

# 大質量星の進化と超新星前兆ニュートリノ

吉田 敬

(京都大学基礎物理学研究所)

梅田秀之, 高橋亘

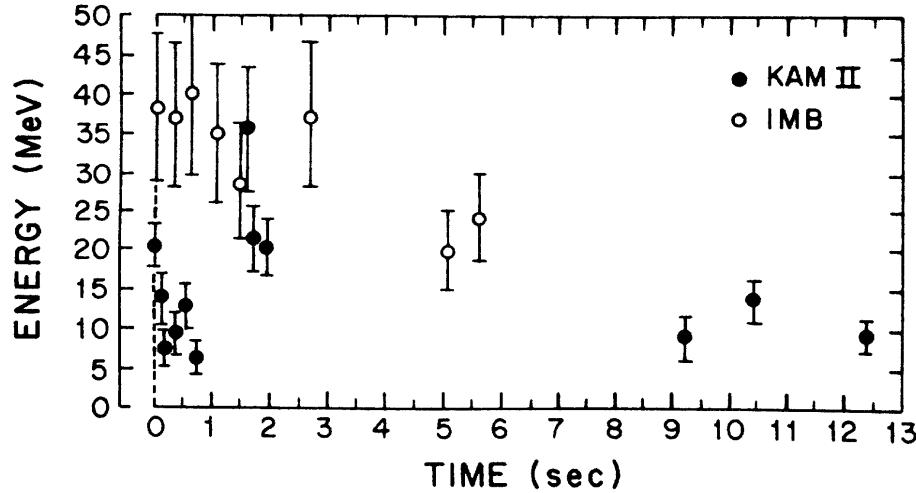
(東京大学大学院理学系研究科天文学専攻)

新学術「地下素核研究」第一回超新星ニュートリノ研究会

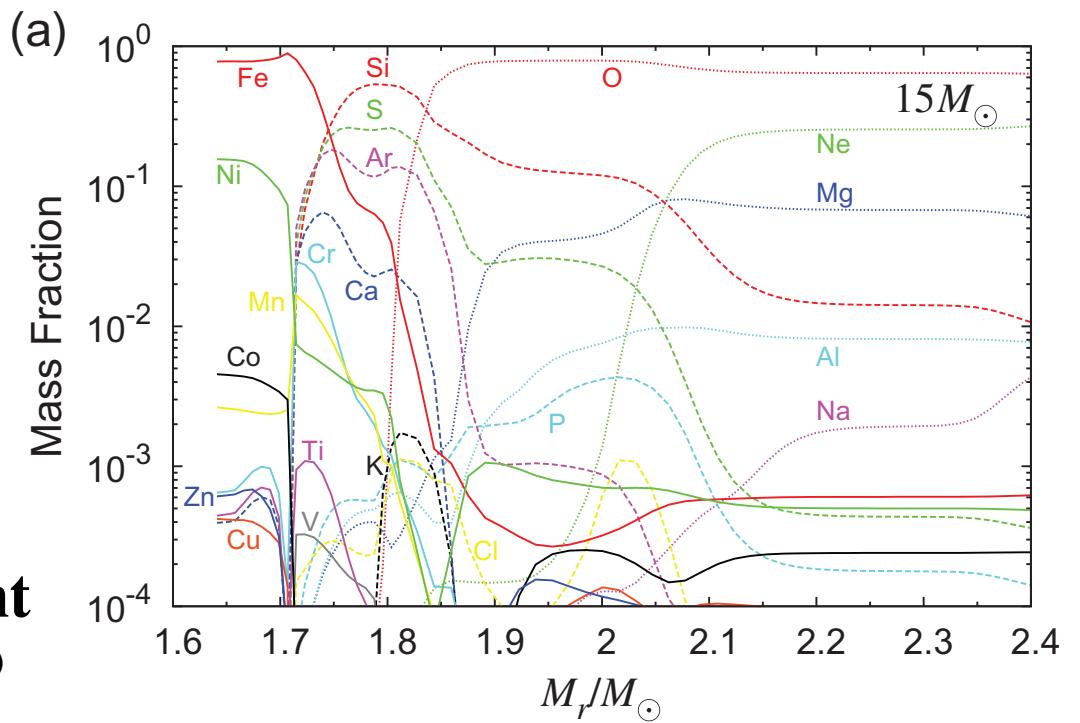
2015年3月16日 東京理科大学

# 超新星爆発と大質量星

- 超新星爆発 → 大質量星(初期質量 $8\text{-}10M_{\odot}$ 以上)の最期に起こる爆発現象  
→ 大量のニュートリノを生成  
さまざまな元素の供給源



SN1987Aで観測されたneutrino event  
(Hirata et al. 1988)



$15M_{\odot}$ 超新星モデルの元素組成分布

(Umeda, TY, Takahashi 2012)

# 大質量星進化モデル

## ● 大質量星進化モデル

(TY & Umeda 2011; Umeda, TY, Takahashi 2012; Takahashi, TY, Umeda 2013;  
TY, Okita, Umeda 2014; Takahashi, Umeda, TY 2014)

$$\frac{\partial P}{\partial M_r} = - \frac{GM_r}{4\pi r^4} - \frac{1}{4\pi r^2} \frac{\partial^2 r}{\partial t^2}$$

$$\frac{\partial r}{\partial M_r} = \frac{1}{4\pi r^2 \rho}$$

$$\frac{\partial \ln T}{\partial \ln P} = \min(\nabla_{\text{ad}}, \nabla_{\text{rad}})$$

$$\frac{\partial L_r}{\partial M_r} = \epsilon_{\text{nucl}} - \epsilon_v + \epsilon_{\text{grav}}$$

## ● 元素合成とエネルギー生成

→ 300核種( $n$ , H - Br), 対流混合を拡散的に考慮

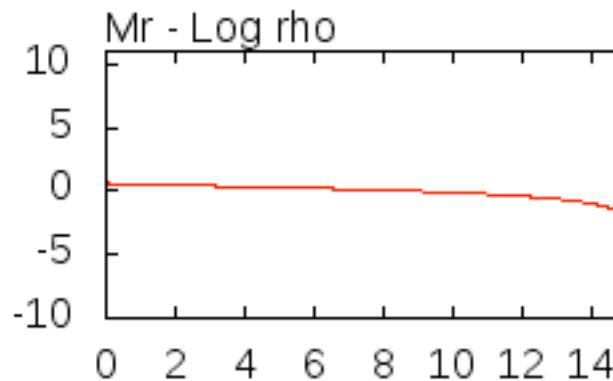
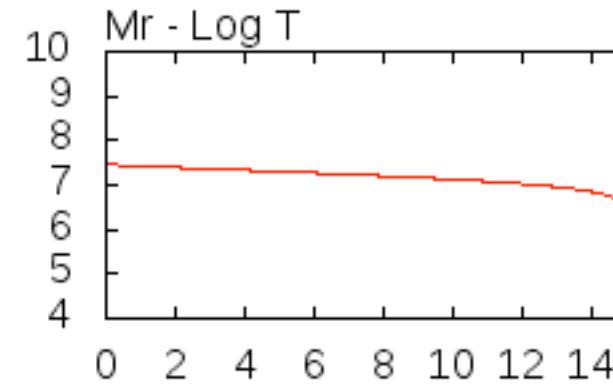
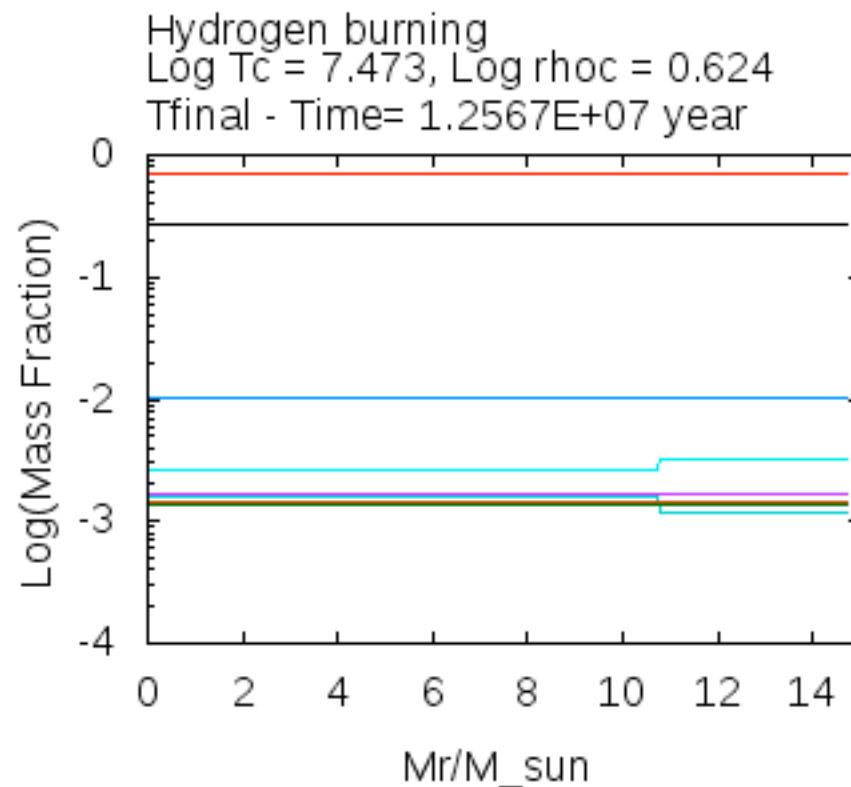
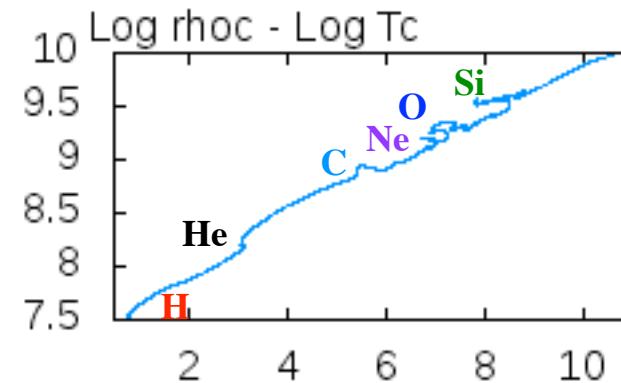
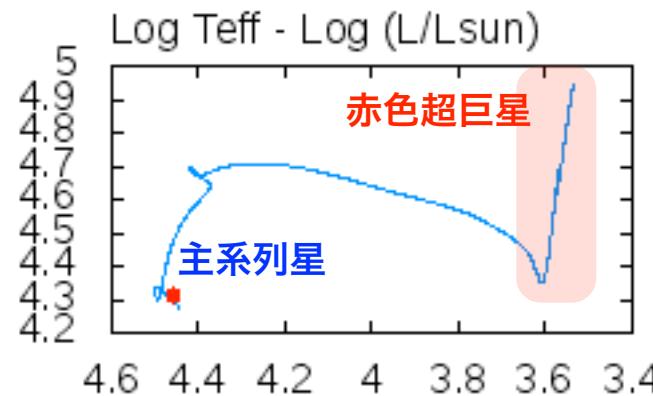
## ● 進化の途中での質量放出を考慮

