込めにより ν も縮退ガスとなる
- そのまま重力崩壊を続けて、物質と一緒に圧縮される

ニュートリノを含むベータ平衡へ

- 両方向の反応が進む

- ν 吸収・放出



- 化学平衡に達する

- 陽子・中性子の割合

$$\mu_e + \mu_p = \mu_\nu + \mu_n$$

- レプトン量が目安:

- 電子+電子型ニュートリノ

- レプトンガス圧として寄与

$$Y_L = Y_e + Y_\nu = \frac{n_e + n_\nu}{n_B}$$

- チャンドラセカル質量 M_{Ch} :

$$M_{Ch} = 1.457 \left(\frac{Y_L}{0.5} \right)^2 M_{sun}$$

電子縮退圧が支えられる星の上限質量

ニュートリノ発生:重力崩壊からバウンス

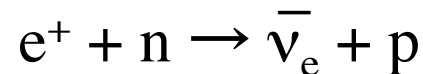
- 圧縮により高温となる

$$T \sim T_i \left(\frac{\rho}{\rho_i} \right)^{1/3}$$

断熱圧縮
電子ガス

- 光子・電子・陽電子が豊富

- 陽電子吸収反応:電子型反ニュートリノ



逆反応も起こる

- 対生成・消滅:全ての型



- 熱エネルギーをニュートリノとして放出

- 熱ニュートリノ

平均エネルギー $\langle E_\nu \rangle \propto T$

- 閉込→拡散:遅れて出てくる

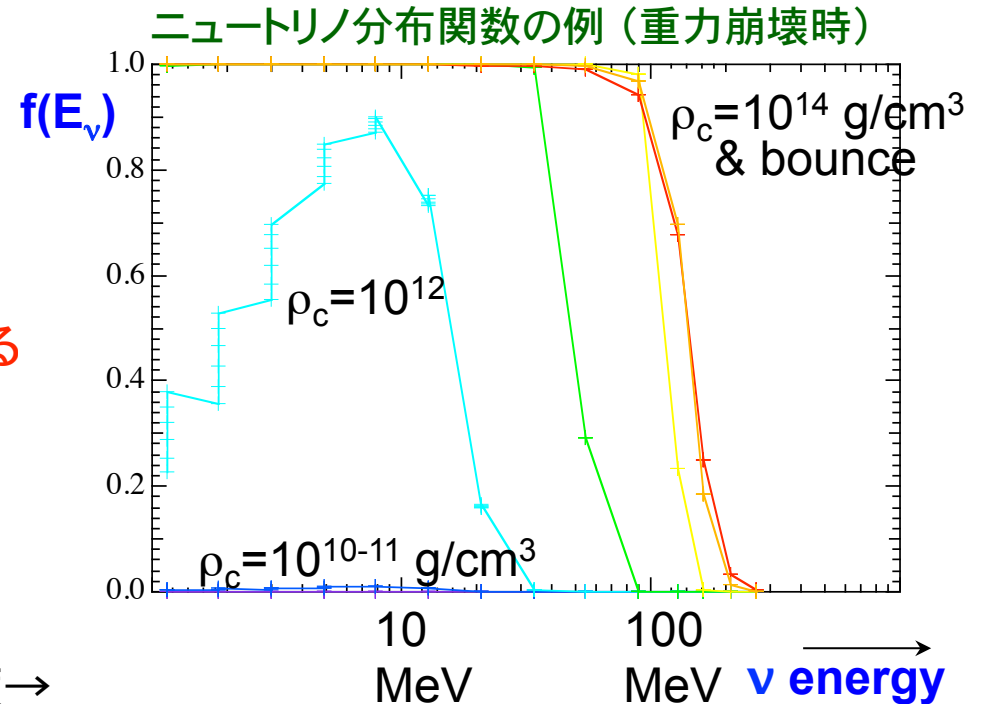
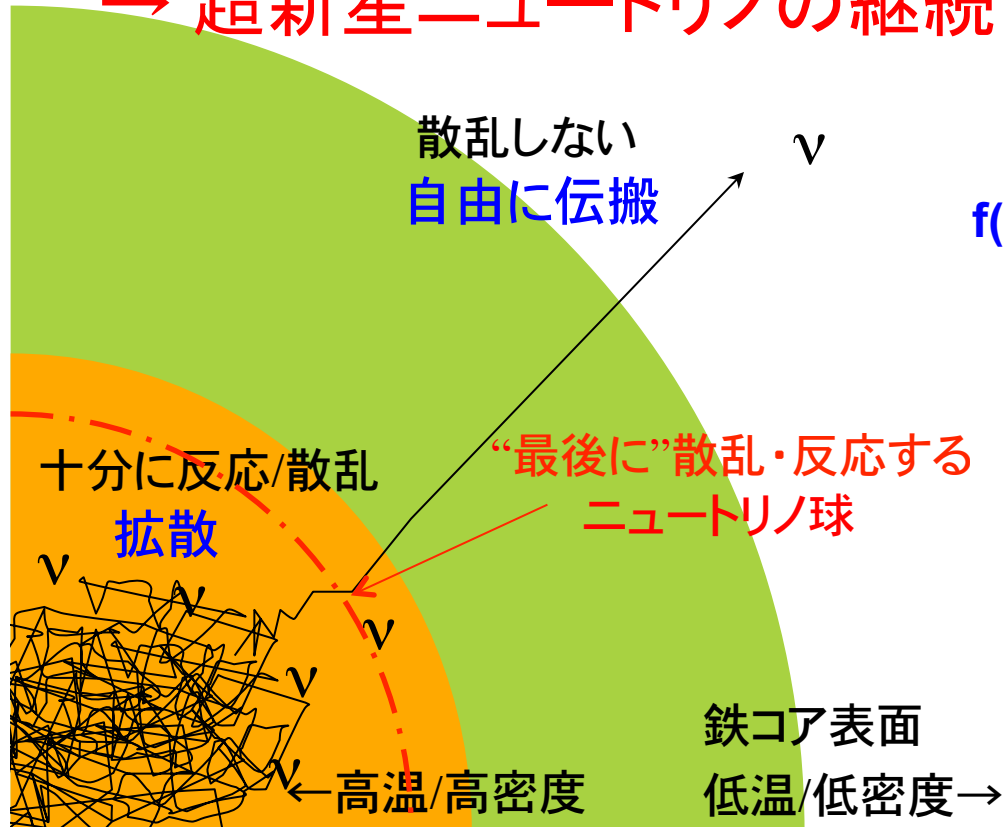
光度 $L_{\nu_e} \sim L_{\bar{\nu}_e} \sim L_{\nu_{\mu/\tau}} \sim L_{\bar{\nu}_{\mu/\tau}} \sim 10^{52} \text{ erg/s}$

エネルギー量 $\sim 10^{53} \text{ erg}$

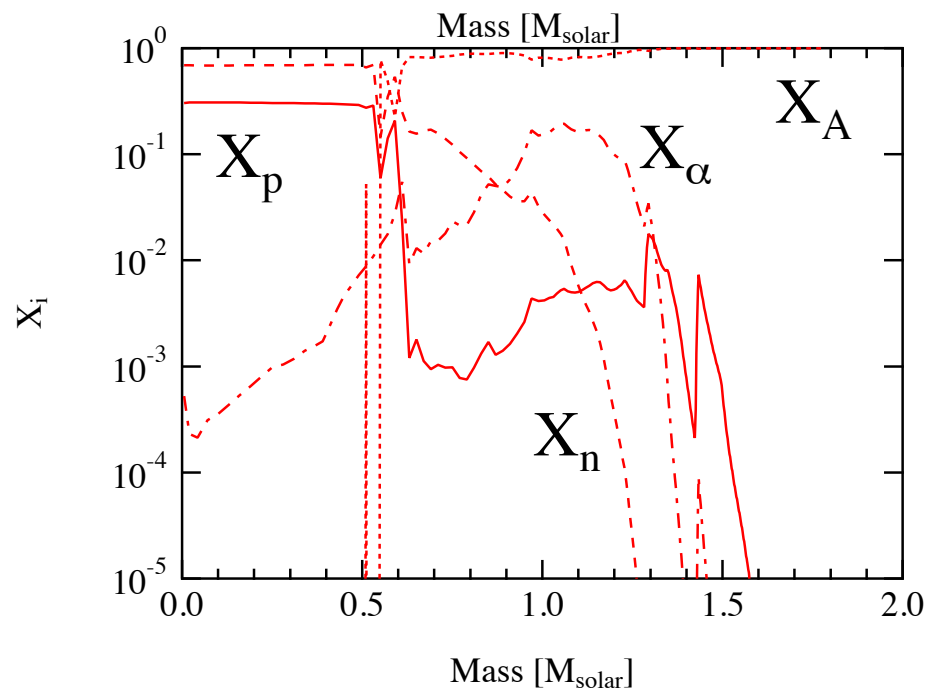
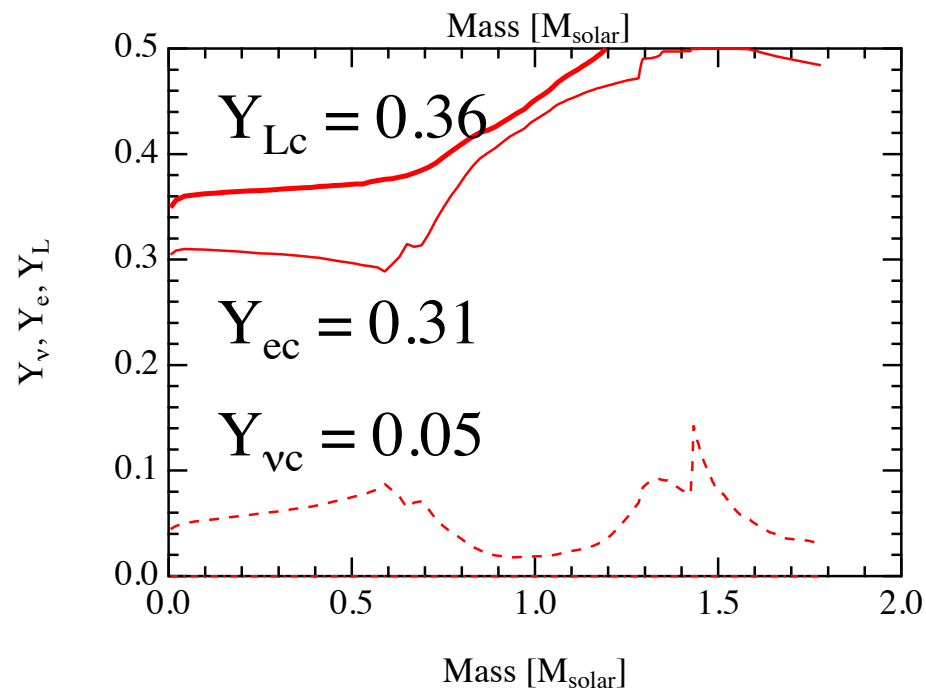
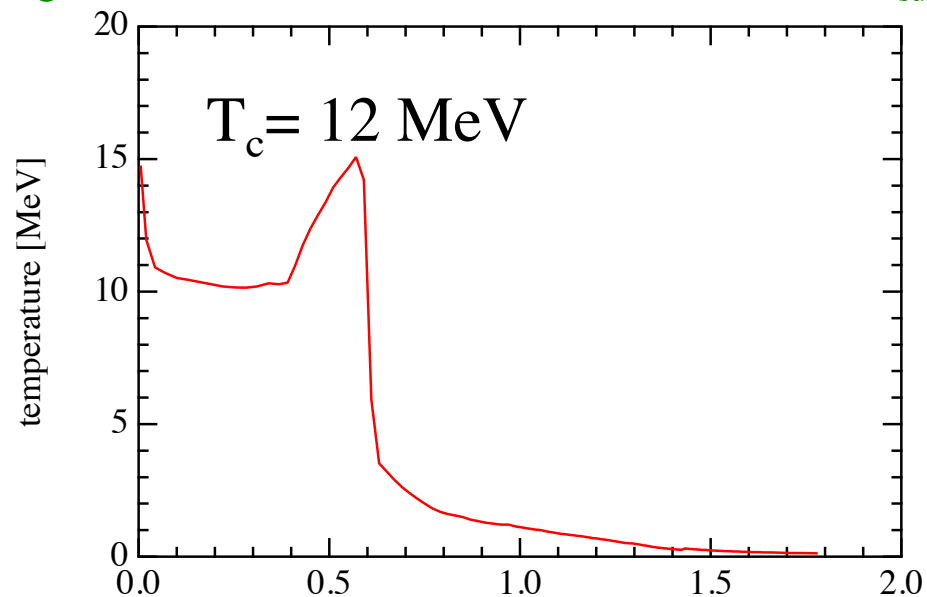
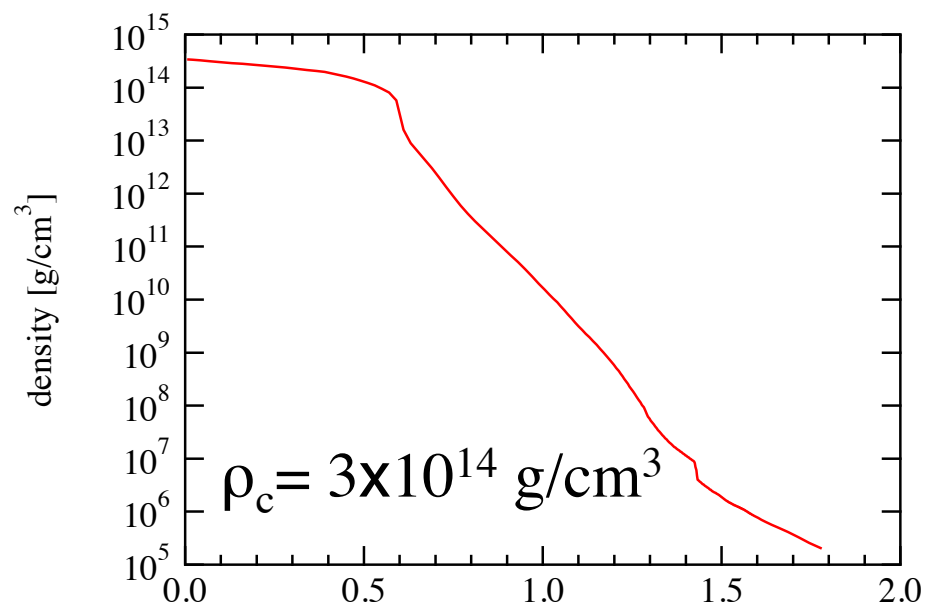
ニュートリノが出てくるまで

- 中心部 ν 閉込め → 外へ向かって拡散
 - 拡散の時間スケール: 1s - 10 s
- ニュートリノ球: 放出する球面
 - ν エネルギーに依存する: $\rho \sim 10^{12} - 10^{11} \text{ g/cm}^3$, $R_\nu \sim 30 - 50 \text{ km}$

→ 超新星ニュートリノの継続時間・エネルギースペクトル



At core bounce: $\rho_c = 3 \times 10^{14} \text{ g/cm}^3$ WW95: $15 M_{\text{sun}}$

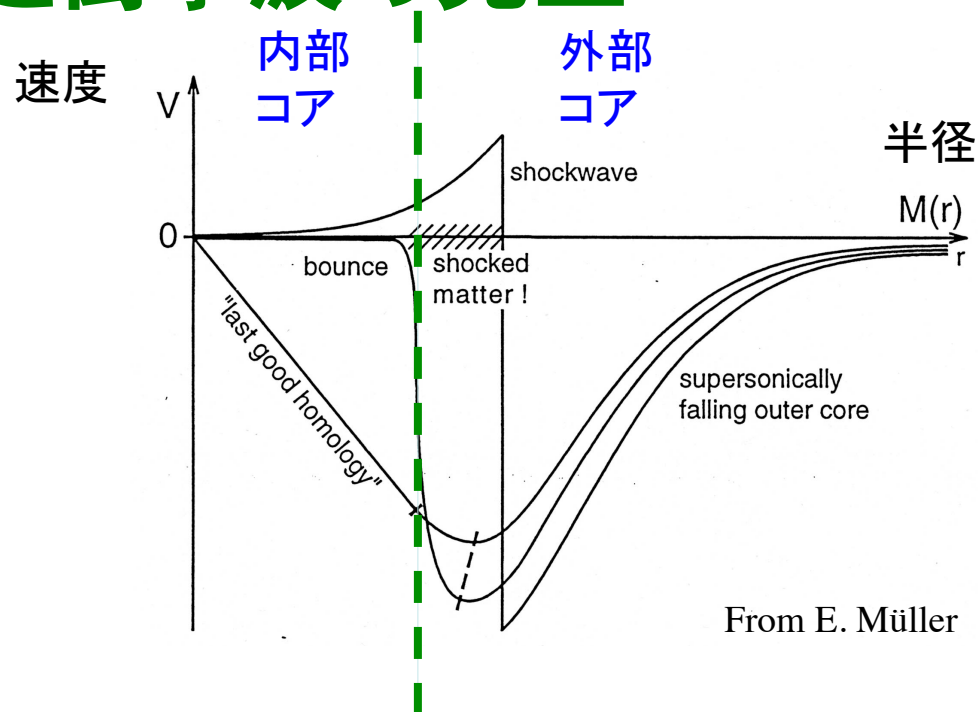


コアバウンスと衝撃波の発生

- 核物質密度を越えると
above $\rho \sim 3 \times 10^{14} \text{ g/cm}^3$
 - 核力の斥力による反発
 - 圧力の上昇が急激に
- 中心から崩壊が停まる
- 衝撃波スタート位置

- $R_{\text{inner}} \sim \text{数} 10 \text{ km}$
- $M_{\text{shock}} \sim M_{\text{inner}}$

ニュートリノの量による



- 衝撃波の初期エネルギー

$$E_{\text{shock}} \sim \frac{GM_{\text{inner}}^2}{R_{\text{inner}}} = \text{several} \times 10^{51} \text{ erg}$$

$$M_{\text{inner}} = 1.457 \left(\frac{Y_L}{0.5} \right)^2 M_{\text{sun}} \sim 0.6 - 0.9 M_{\text{sun}}$$

衝撃波の伝搬: 爆発に向けて

- 衝撃波が外部コアを伝搬

$$M_{outer} \sim 0.5 - 0.8 M_{sun}$$

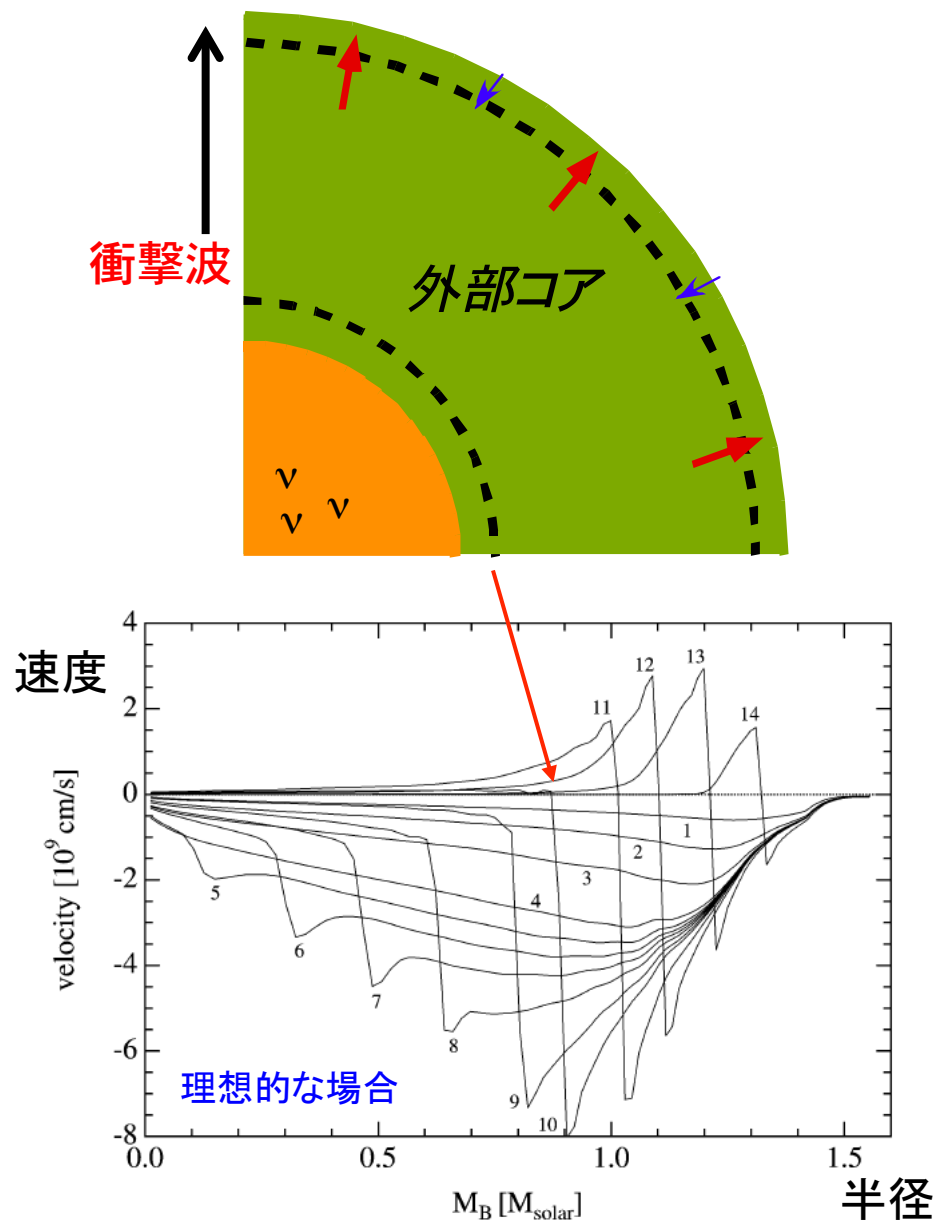
- 衝撃波がFeコアの表面に達すれば、爆発する

- ただし、

- 降り積もってくる物質の圧力を受ける
- 衝撃波により鉄が溶ける
 - 光分解でエネルギー消費

$$E_{loss} \sim 1.6 \times 10^{51} \left(\frac{M_{outer}}{0.1 M_{solar}} \right) erg$$

内部コアサイズによる

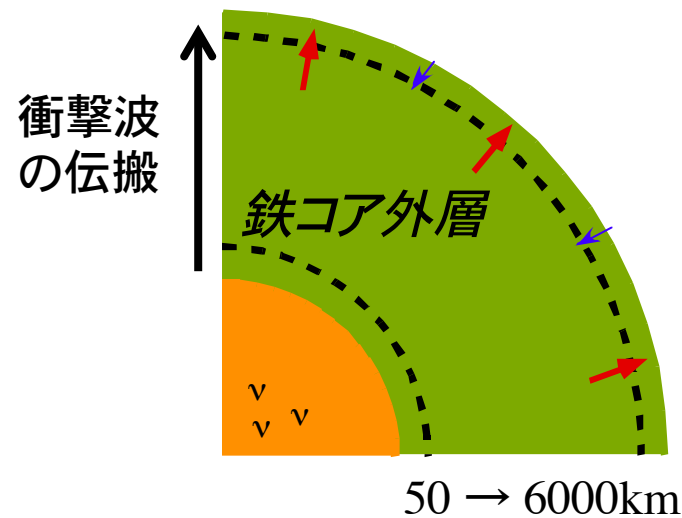
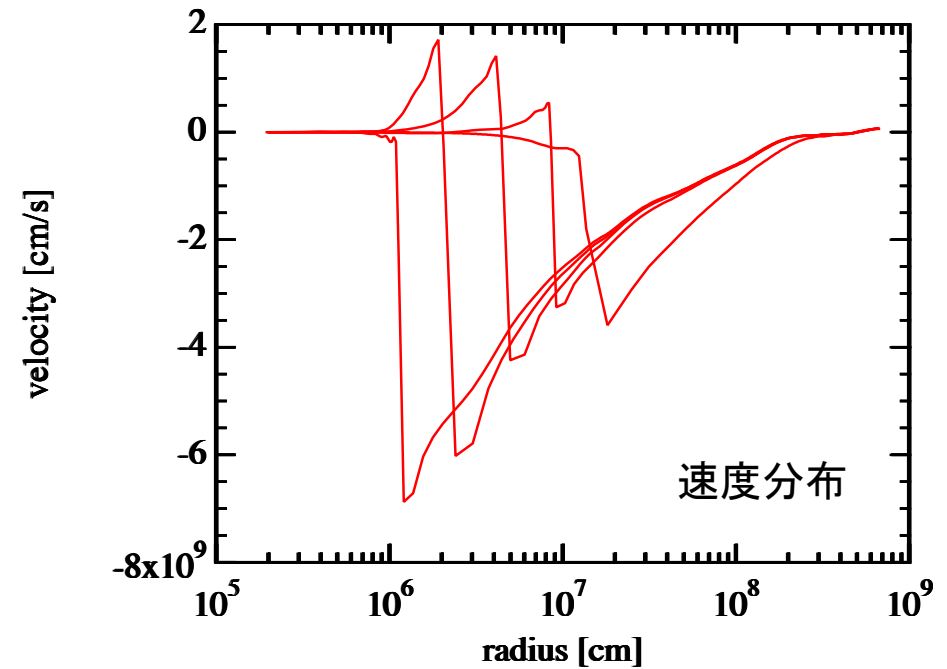
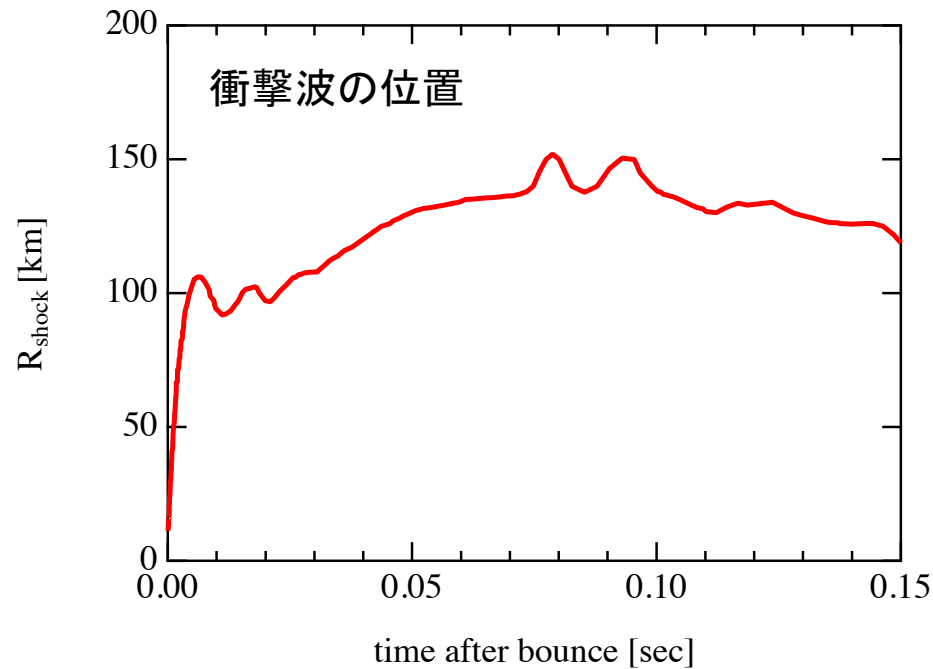


ニュートリノ発生:衝撃波伝搬時

- 衝撃波通過時に物質が加熱される
 - 温度上昇:原子核が核子に分解
 - 一時的なニュートリノ発生急増となる
- 中性子化バースト
 - 衝撃波がニュートリノ球(表面)に達する際
 - 縮退した電子を自由陽子が吸収する
 - 急に拡散から自由伝搬へ
 - 電子型ニュートリノ光度の鋭いピーク: $\Delta t \sim 10\text{ms}$
光度 $L_{\nu_e} \sim 10^{53} \text{erg/s}$ エネルギー $\sim 10^{51} \text{erg}$
 - コアバウンス時刻の指標

最新のシミュレーション: 球対称では爆発しない

第一原理計算(輻射流体) 2000年頃～



WW95, $15M_{\text{sun}}$

爆発を起こすには?: ニュートリノ加熱メカニズム

Bethe

- ニュートリノの一部が陽子・中性子に吸収される
- 衝撃波の後ろを温める
外向きに押し出す

ニュートリノ加熱量

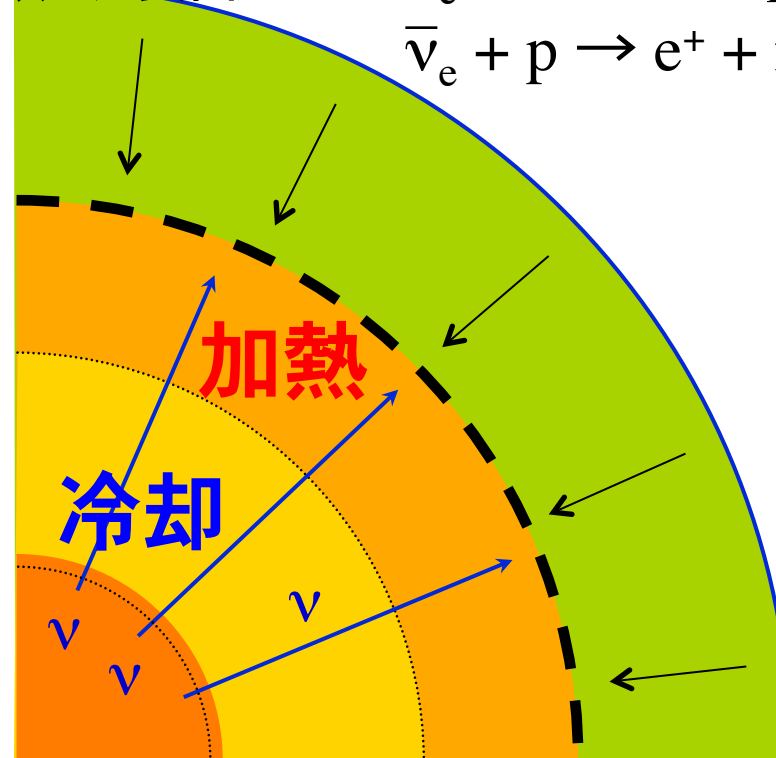
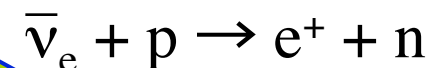
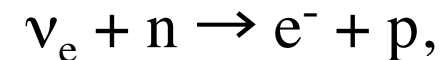
- ニュートリノの放出・吸収
- 標的量・加熱時間に依存

