

重力崩壊型超新星の
爆発タイムスケールについて
元素合成からの制約

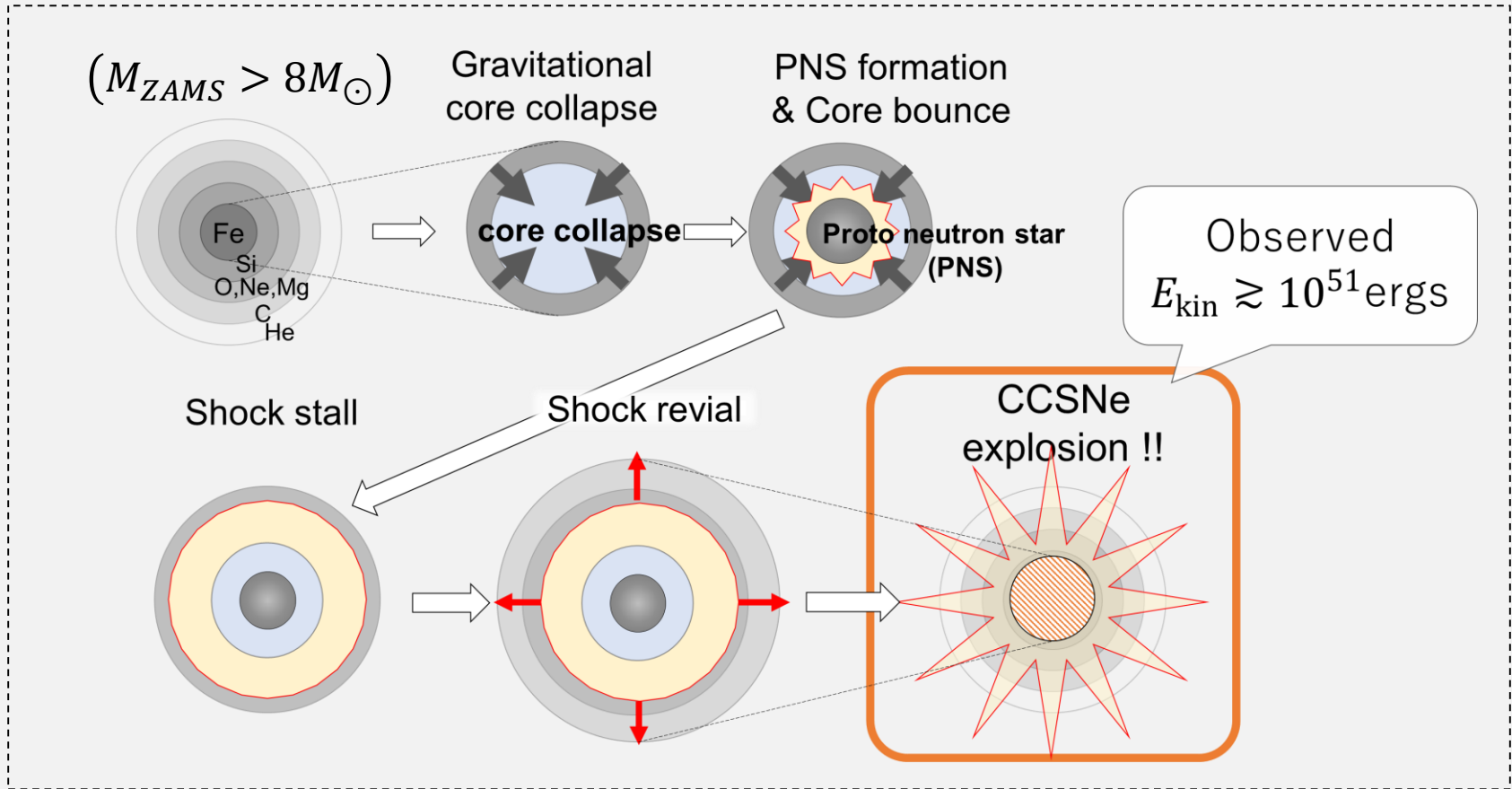
Sawada & Maeda (2019), ApJ, 886, 47 (arxiv.1910.06972)

澤田 涼，前田 啓一

(Ph.D student-3rd)

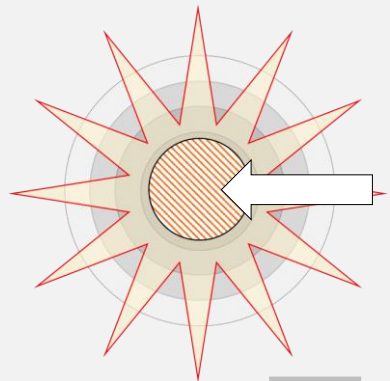
京都大学大学院 宇宙物理学教室

標準理論: ニュートリノ駆動モデル



*unclear : 第一原理計算から、爆発エネルギー 10^{51} [erg] を再現出来るか? (e.g.; Janka 2017)

(観測) 超新星爆発への“古典的”な理解



- 計算モデル e.g., Woosley+ 1995

10^{51} erg の熱(or運動)エネルギーを与える

爆発的元素合成・輻射輸送計算

爆発モデルの仮定…

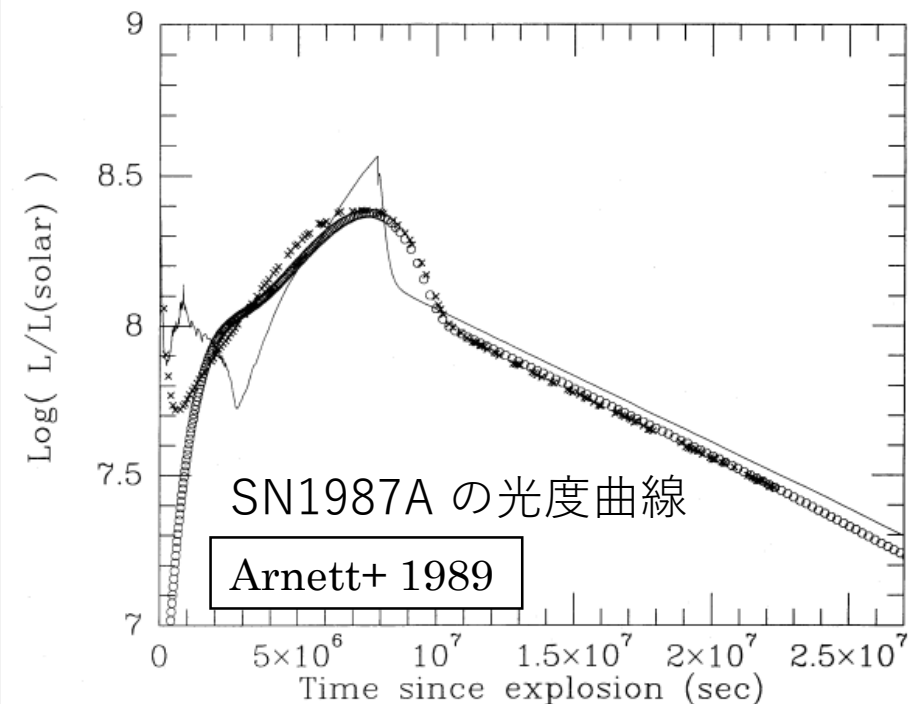
爆発的元素合成
にかかる時間(~ 1 sec)



10^{51} erg までの成長時間

∴ 瞬間的な爆発 [~ 10 ms]