## ● 初期組成 → 太陽系元素存在度 (Anders & Grevesse 1989)

# 大質量星の進化

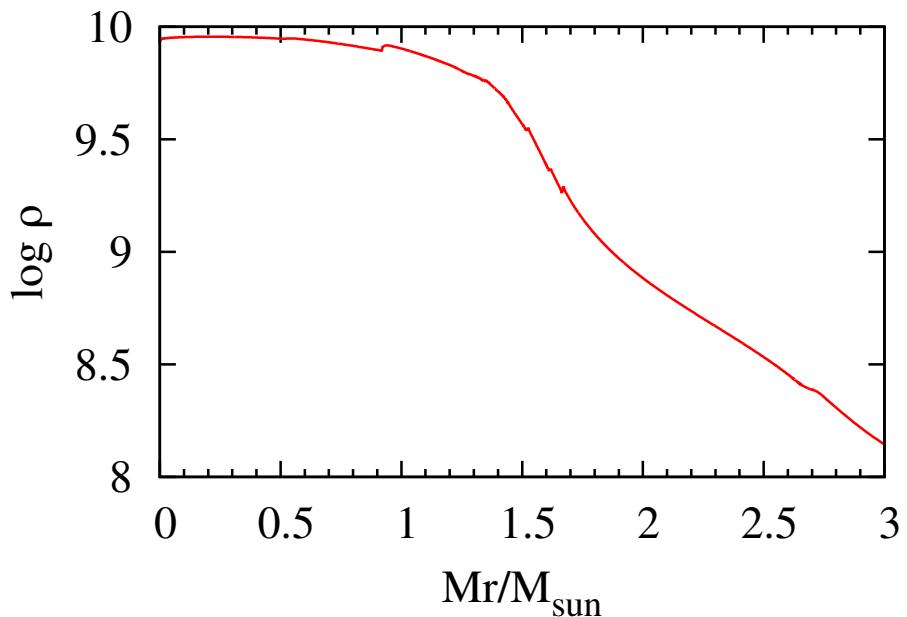
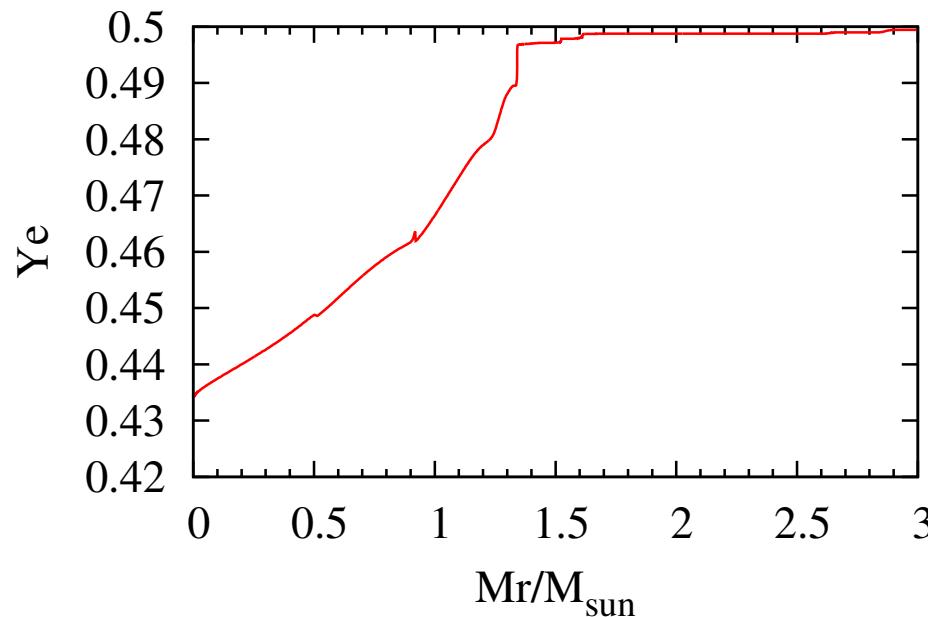
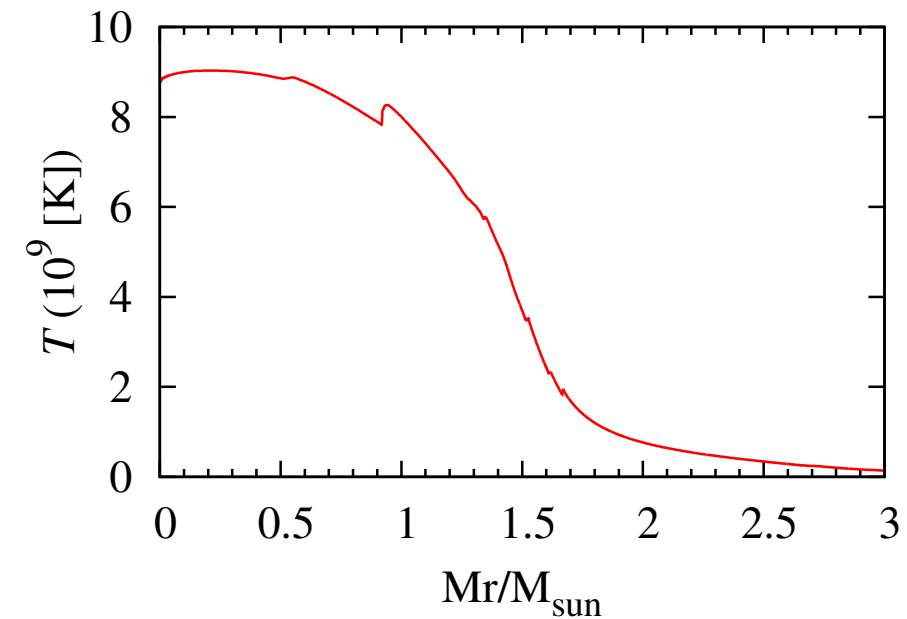
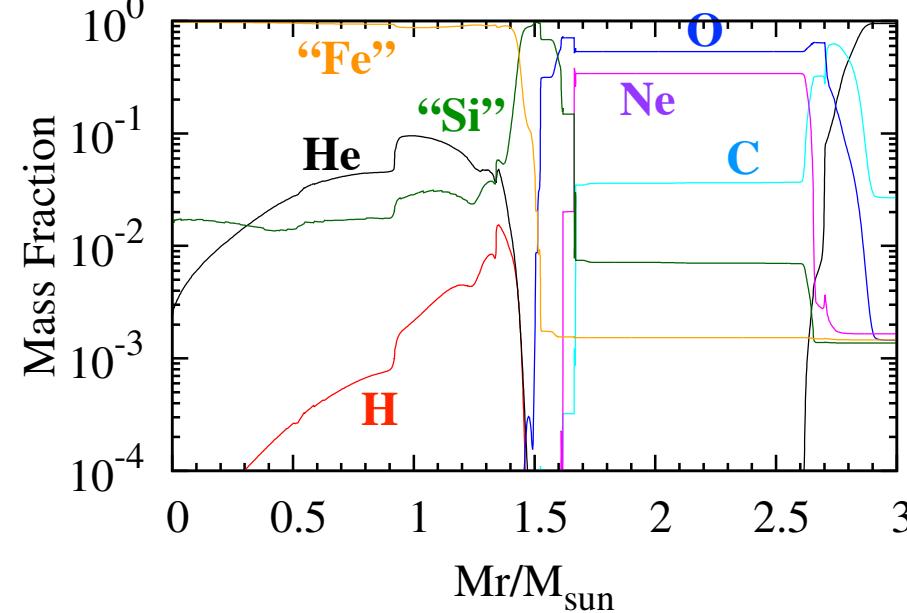
- $\text{H}/\text{He} \rightarrow \text{He} \rightarrow \text{O}/\text{C} \rightarrow \text{O}/\text{Ne} \rightarrow \text{O}/\text{Si} \rightarrow \text{"Si"} \rightarrow \text{"Fe"}$