エネルギー獲得

→ 衝撃波の復活?
1D不十分、2D/3Dが必要

コアバウンス後の様子

鉄コア表面



原始中性子星
~50km

衝撃波
~150km

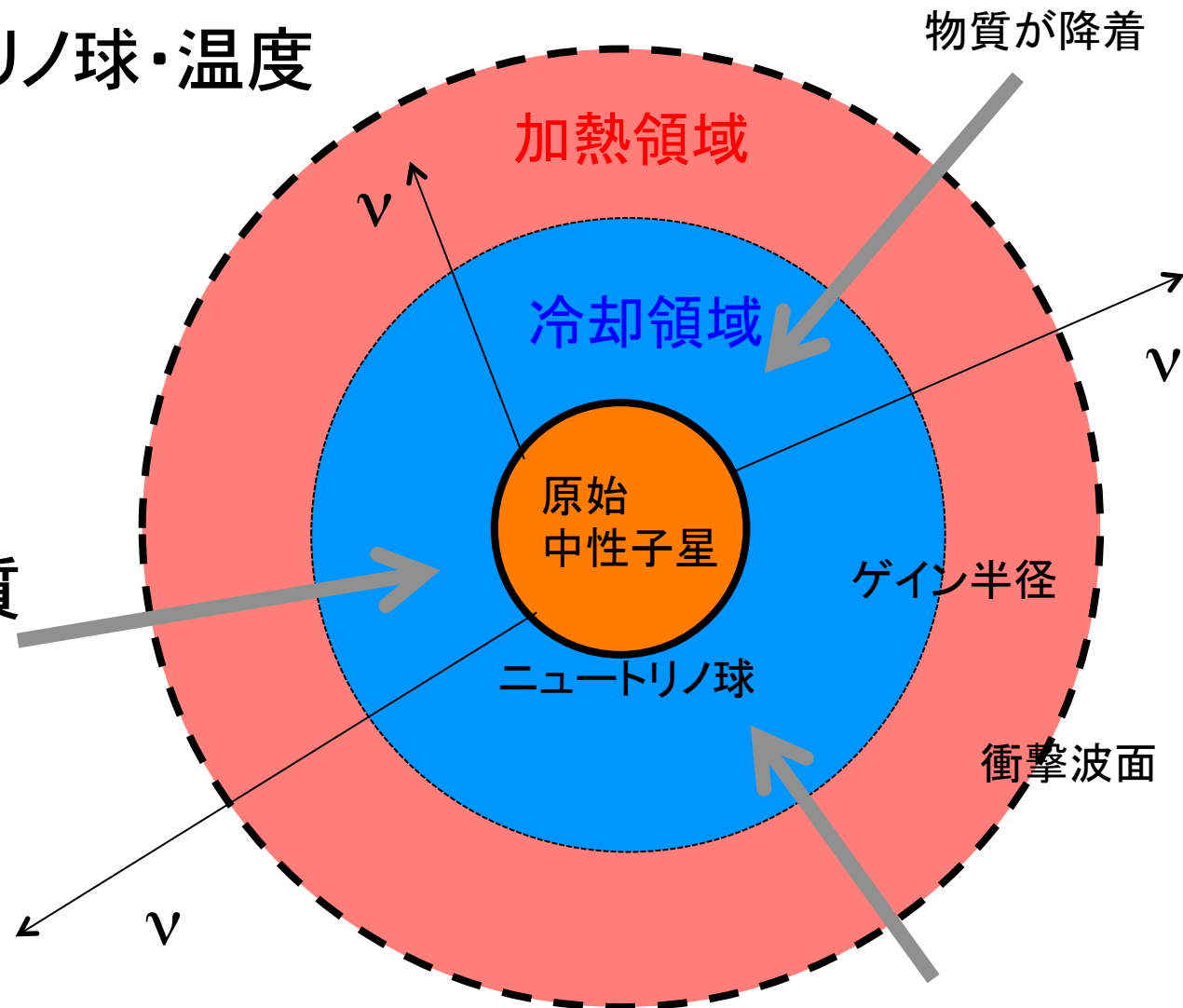
ニュートリノ加熱メカニズム: 加熱&冷却領域

- 原始中性子星表面の性質:

ν 放出 - ニュートリノ球・温度

- 冷却領域
- 範囲・量

- 加熱領域
- 降着物質
- 量・時間



降着物質によるニュートリノ放出

- 外層が原始中性子星の表面に降り積もる

- 降着率 $\dot{M} = \frac{dM}{dt}$ $\tau_{dyn} \sim \frac{1}{\sqrt{G\rho}}$ 親星の密度構造に依る

- 重力エネルギーの解放 $E_{acc} \sim \frac{GMM}{R}$

- 一部がニュートリノへ $L_{acc} \propto E_{acc}$

- 降り積もる領域・時間に依存

$$\Delta t = 300\text{ms} \sim 1\text{s}$$

- 核子による電子・陽電子捕獲

光度 $L_{\nu_e} \sim 10^{52} \text{ erg/s}$

- 熱的ニュートリノ(拡散含む)

エネルギー $\sim 10^{52} - 10^{53} \text{ erg}$

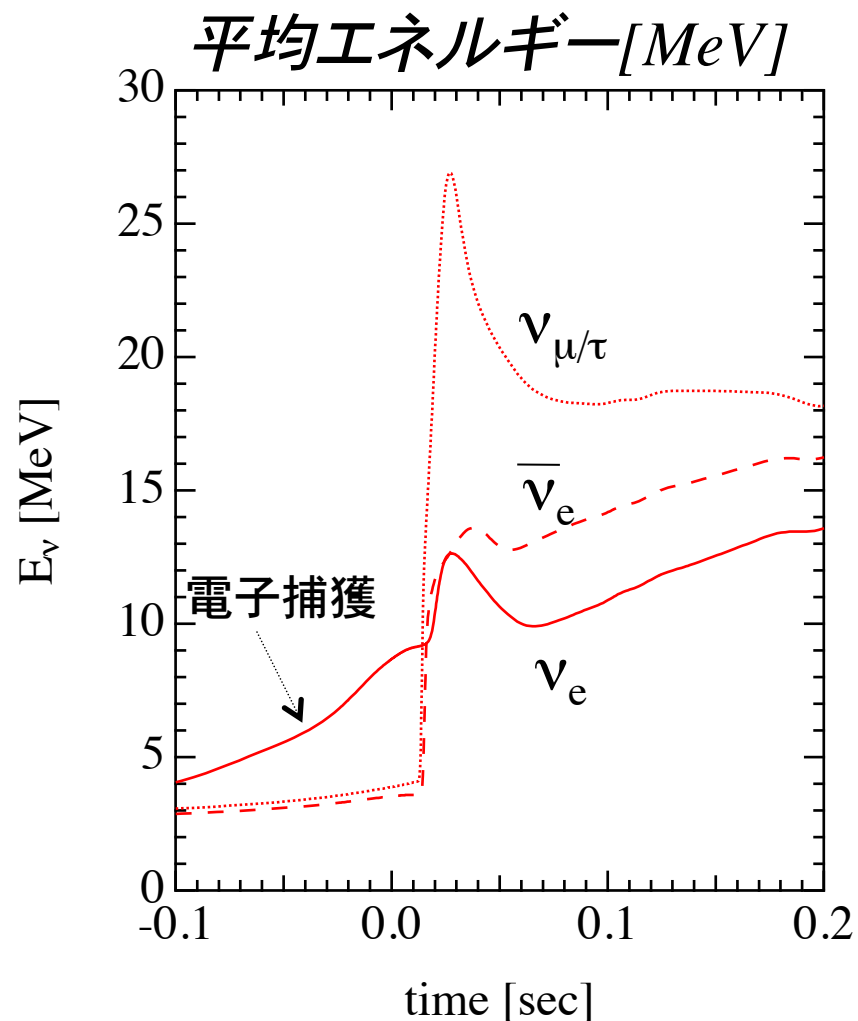
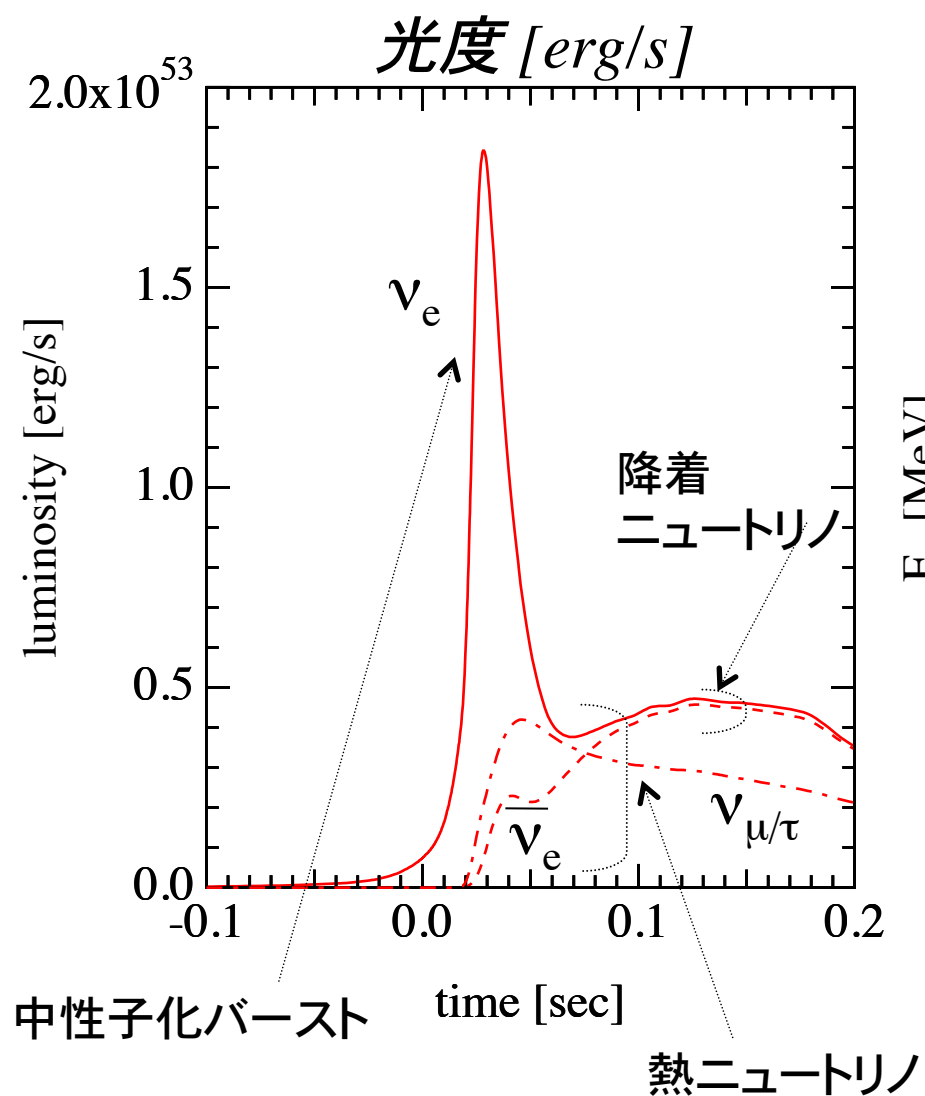
- 爆発する/しないと密接な関係

- 爆発する: 降着がやむ

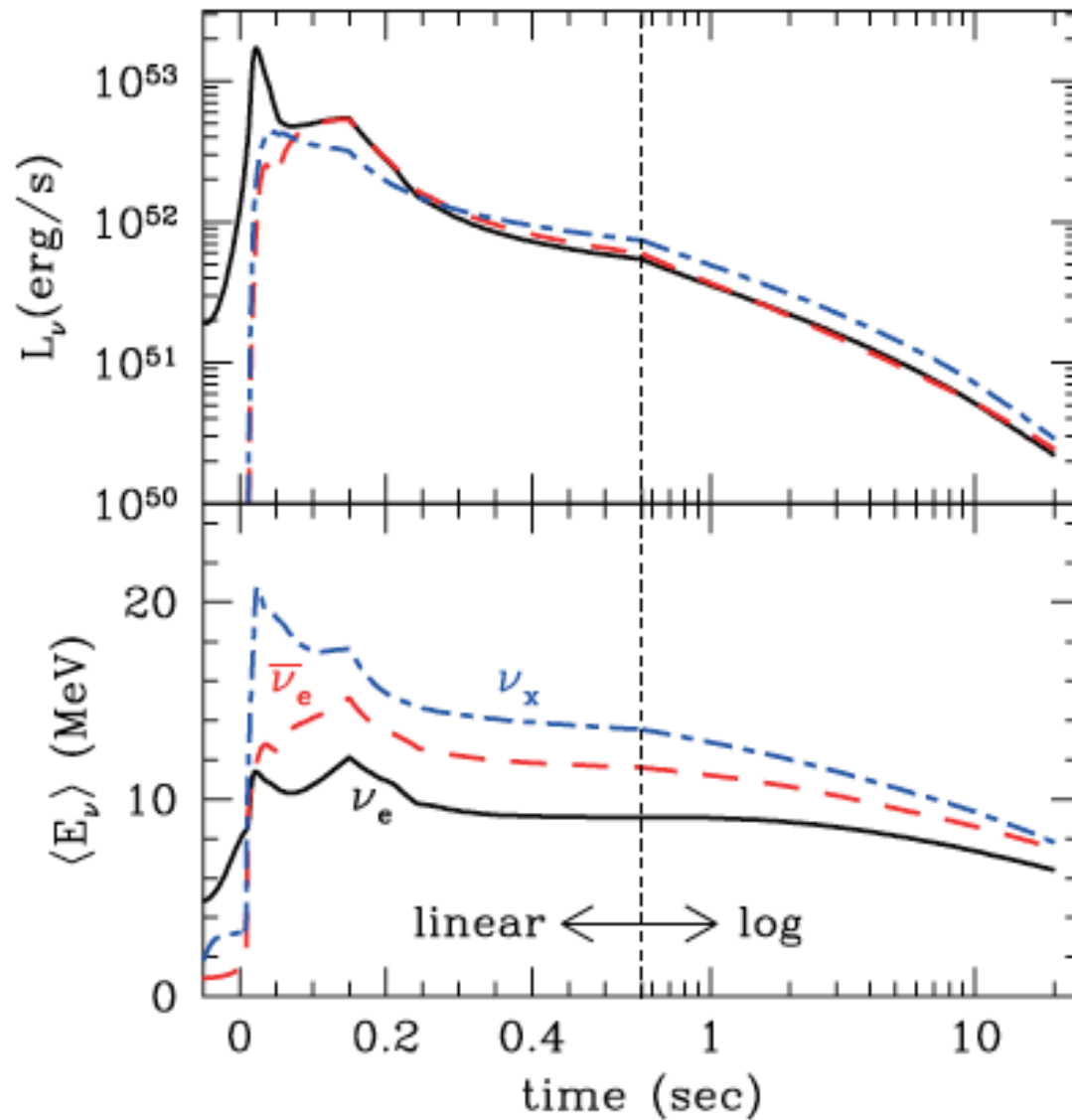
降着率 ↑ ニュートリノ光度 ↑ 加熱 ↑

- 爆発しない: ブラックホールになる

超新星ニュートリノ: 重力崩壊からバウンス後



超新星ニュートリノの全体像



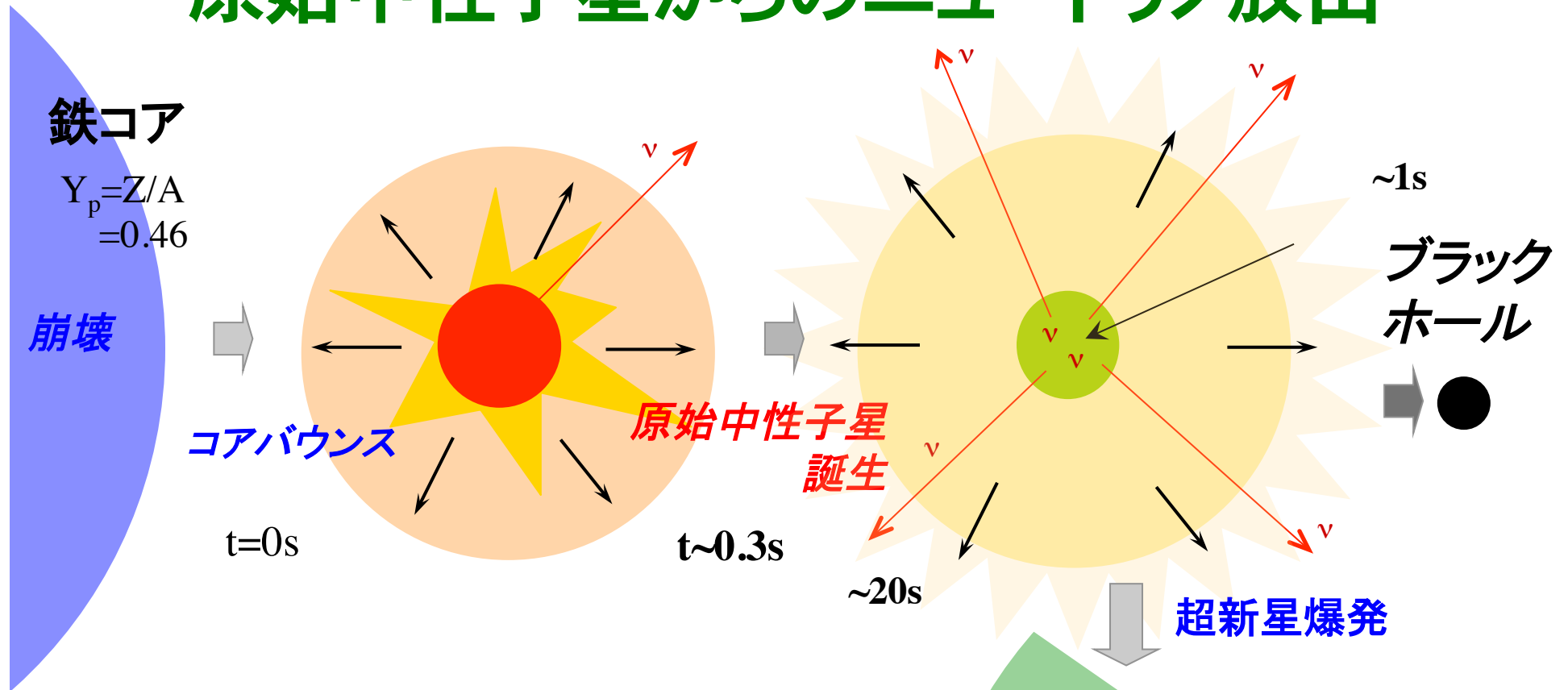
- 爆発メカニズム

- 電子捕獲
- 熱過程
- 物質降着
- ~1秒

- 原始中性子星

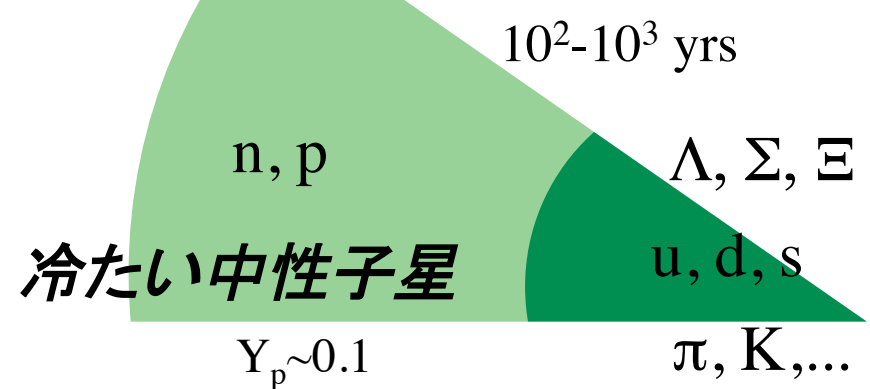
- 冷却過程
- ~20秒

原始中性子星からのニュートリノ放出



ニュートリノ放出は

- 熱を持ち去る
- 状態方程式の情報



超新星コアでの高温高密度物質

- 重力崩壊時に ν 閉じ込め($\rho > 10^{12} \text{ g/cm}^3$)
- ニュートリノを含む化学平衡 (cf. $\mu_\nu = 0$ for NS)

$$e^- + p \leftrightarrow \nu_e + n \quad \mu_\nu = \mu_e + \mu_p - \mu_n$$

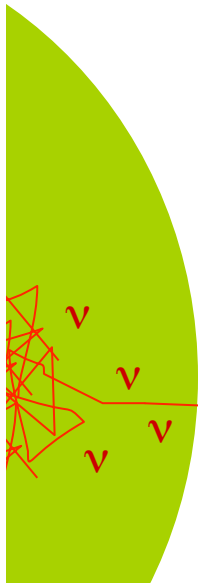
- 初めは陽子の割合が大きい(中性子が少ない)

- ν 拡散により、徐々に放出される($\sim 20\text{s}$)

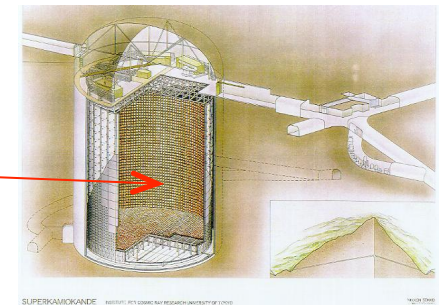
- 陽子の割合が小さくなっていく(中性子星に近づく)

密度・温度・組成を反映 $\rightarrow$ 状態方程式を探る

- 原子核密度($\rho_0 = 3 \times 10^{14} \text{ g/cm}^3$)以上
- 有限温度($T \sim 20 \text{ MeV}$)

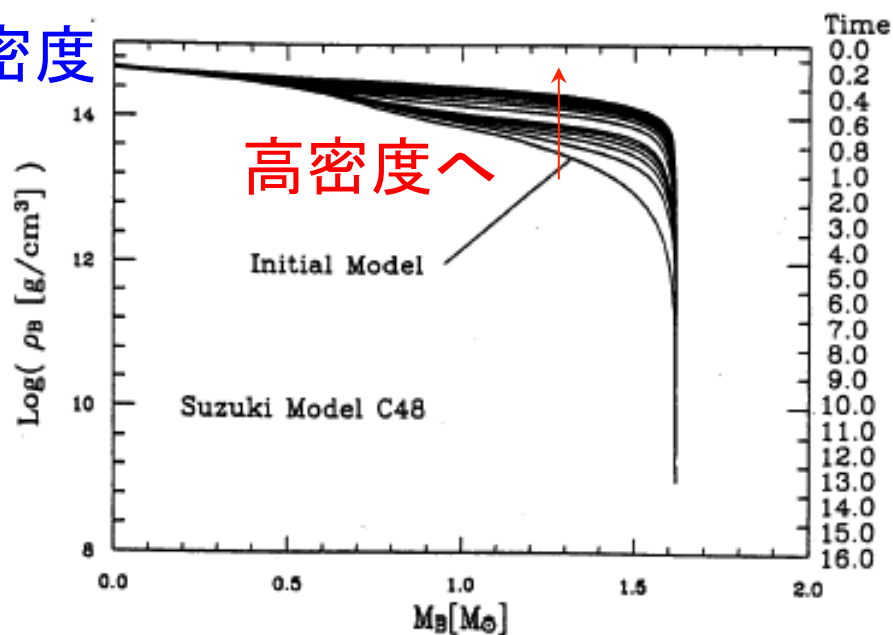


Super-Kamiokande

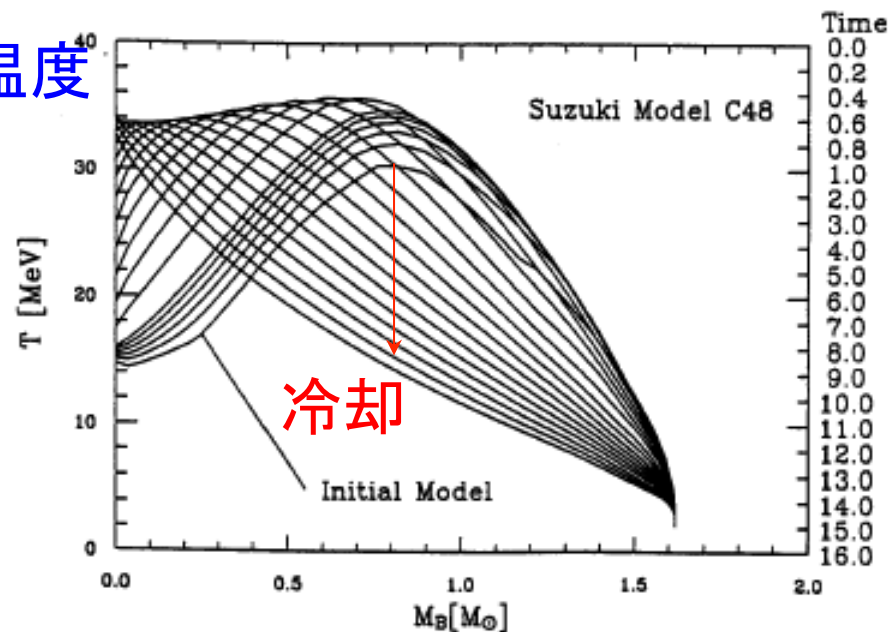


原始中性子星のニュートリノ冷却

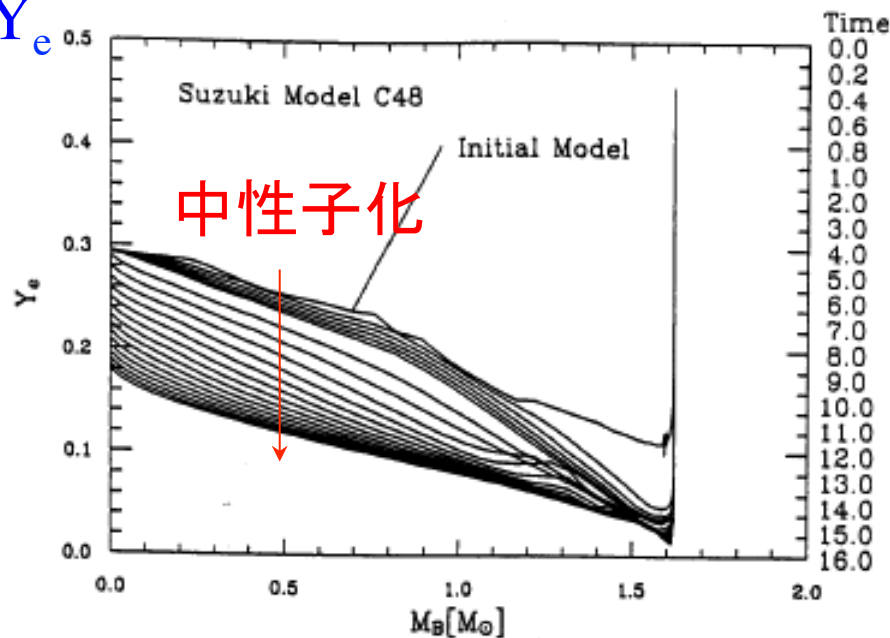
密度



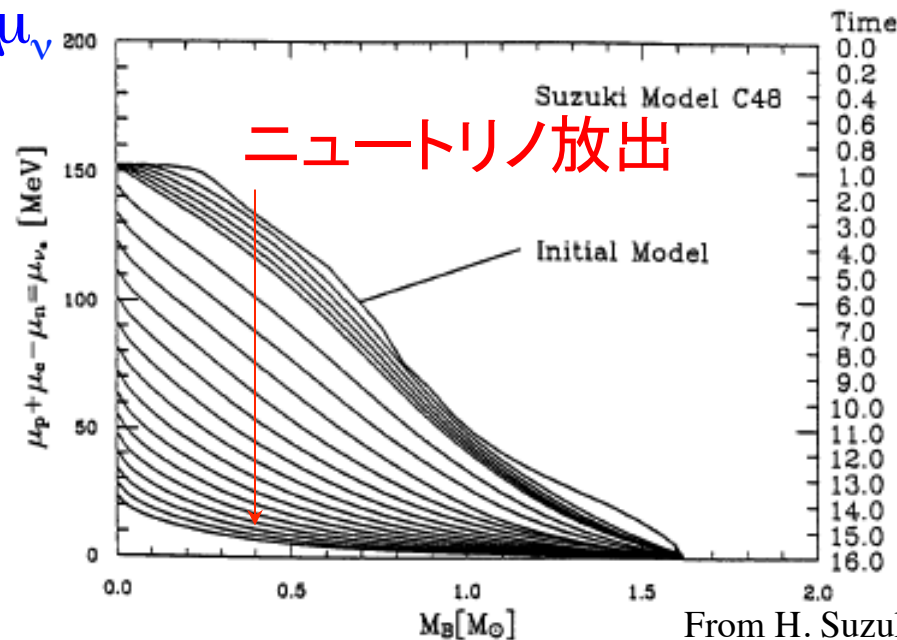
温度



Y_e



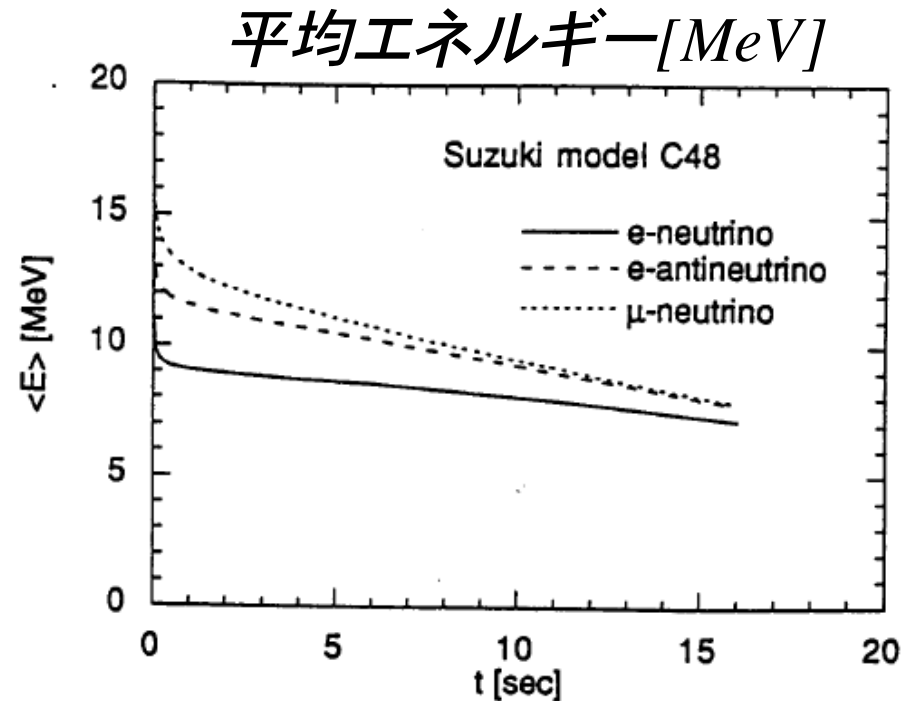
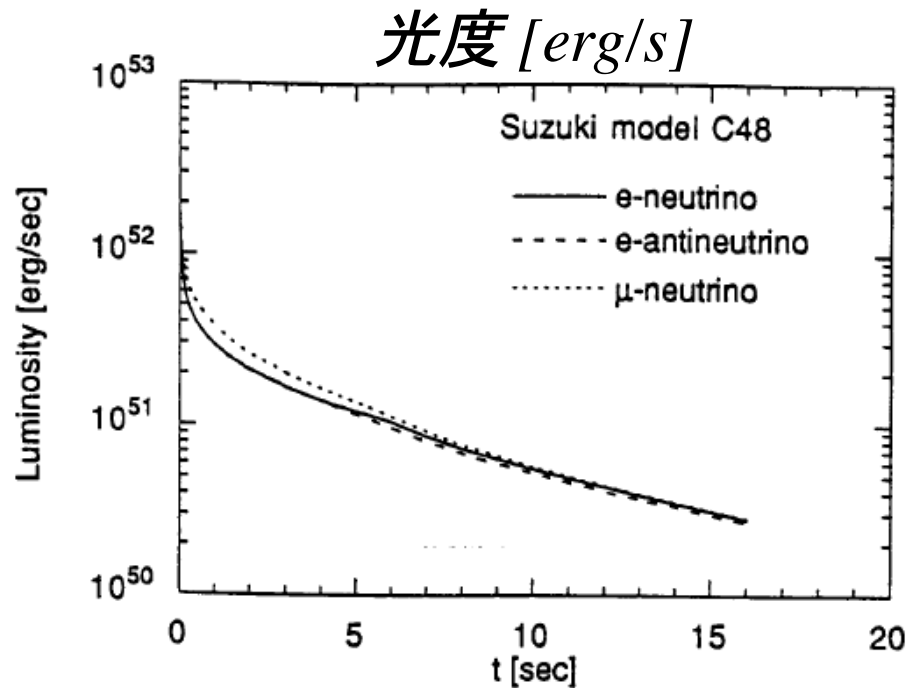
μ_ν