で観測を再現できる

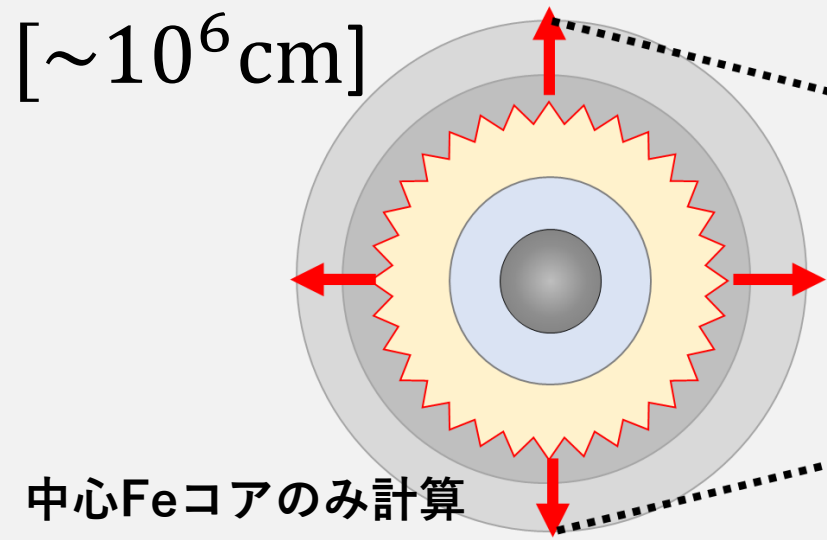


“ニュートリノ駆動モデル”についての研究

10⁵¹ [erg]を再現出来るか？

【第一原理計算】

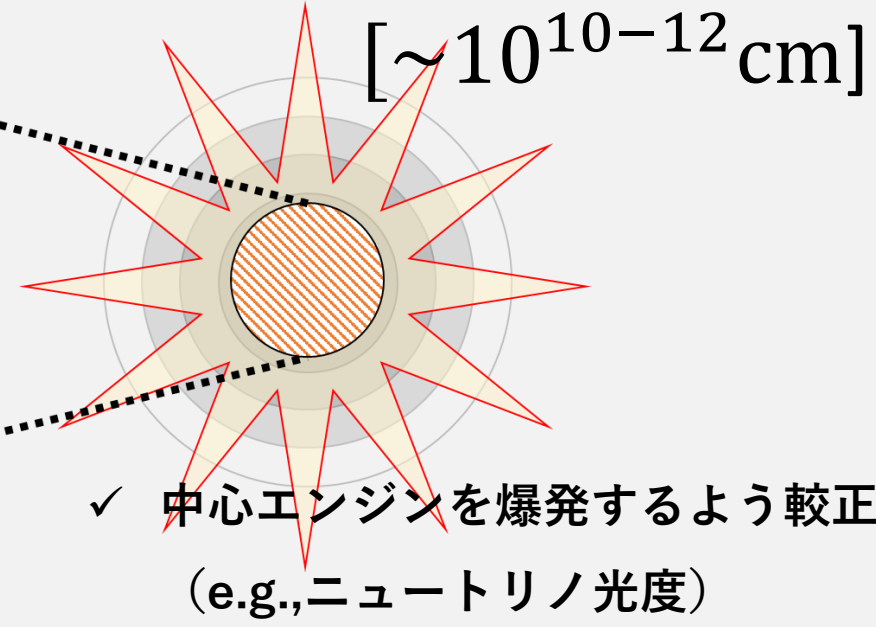
(e.g. Takiwaki+ 2012, Nakamura+ 2016)



観測量を再現出来るか？

【ニュートリノ校正モデル】

(e.g. Woosley+ 1995)



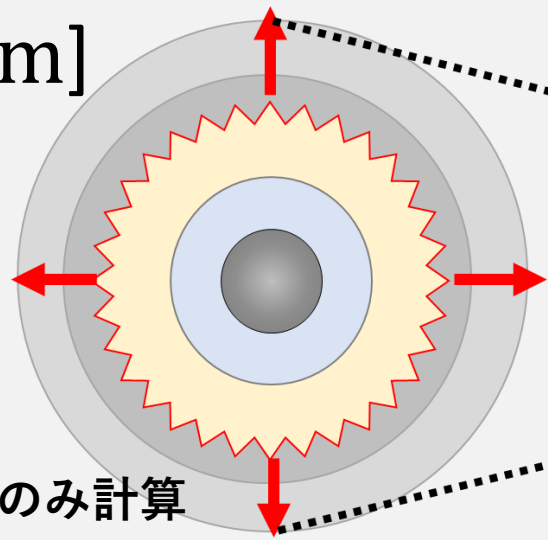
“ニュートリノ駆動モデル”についての研究

10⁵¹ [erg]を再現出来るか？

【第一原理計算】

(e.g. Takiwaki+ 2012, Nakamura+ 2016)

[~10⁶cm]



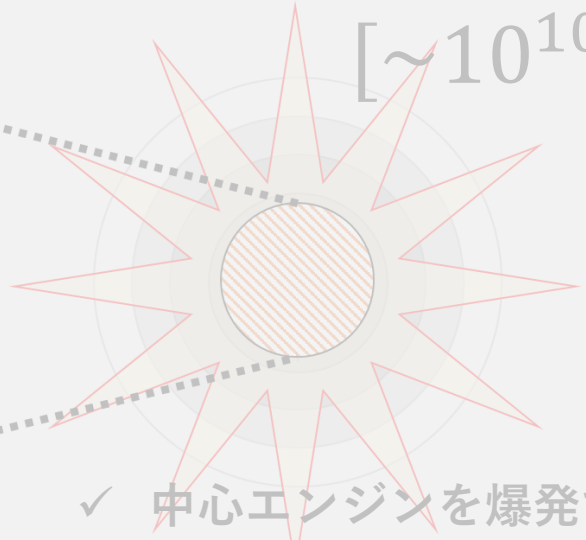
✓ 中心Feコアのみ計算

観測量を再現出来るか？

【ニュートリノ校正モデル】

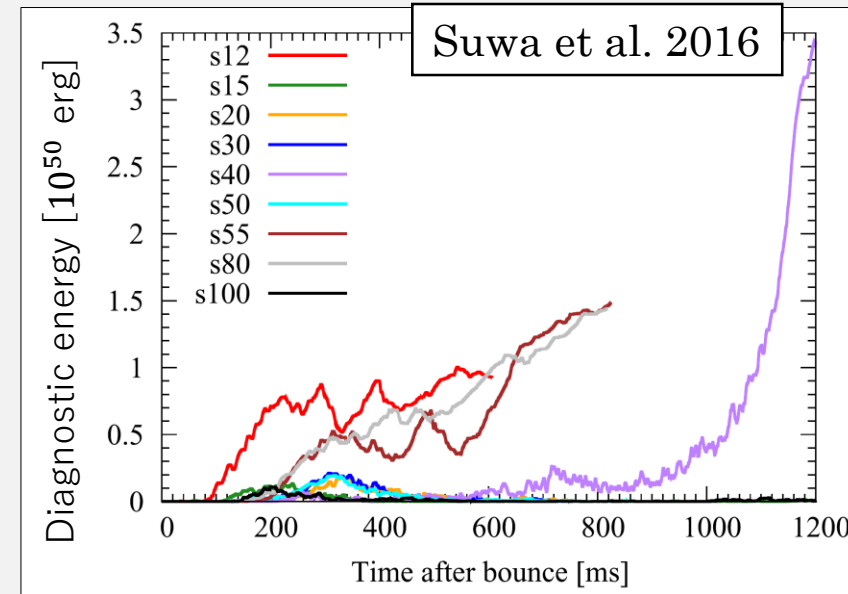
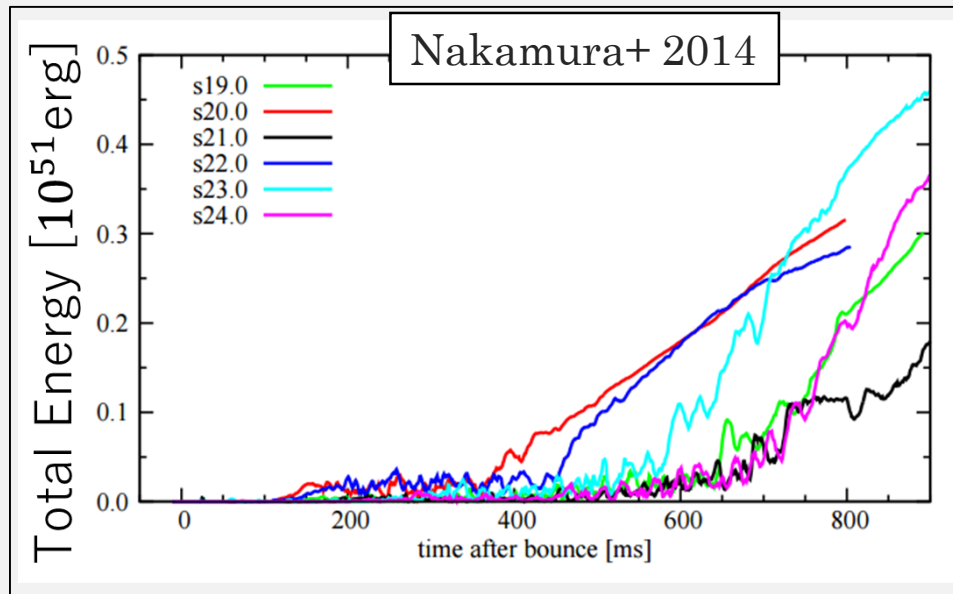
(e.g. Woosley+ 1995)

[~10¹⁰⁻¹²cm]



✓ 中心エンジンを爆発するよう校正
(e.g., ニュートリノ光度)

近年の第一原理計算の結果



✓ **Multi-D** / Full-Boltzmann ν -transport / GR-effect ect...