$15 M_{\odot}$  model

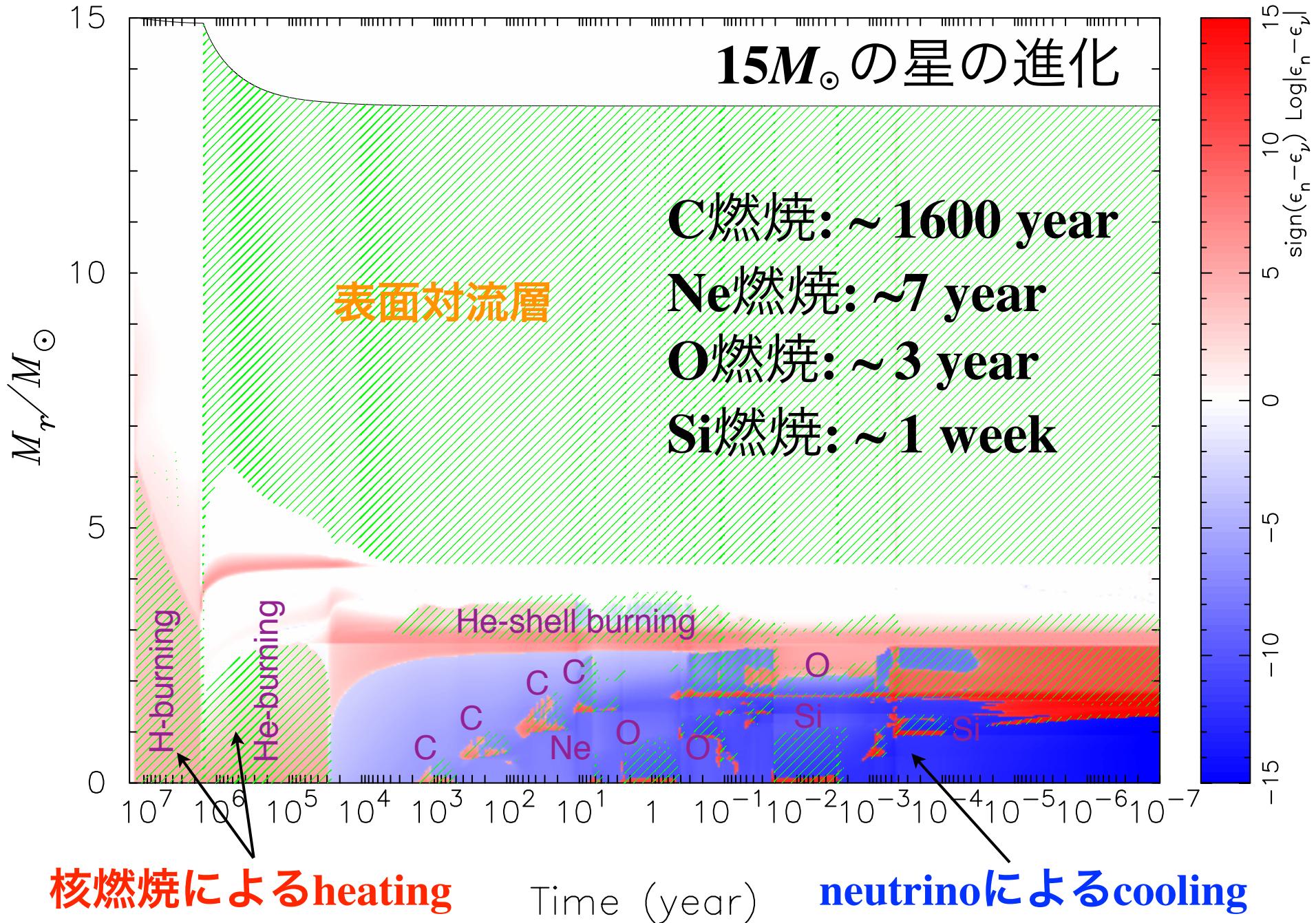


# 大質量星の進化

$15 M_{\odot}$  model;  $\log \rho_c \sim 10$



# 大質量星の進化



核燃焼によるheating

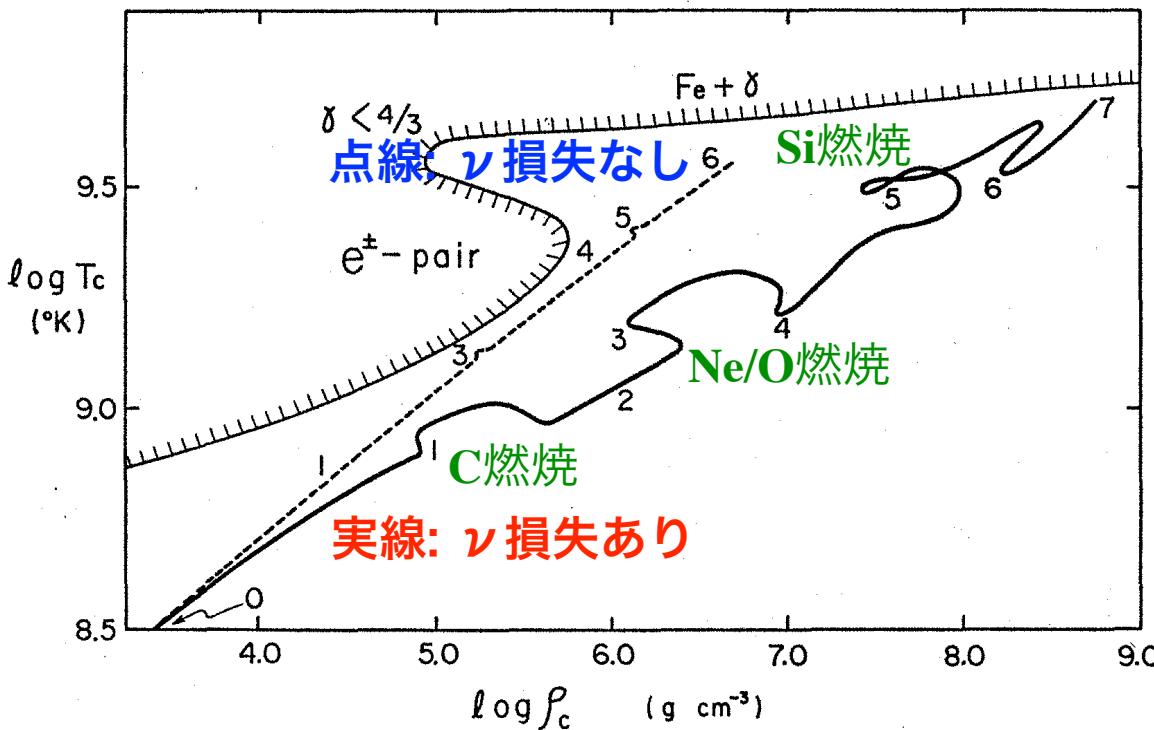
Time (year)

neutrinoによるcooling

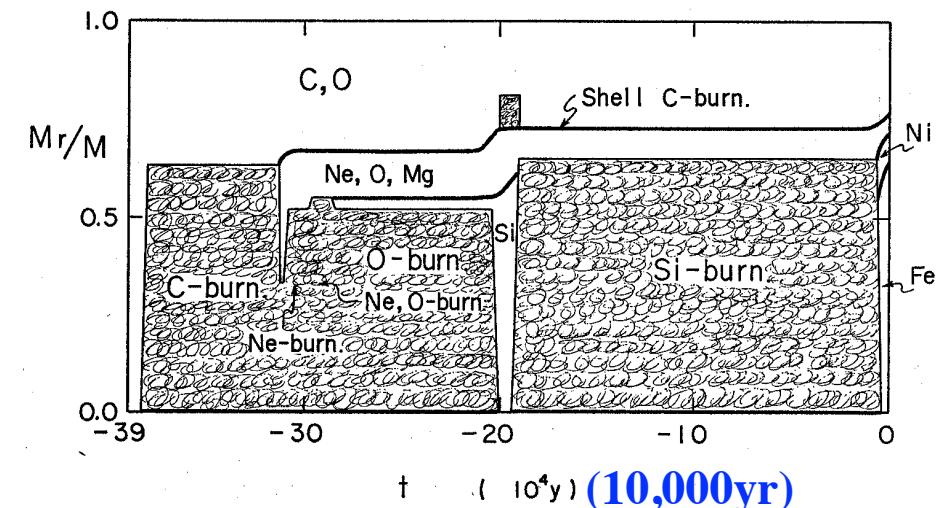
# $\nu$ によるエネルギー損失の重要性

$10M_{\odot}$  CO星の進化における $\nu$ の影響

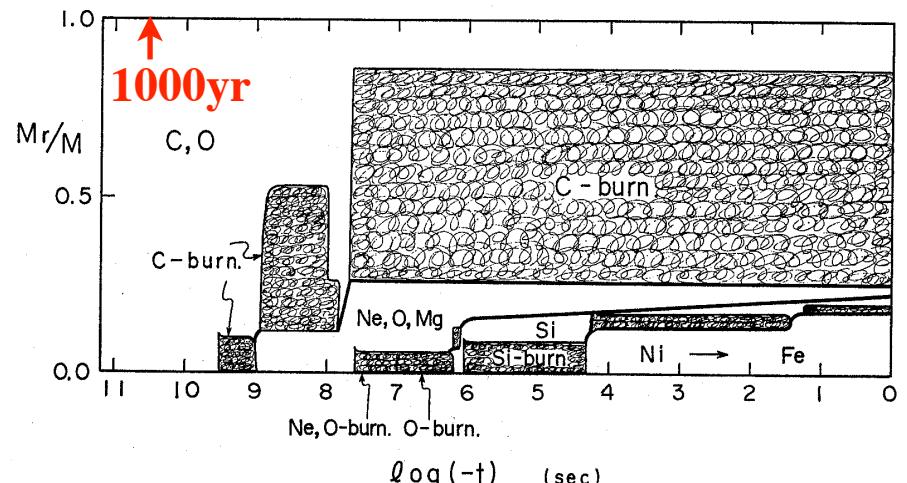
(Ikeuchi, Nakazawa, Murai, Hoshi, Hayashi 1971)



$\nu$ エネルギー損失なし



$\nu$ エネルギー損失あり



- 対流コアの大きさ
- 星の寿命
- preSNの構造

# 大質量星におけるニュートリノ生成過程

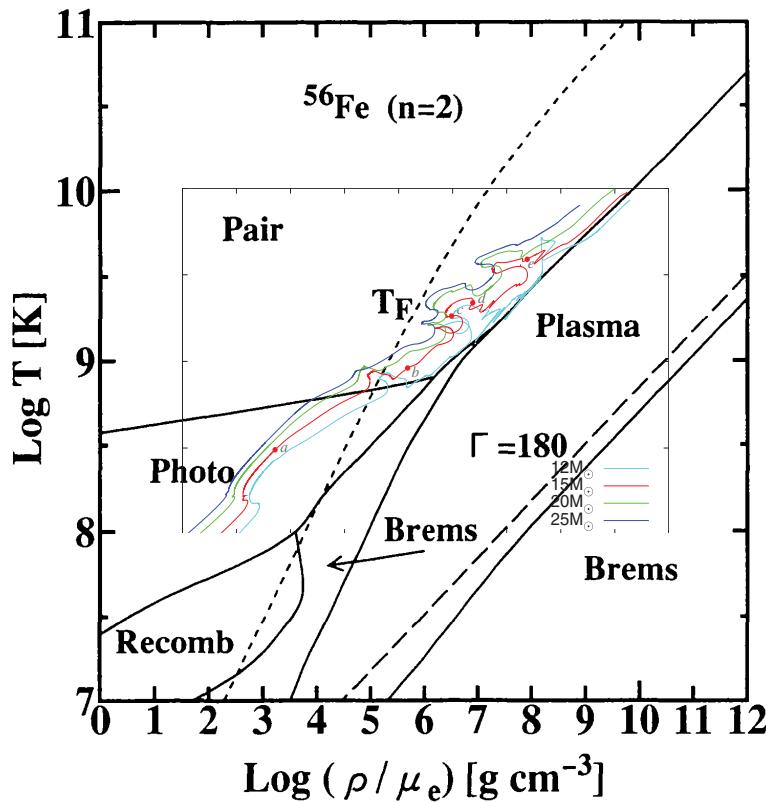


FIG. 13.—Same as Fig. 13, in the case of  $^{56}\text{Fe}$  matter

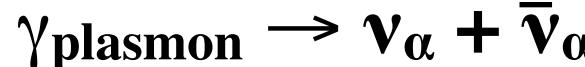
主要なエネルギー放出過程  
(Itoh et al. 1996)

大質量星の進化経路  
(Umeda, TY, Takahashi 2012)

- **pair neutrinos**



- **plasma neutrinos**



- **photo neutrinos**



- **Bremsstrahlung neutrinos**



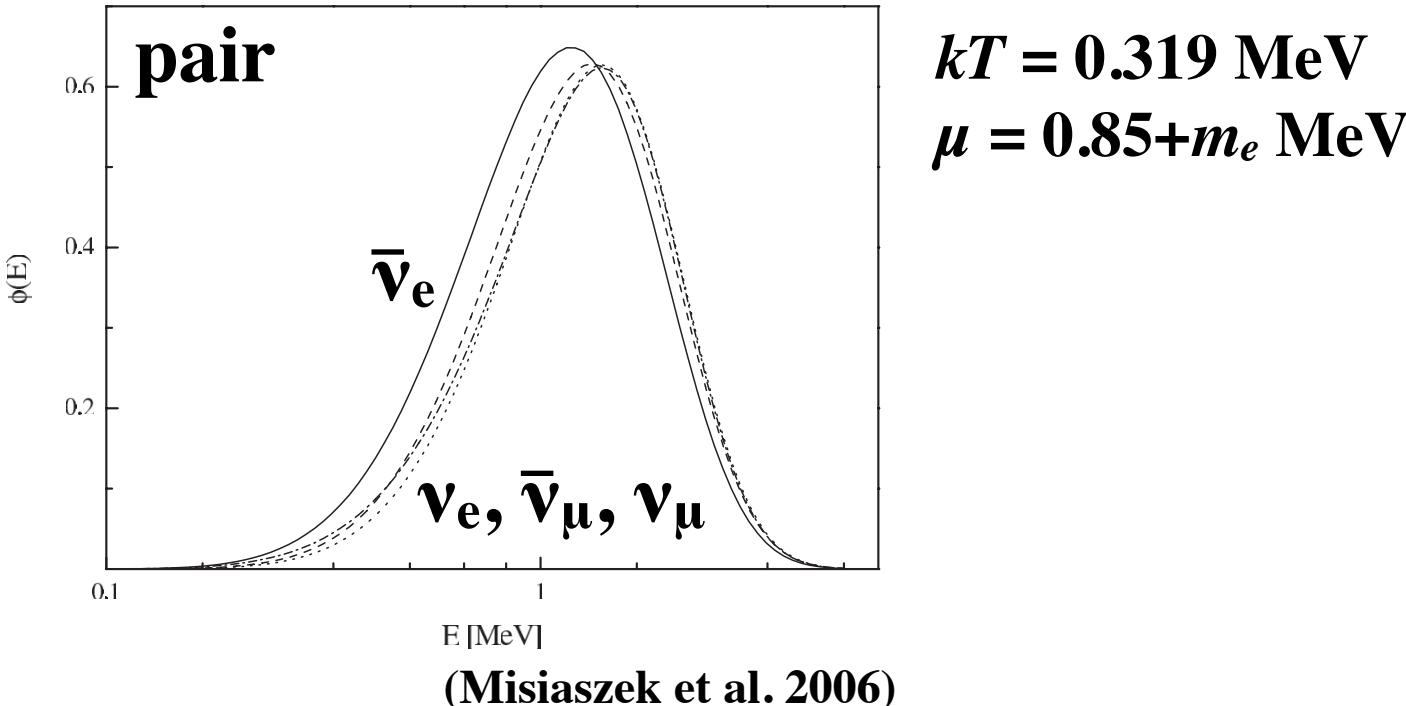
- **recombination neutrinos**

- **weak interactions**



# Si燃焼におけるNeutrino spectra

- pair neutrinoによるneutrino spectra  
(Odrzywolek et al. 2004; Misiaszek et al. 2006)
- ベテルギウスが超新星爆発を起こしたときのKamLAND, SK, GADZOOKSなどでの観測可能性 (Odrzywolek et al. 2007)  
→ 我々の見積りよりも多い…進化モデルの依存性?
- plasma neutrino (Odrzywolek 2007)
- NSE時のweak interaction (Odrzywolek 2009)



# Neutrino spectraの見積もり

- 大質量星の進化を重力崩壊直前まで計算  
(e.g., Umeda, Yoshida, Takahashi 2012; Takahashi, Yoshida, Umeda 2013;  
Yoshida, Okita, Umeda 2014; Takahashi, Umeda, Yoshida 2014)