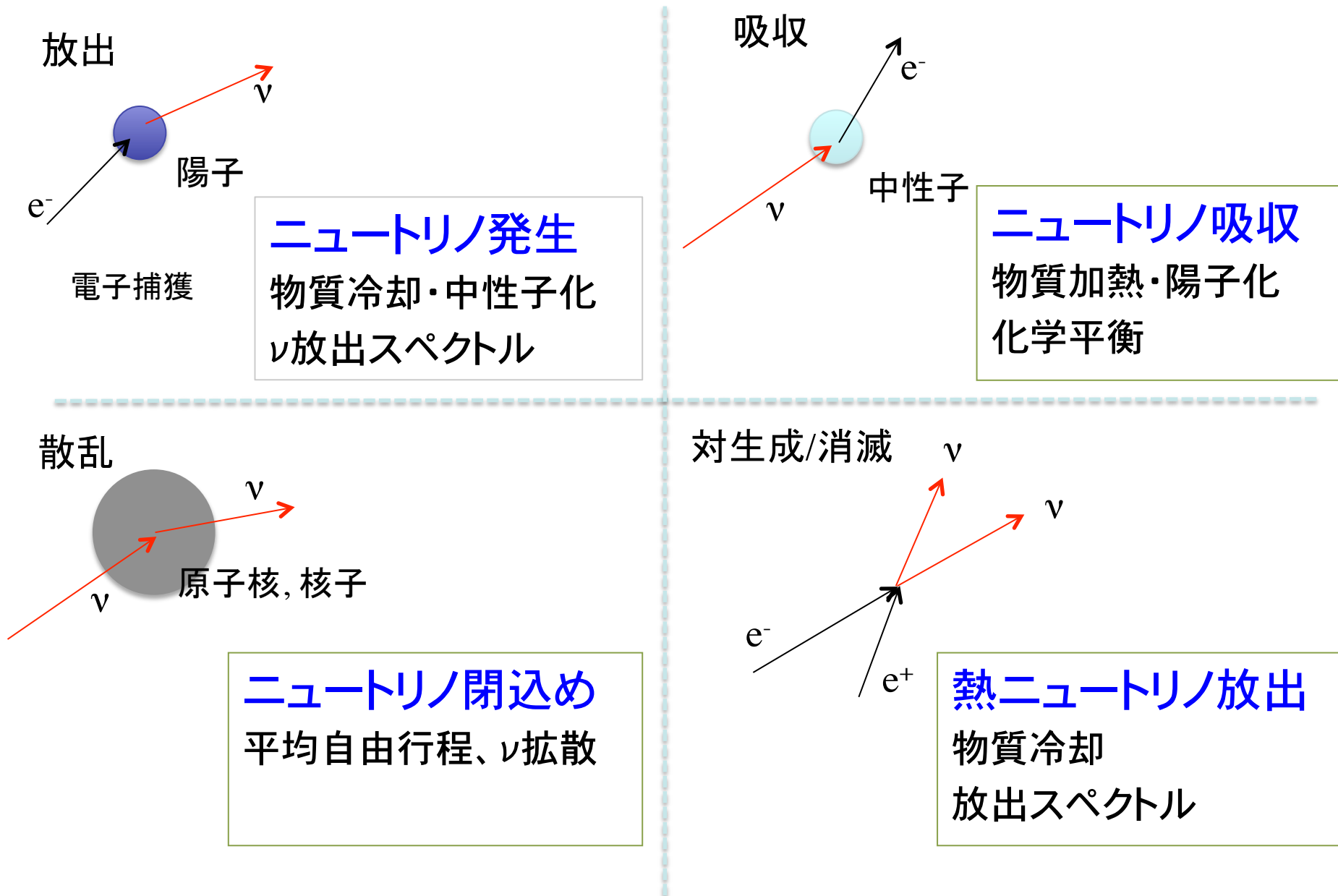
From H. Suzuki

原始中性子星冷却によるニュートリノ

- 中心に原始中性子星が誕生の後の熱的進化
 - 中心からの拡散ニュートリノが継続



超新星物質でのニュートリノ反応の役割



超新星ニュートリノの(理論上)内訳

時刻 From bounce	過程	光度[erg/s]	継続時間	エネルギー [erg]
- days/hour	前兆	$10^{45}\text{-}10^{47}$	days/hour	
-100ms~0	電子捕獲	$10^{51}\text{-}10^{52}$	~10ms	~ 10^{51}
~30ms	中性子化	10^{53}	~10ms	~ 10^{51}
50ms~20s	熱生成	10^{52}	~1s	~ 10^{53}
100ms~	降着	10^{52}	300ms-1s	~ 10^{53}
~20s	原始中性子星	$10^{52}\text{-}10^{50}$	20s	~ 10^{53}

超新星ニュートリノの特徴・違い

数値シミュレーションによる予測

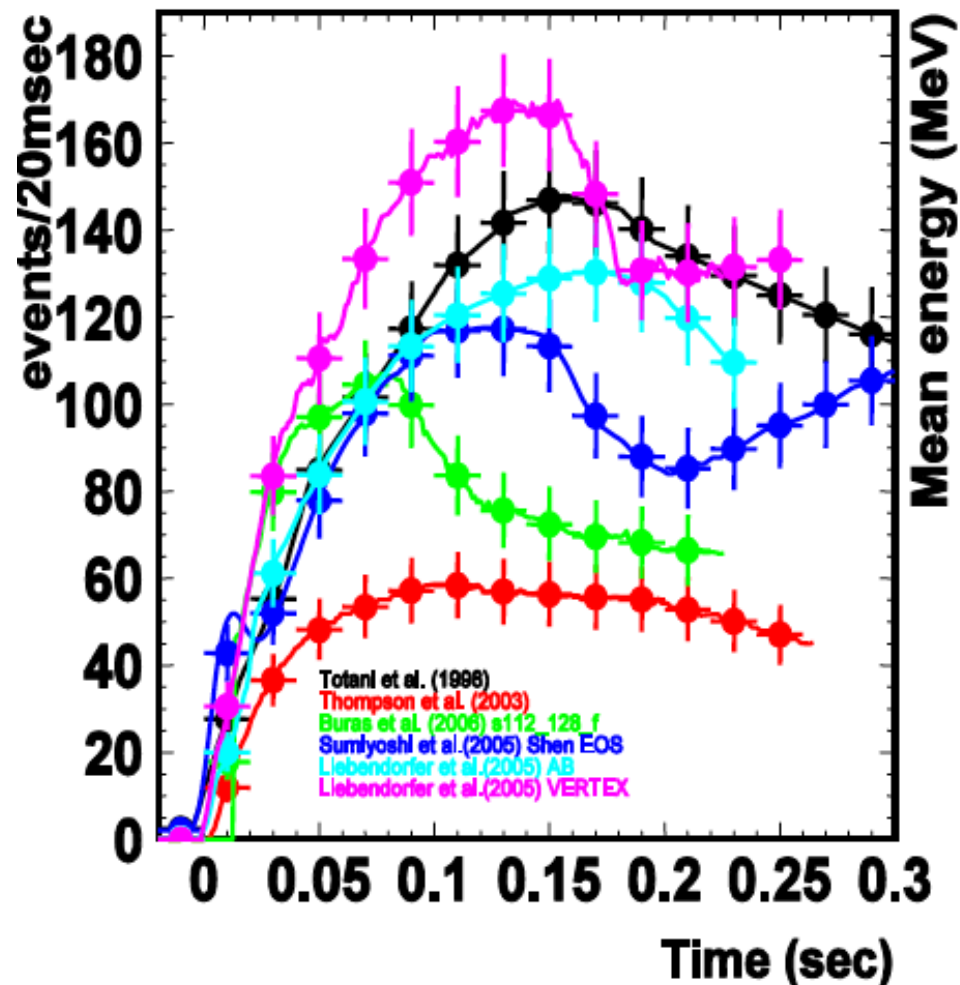
数値シミュレーションの概略

- 流体力学+ニュートリノ輻射輸送 +重力+一般相対論
1D: 第一原理計算
2D/3D: 一部近似
- 核物理データ
 - 状態方程式、ニュートリノ反応、電子捕獲反応
- 初期条件: 親星の鉄コア
 - 質量、金属量(星の進化計算による)
- 超新星ニュートリノ観測で探る
 - 親星・中心天体の同定、状態方程式への制限
 - 依存性・不定性を調べて準備しておく必要

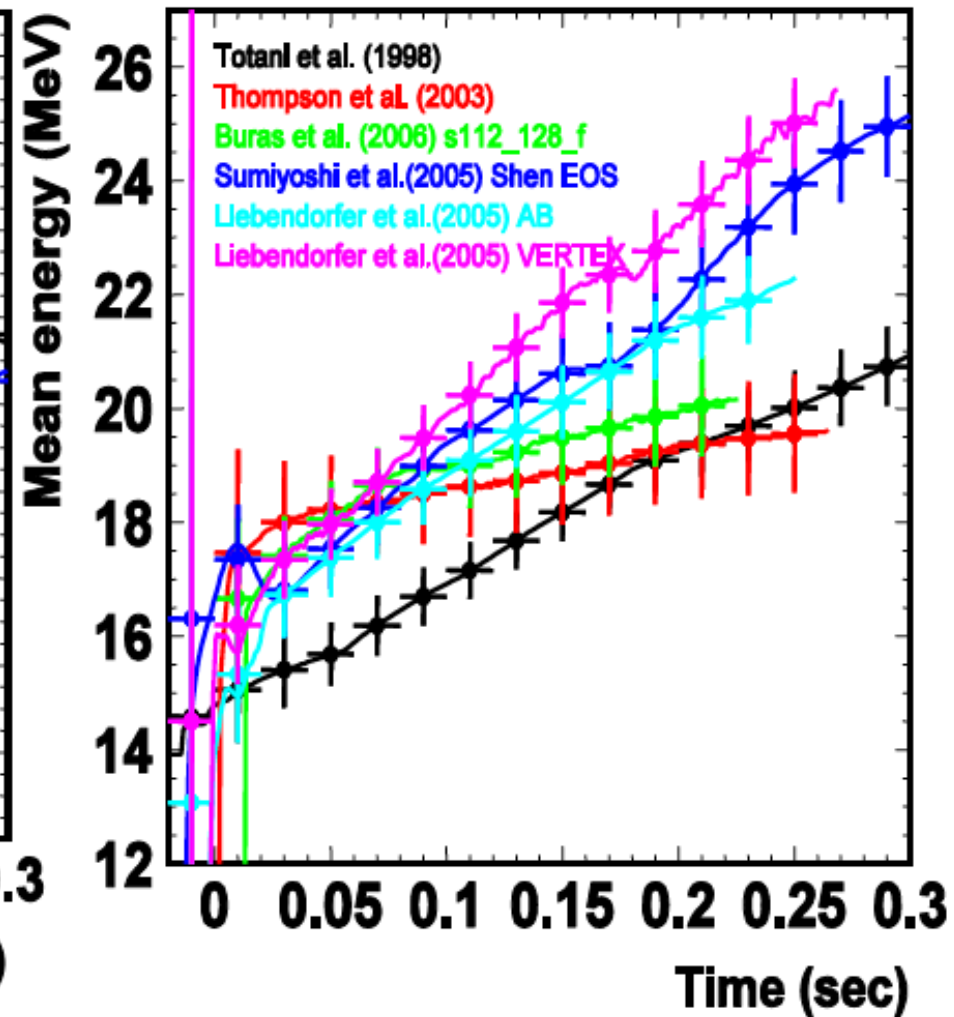
Sensitivity of SK for time variation measurement

Assuming a supernova at 10kpc, expected statistical error is plotted.

Time variation of event rate

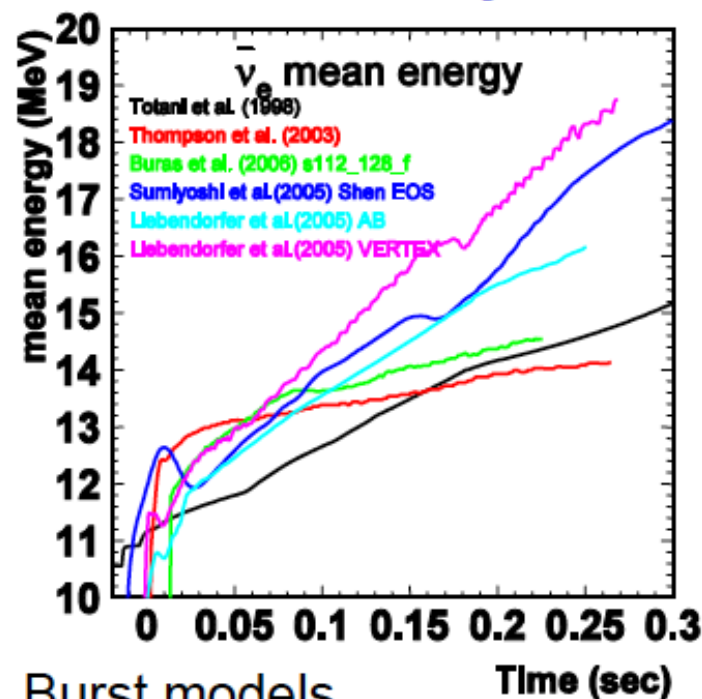
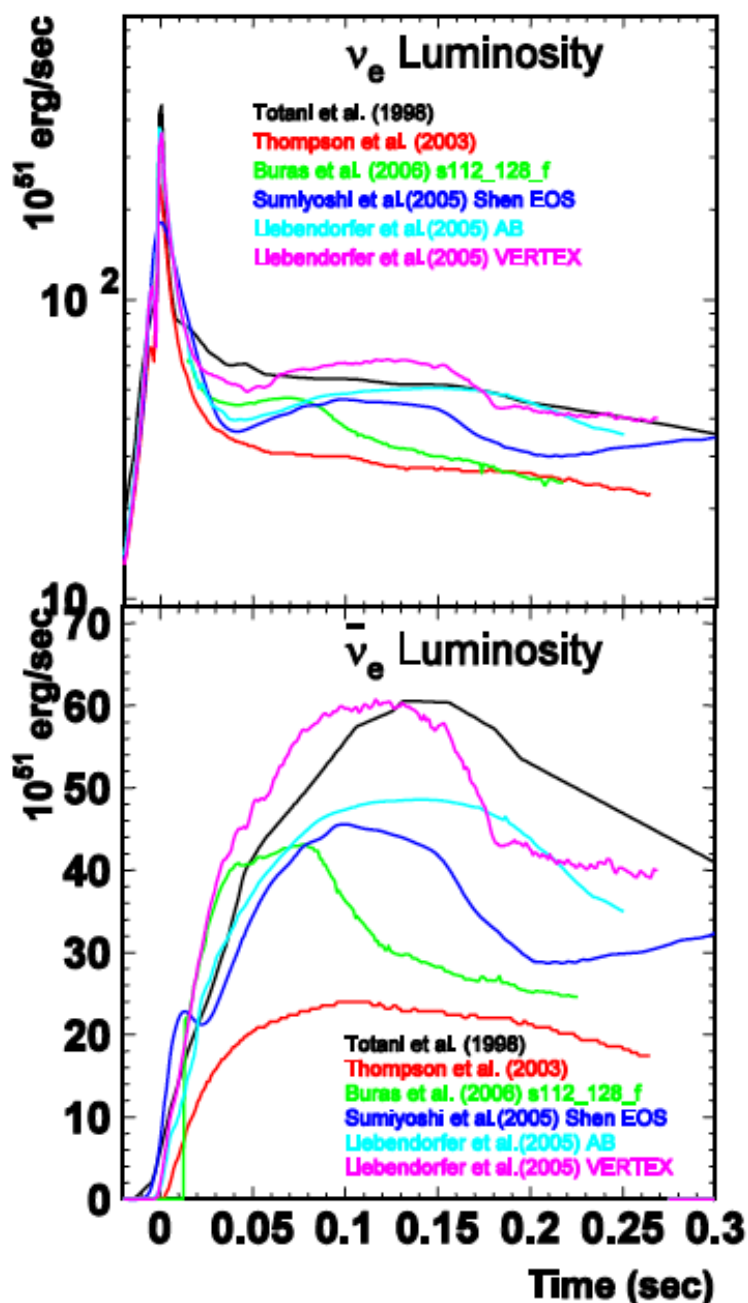


Time variation of mean energy



Enough statistics to test those models

Model dependence of luminosity and energy



Totani, Sato, Dalhed and Wilson, ApJ.496,216(1998)
 Thompson, Burrows and Pinto, ApJ.592, 434(2003)
 Buras, Janka, Rampp and Kifonidis, A&A 457, 281(2006)
 (s112_128_f).
 Sumiyoshi, Yamada, Suzuki, Shen, Chiba and Toki,
 ApJ.629, 922(2005) Shen EOS
 Liebendorfer, Rampp, Janka, and Mezzacappa, ApJ. 620,
 840(2005) AGILE-BOLTZTRAN
 Liebendorfer, Rampp, Janka, and Mezzacappa, ApJ. 620,
 840(2005) VERTEX

Thanks to H.Suzuki for compiling the model

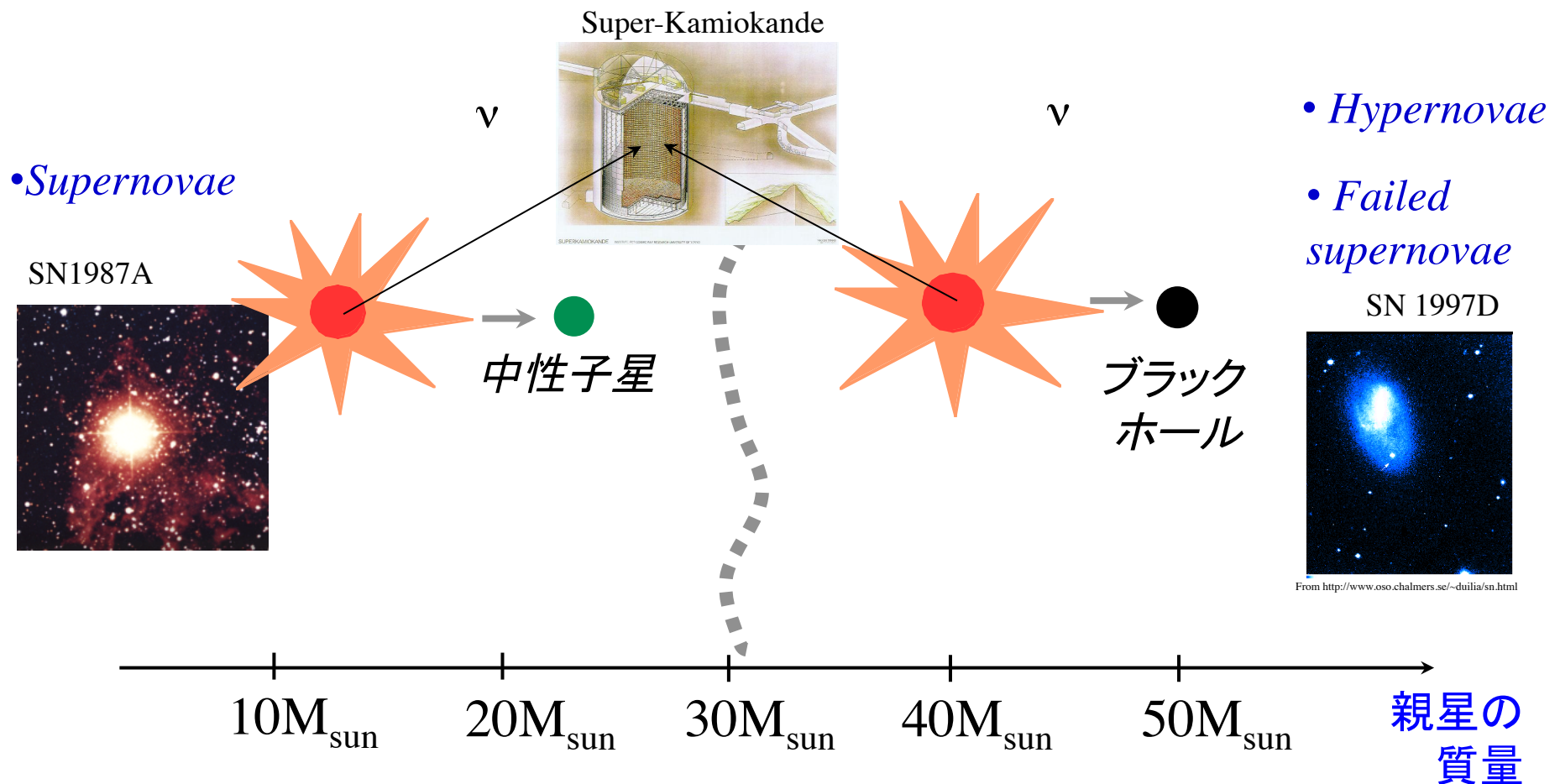
From Nakahata SNI987A@Hawaii, 2007

超新星ニュートリノの特徴・違い

親星の依存性

様々な質量の星の重力崩壊

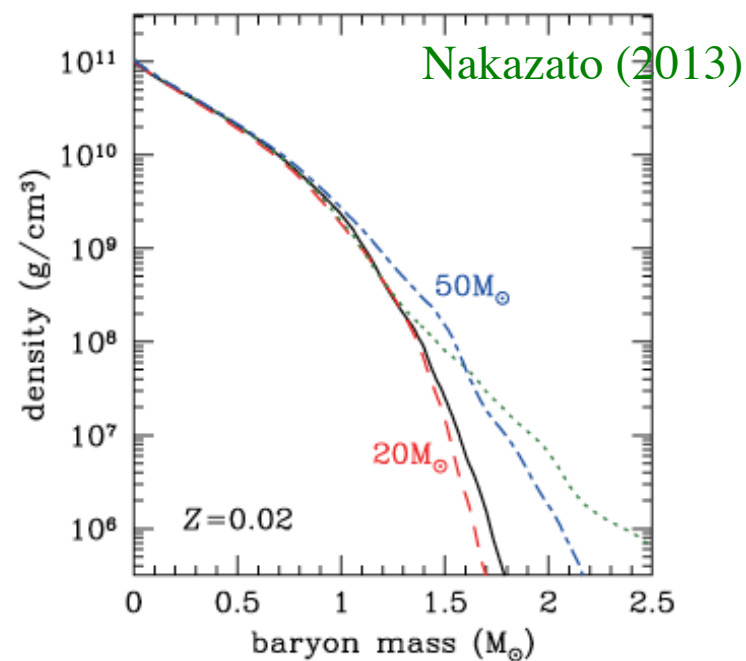
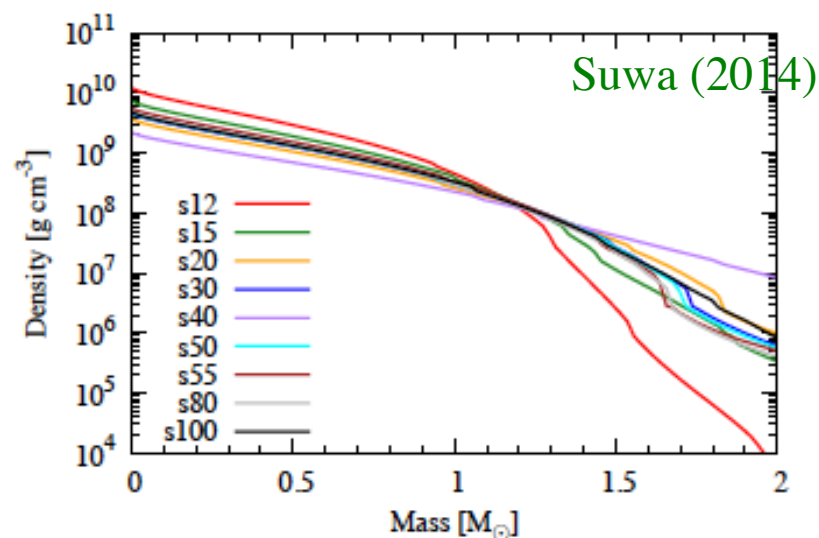
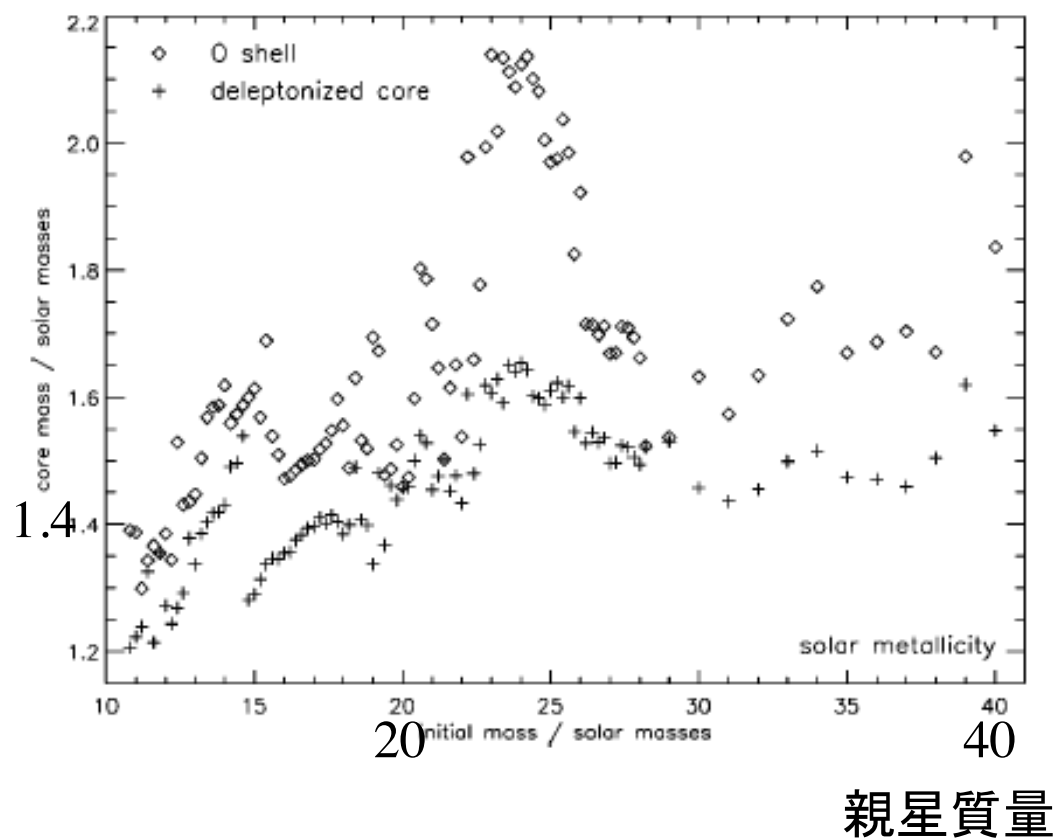
- 鉄コア・密度分布：爆発/不爆→中性子星/ブラックホール
- どちらも共にニュートリノを放出する→シグナルの違い