✓ ほとんどのモデルで 10^{51} erg には到達せず。

ただ、エネルギー成長から 外挿すれば 10^{51} erg に到達しうる(?)。



定義: $t_{\text{grow}} : 10^{51} [\text{erg}]$ に
到達するまでのタイムスケール

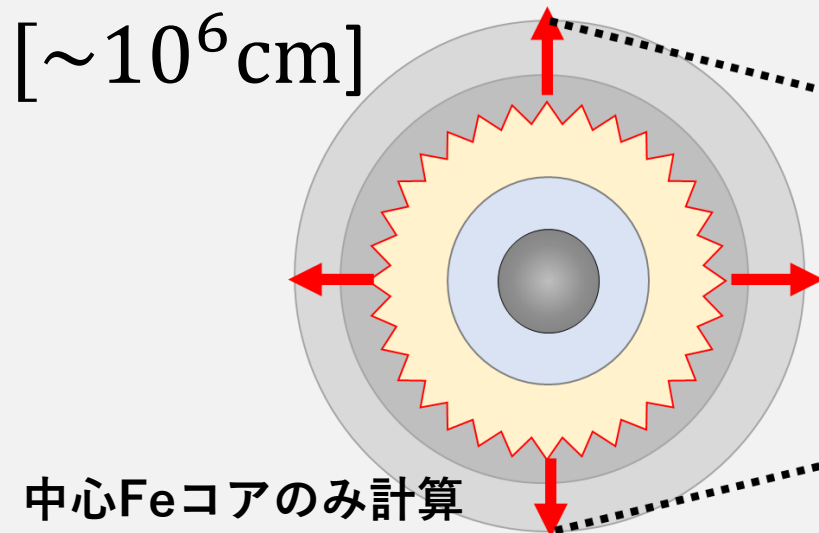
$t_{\text{grow}} \gtrsim 1 [\text{s}]$
第一原理計算は
「遅い」爆発を示唆

“ニュートリノ駆動モデル”についての研究

10^{51} [erg]を再現出来るか？

【第一原理計算】

(e.g. Takiwaki+ 2012, Nakamura+ 2016)



10^{51} erg まで成長するタイムケール

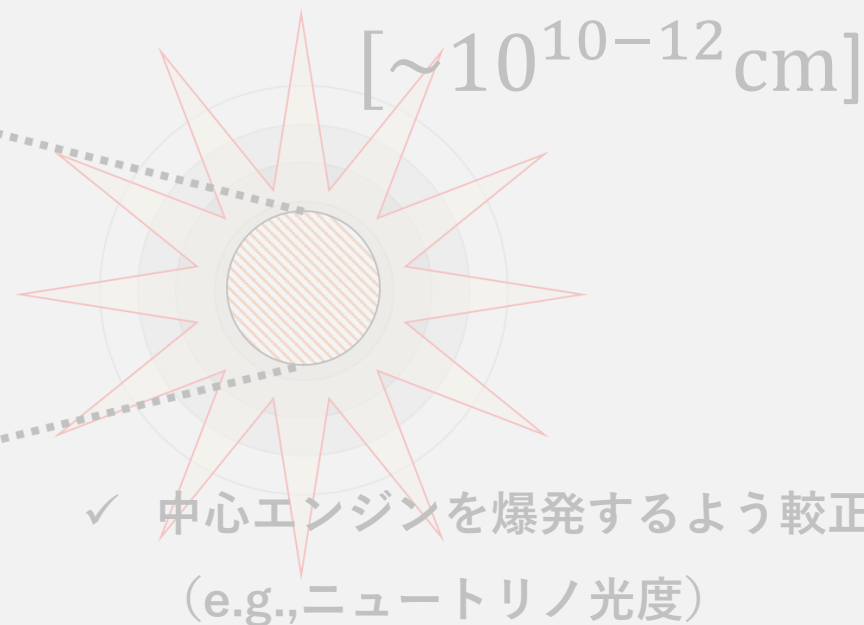
「遅い」爆発を示唆する結果

$$[t_{\text{grow}} \gtrsim 1\text{s}]$$

観測量を再現出来るか？

【ニュートリノ校正モデル】

(e.g. Woosley+ 1995)



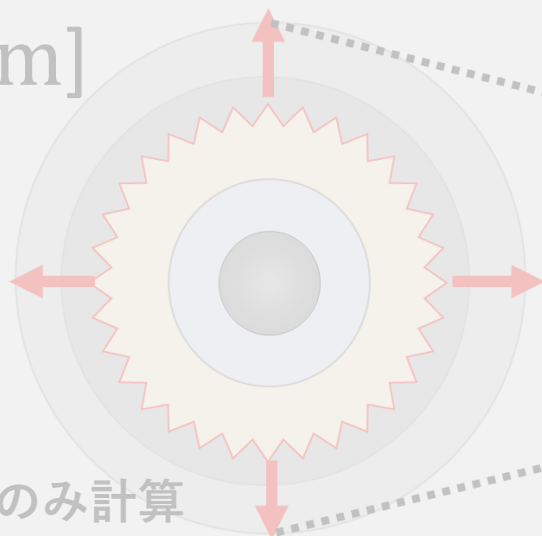
“ニュートリノ駆動モデル”についての研究

10^{51} [erg]を再現出来るか？

【第一原理計算】

(e.g. Takiwaki+ 2012, Nakamura+ 2016)

[$\sim 10^6$ cm]



✓ 中心Feコアのみ計算

10^{51} erg まで成長するタイムケール

「遅い」爆発を示唆する結果

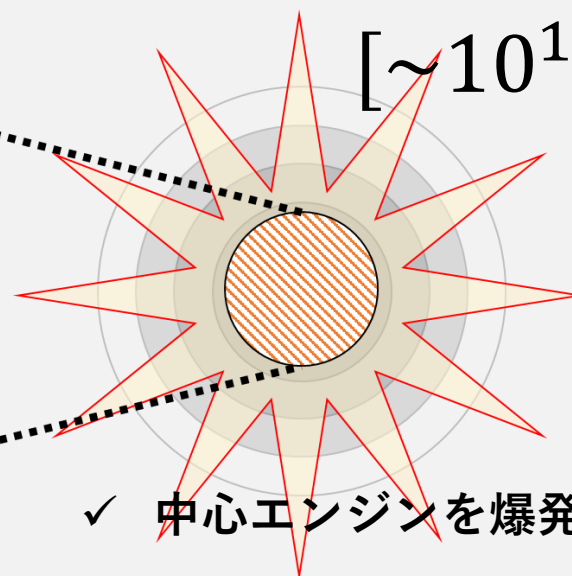
$[t_{\text{grow}} \gtrsim 1\text{s}]$

観測量を再現出来るか？

【ニュートリノ校正モデル】

(e.g. Woosley+ 1995)

[$\sim 10^{10-12}$ cm]