→ neutrinoエネルギー放出率の見積もり  
(Itoh et al. 1996)

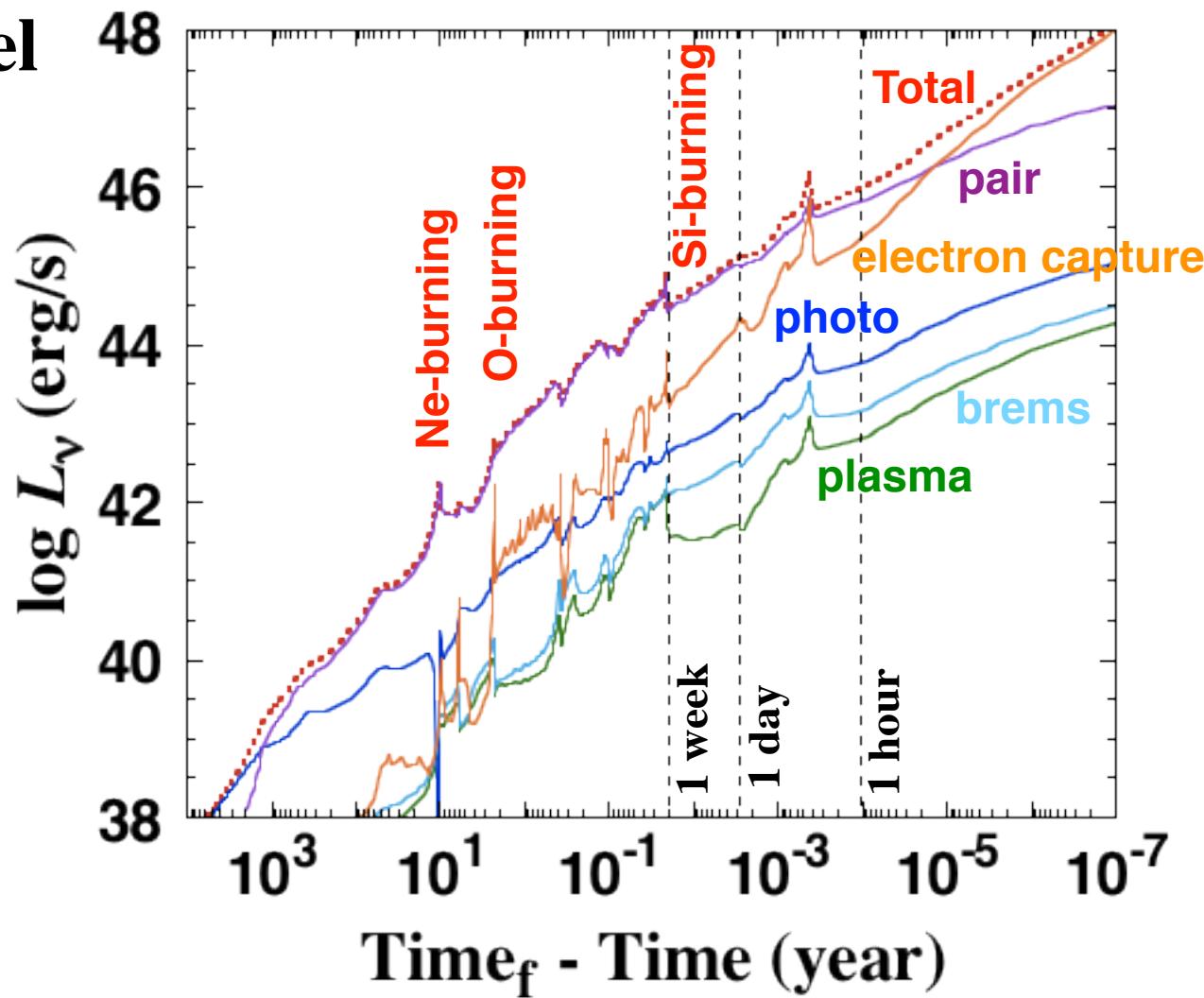
- pair neutrinoによるneutrino放出

モンテカルロシミュレーションでν spectraを求める  
(Odrzywol et al. 2004の方法を改良)

$$|M|^2 \propto (C_A - C_V)^2 (p_{e-} \cdot q_{\nu X}) (p_{e+} \cdot q_{\bar{\nu} X}) + (C_A + C_V)^2 (p_{e+} \cdot q_{\nu X}) (p_{e-} \cdot q_{\bar{\nu} X}) \\ + m_e^2 (C_A^2 - C_V^2) (q_{\nu X} \cdot q_{\bar{\nu} X})$$

# ニュートリノ光度の進化

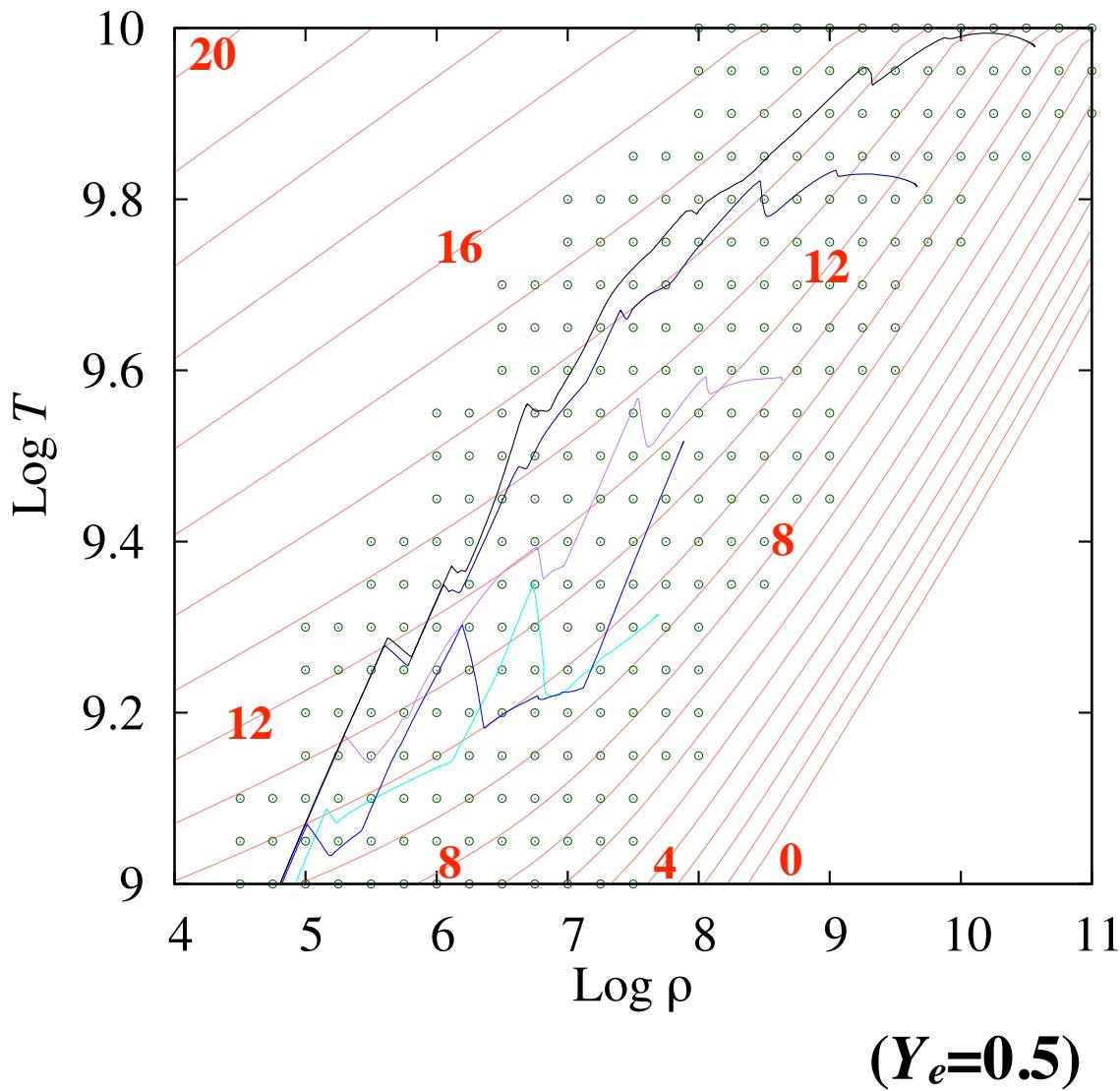
$15 M_{\odot}$  model



- pair neutrinoが主な生成過程
- plasma neutrinoの重要性 → 加藤さん

# Pair neutrinos

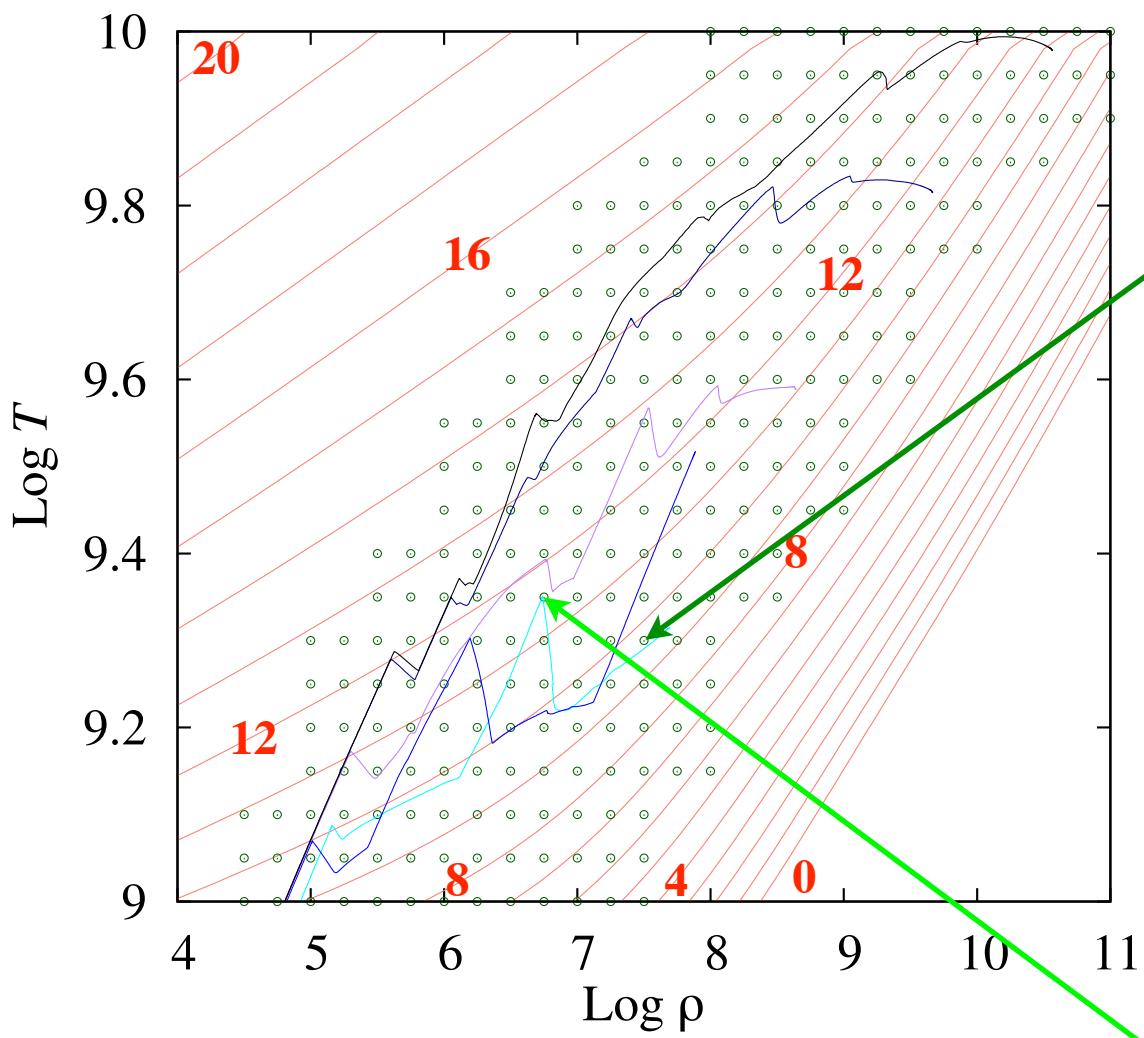
- pair neutrinoによるエネルギー損失率( $\log \varepsilon_\nu$  [erg s<sup>-1</sup> g<sup>-1</sup>])  
(Itoh et al. 1996)