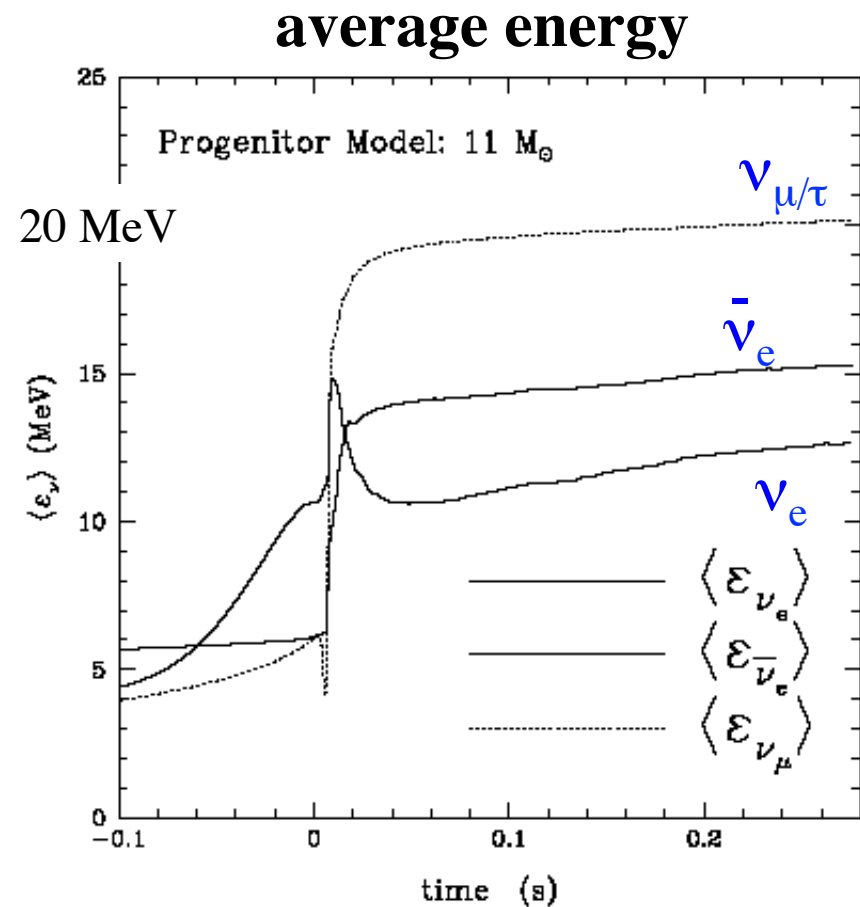
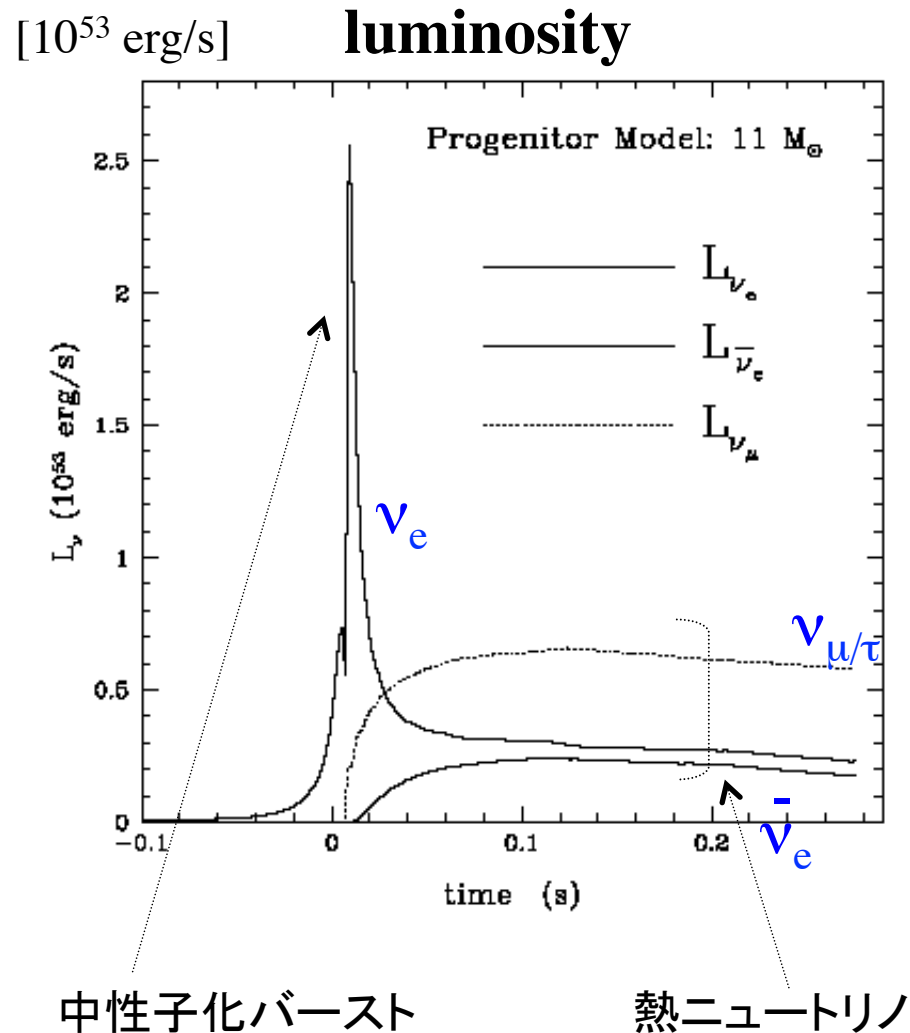
親星の質量・モデルによる違い

- 鉄コアサイズ、密度分布
 - 爆発、中性子星/BH

コア質量



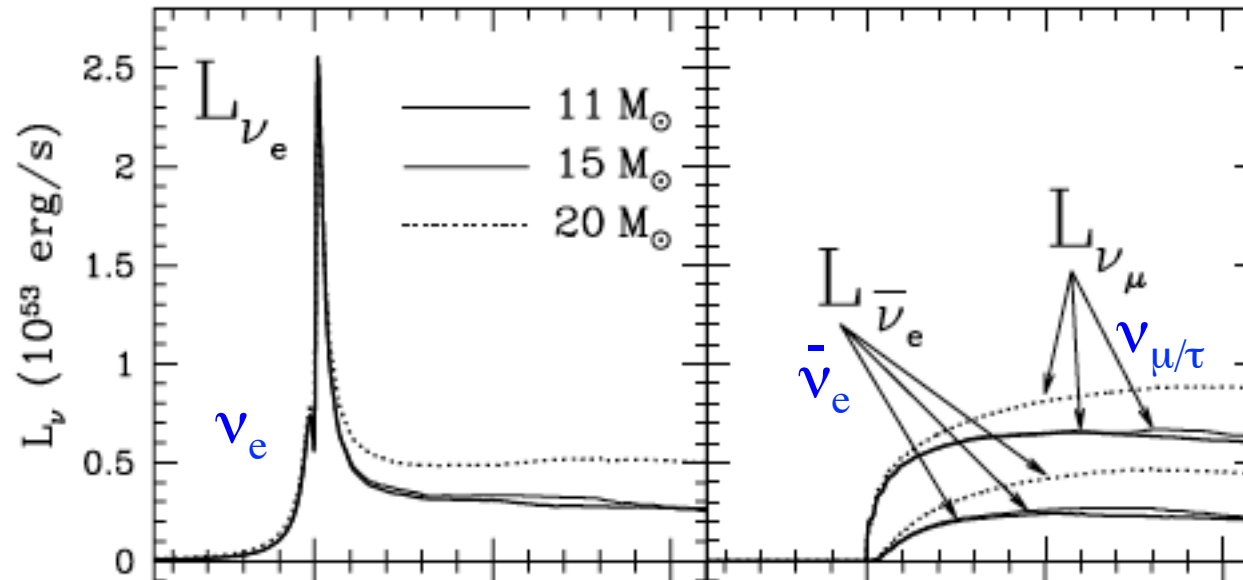
超新星ニュートリノ: 重力崩壊・コアバウンス



WW95, $11 M_{\text{sun}}$
LS-EOS 220MeV

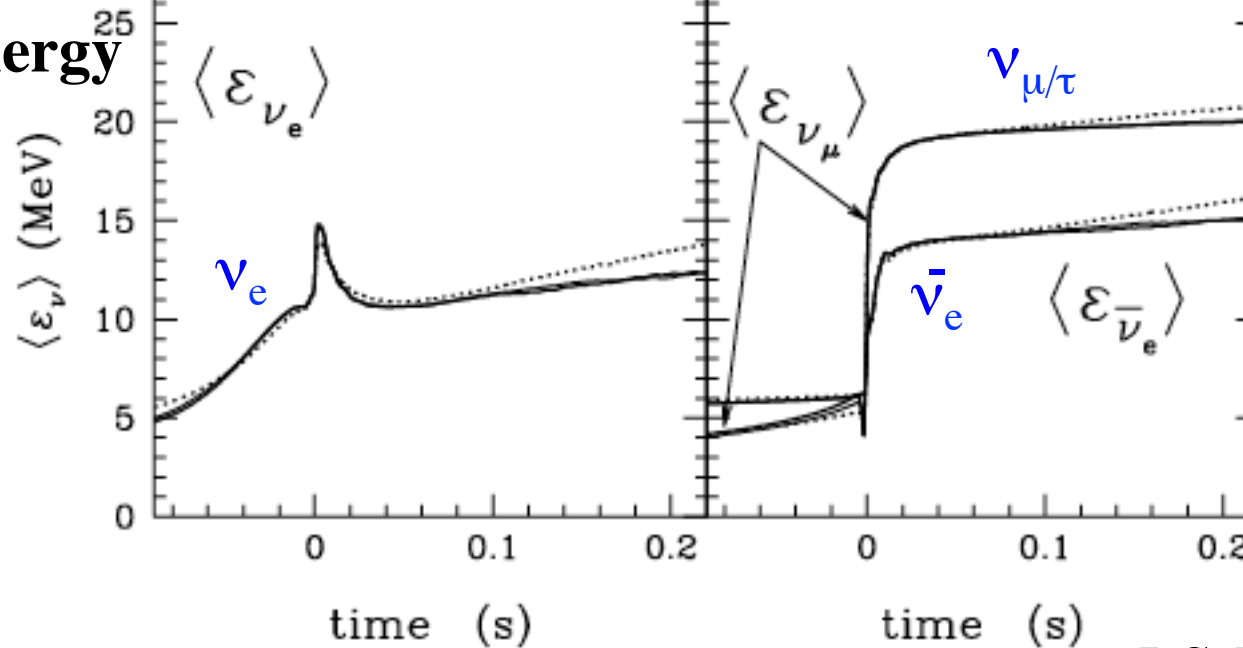
超新星ニュートリノ: 親星質量の違い

luminosity
[10^{53} erg/s]

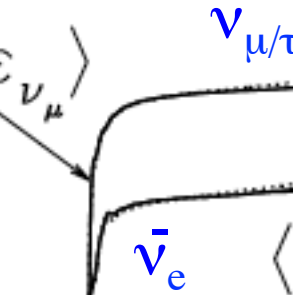
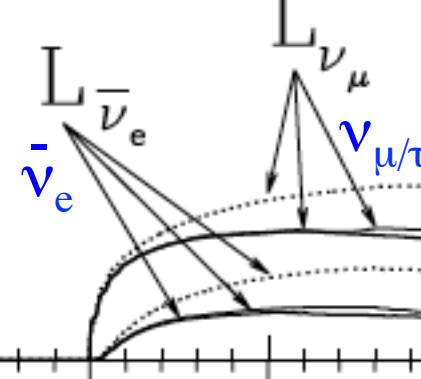


初期の
鉄コアサイズ
電子数比
外層密度分布
の違い

average energy



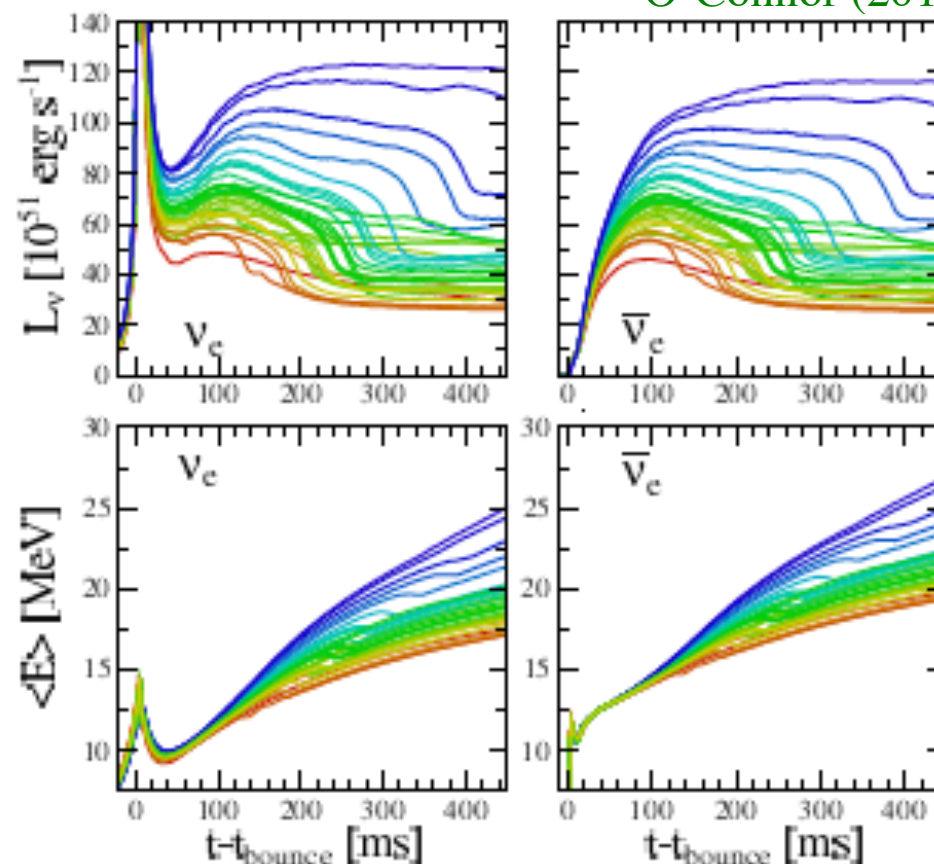
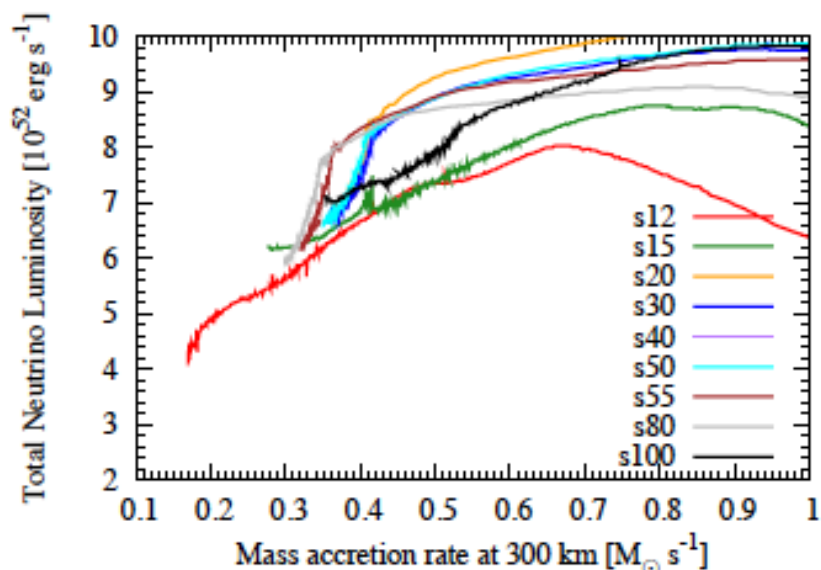
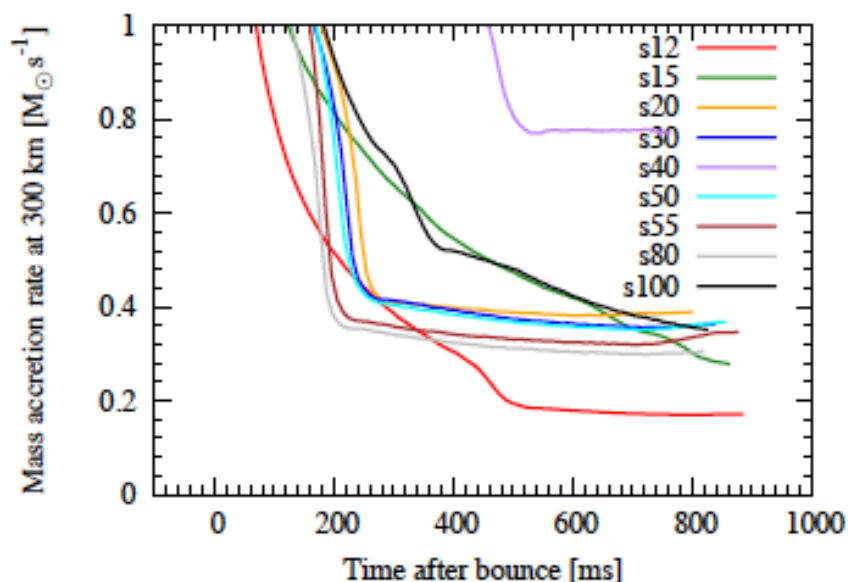
20 MeV



親星の違い: 系統的な研究

$$\xi_M = \left. \frac{M/M_\odot}{R(M)/1000 \text{ km}} \right|_{t=t_{\text{bounce}}}$$

O'Connor (2012)



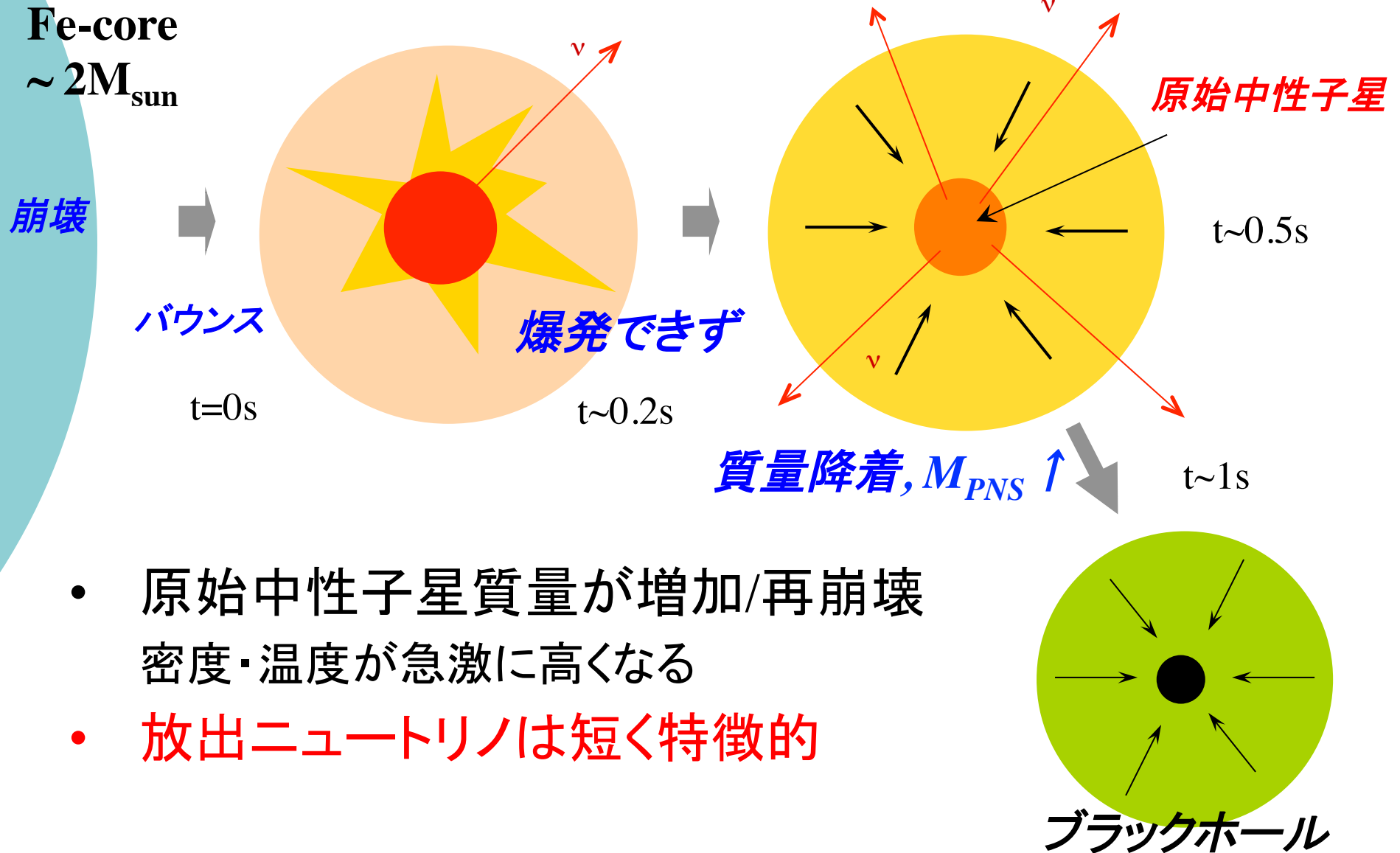
- 降着率 $\rightarrow$ ν 光度

$$\tau_{\text{dyn}} \sim \frac{1}{\sqrt{G\rho}} \quad L_{\text{acc}} \sim E_{\text{acc}} \sim \frac{GMM\dot{M}}{R}$$

Suwa (2014)

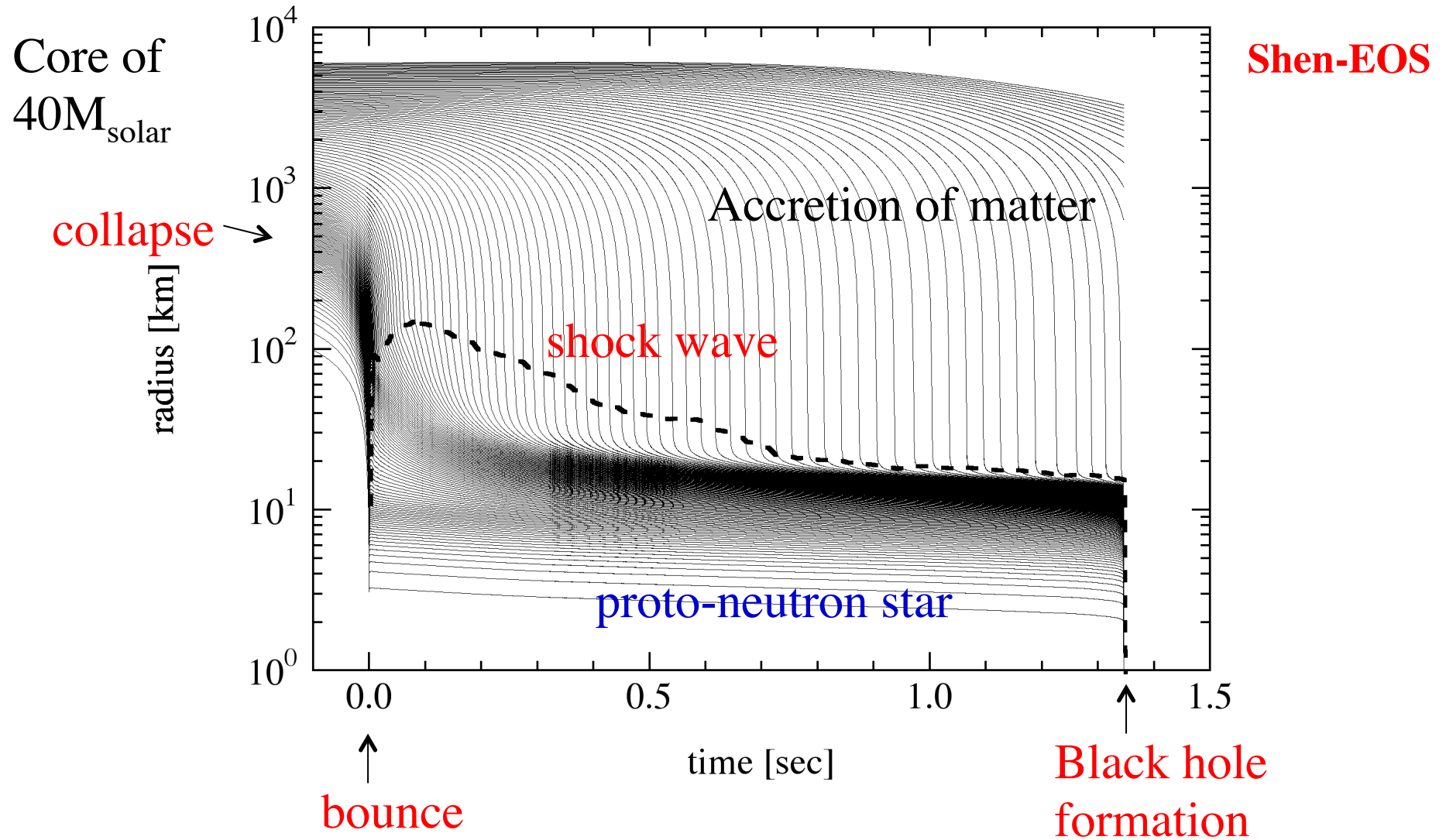
ブラックホール形成に至る場合: ex. $40M_{\text{sun}}$

Sumiyoshi et al. PRL (2006)

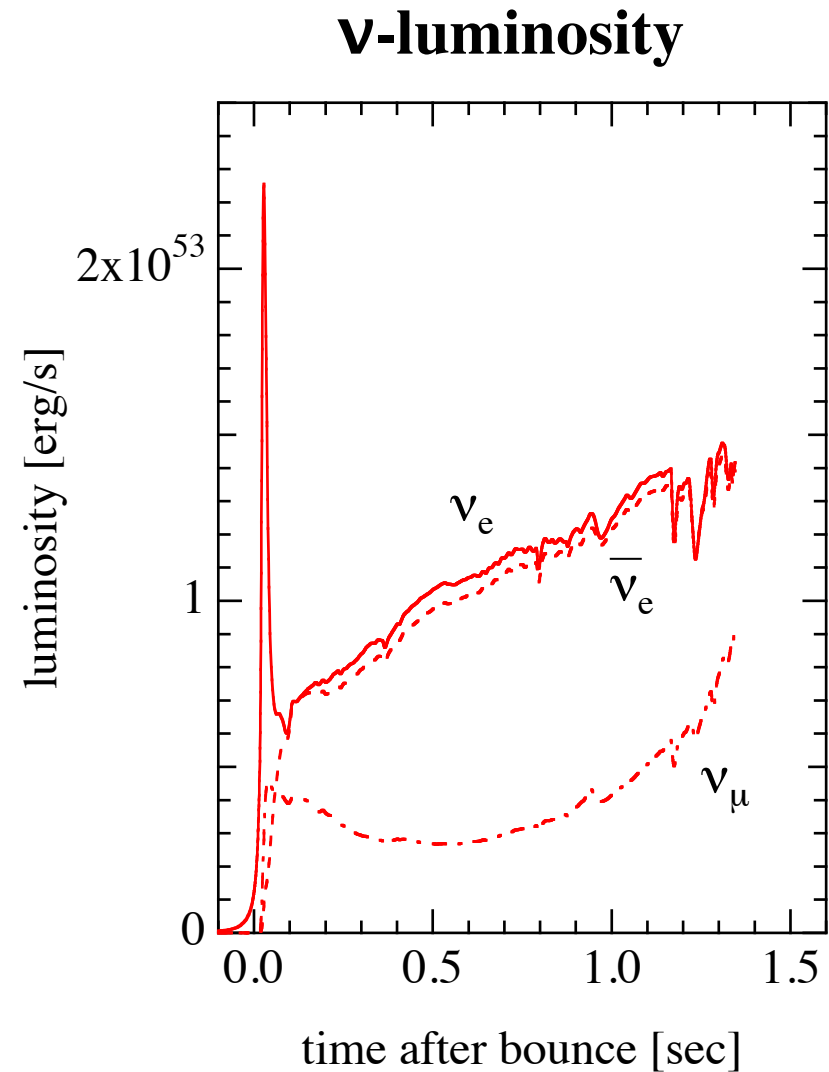
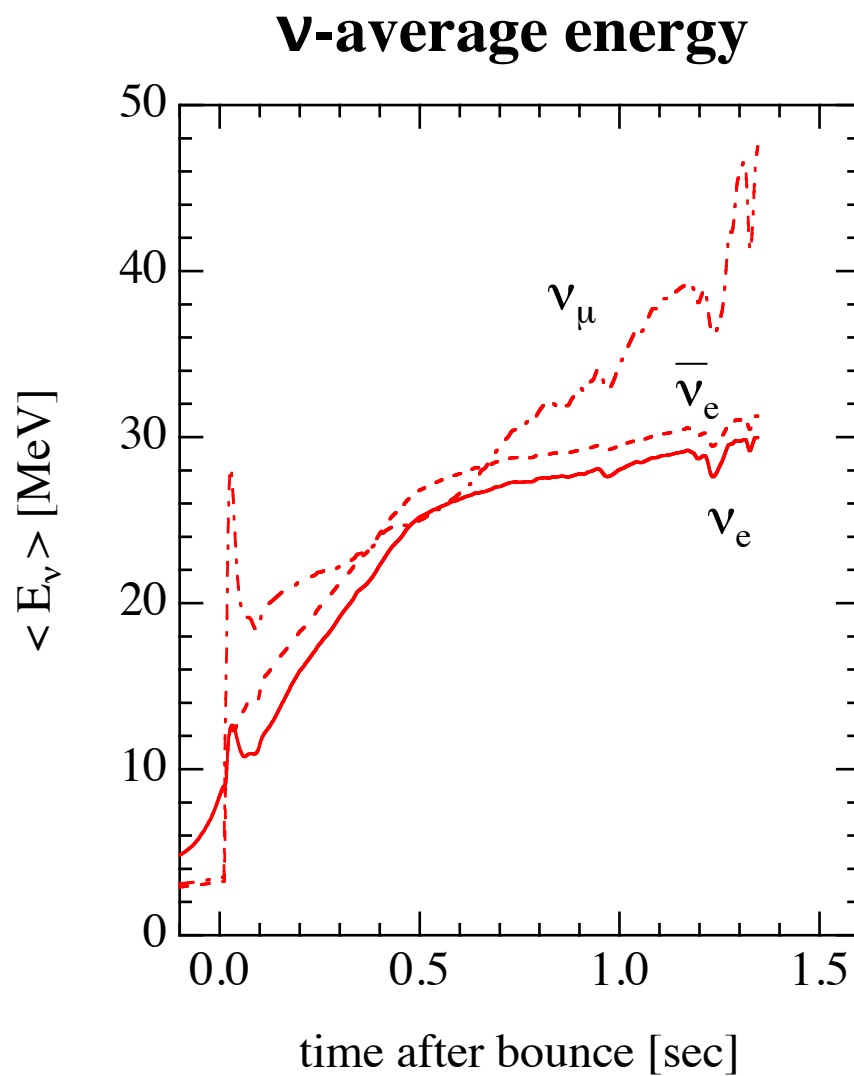