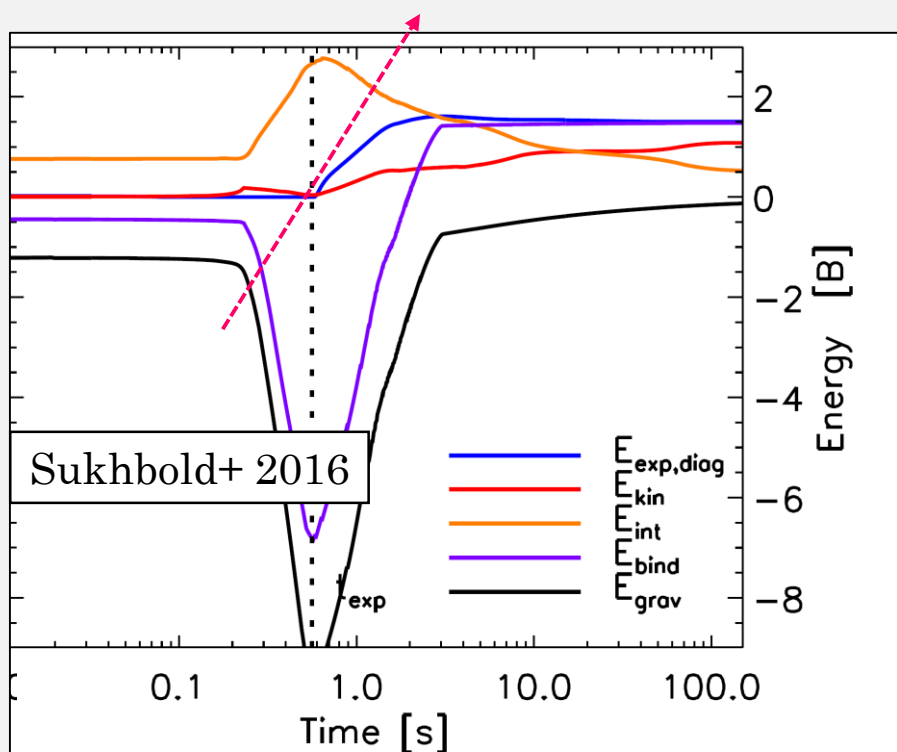
✓ 中心エンジンを爆発するよう校正
(e.g., ニュートリノ光度)

観測とニュートリノ駆動モデルの紐付け

• 1Dニュートリノ較正モデル

e.g., Sukhbold+ 2016, Perego+ 2015

- ✓ 広範囲・長時間計算が目的 → 球対称モデル.
- ✓ 第一原理計算から球対称での爆発再現は特に△.
- ✓ → ニュートリノ光度/中性子星半径をモデル化・較正.



[結果] 観測量の再現に成功

⇔ “ニュートリノ駆動モデル”が
観測的に支持される

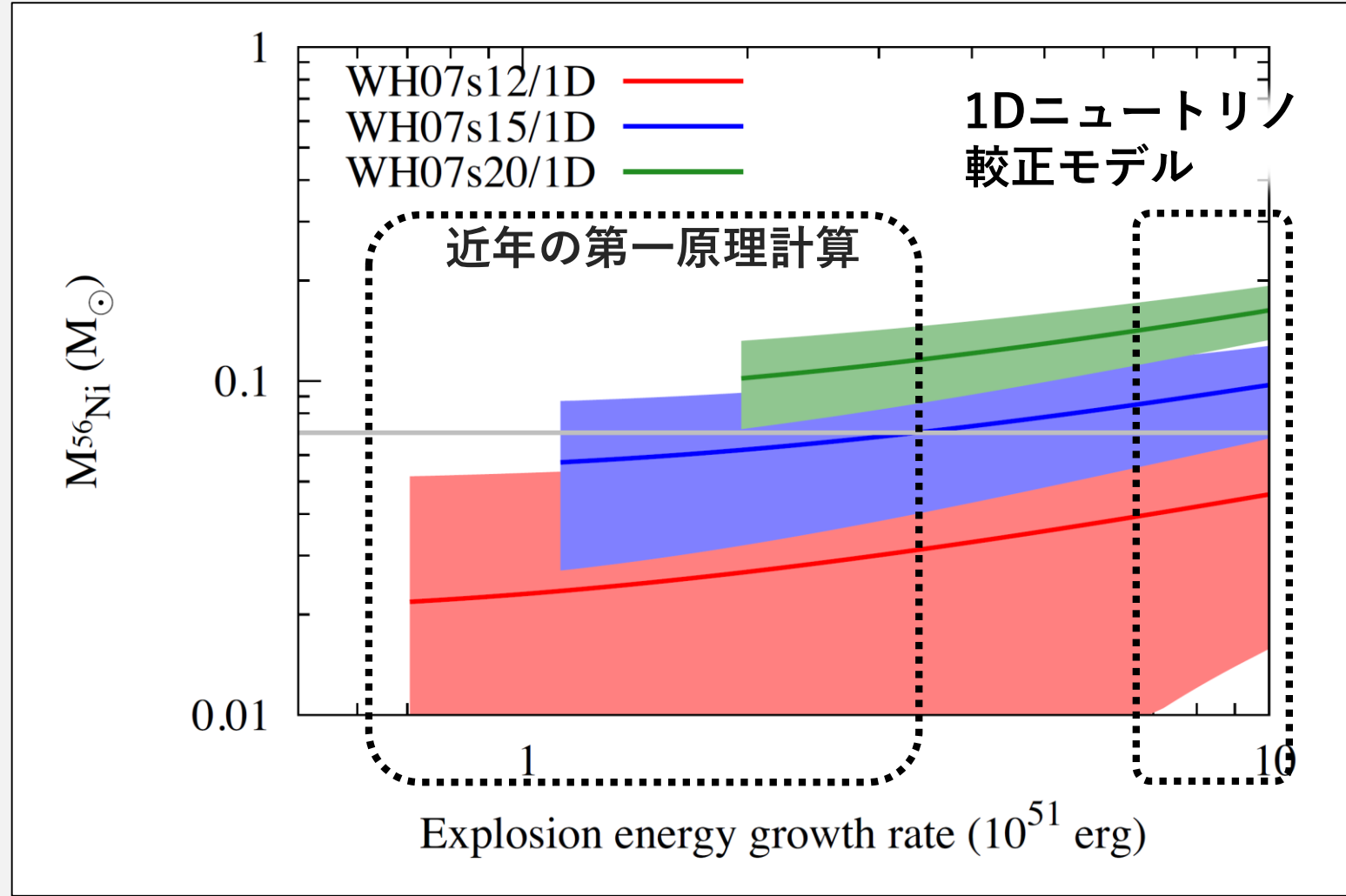
ただ…(第一原理計算と比較して)
爆発の立ち上がりが「速い」

$$E_{\text{exp}} \geq 10 \text{ [Bethe/s]}$$

$$\Rightarrow t_{\text{grow}} \leq 100 \text{ [ms]}$$

Suwa +2018

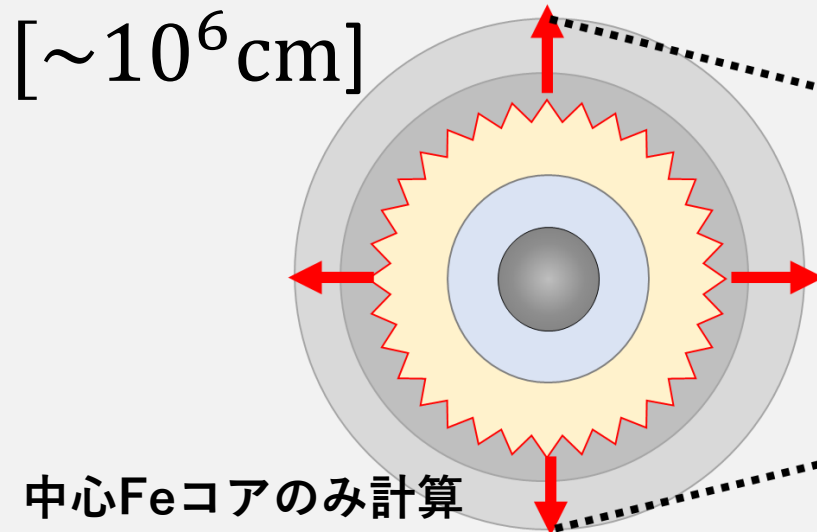
$$M_{^{56}\text{Ni}} = M(T_{\text{peak}} > 5.0 \times 10^9 \text{ [K]}) \pm 0.03 M_{\odot}$$