**$15 M_\odot$  model**  
**O shell burning**  
**Si core burning**  
**Si shell burning**  
**1 s before the collapse**  
**Last step**

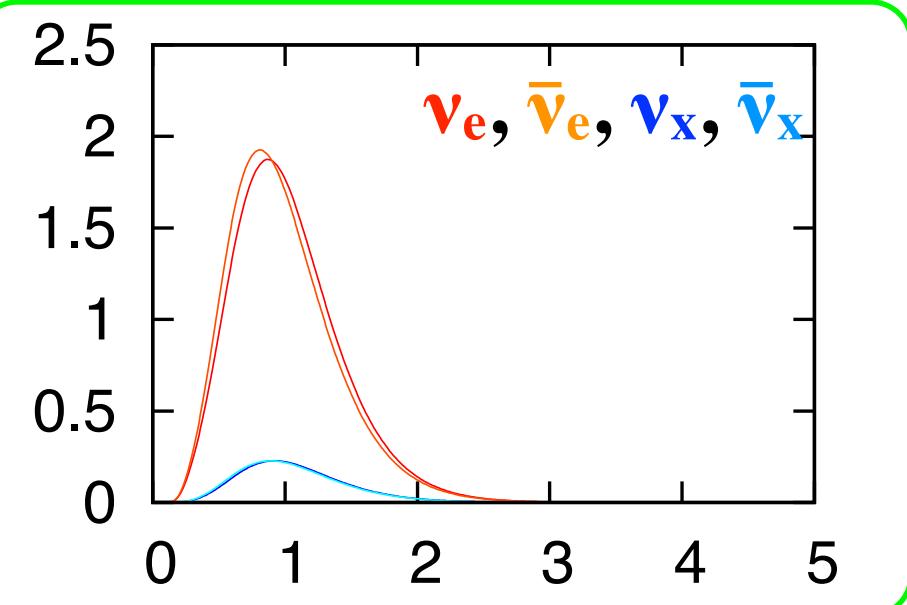
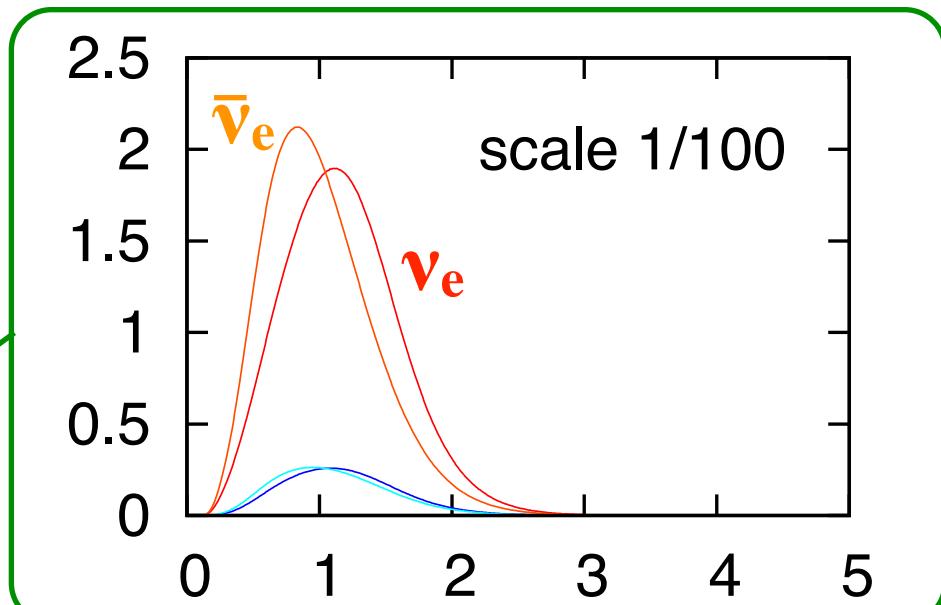
# Pair neutrinos

- pair neutrinoのスペクトル



O shell burning

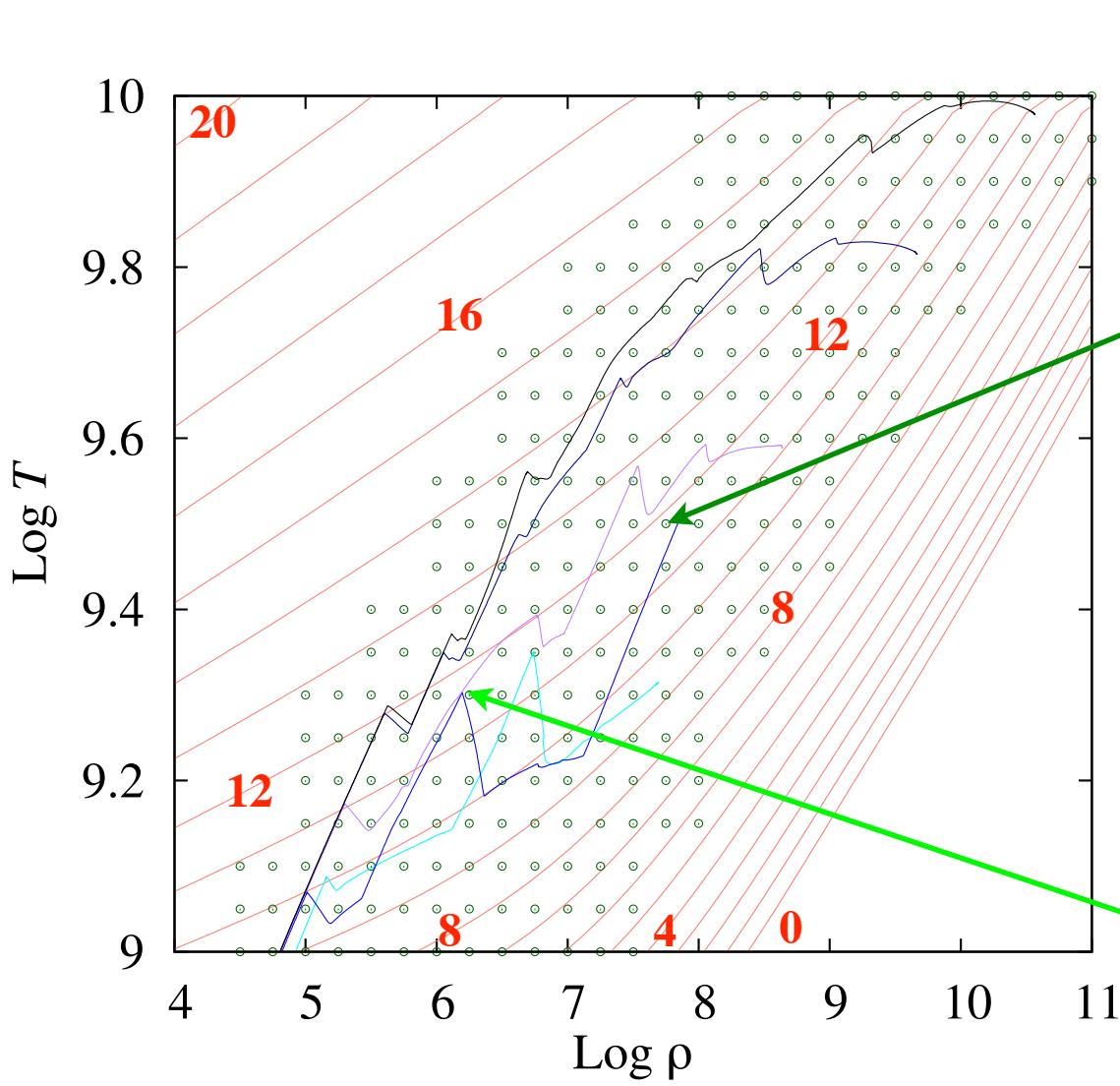
横軸:  $E_\nu$  (MeV)



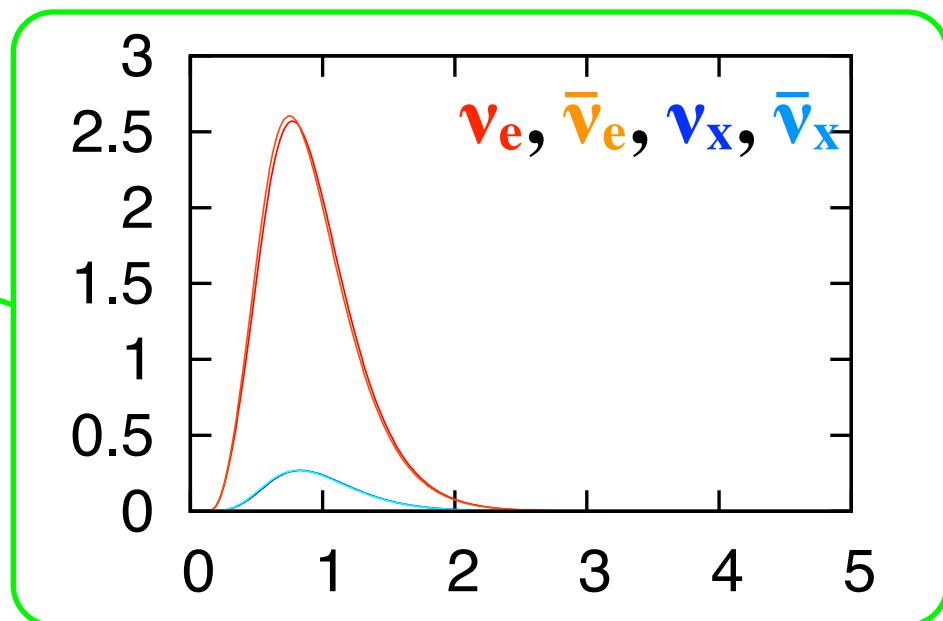
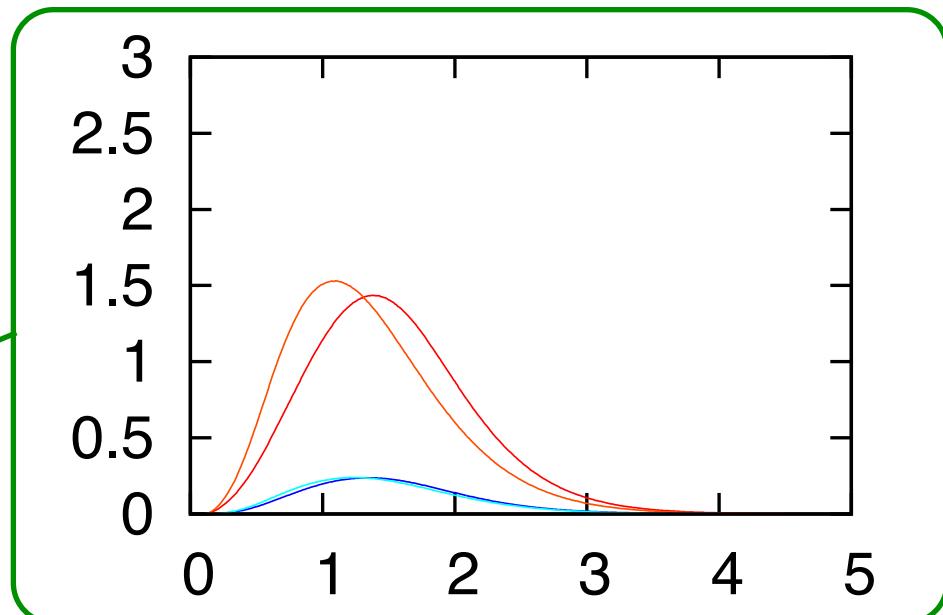
# Pair neutrinos