- 原始中性子星質量が増加/再崩壊
密度・温度が急激に高くなる
- 放出ニュートリノは短く特徴的

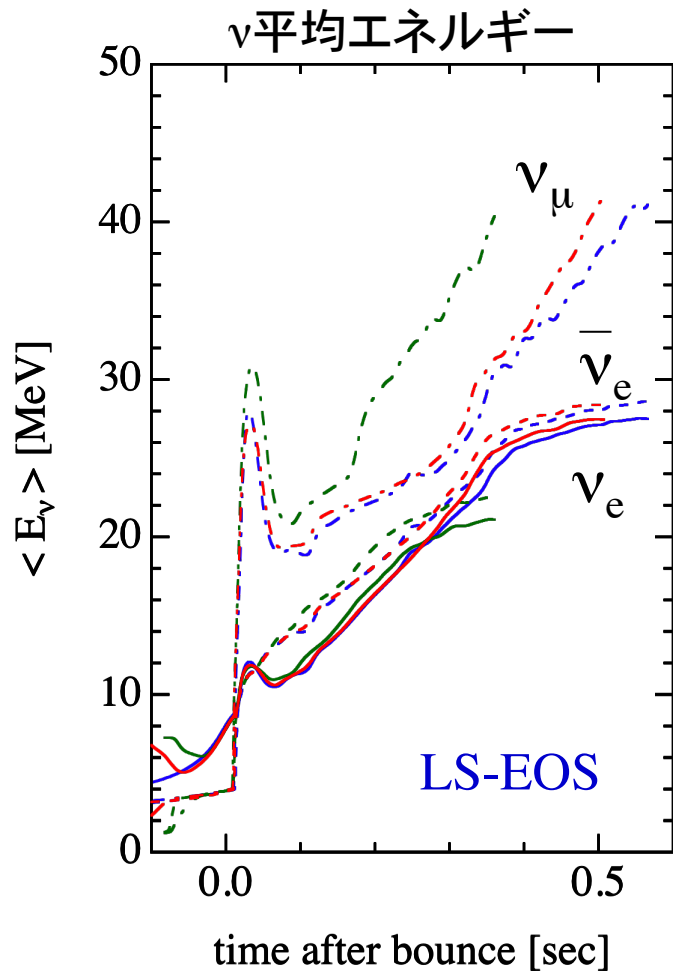
物質が大量に降着して、原始中性子星が重力崩壊



Neutrino bursts toward black hole formation



BH case:親星モデルによる違い



放出時間

H40: 0.36s

T50: 0.51s

W40: 0.57s

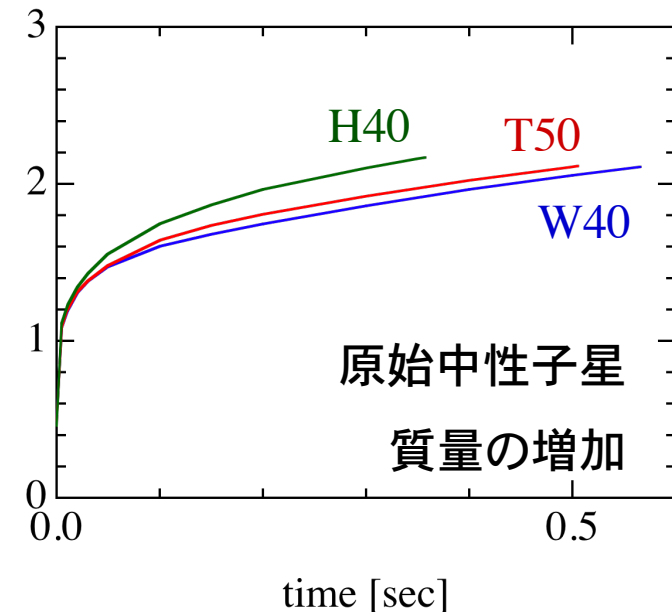
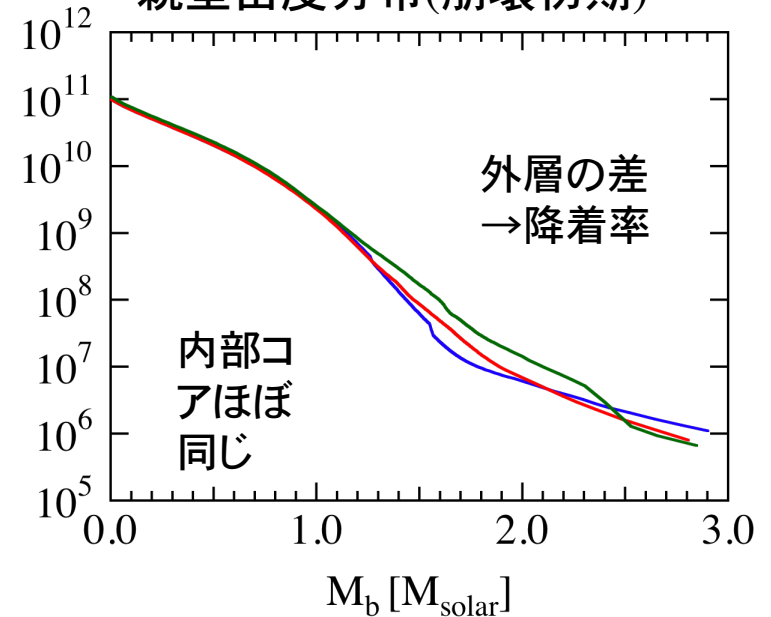
密度分布



光度曲線

- 状態方程式による違いにも注意

親星密度分布(崩壊初期)



異なる起源の超新星ニュートリノ

大質量星 $\sim 20M_{\text{sun}}$ $\rightarrow$ 中性子星

- 華々しい爆発
- ~ 20 秒間の継続時間
 - 中心からの拡散ニュートリノ
- 光度: exponential decay
 - SN1987A: 11ν
 - a next Galactic SN: $10^4 \nu$

$\sim 40M_{\text{sun}}$ $\rightarrow$ ブラックホール

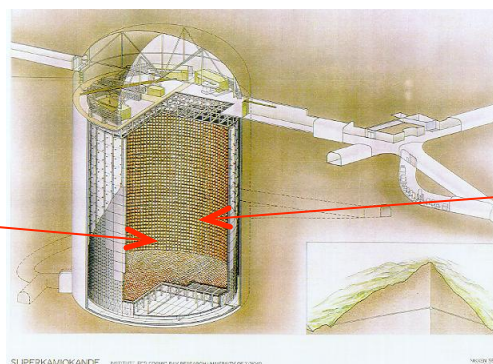
- 光では見えない
- ~ 1 秒と短い時間
 - 物質降着によるニュートリノ
- エネルギー・光度が増加
- a Galactic case: $\sim 10^4 \nu$



SN1987A

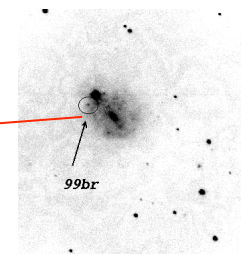
ν

$\sim 20\text{s}$



ν

$\sim 1\text{s}$

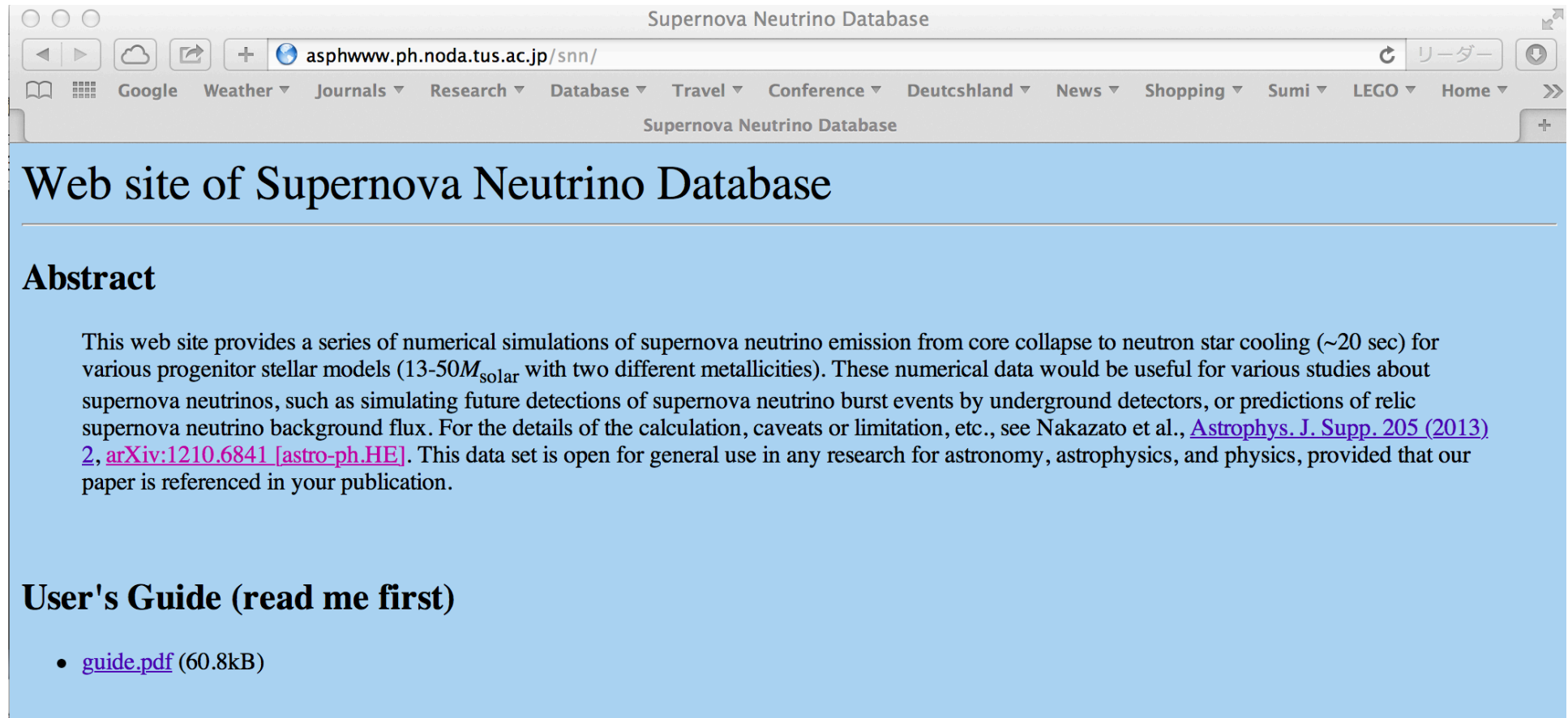


SN1999br

超新星ニュートリノ: 予測データ

Nakazato et al. ApJ 2013

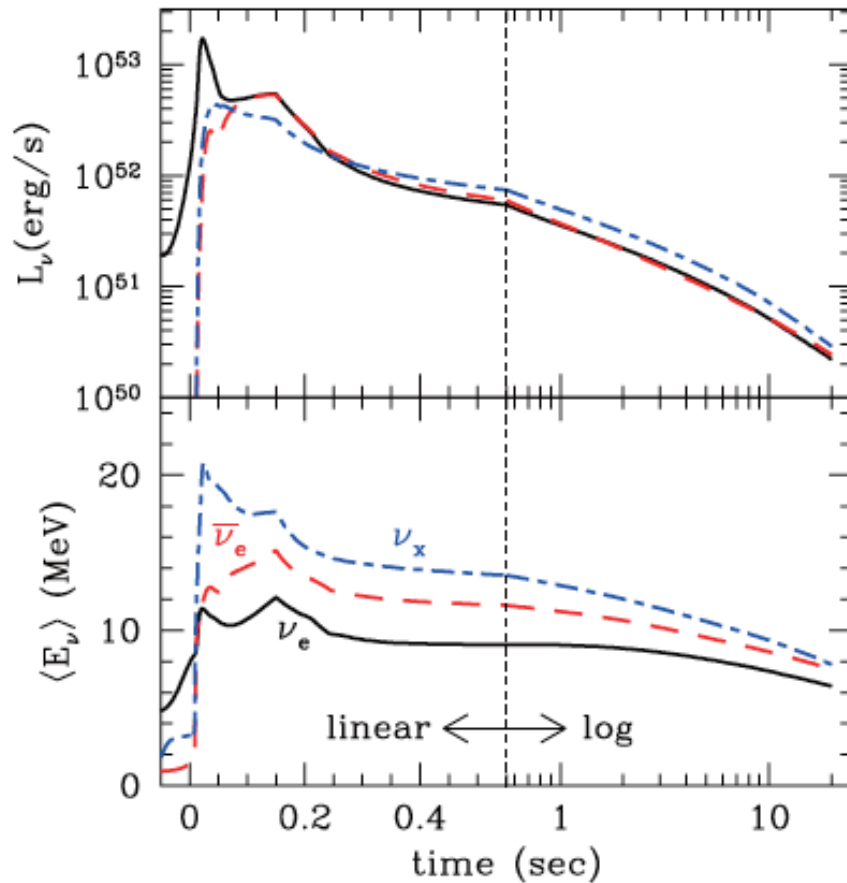
<http://asphwww.ph.noda.tus.ac.jp/snn/>



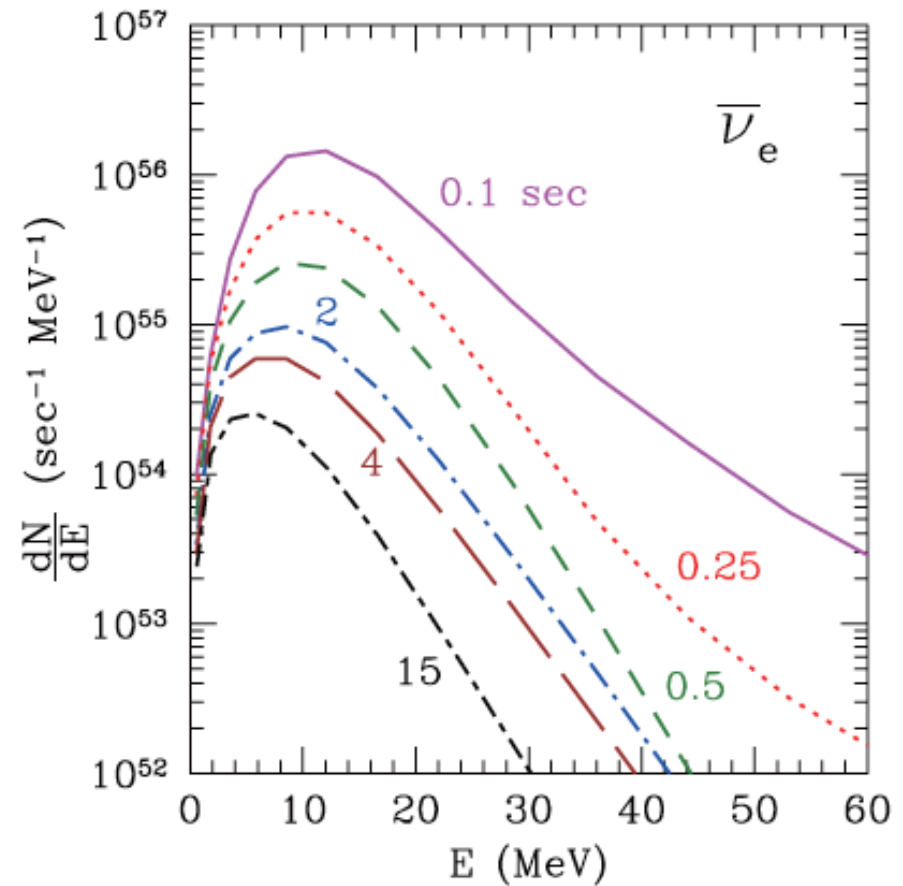
- ν -radiation hydro & proto-neutron star cooling

超新星ニュートリノ: 予測データ

ν 光度・平均エネルギー



エネルギースペクトル



超新星ニュートリノ: 予測データ

Nakazato et al. ApJ 2013

<http://asphwww.ph.noda.tus.ac.jp/snn/>

Full Data from Core Collapse to Neutron Star Cooling Phase

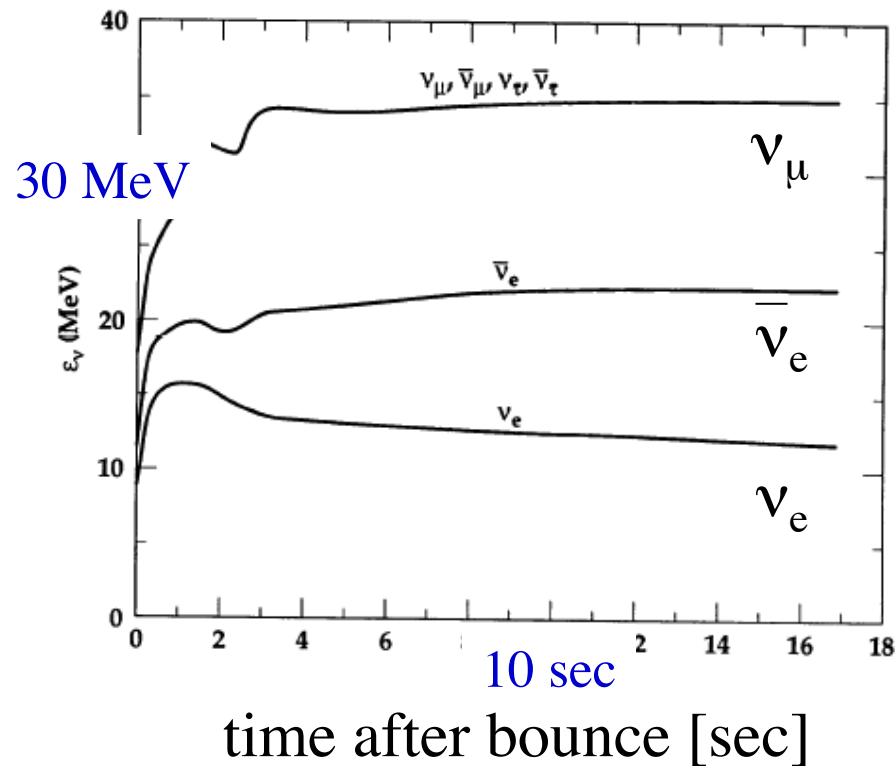
- [download all](#) (5.27MB) except for BH model ($30M_{\text{solar}}$ & $Z = 0.004$)

M_{init}	Z	Supernova models			BH model
		$t_{\text{revive}}=100\text{ms}$	$t_{\text{revive}}=200\text{ms}$	$t_{\text{revive}}=300\text{ms}$	
$13M_{\text{solar}}$	0.02	258kB	257kB	256kB	---
$20M_{\text{solar}}$		258kB	257kB	257kB	
$30M_{\text{solar}}$		257kB	257kB	255kB	
$50M_{\text{solar}}$		257kB	256kB	256kB	
$13M_{\text{solar}}$	0.004	258kB	257kB	257kB	4.97MB
$20M_{\text{solar}}$		258kB	257kB	256kB	
$30M_{\text{solar}}$		---			
$50M_{\text{solar}}$		259kB	258kB	257kB	---

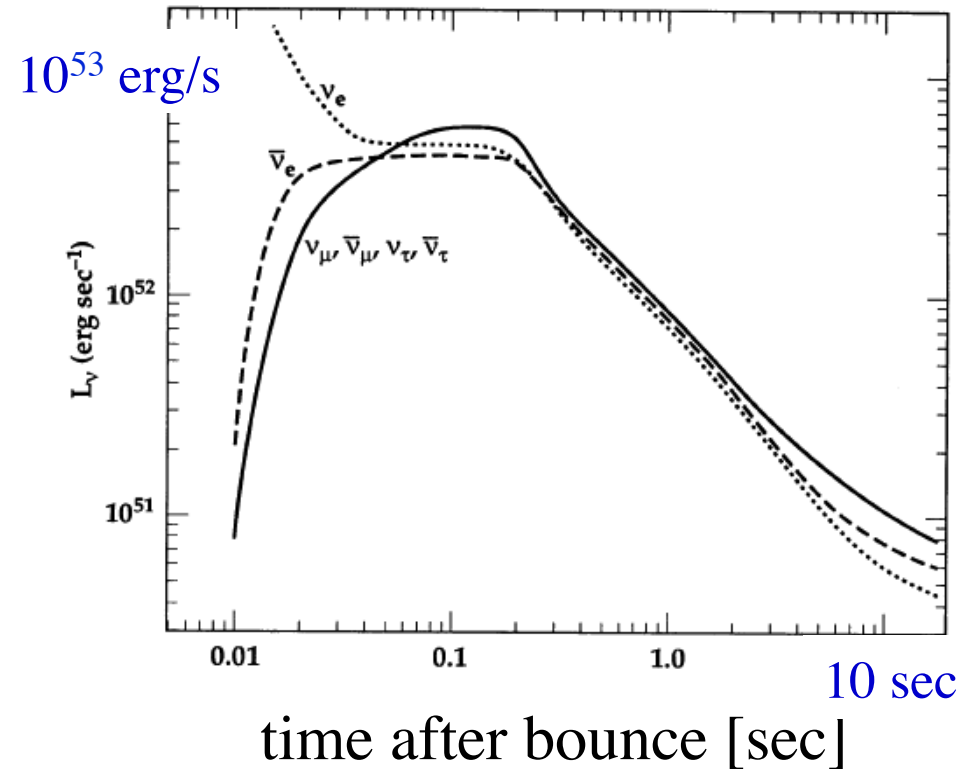
Note: t_{revive} is the shock revival time, which is an uncertain parameter reflecting the still unknown explosion mechanism. A black hole is formed in the $30M_{\text{solar}}$ & $Z = 0.004$ model, and hence t_{revive} is not applicable.

超新星爆発時のニュートリノ: 昔の例

ν 平均エネルギーの時間変化



ν 光度の時間変化



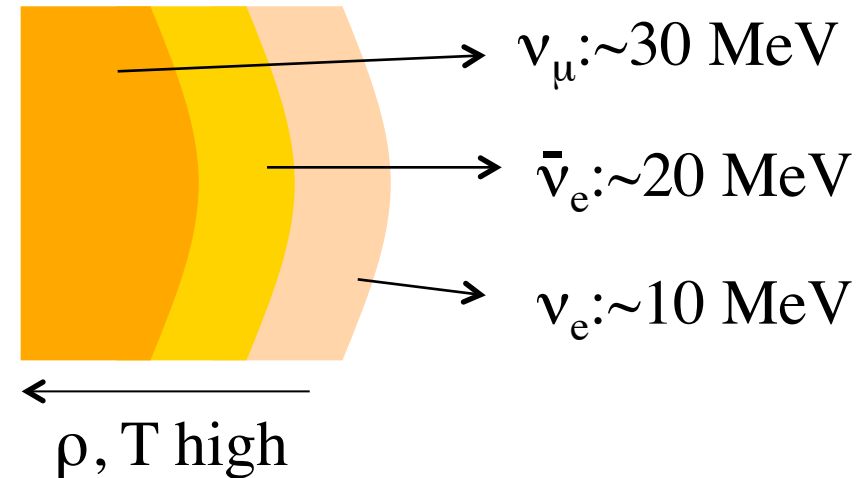
Explosion by Wilson
Woosley-Weaver $20M_{\text{solar}}$
Woosley et al. ApJ (1994)

平均エネルギーの階層

– Neutrino spectrum

- $\sigma_{\nu\mu/\tau} < \sigma_{\bar{\nu}_e} < \sigma_{\nu_e}$
- $E_{\nu\mu/\tau} > E_{\bar{\nu}_e} > E_{\nu_e}$
- $L_{\nu\mu/\tau} \sim L_{\bar{\nu}_e} \sim L_{\nu_e}$

– Large contrib. from μ/τ



- ν_e : charged current $e^- + p \Leftrightarrow \nu_e + n$
- $\bar{\nu}_e$: charged current $e^+ + n \Leftrightarrow \bar{\nu}_e + p$
- $\nu_{\mu/\tau}, \bar{\nu}_{\mu/\tau}$: neutral current $\nu_i + N \Leftrightarrow \nu_i + N$

– Influence on Nucleosynthesis

- $E_{\bar{\nu}_e} > E_{\nu_e} \rightarrow$ neutron-rich $\rightarrow$ R-process
- $E_{\bar{\nu}_e} \sim E_{\nu_e} \rightarrow$ symmetric or proton-rich

超新星ニュートリノの特徴・違い

核物理(状態方程式)の依存性

超新星の状態方程式データテーブル

- 広い範囲を一貫してカバーする枠組み
 - 核子多体理論に基づく有効理論
 - 混合組成、非一様分布、有限温度
- 数値シミュレーション用に構築
 - 限られたセットで調べている

- Supernova EOS data for numerical simulations
 - Lattimer & Swesty EOS (1991) LS-EOS
 - *Extension of liquid-drop models (Skyrme-like)*
 - Shen, Toki, Oyamatsu & Sumiyoshi EOS (1998, 2011) Shen-EOS
 - *Relativistic Mean Field approach*
- Recent developments of EOS tables (2006-)

Obs. Data on Neutron star mass ($2.0M_{\text{sun}}$), Radius

超新星状態方程式データの比較

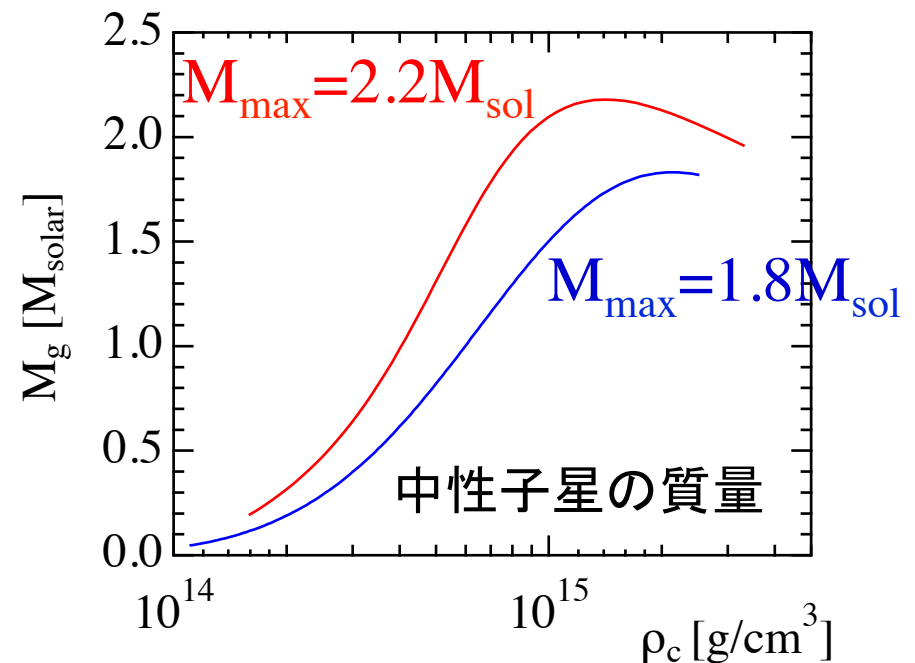
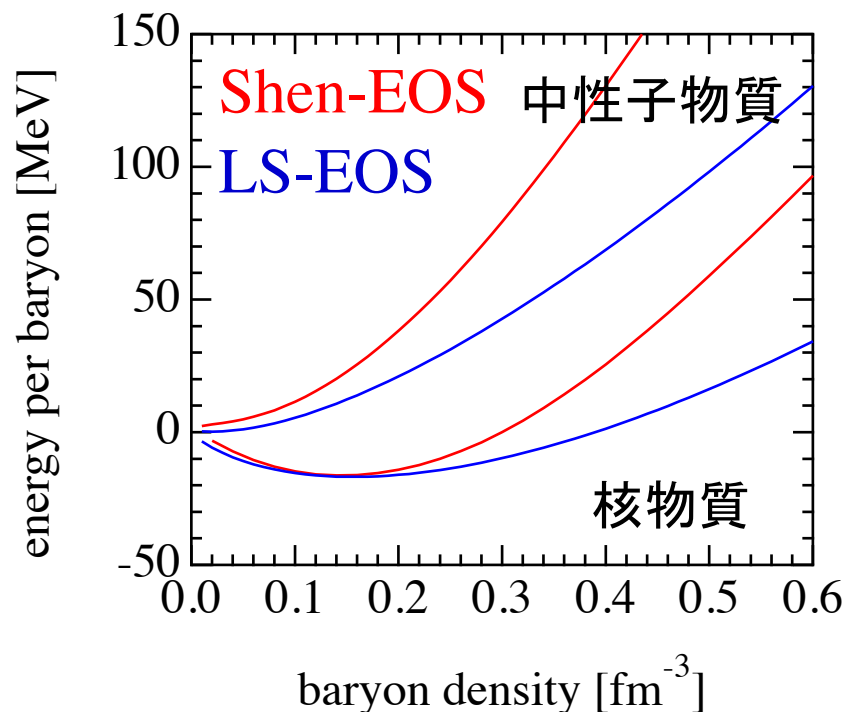
- LS-EOS vs Shen EOS: 代表的なEOS