10^{51} [erg]を再現出来るか？

【第一原理計算】

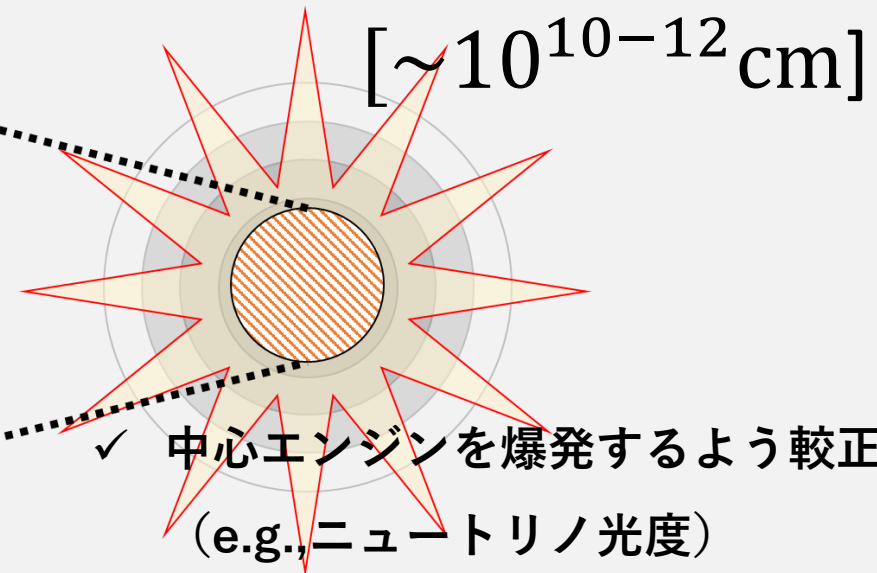
(e.g. Takiwaki+ 2012, Nakamura+ 2016)



観測量を再現出来るか？

【ニュートリノ校正モデル】

(e.g. Woosley+ 1995)



10^{51} erg まで成長するタイムケール

「遅い」爆発を示唆する結果

$[t_{\text{grow}} \gtrsim 1\text{s}]$

「速い」爆発をする結果

$[t_{\text{grow}} \leq 100\text{ms}]$

本研究: 元素合成とタイムスケールの相関

motivation

爆発タイムスケール (t_{grow}) が元素合成に及ぼす影響はあるのか?



simulation

爆発タイムスケールをパラメータに1D流体・元素合成

✓ 計算モデル:

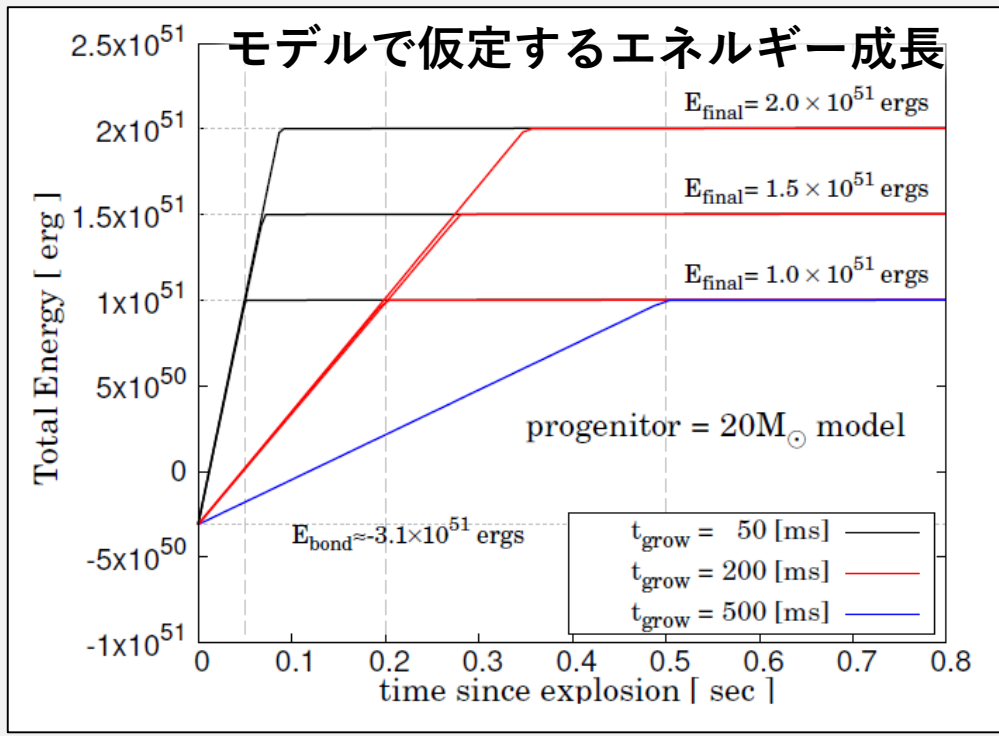
熱エネルギー \dot{E}_{in} を
原始中性子星表面に注入

$$\dot{E}_{in} = \frac{(E_{\text{final}} + |E_{\text{bind}}|)}{t_{\text{grow}}}$$

✓ パラメータ:

- $t_{\text{grow}} = 10 - 2000 \text{ ms.}$
- $E_{\text{final}} = 1.0, 1.5, 2.0 \times 10^{51} \text{ ergs}$

t_{grow} : timescale up to 10^{51} [erg]



本研究: 元素合成とタイムスケールの相関

motivation

爆発タイムスケール (t_{grow}) が元素合成に及ぼす影響はあるのか?

simulation

爆発タイムスケールをパラメータに1D流体・元素合成

• Energy flux $\dot{E}_{in} = \frac{(E_{\text{final}} + |E_{\text{bind}}|)}{t_{\text{grow}}}$ $\left\{ \begin{array}{l} E_{\text{final}} = 1.0, 1.5, 2.0 \times 10^{51} \text{ ergs} \\ t_{\text{grow}} = 10 - 2000 \text{ ms} \end{array} \right.$

✓ 親星質量: $M_{ZAMS} = 15, 20, 25 M_{\odot}$

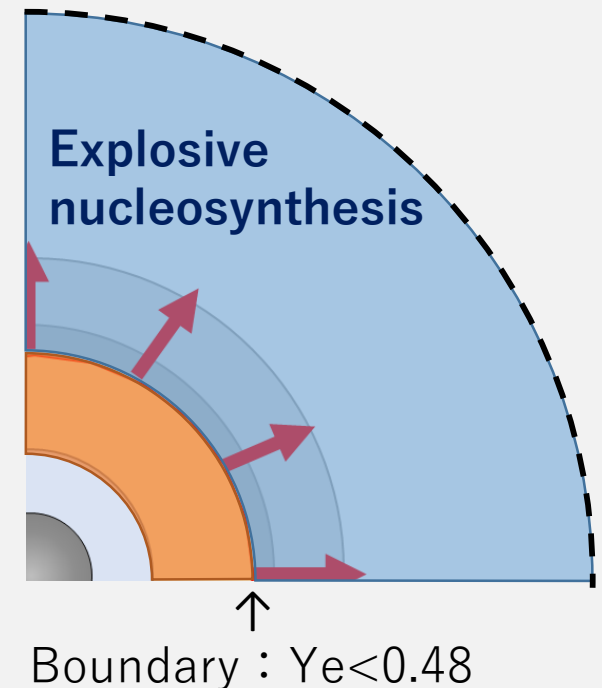
✓ 流体計算: based on “bl-code”.