- pair neutrinoのスペクトル

横軸:  $E_\nu$  (MeV)



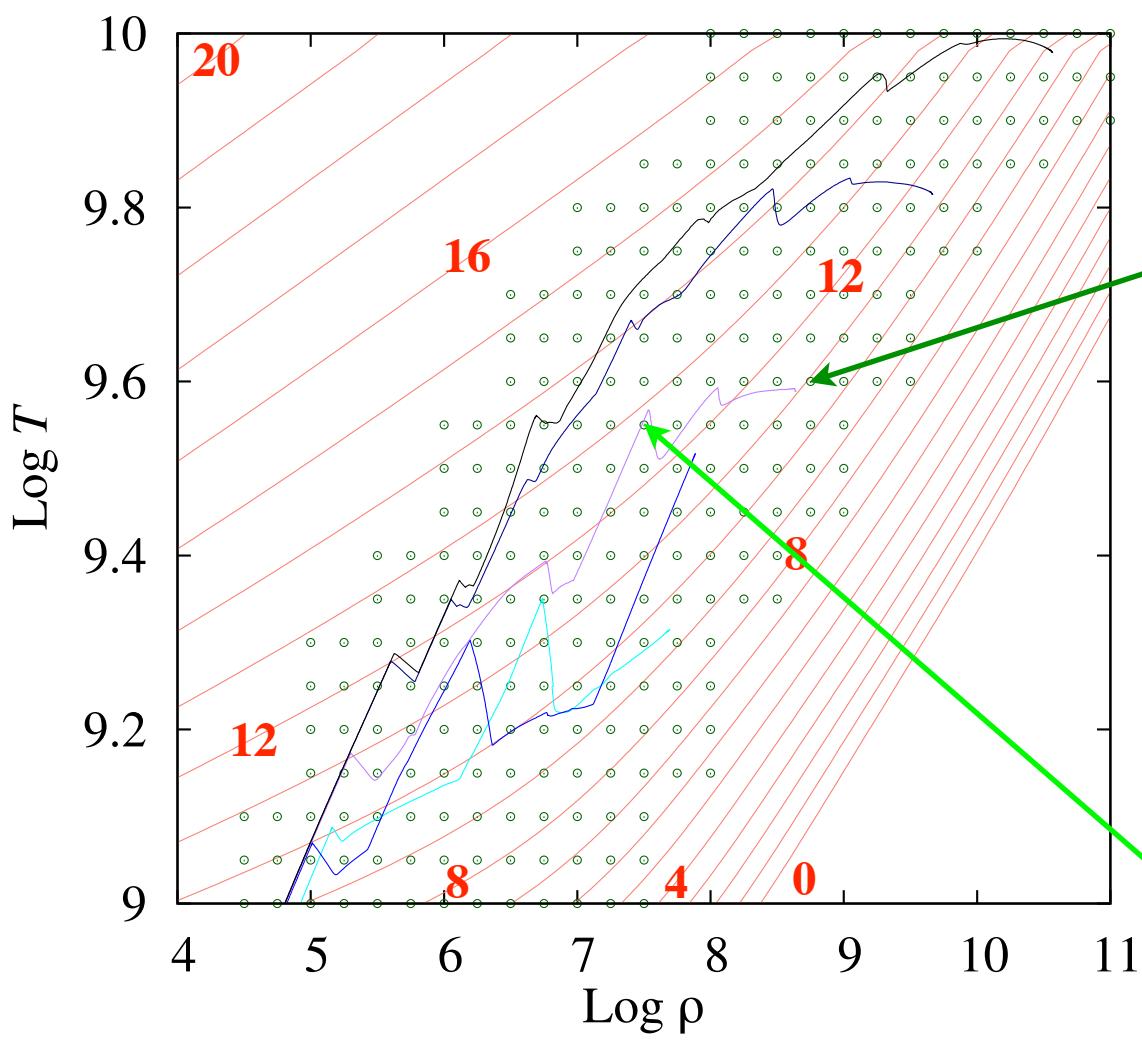
Si core burning



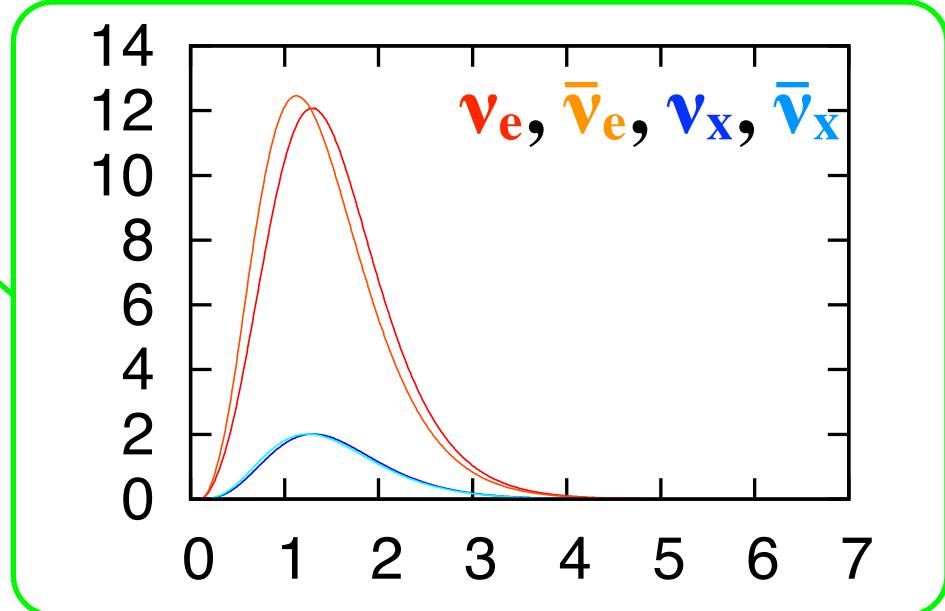
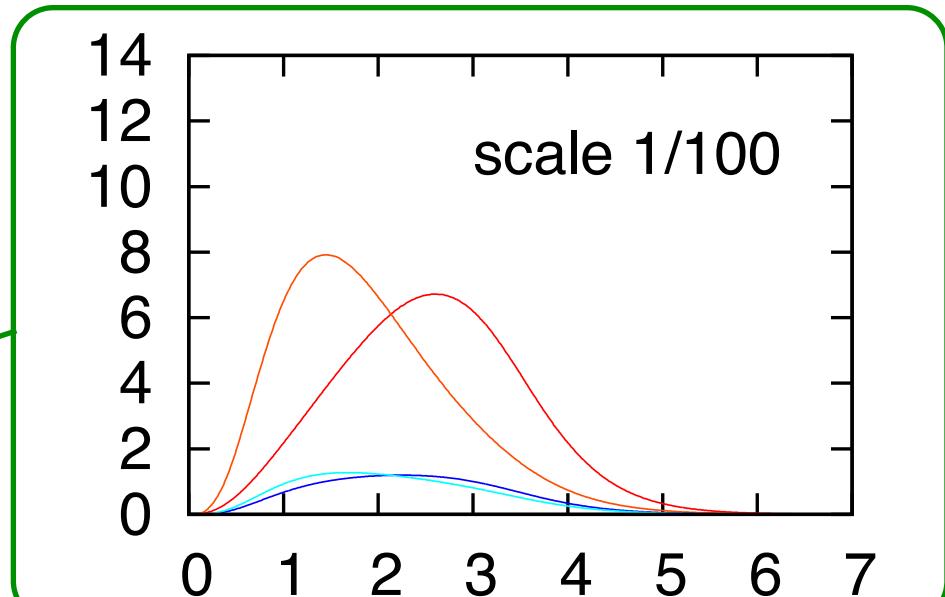
# Pair neutrinos

- pair neutrinoのスペクトル

横軸:  $E_\nu$  (MeV)