- 状態方程式の固さ・柔らかさ

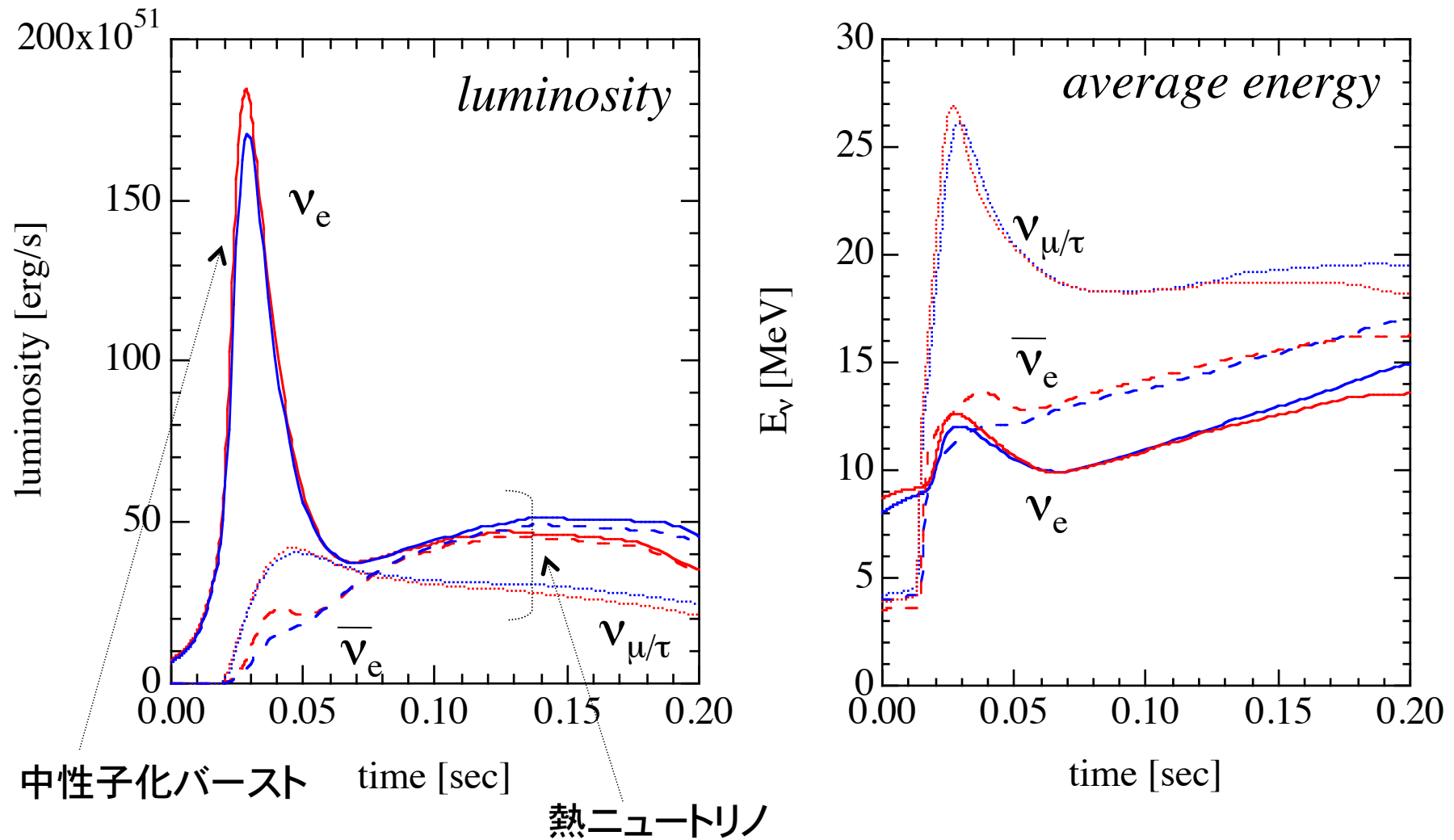
- 対称エネルギーの違い

- エネルギー/圧力 vs 密度、最大質量

ベンチマーク
テスト



超新星ニュートリノ: 状態方程式の影響



状態方程式の影響

Fischer et al.
(2013)

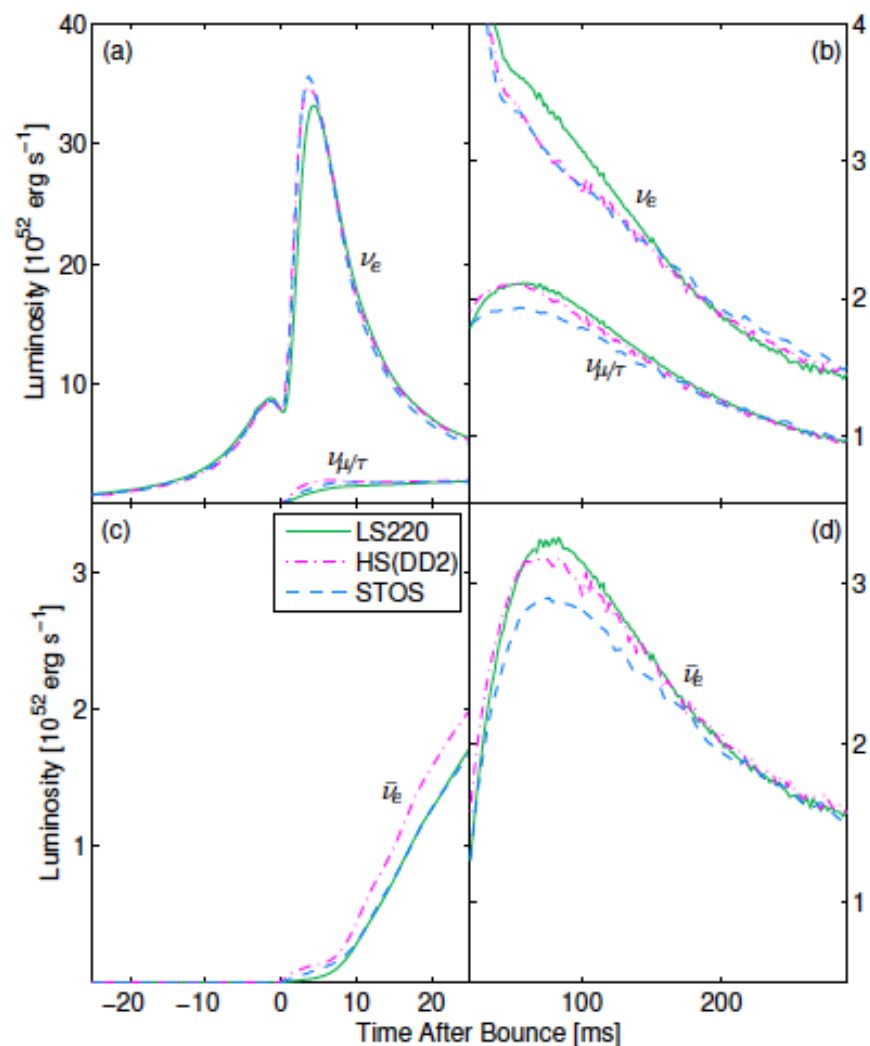


Fig. 6. Post-bounce evolution of the neutrino luminosities for the supernova EOSs LS220 (green), HS(DD2) (magenta), and STOS (blue). (color online)

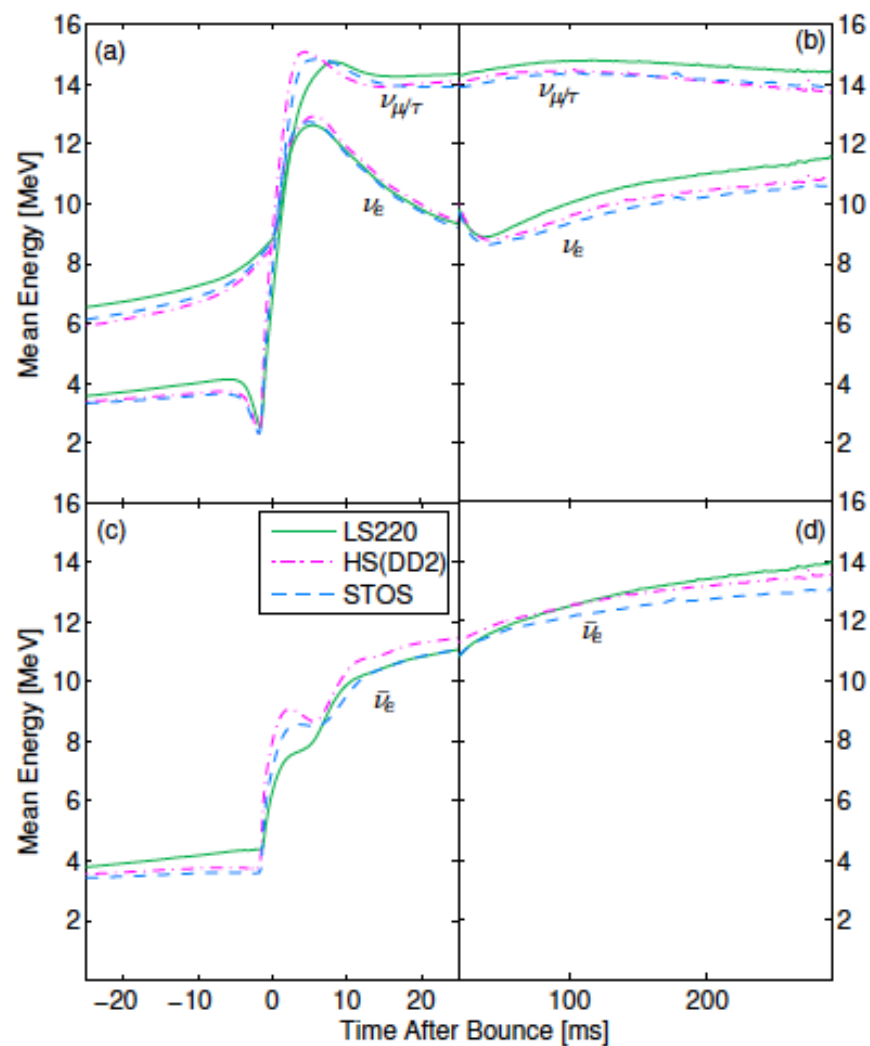
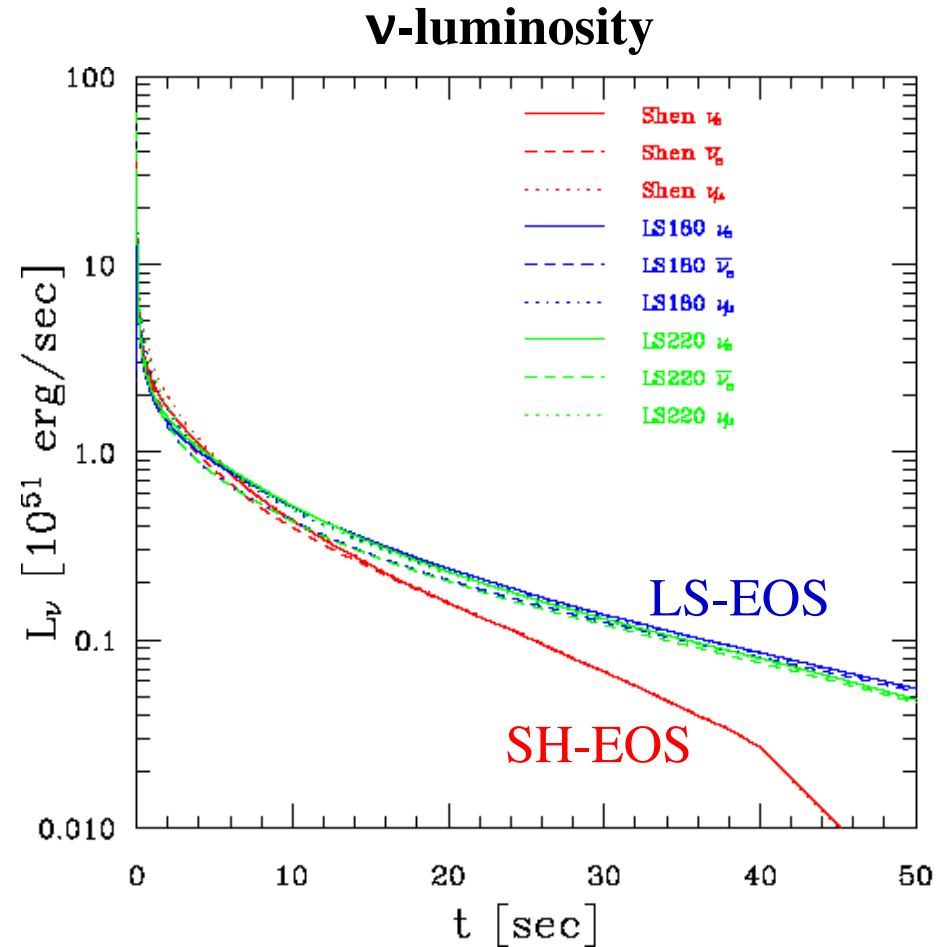
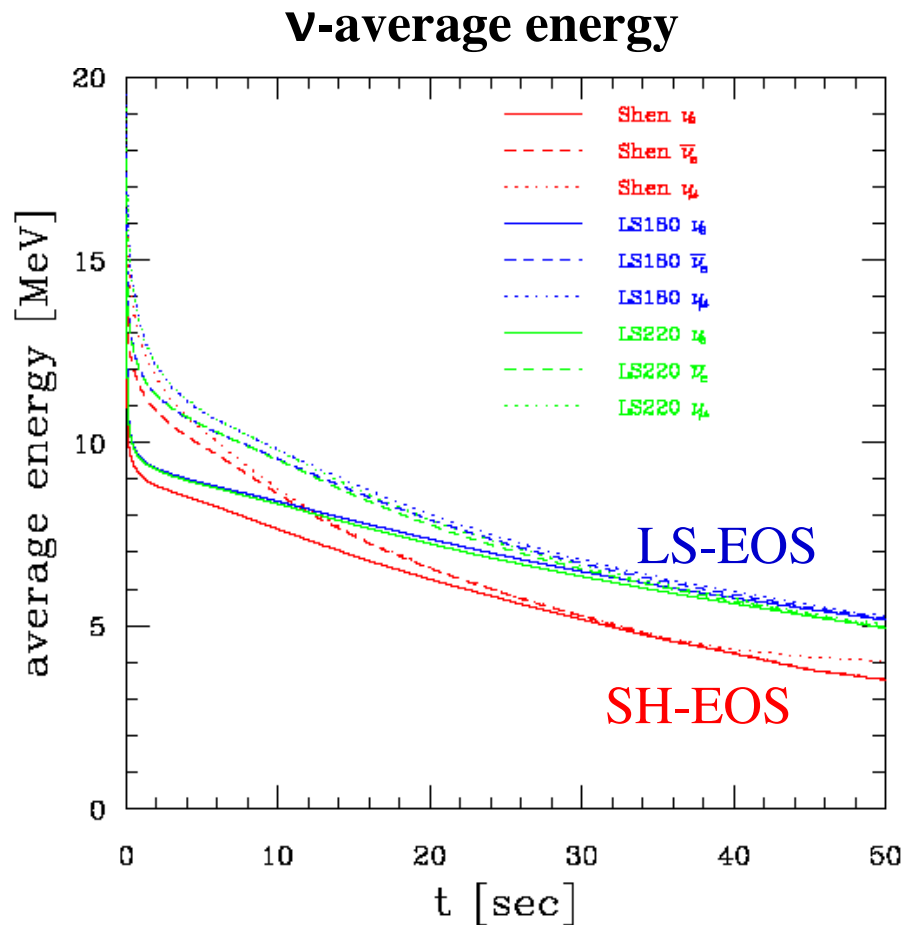


Fig. 7. Post-bounce evolution of the average neutrino energies for the supernova EOSs LS220 (green), HS(DD2) (magenta), and STOS (blue). (color online)

原始中性子星冷却による超新星ニュートリノ

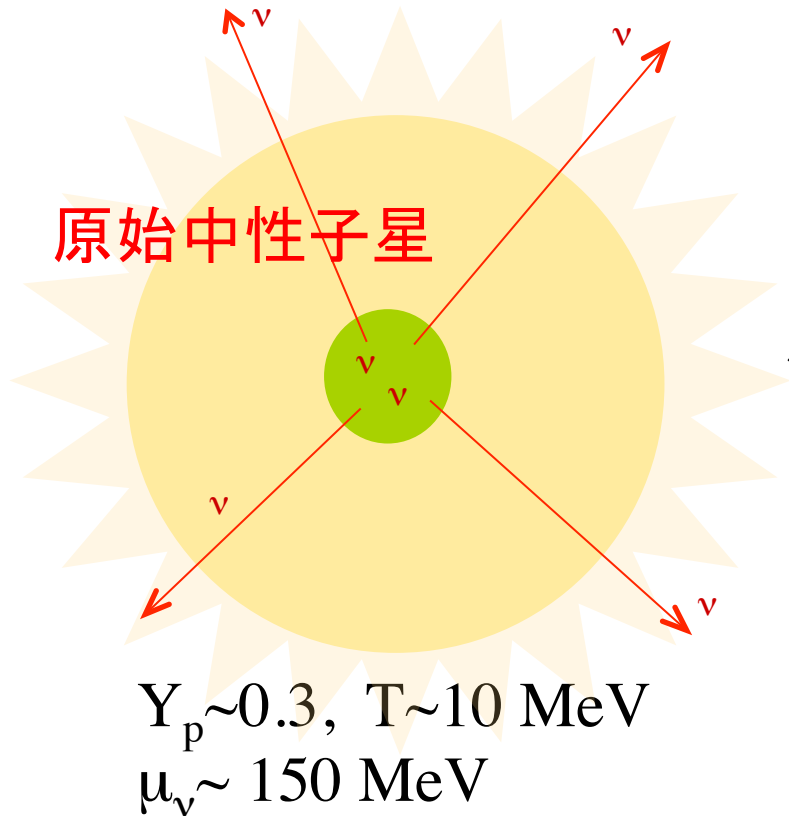
2つの状態方程式による違い



ニュートリノ放出により中性子過剰に

- ニュートリノ Fermi gas
 - ハイペロン等は抑制

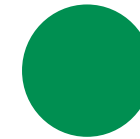
$$\mu_n = \mu_p + \mu_e - \mu_\nu$$



- ニュートリノ無し
 - ハイペロン/クォーク出現へ

$$\mu_n = \mu_p + \mu_e > m_\Lambda$$

冷たい中性子星



$Y_p \sim 0.1, T \sim 0 \text{ MeV}$
 $\mu_\nu \sim 0 \text{ MeV}$

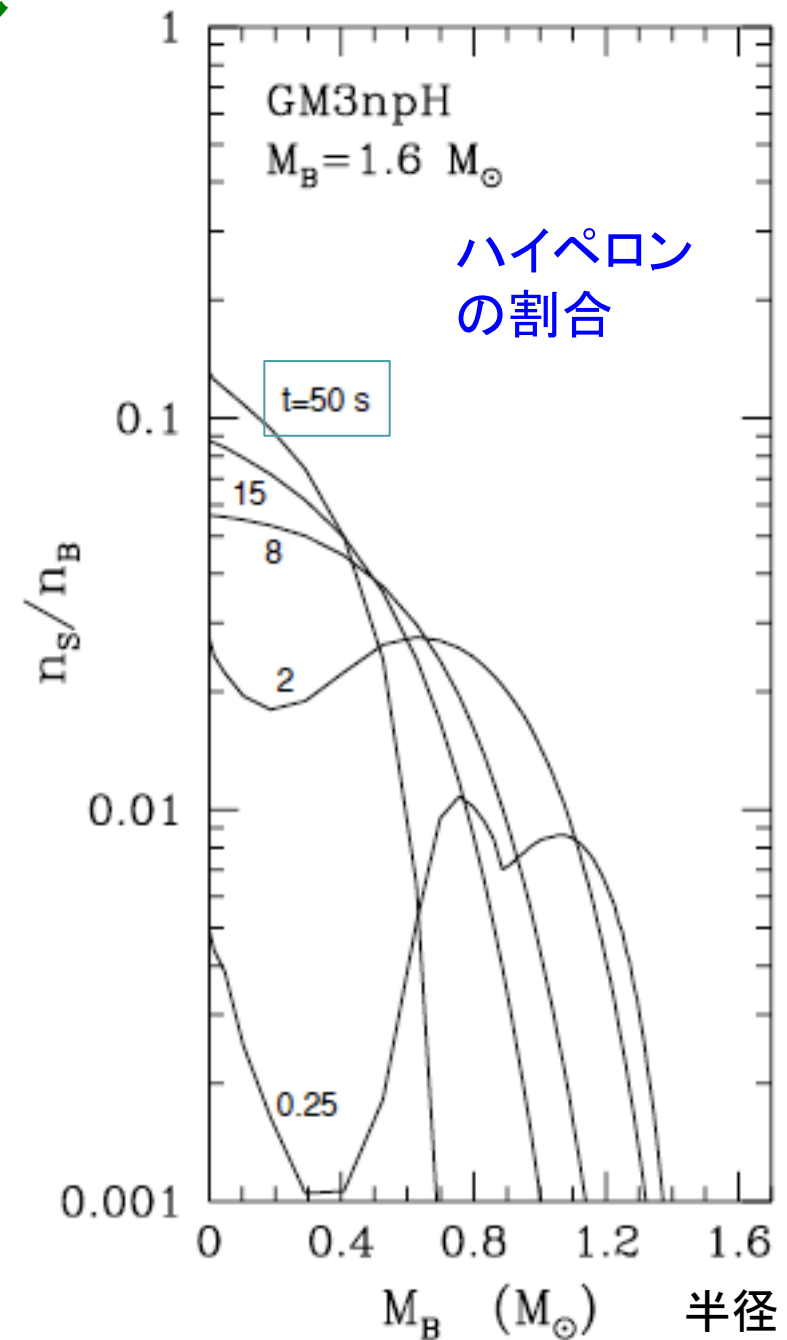
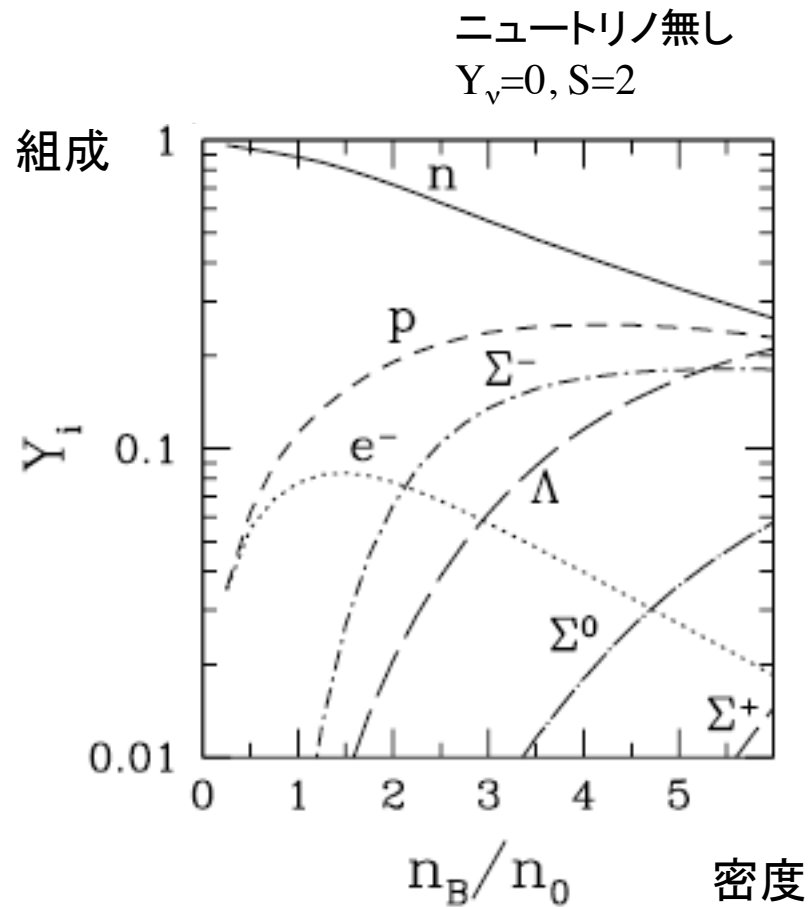
中性子量 ↑
温度 ↓

• 原始中性子星の熱的進化の途中でハイペロン等が出現する

原始中性子星でのハイペロン

Pons et al. ApJ (1999)

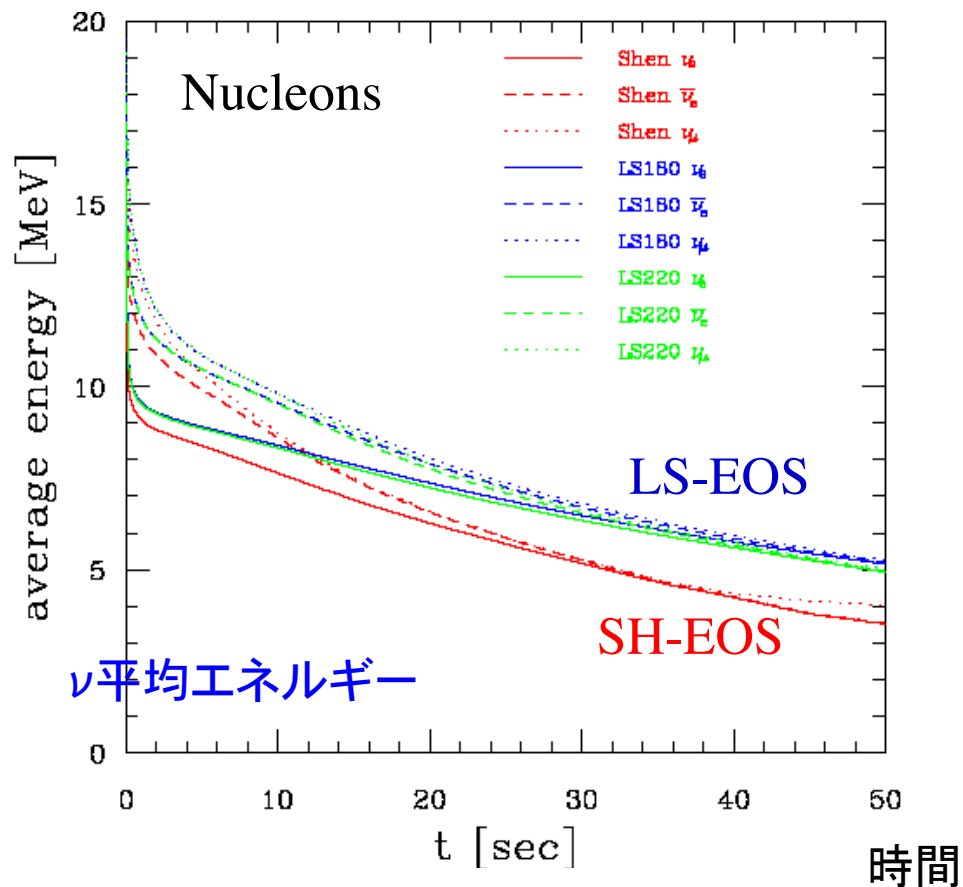
- 進化の後半になってから出現
 - ニュートリノ混在がハイペロンを抑制



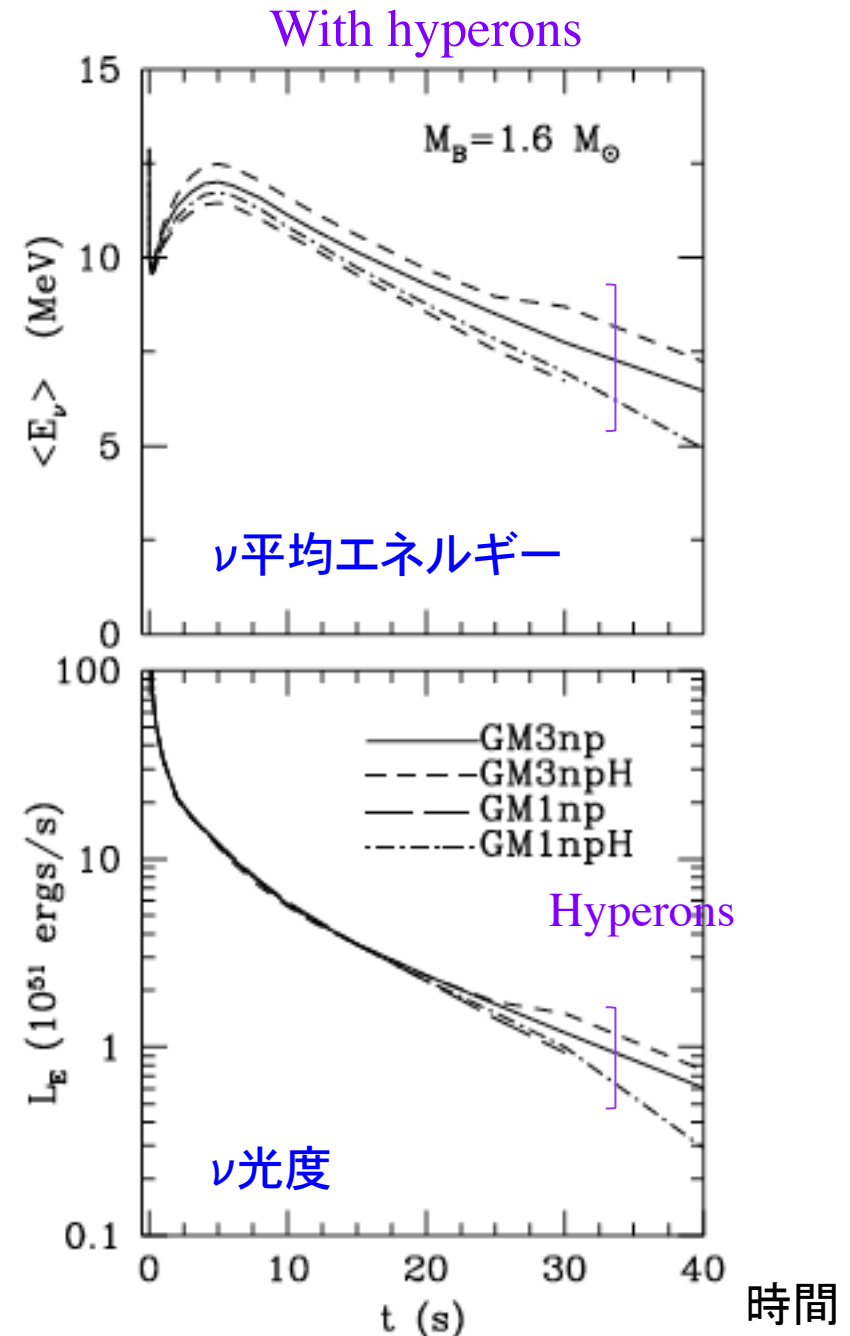
超新星ニュートリノの性質

- 原始中性子星からの放出
約20秒程度で減衰する
- 状態方程式を反映

裾の部分: ハイペロン出現

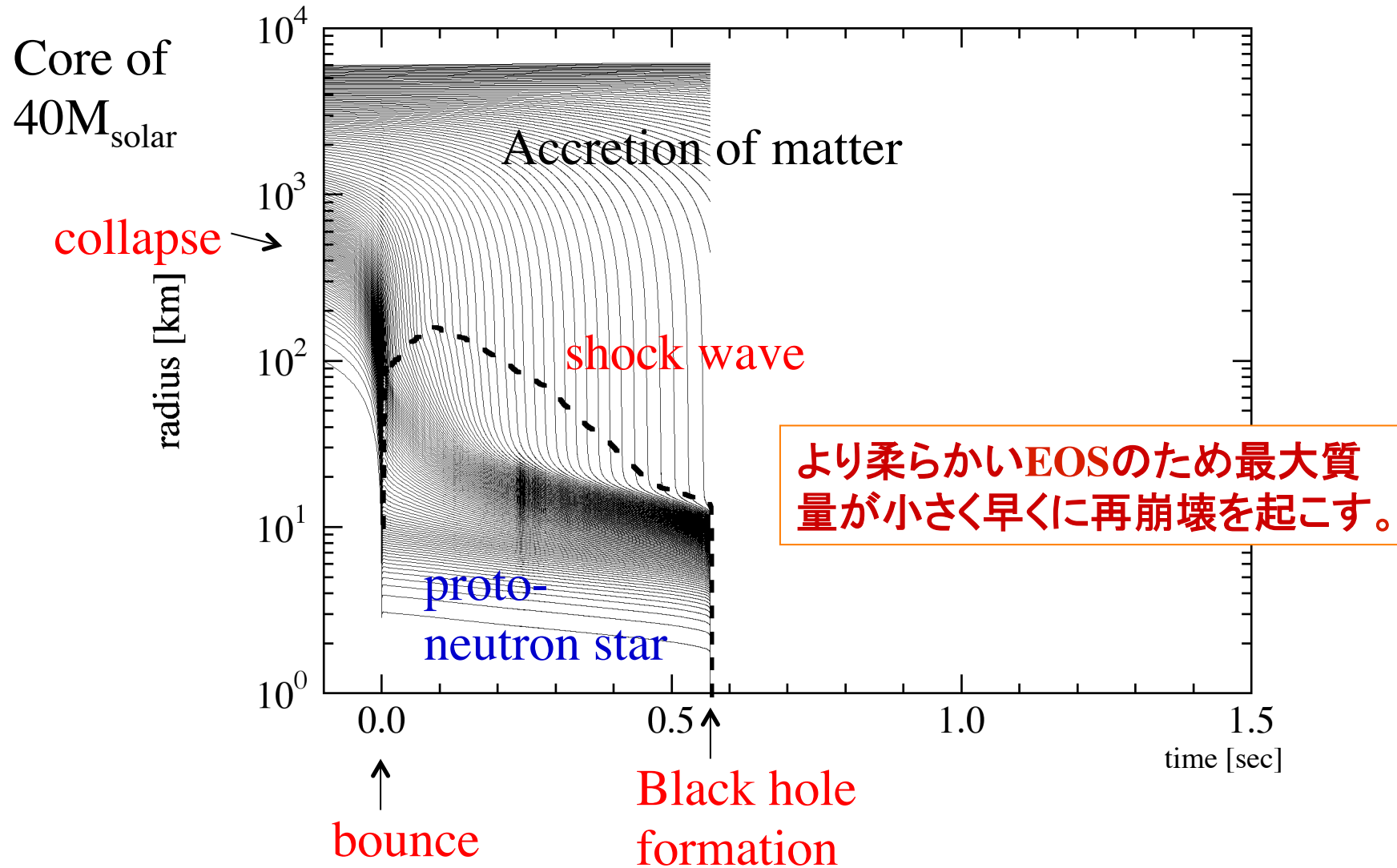


Suzuki, Ono, Sumiyoshi, Yamada (2004)