✓ Hydrodynamics: Newtonian

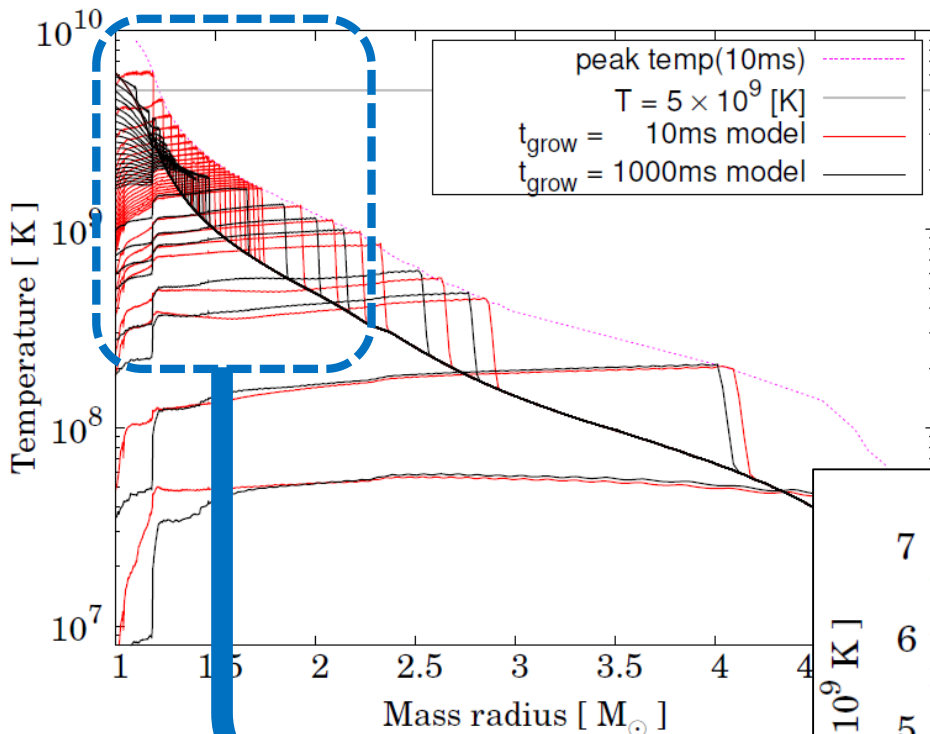
✓ EoS: Helmholtz

✓ 21-isotope α -reaction

✓ 元素合成計算 (post-process):
640-isotopes reaction

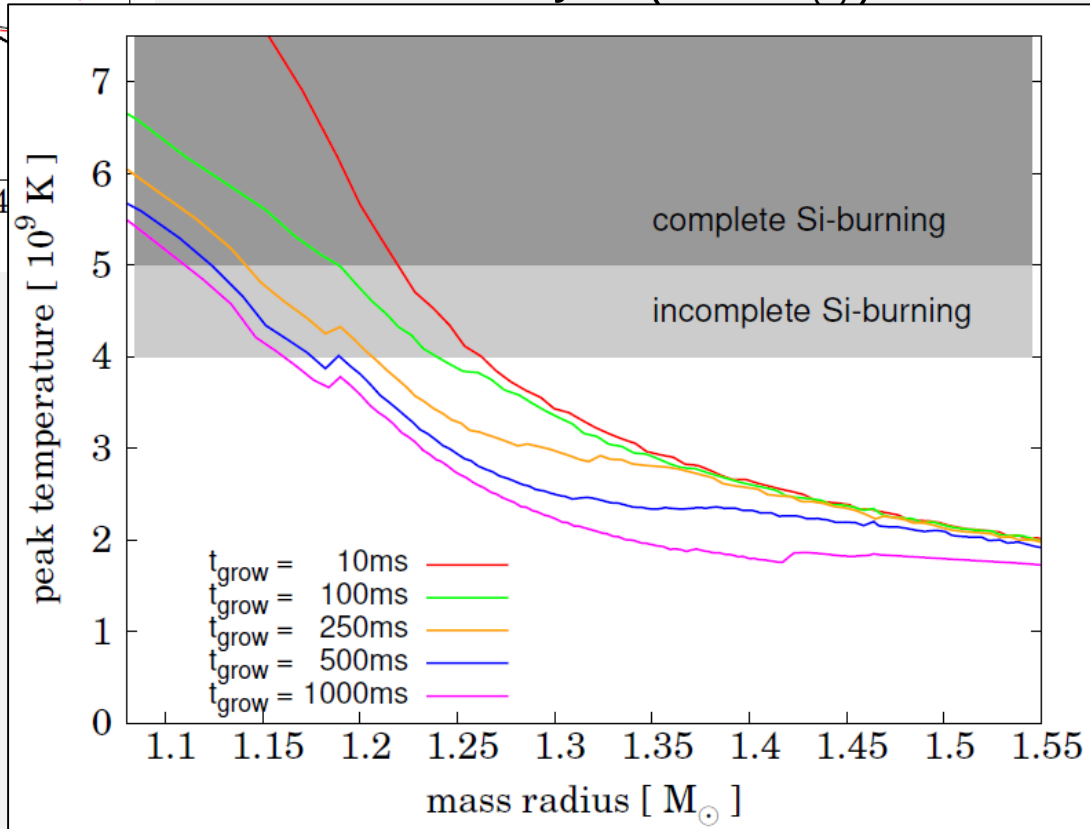


結果：温度分布の時間進化



- ✓ $t_{\text{grow}} = 10$ ms モデル(瞬間爆発)
- $t_{\text{grow}} = 1000$ ms モデル(遅い爆発)
- 共に爆発成功を確認.

- ✓ 衝撃波はO-layer ($3 \gtrsim M_{\odot}$)を超え



- ✓ ピーク温度に注目すると...

「遅い爆発モデル」は
ピーク温度の低下がはやい

結果：Analytic modelでの解釈

(1) 衝撃波背面はradiation dominantで等温,

(2) 断熱・等速膨張($r_{\text{shock}} = v_{\text{shock}} \cdot t$), を仮定すると

$$E_{\text{exp}} = (aT^4) \times \left(\frac{4\pi}{3} r_{\text{shock}}^3 \right), \quad \Rightarrow T_{\text{peak}} \propto t^{-3/4}$$

✓ 爆発が十分瞬間的な場合,

Woosley+ 2002

$$E_{\text{exp}} = 10^{51} \text{ erg}$$

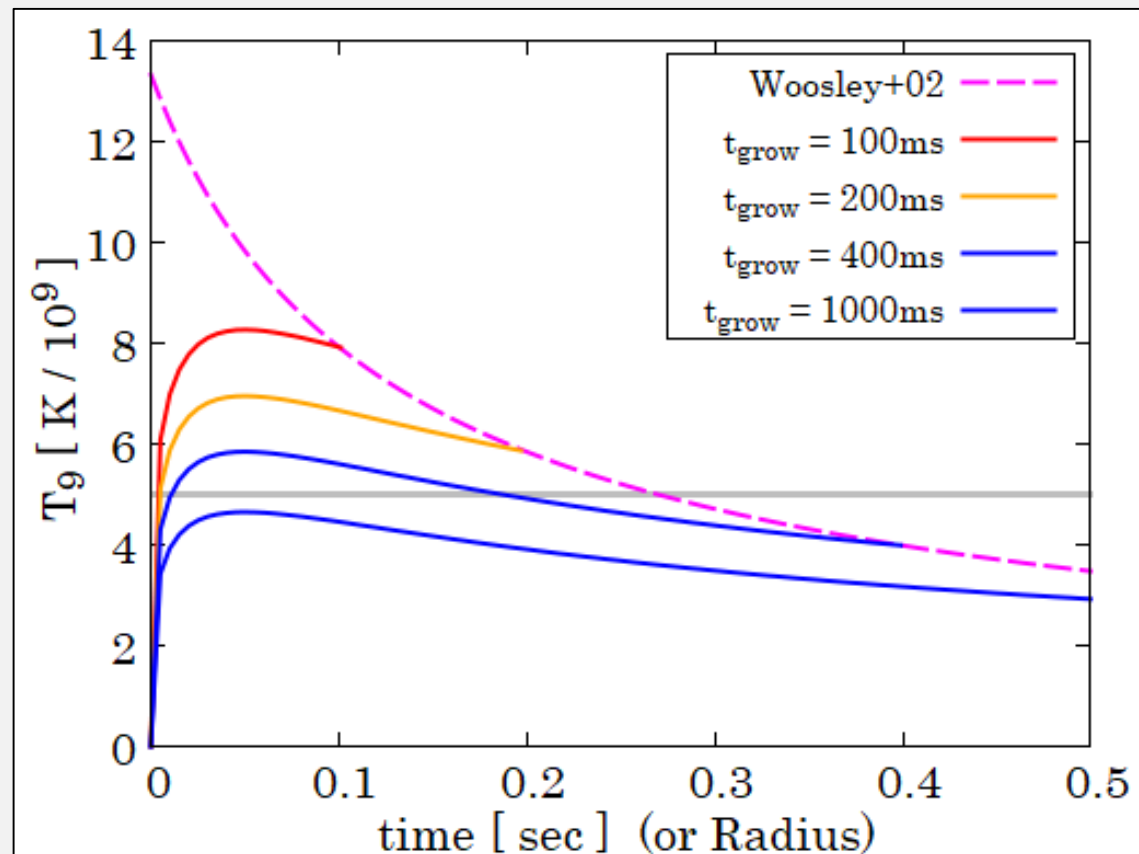
を初期条件で与える。

✓ 爆発エネルギーの成長時間を考慮すると,

this work

$$E_{\text{exp}} = \frac{10^{51} \text{ erg}}{t_{\text{grow}}} \cdot t$$

で時間成長する。



結果：Analytic modelでの解釈

(1) 衝撃波背面はradiation dominantで等温,

(2) 断熱・等速膨張($r_{\text{shock}} = v_{\text{shock}} \cdot t$), を仮定すると

$$E_{\text{exp}} = (aT^4) \times \left(\frac{4\pi}{3} r_{\text{shock}}^3 \right), \quad \Rightarrow T_{\text{peak}} \propto t^{-3/4}$$