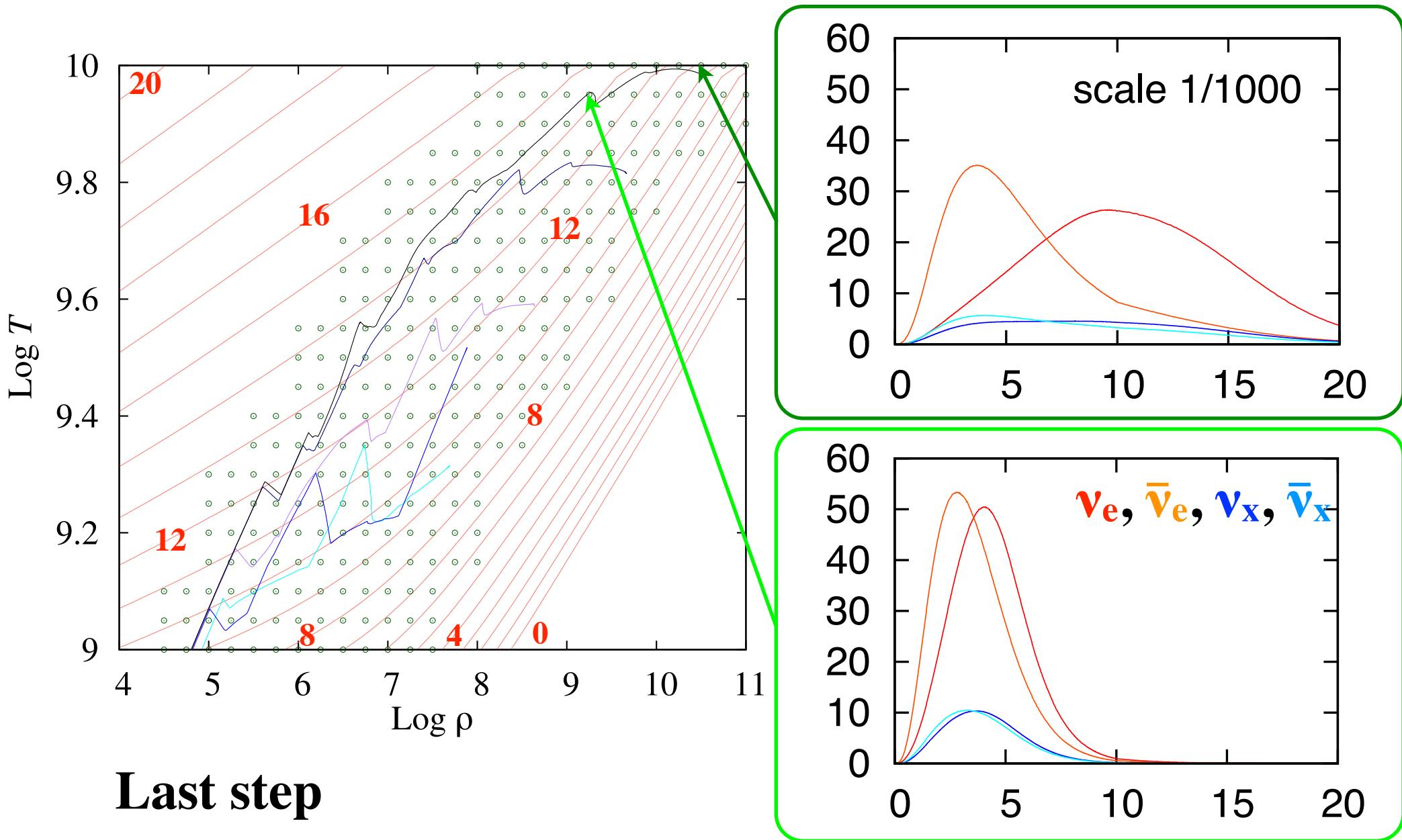
Si shell burning



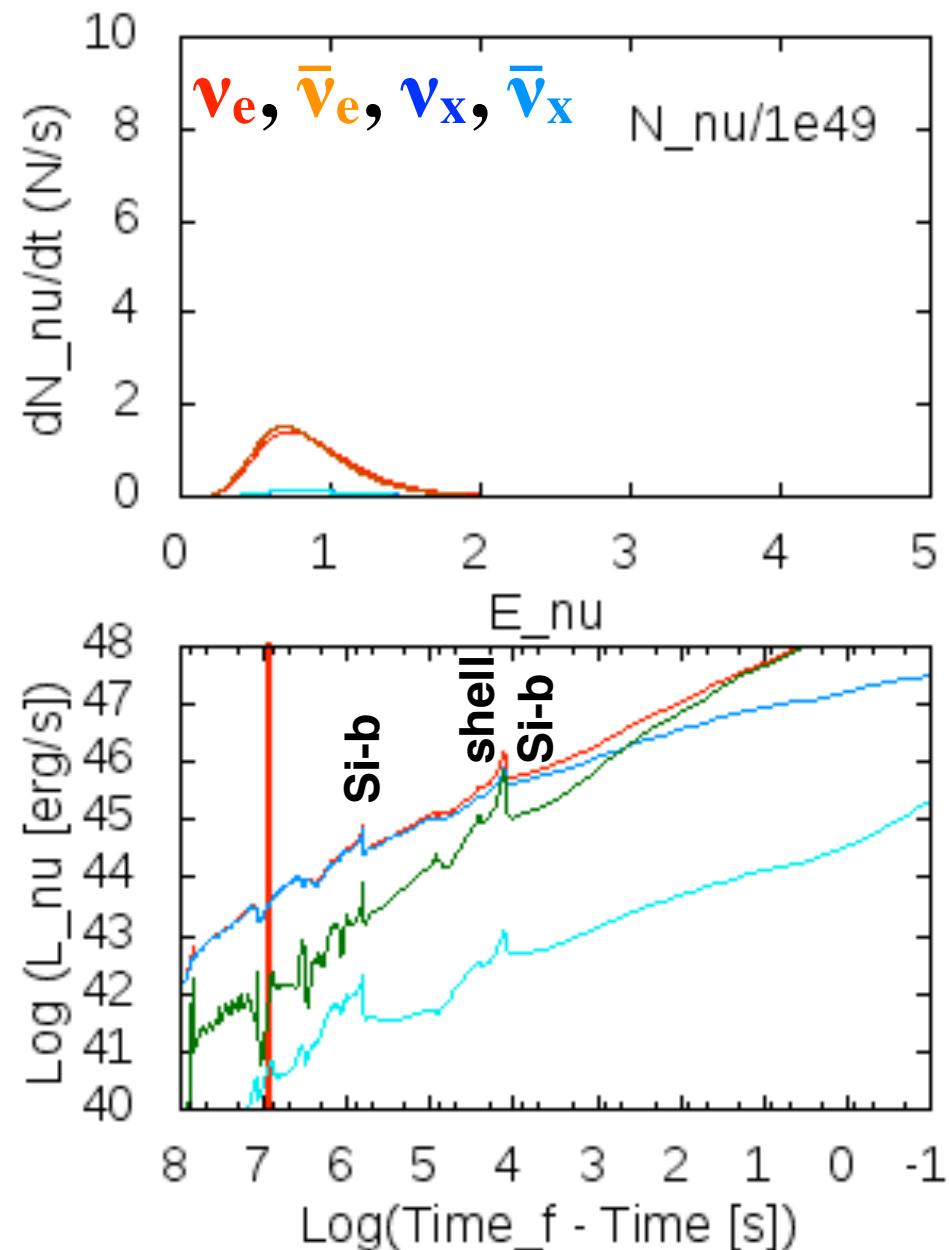
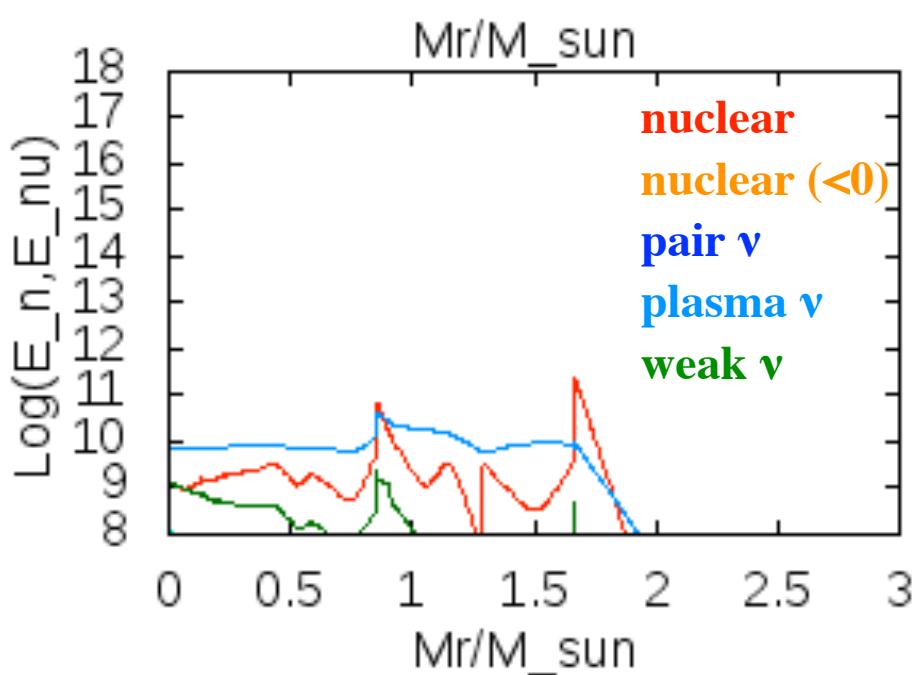
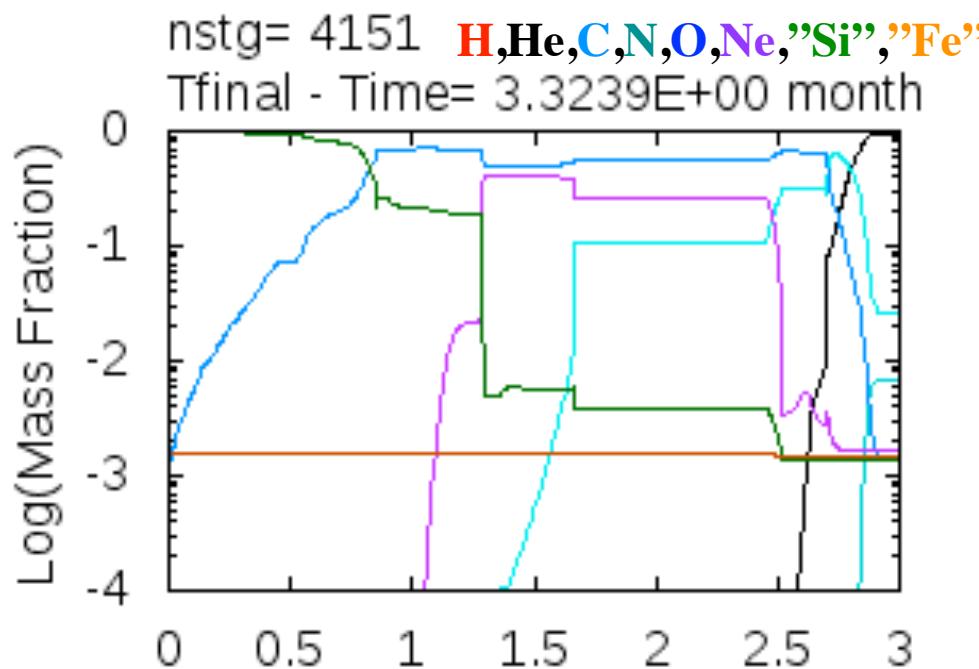
# Pair neutrinos

- pair neutrinoのスペクトル

横軸:  $E_\nu$  (MeV)



# ニュートリノスペクトルの進化( $15M_{\odot}$ )



# KamLANDにおけるneutrino event数の評価

- $p + \bar{\nu}_e \rightarrow n + e^+$  のevent数

$$\frac{dN_\nu}{dt} = \frac{N_p}{4\pi d^2} \int \{P_{ee} \lambda_{\nu e}(E_\nu) + (1-P_{ee}) \lambda_{\nu x}(E_\nu)\} \sigma(E_\nu) dE_\nu$$

$N_p = 5.98 \times 10^{31}$  (KamLANDのproton数)