Pons et al. ApJ (1999)

Numerical result with LS-EOS

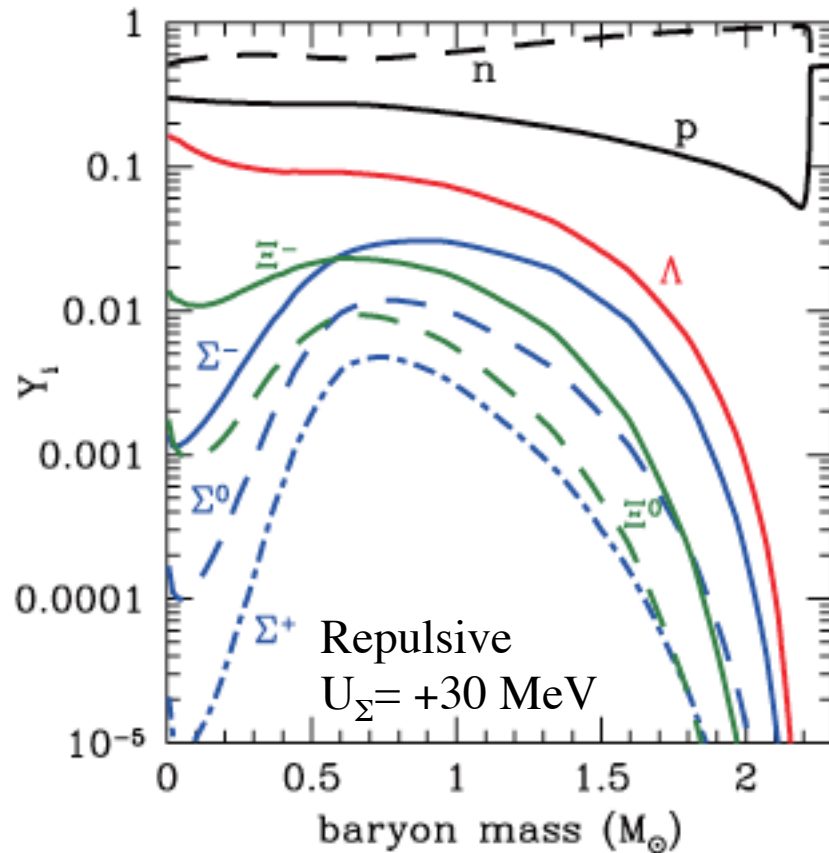


新粒子の出現とブラックホール形成

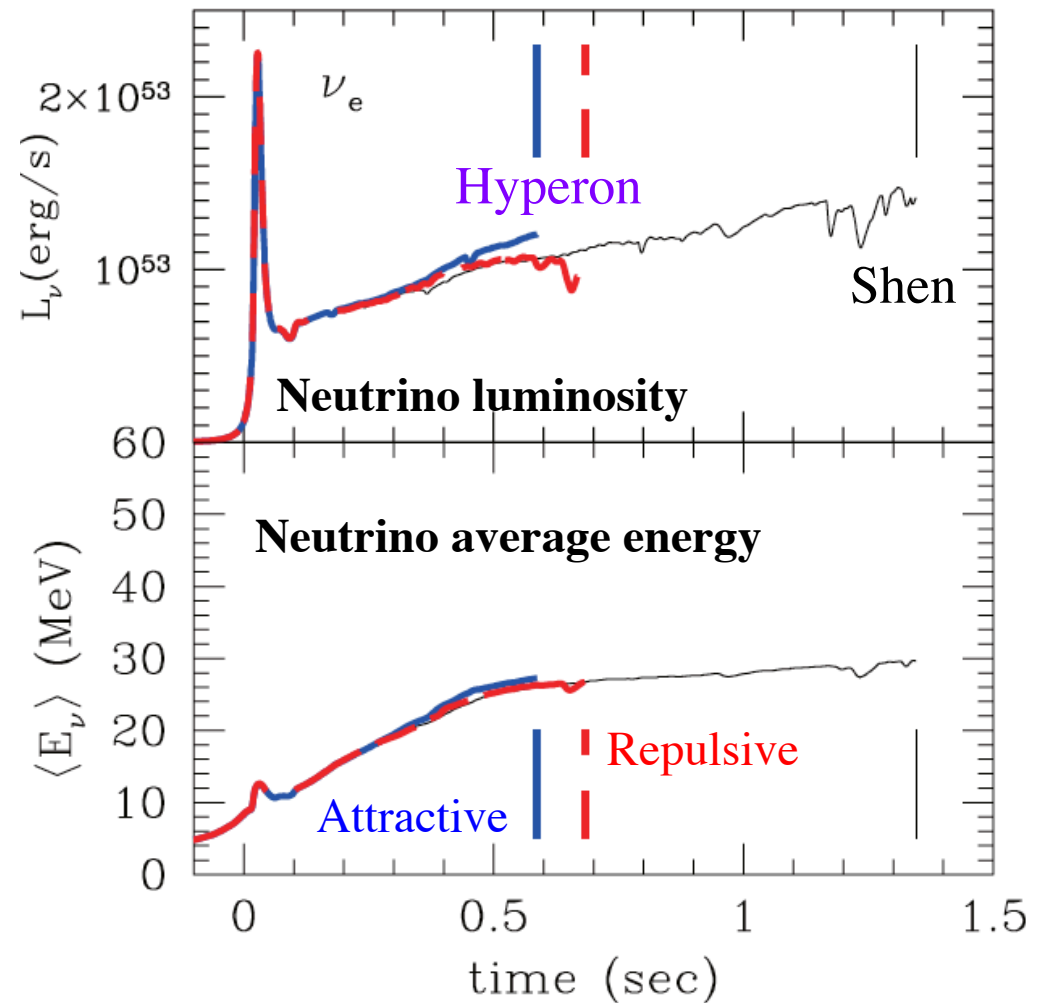
- 高温高密度でハイペロン出現

$40M_{\text{sun}}$

Nakazato et al. ApJ (2012)



Hyperon mixture
in proto-neutron star



超新星ニュートリノの特徴・違い

核物理(ニュートリノ反応)の依存性

超新星コアでのニュートリノ反応

$E_\nu = 10\text{--}100 \text{ MeV}$

物質中のニュートリノ反応による角度・エネルギー変化

- 放出/吸収:

$$e^- + p \leftrightarrow \nu_e + n$$

$$e^- + A \leftrightarrow \nu_e + A'$$

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

- 散乱:

$$\nu_i + N \leftrightarrow \nu_i + N$$

$$\nu_i + A \leftrightarrow \nu_i + A$$

$$\nu_i + e \leftrightarrow \nu_i + e$$

- 対生成・消滅:

$$e^- + e^+ \leftrightarrow \nu_i + \bar{\nu}_i$$

$$\gamma^* \leftrightarrow \bar{\nu}_i + \nu_i$$

$$N + N \leftrightarrow N + N + \nu_i + \bar{\nu}_i$$

$$i=e, \mu, \tau$$

- 実験が難しい

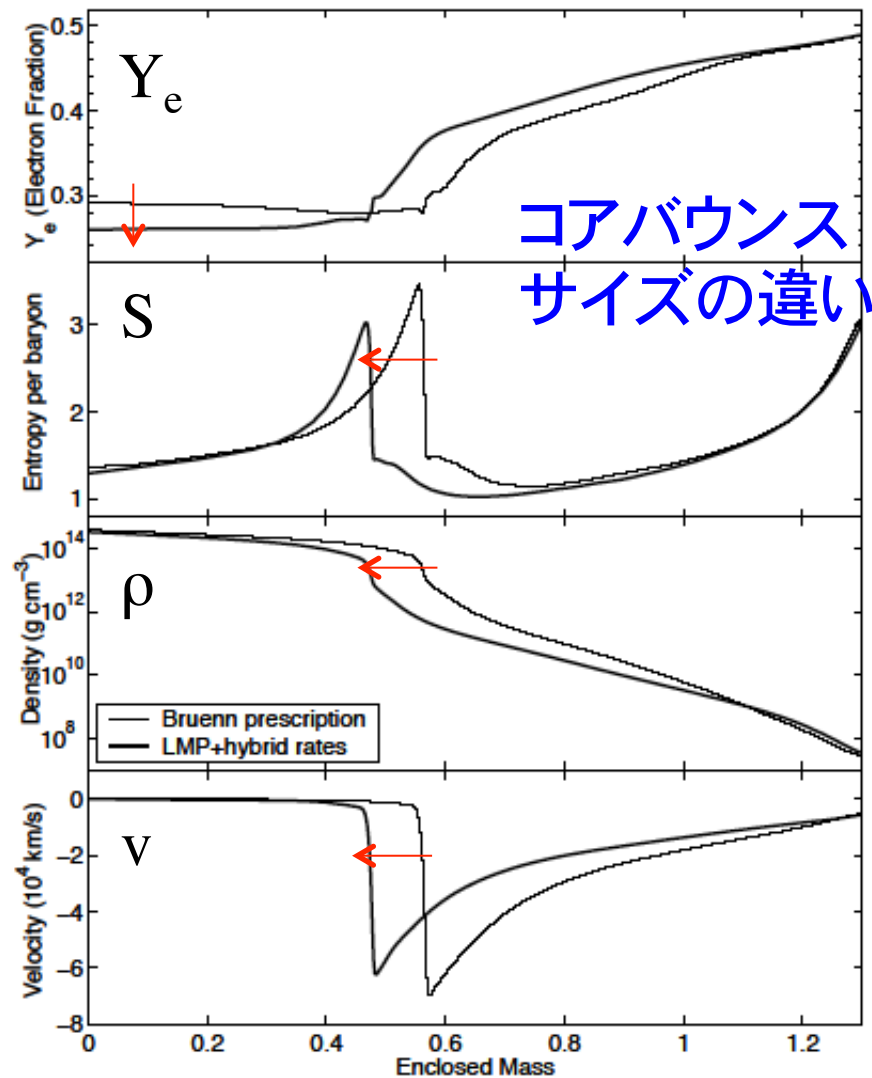
- ν 反応断面積: $\sigma \sim 10^{-41} \text{ cm}^2$
- 高温高密度物質

- エネルギー依存性

- 相互作用の特性: $\sigma \sim E_\nu^2$
- 原子核の構造を反映: $\sigma \sim A^2$

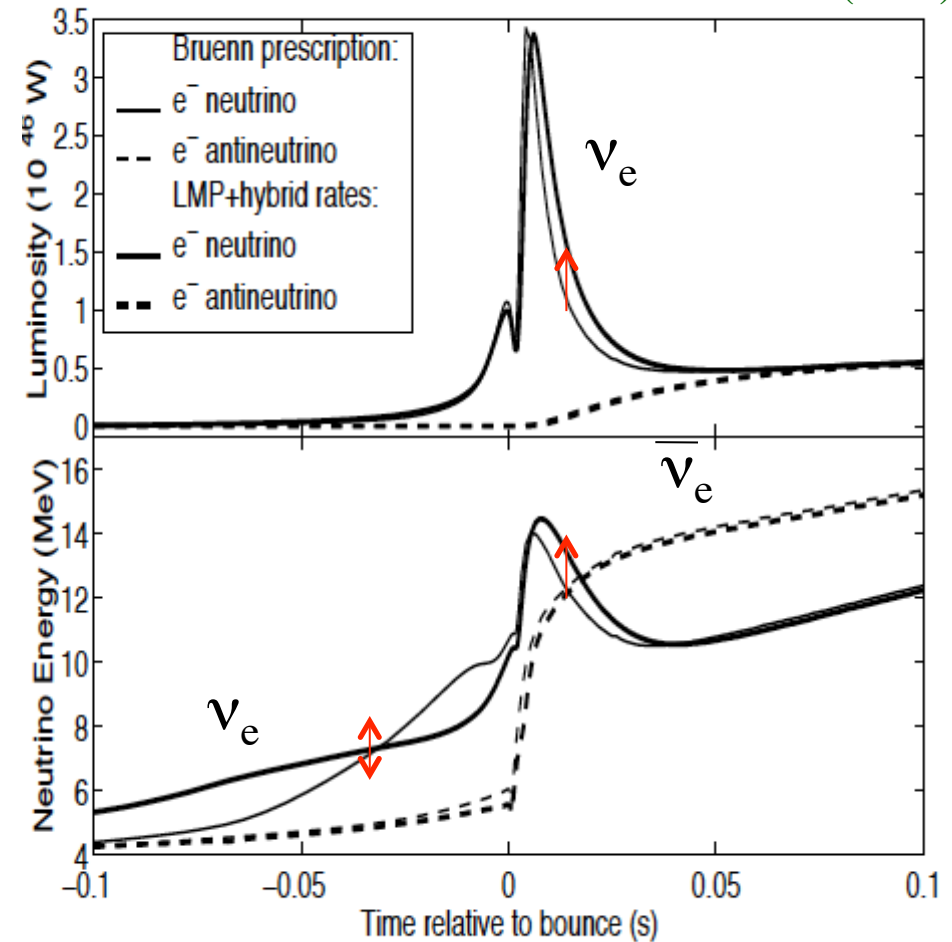
原子核の電子捕獲反応: $e + A \rightarrow \nu_e + A'$

Simple Blocking (Bruenn) $\rightarrow$ Shell model calc. (Langanke)



$M_{\text{in}}: 0.1 M_{\text{solar}} \downarrow$

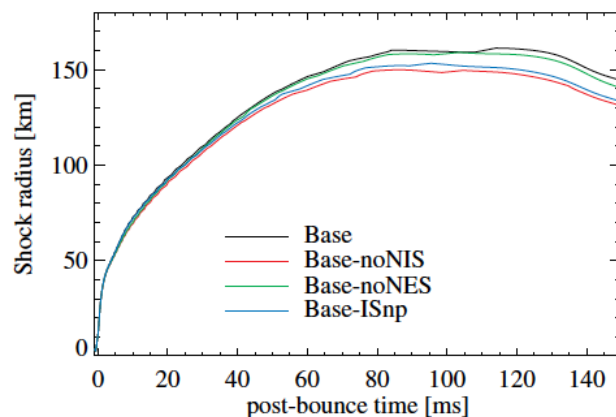
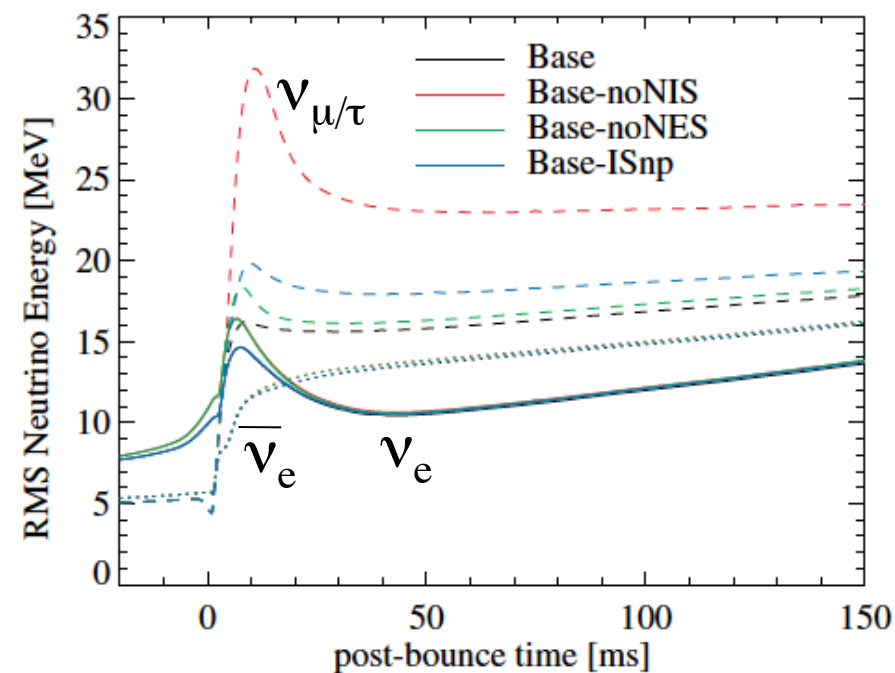
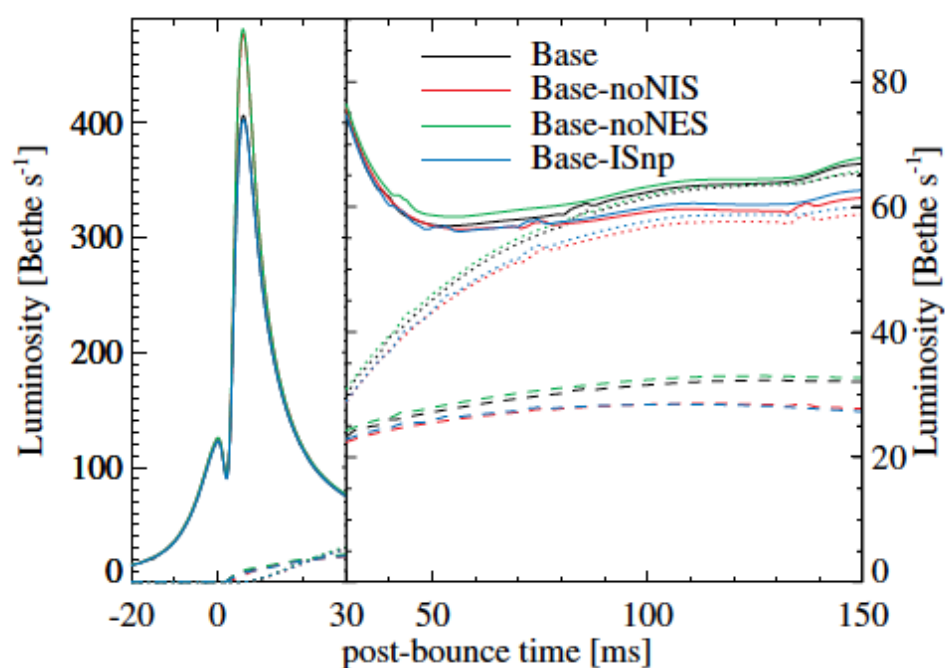
Hix et al. PRL (2003)



反応率およびQ値の違い

ニュートリノ反応による影響

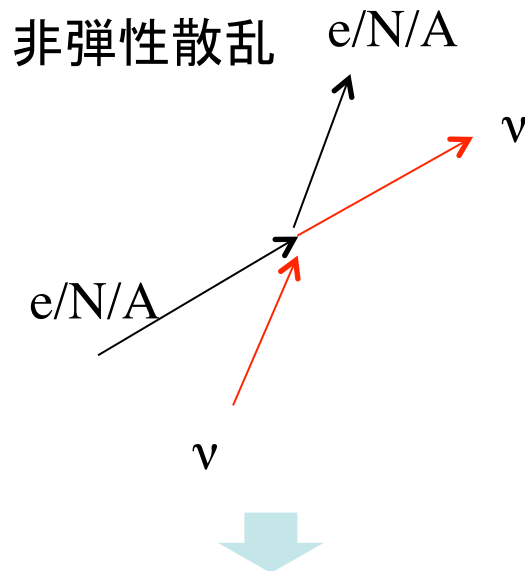
- 非弾性散乱の取扱い: ν_μ 平均エネルギー



コアバウンス・衝撃波伝搬
にも少し影響

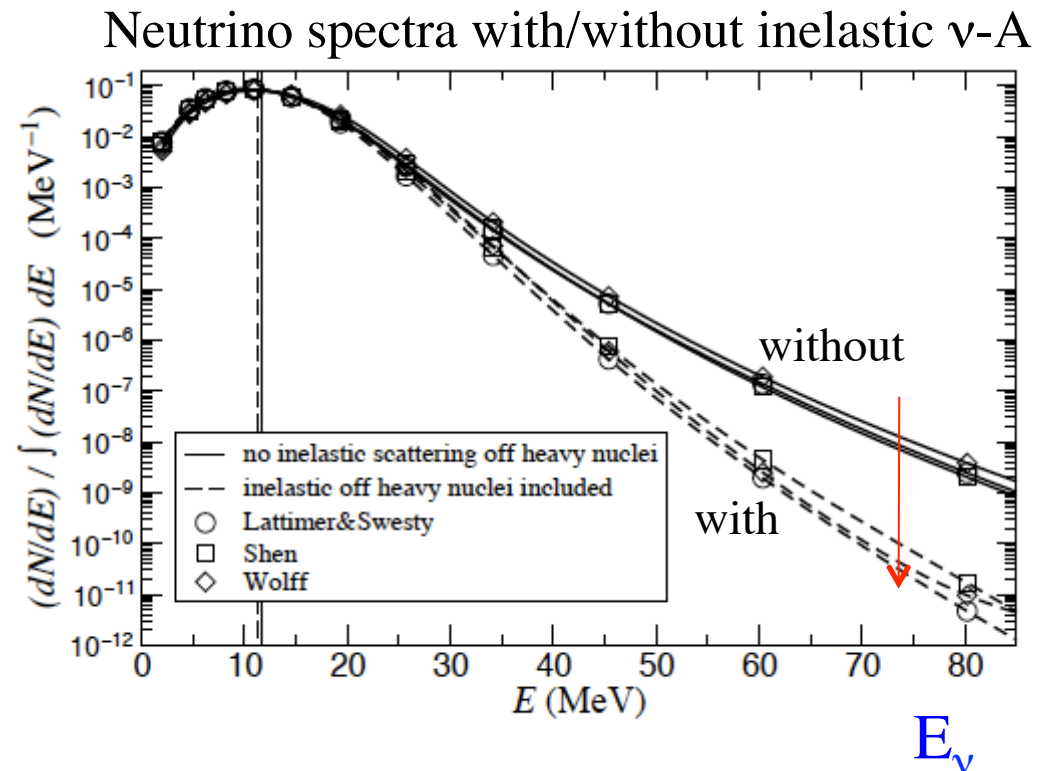
ニュートリノ反応による影響

- 散乱により
ニュートリノエネルギーが下がる



- 低エネルギー化して
コアから逃げやすくなる
→コアバウンスの位置

- ニュートリノエネルギースペクトル
→高エネルギー成分が減る



8ms around the peak of ν_e -burst

超新星ニュートリノの特徴・違い

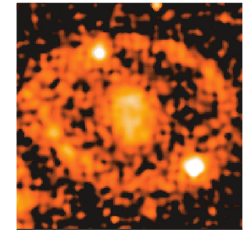
多次元による効果

多次元計算: 非対称性の役割が明らかに

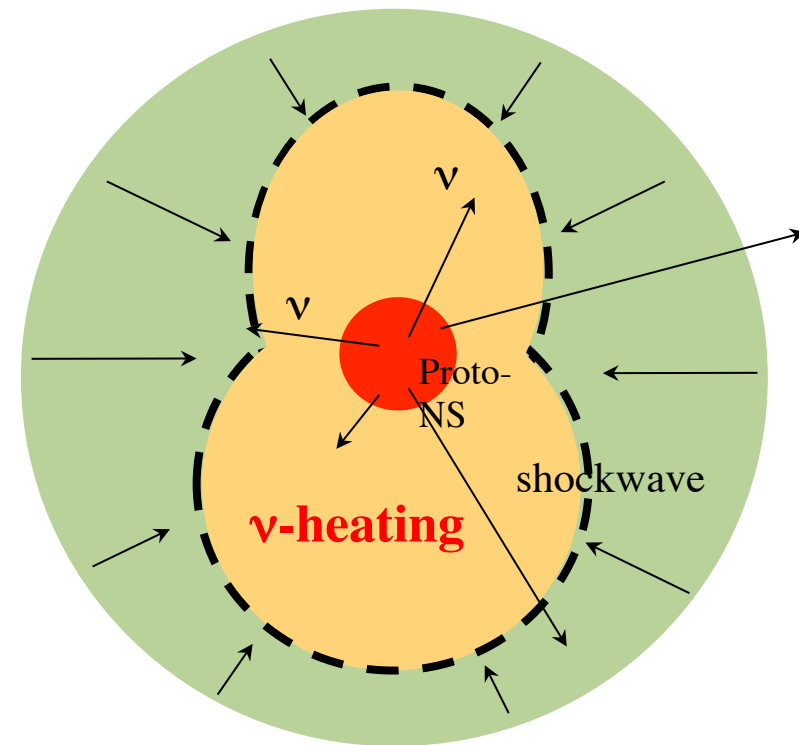
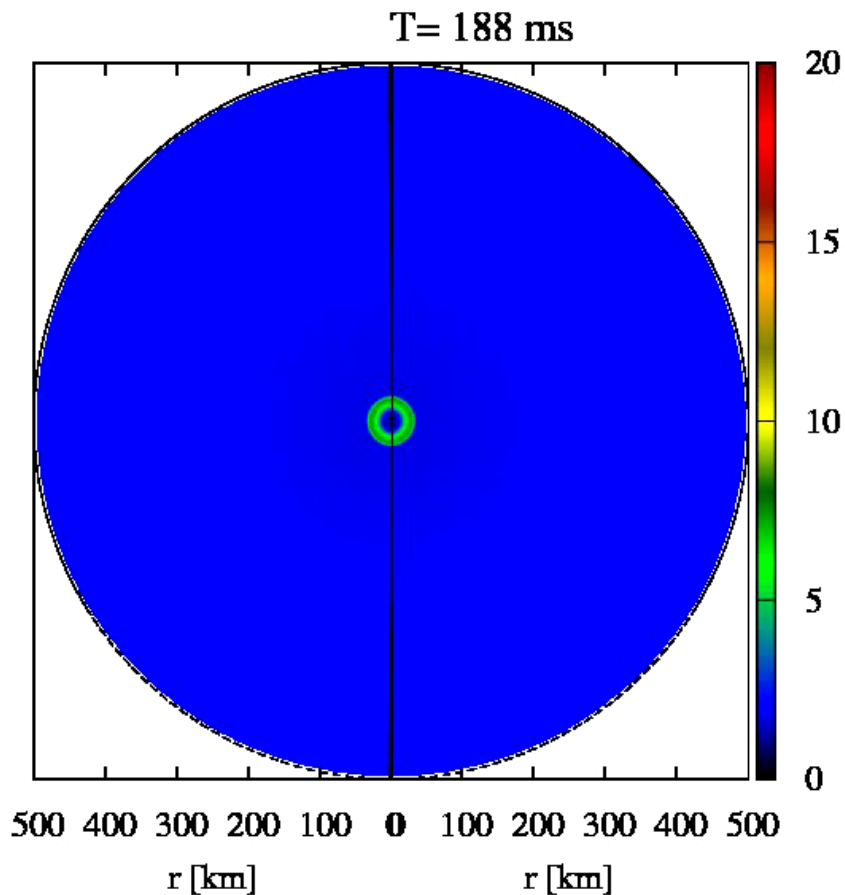
対流, 回転, 非等方 ν 放射, 磁場,... 観測による傍証