✓ 爆発が十分瞬間的な場合,

Woosley+ 2002

$$E_{\text{exp}} = 10^{51} \text{erg}$$

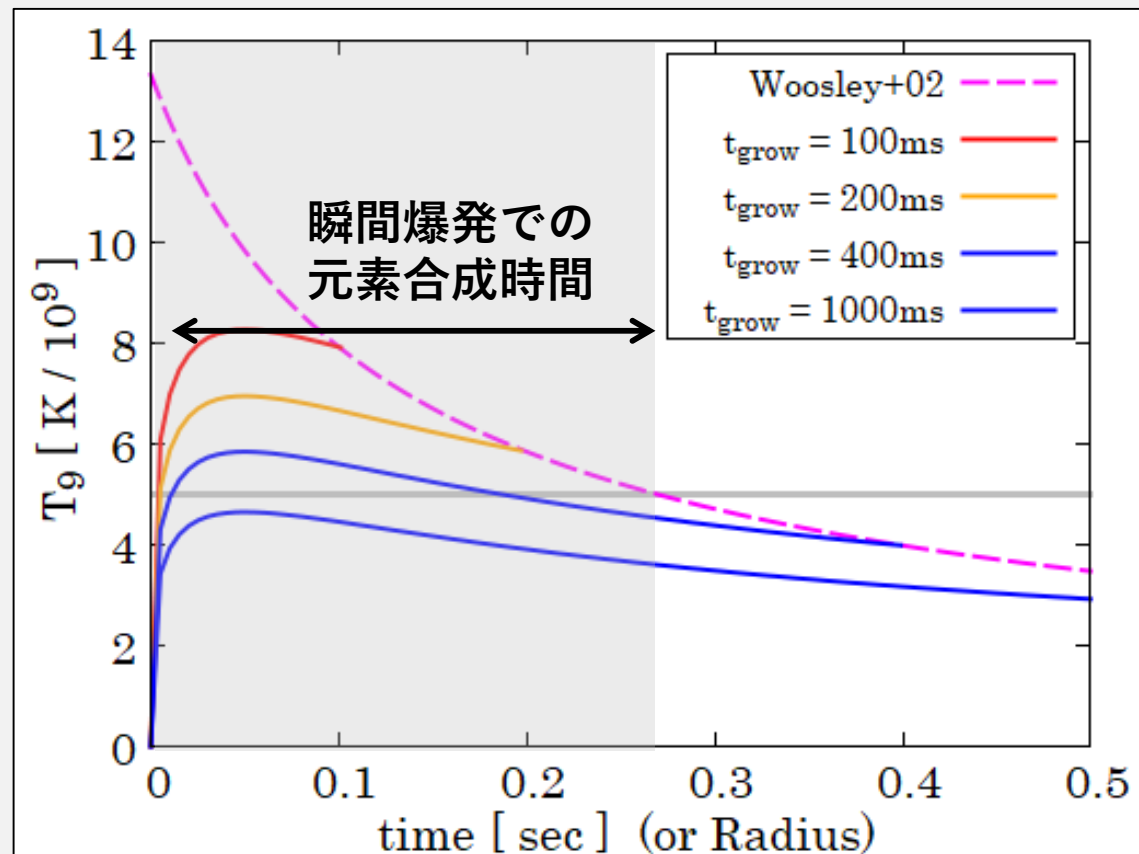
を初期条件で与える。

✓ 爆発エネルギーの成長時間を考慮すると,

this work

$$E_{\text{exp}} = \frac{10^{51} \text{erg}}{t_{\text{grow}}} \cdot t$$

で時間成長する。



結果：Analytic modelでの解釈

(1) 衝撃波背面はradiation dominantで等温,

(2) 断熱・等速膨張($r_{\text{shock}} = v_{\text{shock}} \cdot t$), を仮定すると

$$E_{\text{exp}} = (aT^4) \times \left(\frac{4\pi}{3} r_{\text{shock}}^3 \right), \quad \Rightarrow T_{\text{peak}} \propto t^{-3/4}$$