$d$ : 星までの距離

$P_{ee}$ :  $\bar{\nu}_e$ の非遷移確率

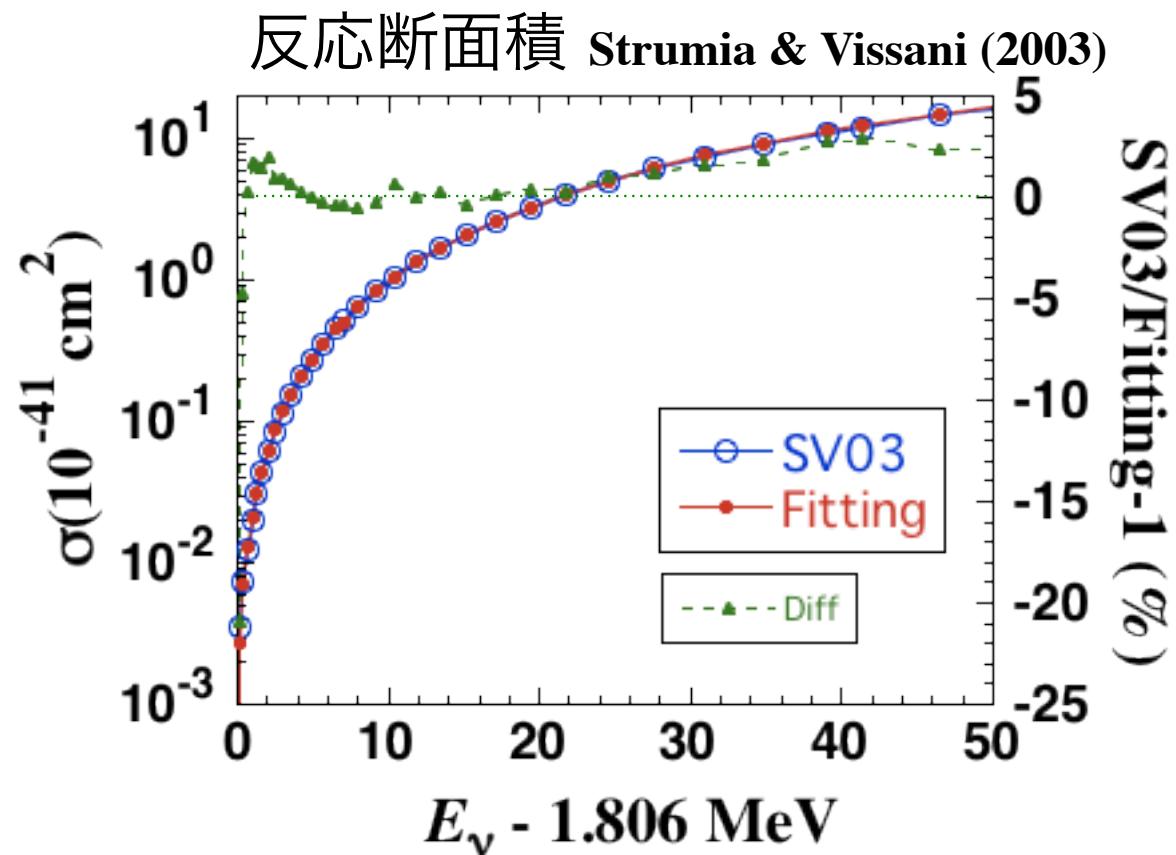
$P_{ee} = 1$  for no mixing

$P_{ee} = 0.68$  for normal

$P_{ee} = 0.01$  inverted

$\sigma(E_\nu)$ : 反応断面積

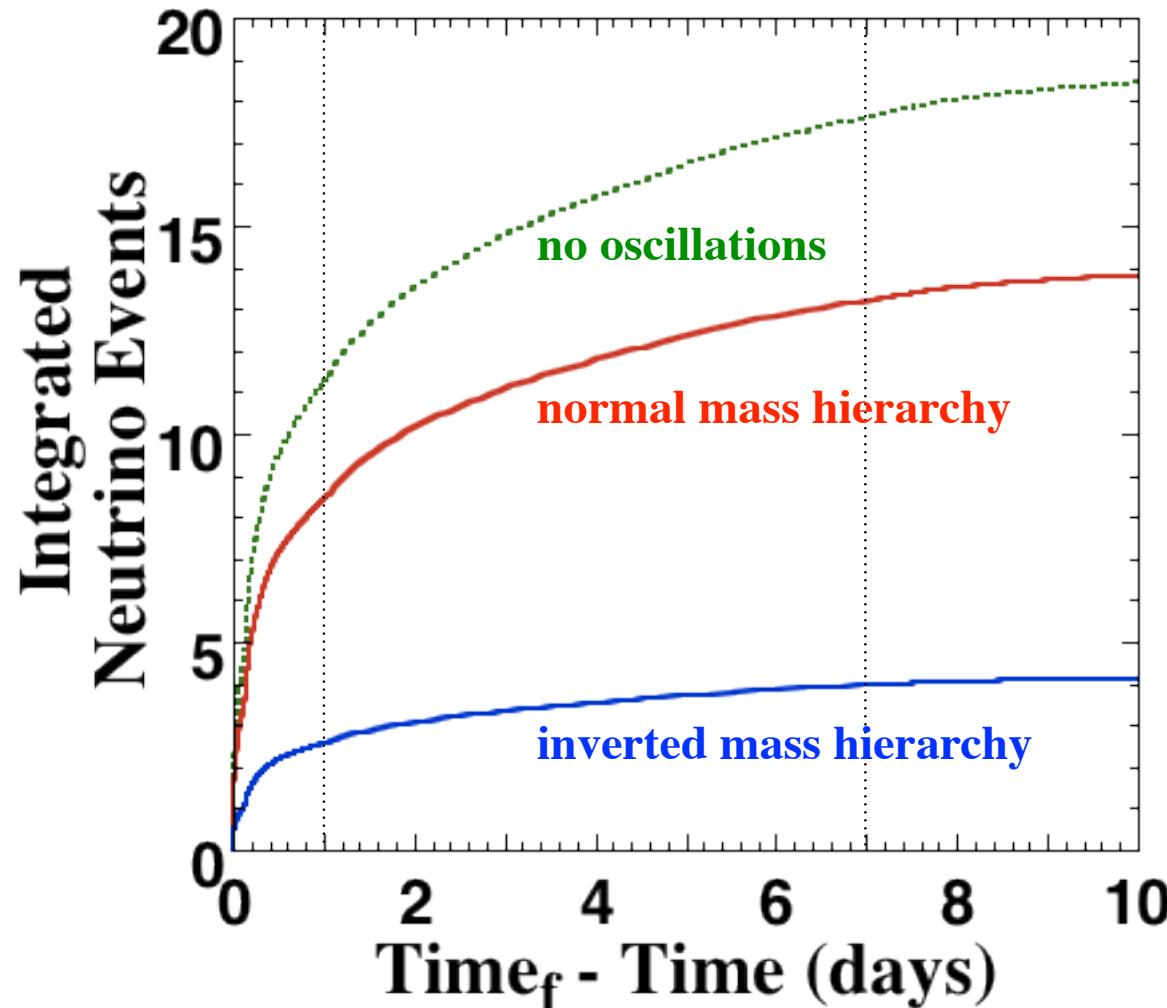
$\lambda_{\nu a}$ :  $\bar{\nu}_a$ の放出率



# 前兆neutrino event数の予測

- $15 M_{\odot}$  model @  $d = 200\text{pc}$  (ベテルギウスの距離)

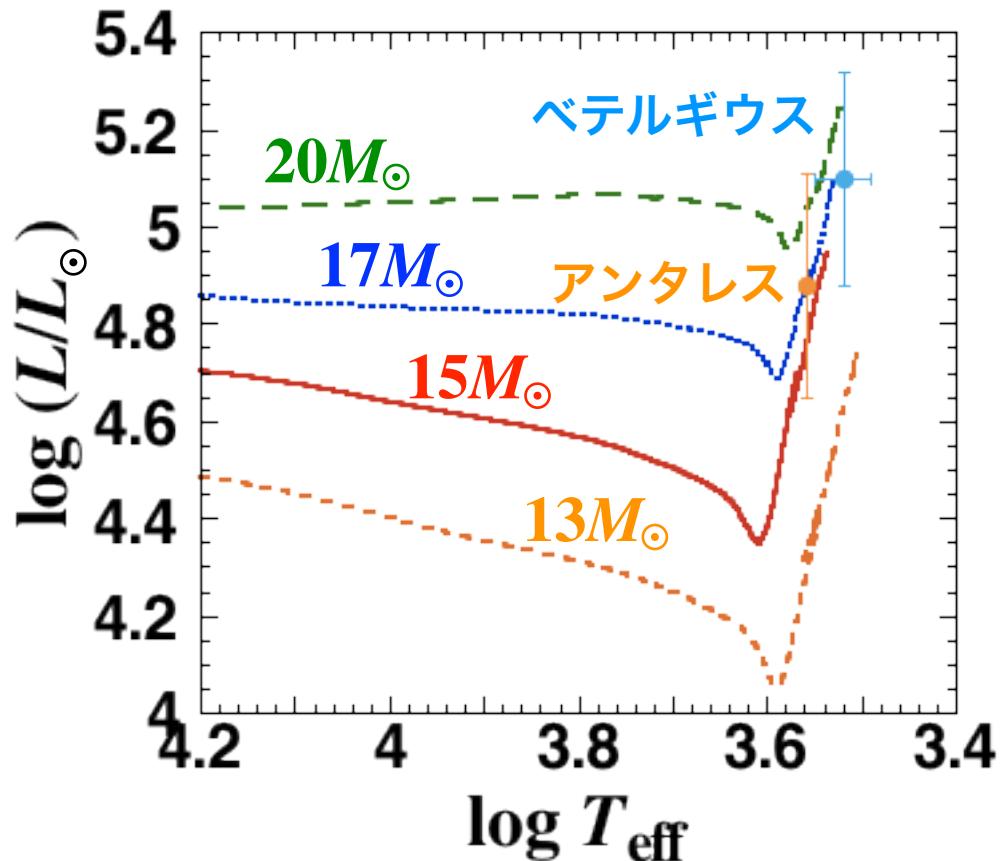
KamLANDによる検出  $p + \bar{\nu}_e \rightarrow n + e^+$



- Neutrino検出数は~14個 (normal), ~4個(inverted)

# 星の不定性による影響

- 距離の不定性  $\rightarrow$  星の質量の不定性

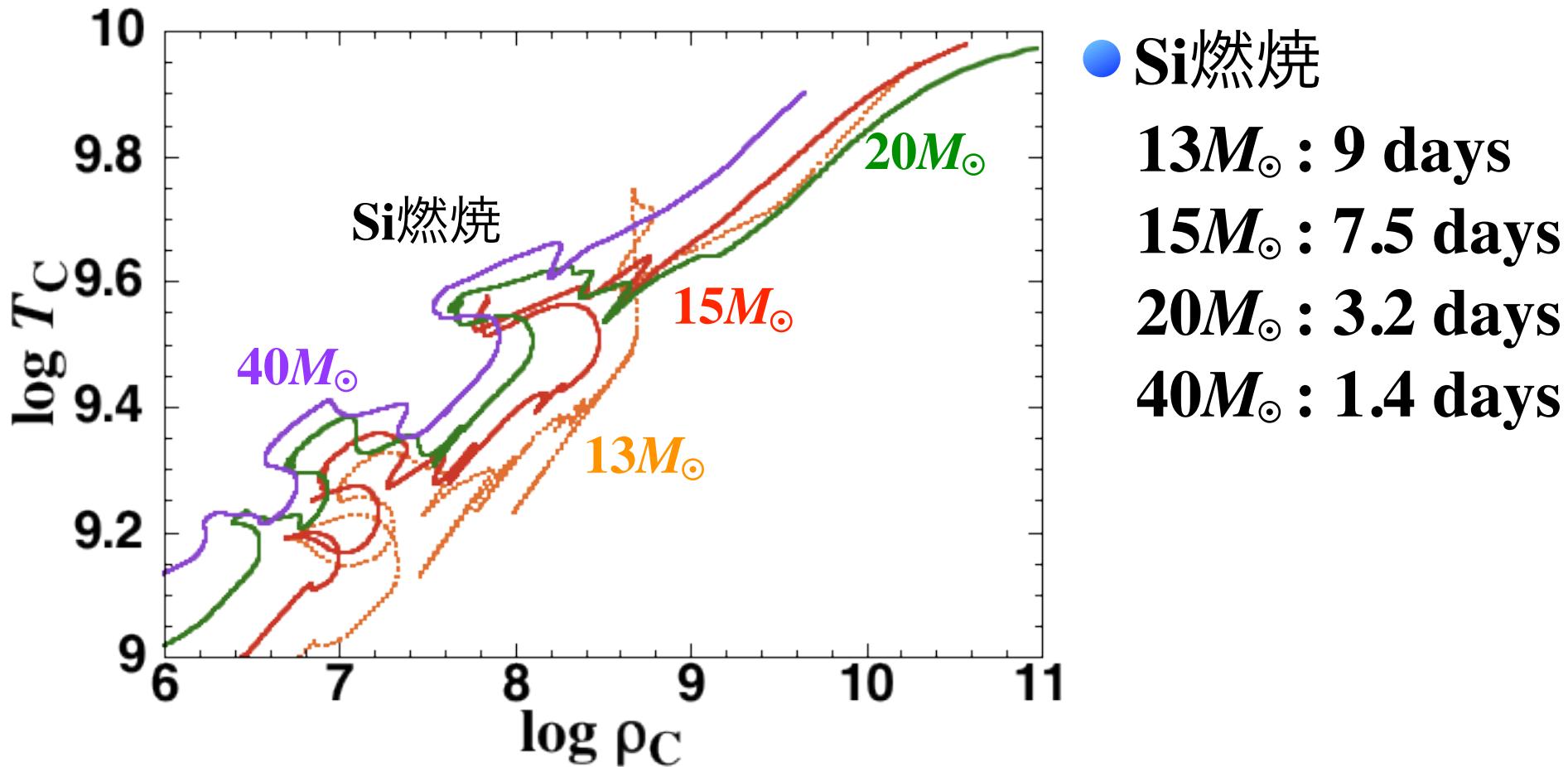


● ベテルギウス  
 $\rightarrow d = 197 \pm 45 \text{ pc}$   
 $\log L/L_\odot = 5.10 \pm 0.22$   
(Harper et al. 2008)  
 $\rightarrow M_{\text{MS}} \sim 14 - 21 M_\odot$

- 精度の高い距離測定が望ましい
- 星の質量に対する前兆neutrinoの依存性も重要

# Neutrinoで探る超新星progenitor

- Neutrino検出時期, 検出数 → Si燃焼を反映



- 前兆neutrinoの観測  
→ 超新星progenitorのCOコア, Feコアの情報を得る

# まとめ

---

- 大質量星の後期進化
  - Neutrinoによるエネルギー損失が重要
    - pair neutrinos
    - weak interactions
- 大質量星の進化モデルを用いた前兆neutrinoの見積もり
  - $15 M_{\odot}$  modelでO燃焼以降の進化
    - ニュートリノは主に燃焼領域で生成  
(相対的に高温低密度)  
event率は時間とともに増加, 高エネルギーに
  - $15 M_{\odot}$  model@200pc
    - $N_{\bar{\nu}e} \sim 14$ 個 (normal),  $\sim 4$ 個(inverted)  
近傍の超新星ならKamLANDで検出可能