流体不安定性とニュートリノ加熱

SN1987A



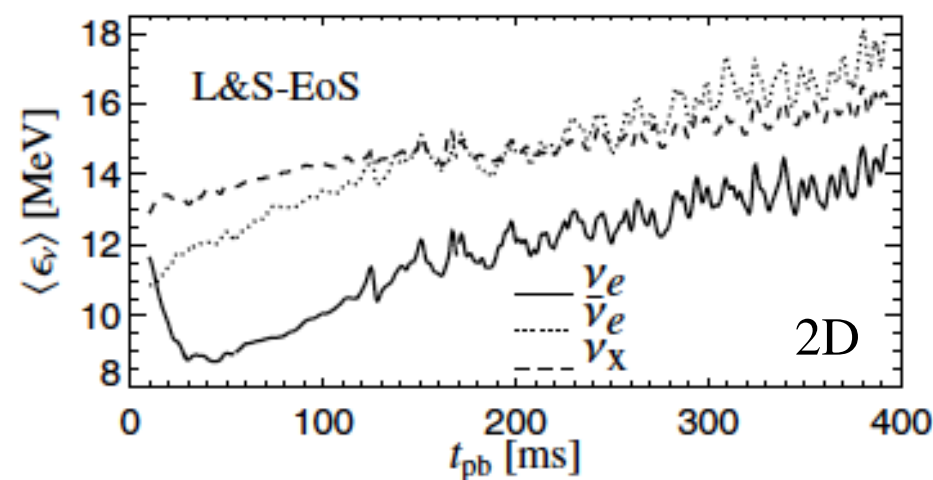
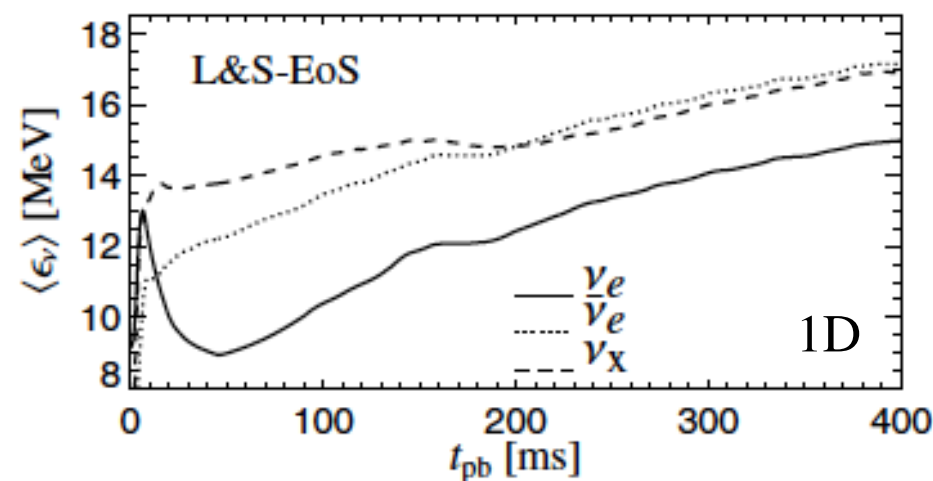
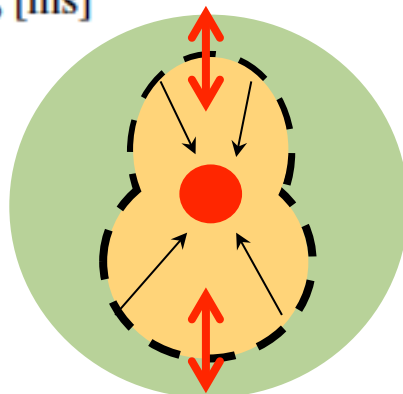
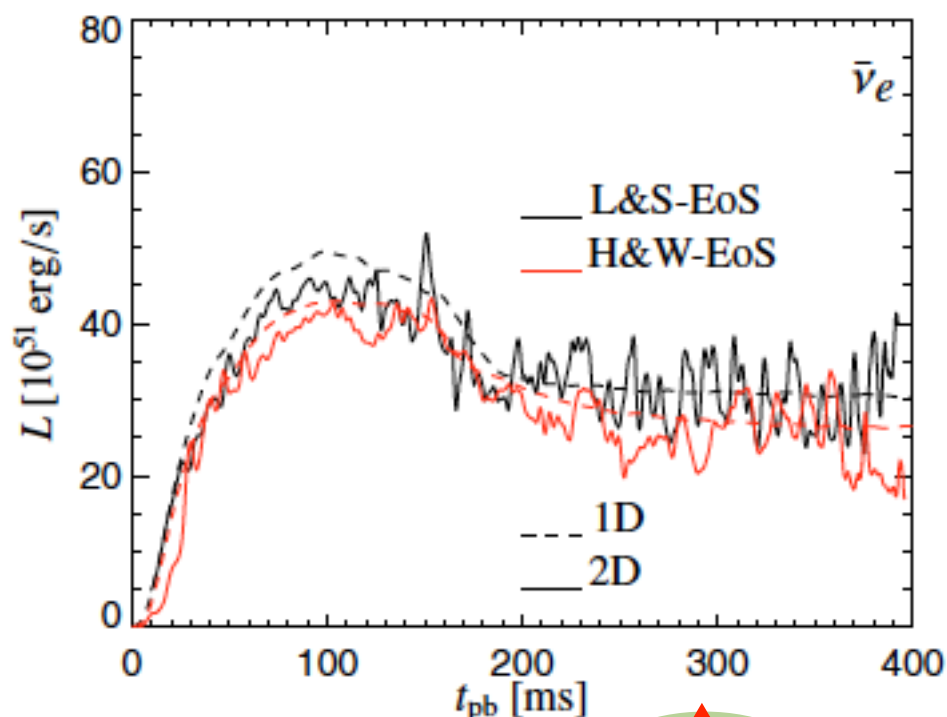
Wang (2002)



多次元でのニュートリノ加熱

多次元効果による ν 放出変動

- 流体不安定性(対流, SASI) $\rightarrow$ 降着量 $\rightarrow$ ν 光度

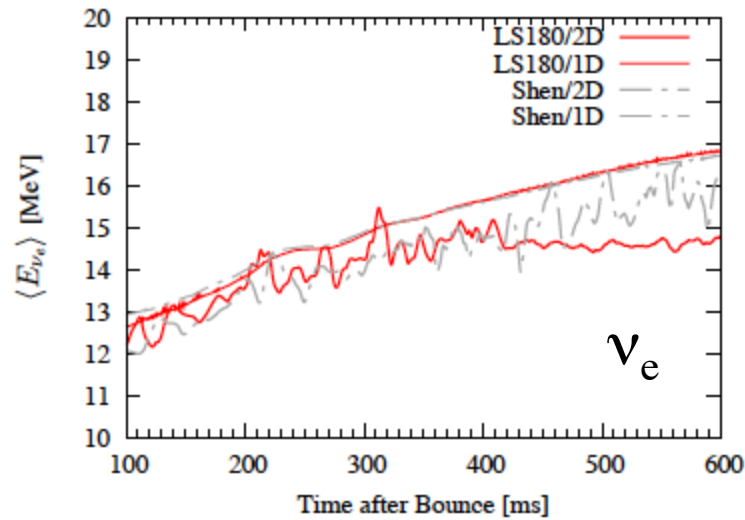


WW95, 15M_{sun}

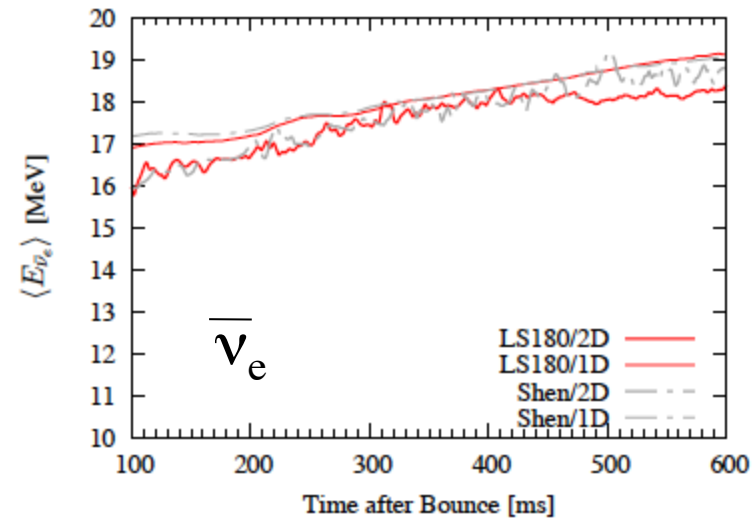
From North Pole

Marek et al. A&A (2009)

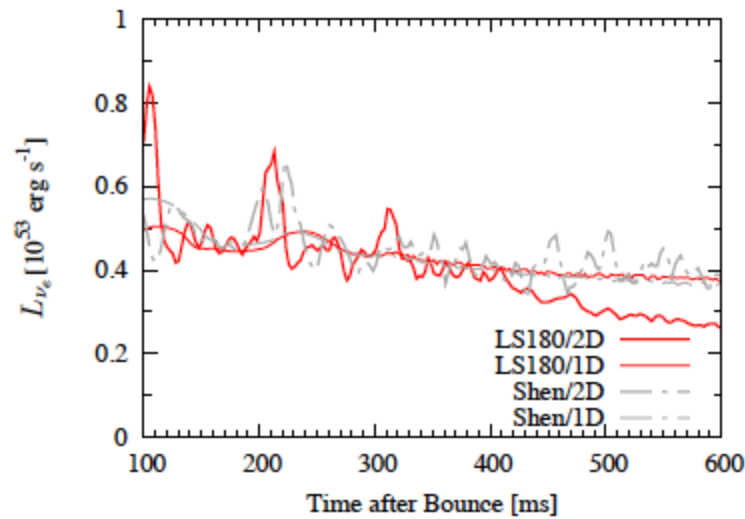
1D vs 2D & EOS difference



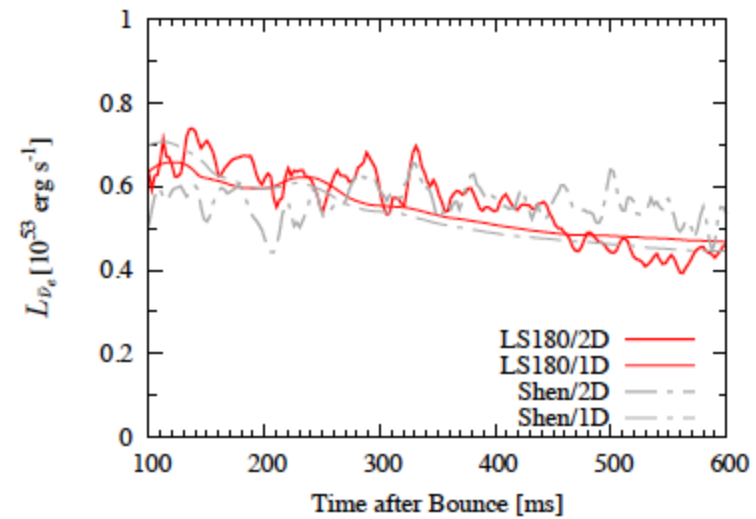
(a) ν_e average energy



(b) $\bar{\nu}_e$ average energy



(c) ν_e luminosity



(d) $\bar{\nu}_e$ luminosity

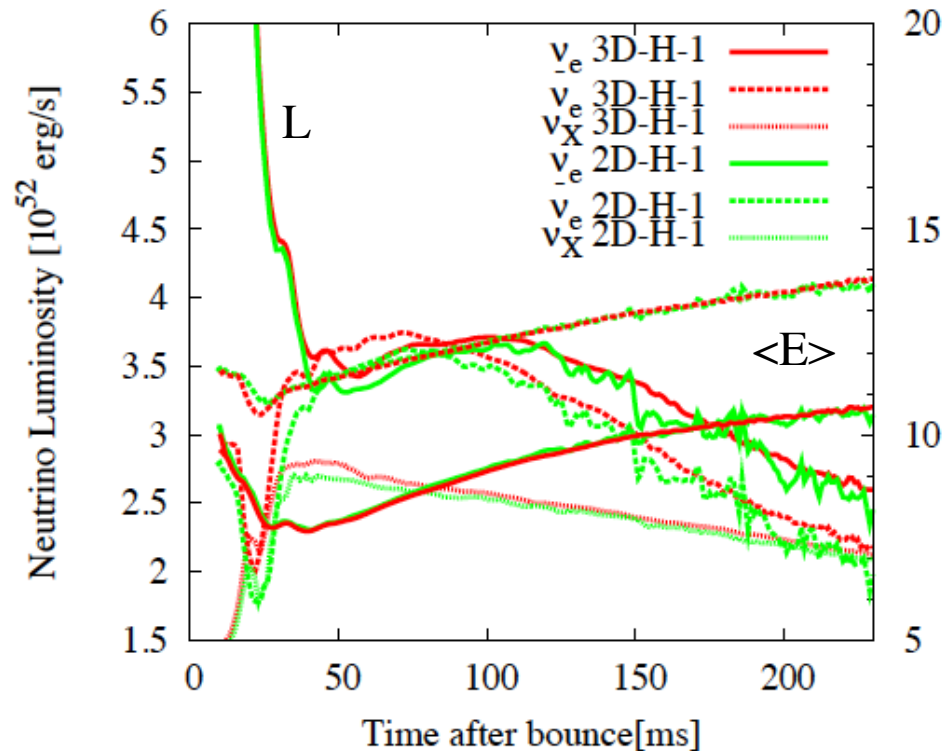
WW95, 15Msun

From Equator

Suwa et al. ApJ (2013)

2D vs 3D & Progenitor difference

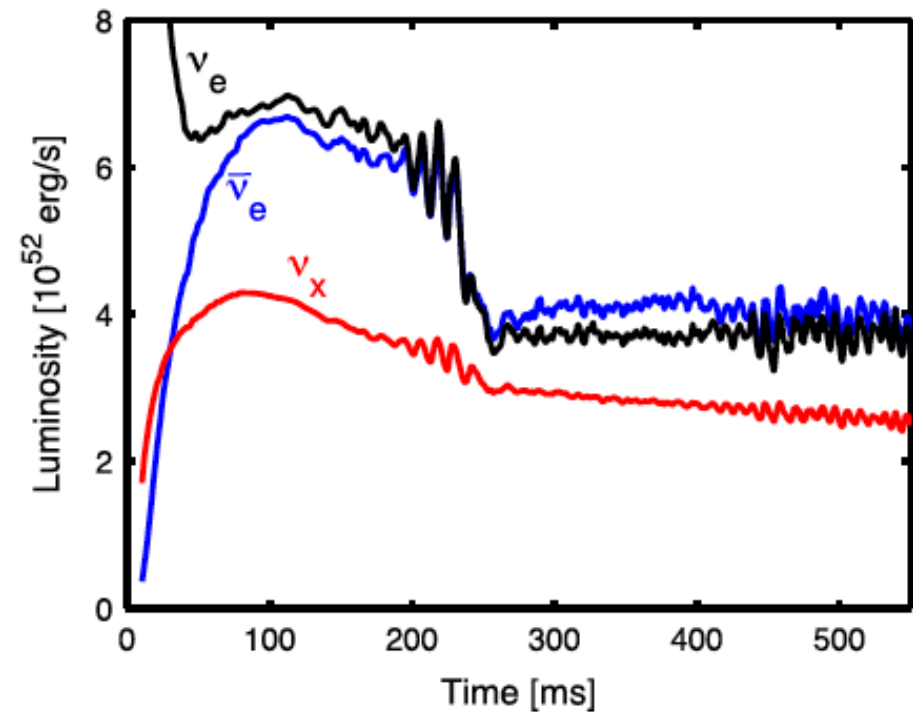
Smaller variations in 3D than in 2D?



W02, 11.2Msun

Takiwaki et al. ApJ (2013)

Variations in 3D when SASI occurs



WHW02, 27Msun

3D(対称性無し)での計算が可能になってきた

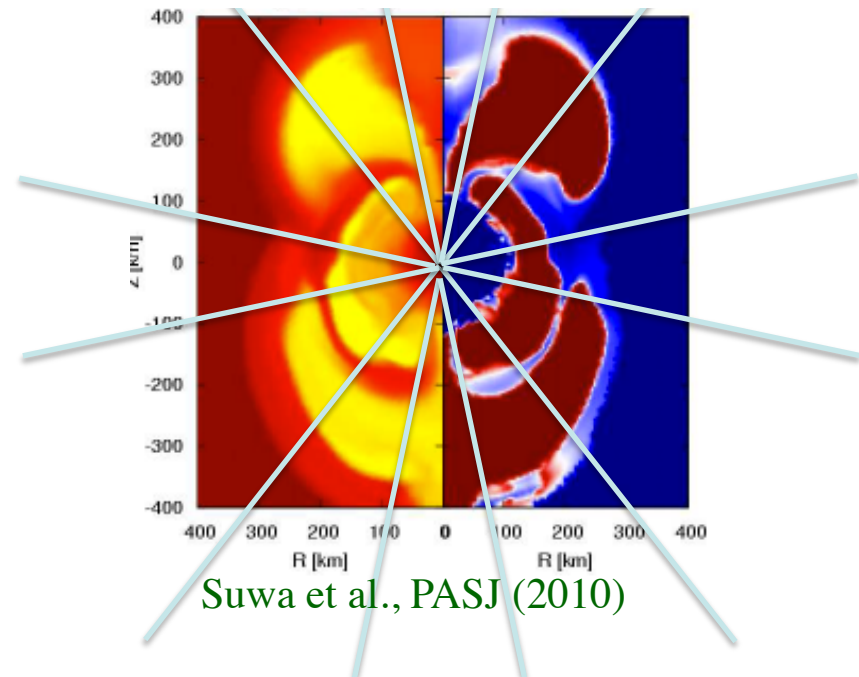


- 京コンピュータによる最新の結果
- ニュートリノ加熱が働いて爆発に至る

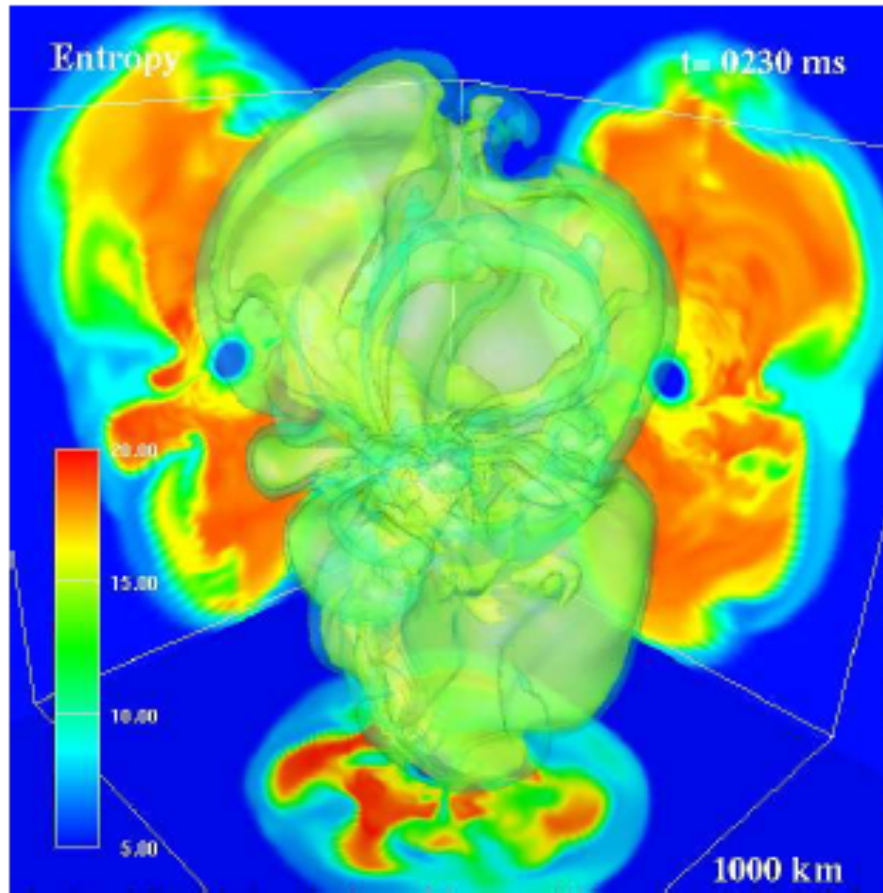
- エネルギー不足
- ν 輻射輸送は近似

Ray-by-ray Approximation

1D-transport independently



Suwa et al., PASJ (2010)



$11.2M_{\text{sun}}$

Takiwaki ApJ (2014)

3次元での輻射輸送計算

- 6次元粒子分布 (3D+3D)

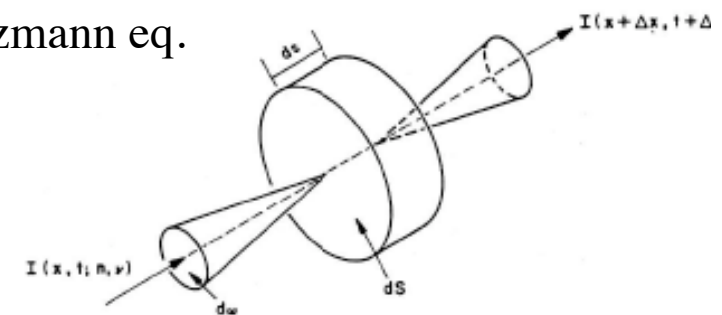
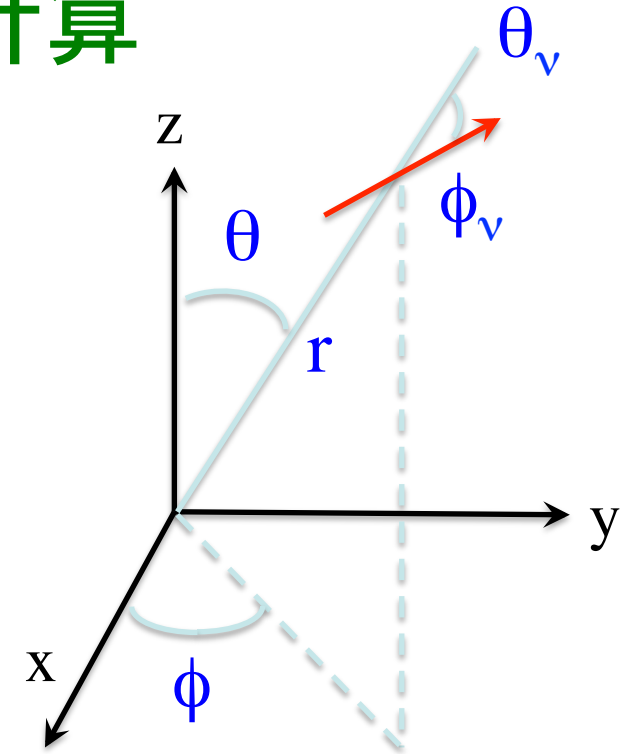
$$f_v(r, \theta, \phi; \varepsilon_v, \theta_v, \phi_v; t)$$

- エネルギー (ε_v), 伝搬方向 (θ_v, ϕ_v)

- 6次元でのBoltzmann equation

$$\frac{1}{c} \frac{\partial f_v}{\partial t} + \vec{n} \cdot \vec{\nabla} f_v = \frac{1}{c} \left(\frac{\partial f_v}{\partial t} \right)_{collision} \quad \text{Boltzmann eq.}$$

- 左辺: 粒子数の変動
 - 右辺: 粒子反応による変動 (衝突項)



宇宙物理・工学における難問題の一つ

3次元でのニュートリノ輻射輸送

世界で初めて実現

Sumiyoshi & Yamada, ApJS (2012)

プラズマ・核融合学会誌 2012, 10月号

$$\begin{aligned} \frac{1}{c} \frac{\partial f_\nu}{\partial t} + \frac{\mu_\nu}{r^2} \frac{\partial}{\partial r} (r^2 f_\nu) + \frac{\sqrt{1-\mu_\nu^2} \cos \phi_\nu}{r \sin \theta} \frac{\partial}{\partial \theta} (\sin \theta f_\nu) + \frac{\sqrt{1-\mu_\nu^2} \sin \phi_\nu}{r \sin \theta} \frac{\partial f_\nu}{\partial \phi} \\ + \frac{1}{r} \frac{\partial}{\partial \mu_\nu} [(1-\mu_\nu^2) f_\nu] + \frac{\sqrt{1-\mu_\nu^2} \cos \theta}{r \sin \theta} \frac{\partial}{\partial \phi_\nu} (\sin \phi_\nu f_\nu) = \frac{1}{c} \left(\frac{\delta f_\nu}{\delta t} \right)_{\text{collision}} \end{aligned}$$

6D Boltzmann eq.

3Dニュートリノ輻射流体計算コード

Nagakura et al, ApJS (2014)

- ボルツマン方程式+流体力学 +重力
- 2D 重力崩壊シミュレーション@京 (2015.4～)

長倉・岩上

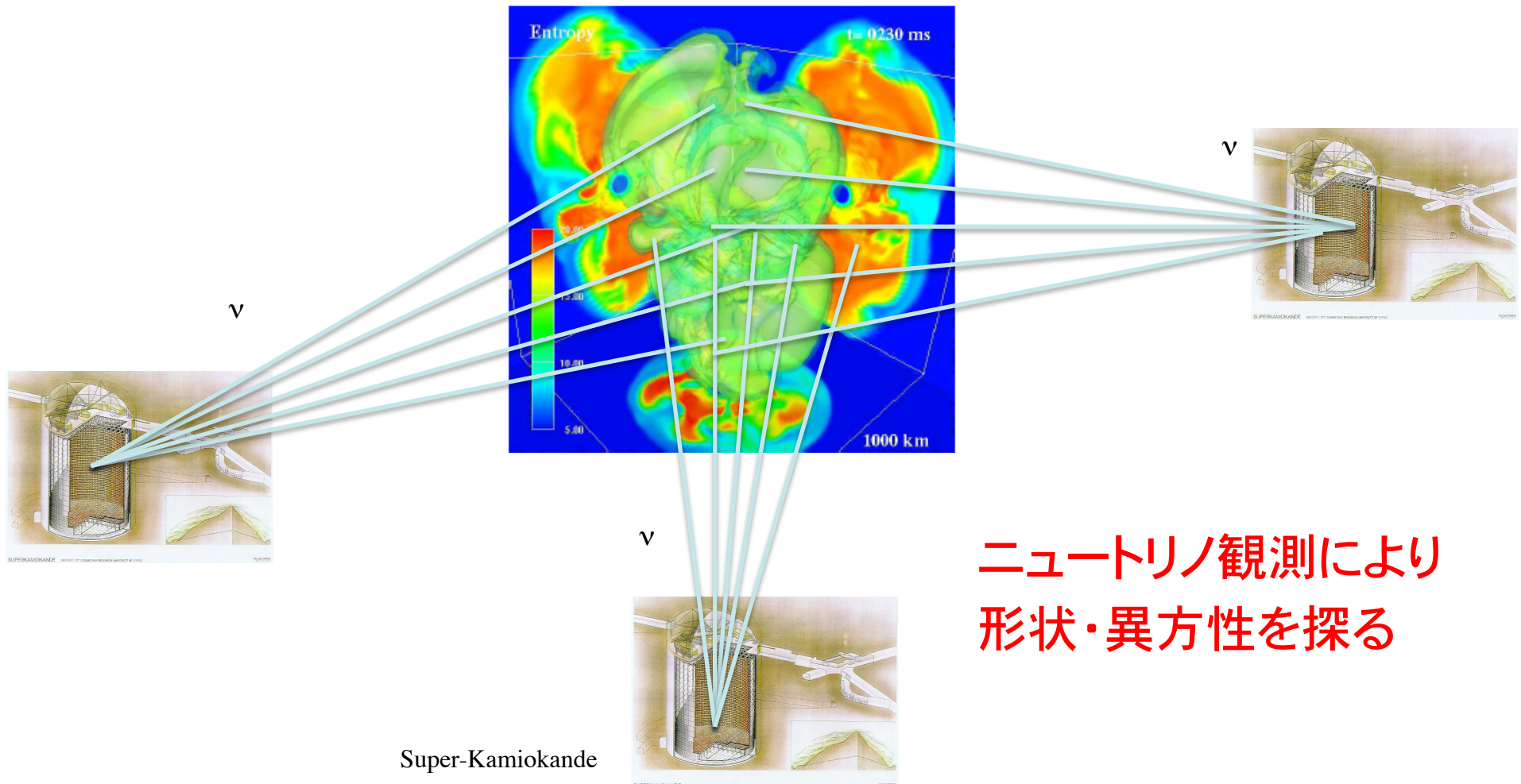


Core-collapse supernovae is one of the target simulations on K-computer & Exa-scale computing

3次元空間での ν 輻射輸送計算

Sumiyoshi & Yamada, ApJS (2012)

任意の位置でのニュートリノ流束・スペクトルを計算できる



ニュートリノ観測により
形状・異方性を探る

Takiwaki et al. ApJ (2014)

<http://www-sk.icrr.u-tokyo.ac.jp/>

まとめ

- 超新星爆発メカニズムは、ニュートリノが鍵
- 爆発の各段階でのニュートリノ反応の寄与
 - 親星進化・重力崩壊・コアバウンス
 - 衝撃波伝搬・物質降着・原始中性子星
- 重力エネルギーからニュートリノ放出へ
 - 一部がニュートリノ加熱で爆発を助ける
 - 多次元効果とニュートリノ加熱
- 超新星ニュートリノの情報は貴重
 - 天体、メカニズム、高温高密度物質の情報

数値シミュレーション＋ニュートリノ核物理＋観測シグナルの連携