✓ 爆発が十分瞬間的な場合,

Woosley+ 2002

$$E_{\text{exp}} = 10^{51} \text{ erg}$$

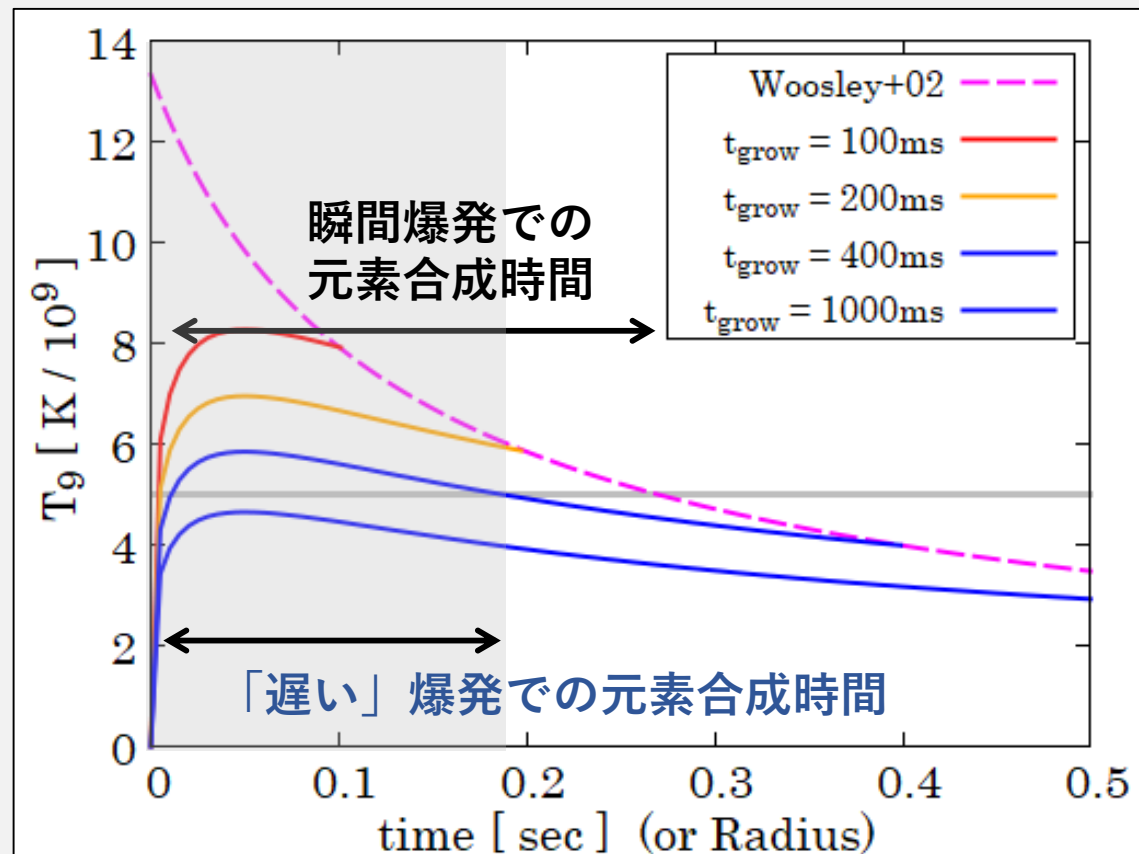
を初期条件で与える。

✓ 爆発エネルギーの成長時間を考慮すると,

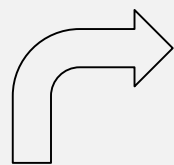
this work

$$E_{\text{exp}} = \frac{10^{51} \text{ erg}}{t_{\text{grow}}} \cdot t$$

で時間成長する。

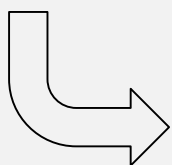
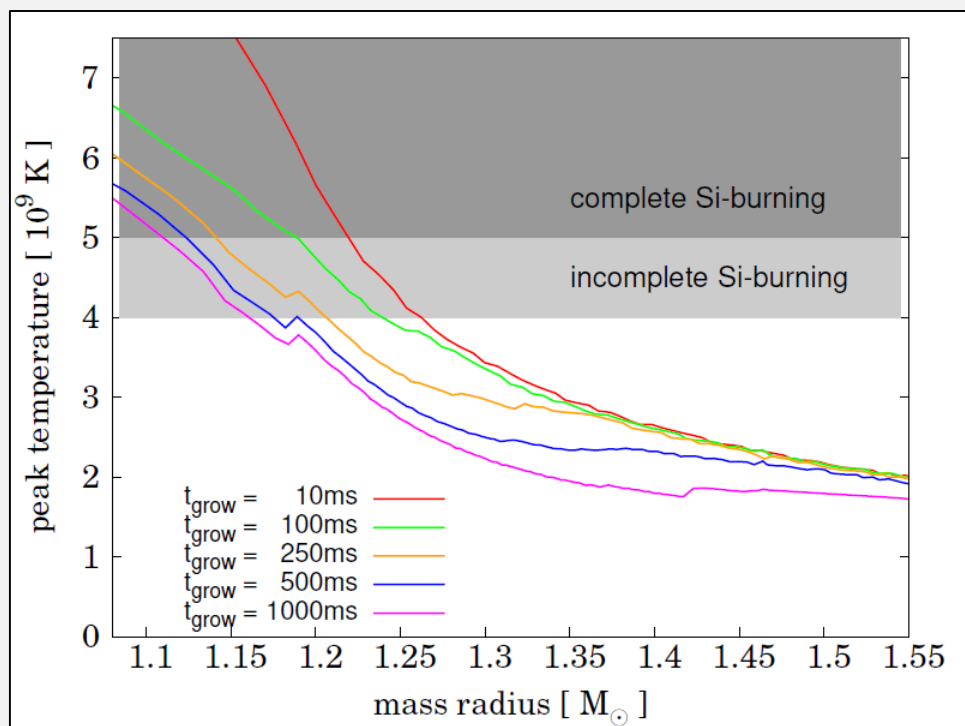


結果：元素組成への影響



$$t_{\text{grow}} = 10[\text{ms}]$$

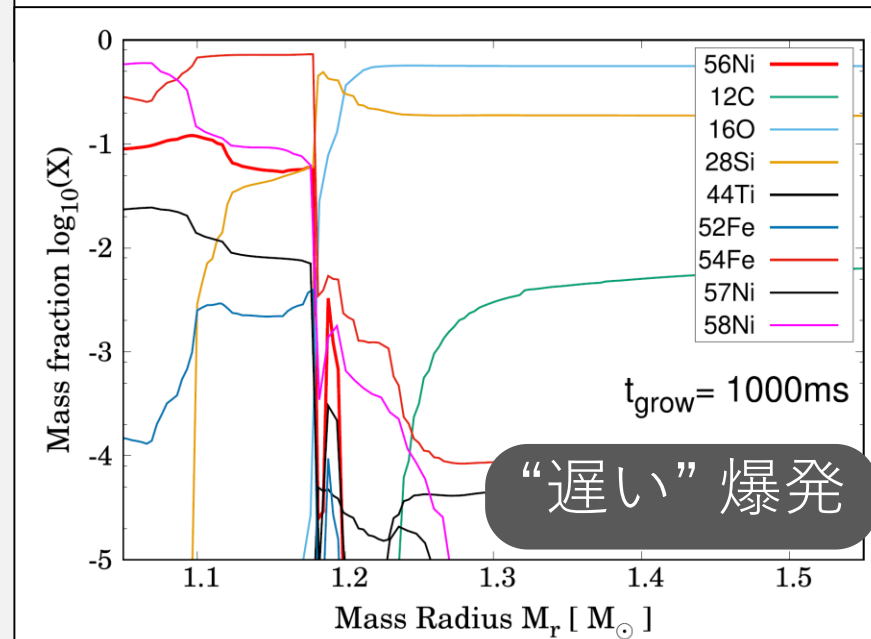
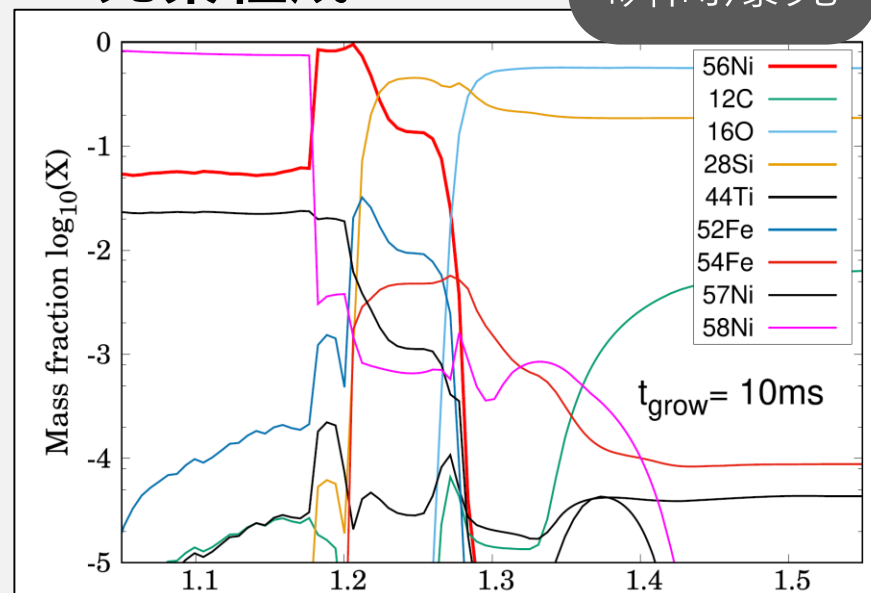
- ピーク温度分布



$$t_{\text{grow}} = 1000[\text{ms}]$$

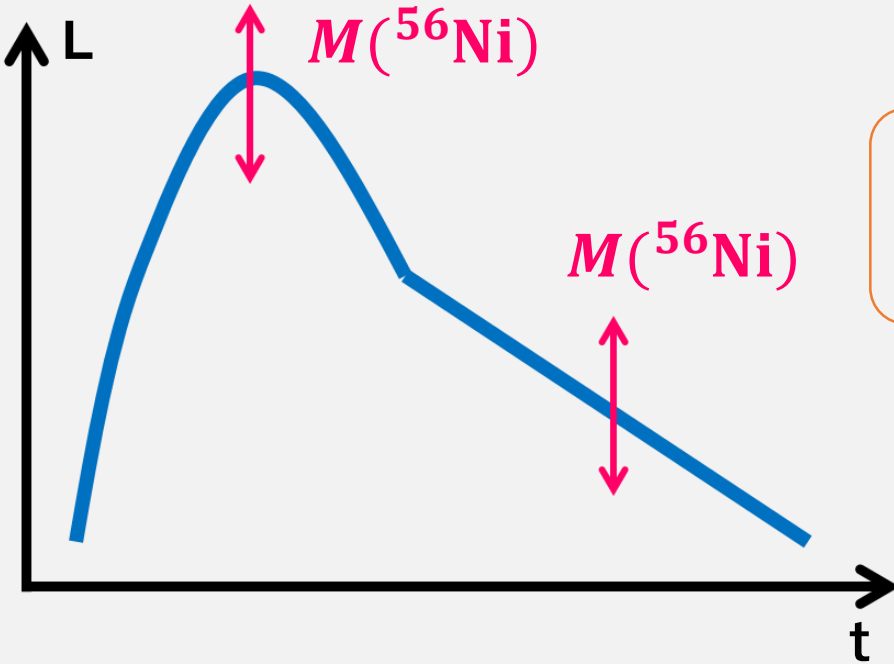
- 元素組成

瞬間爆発

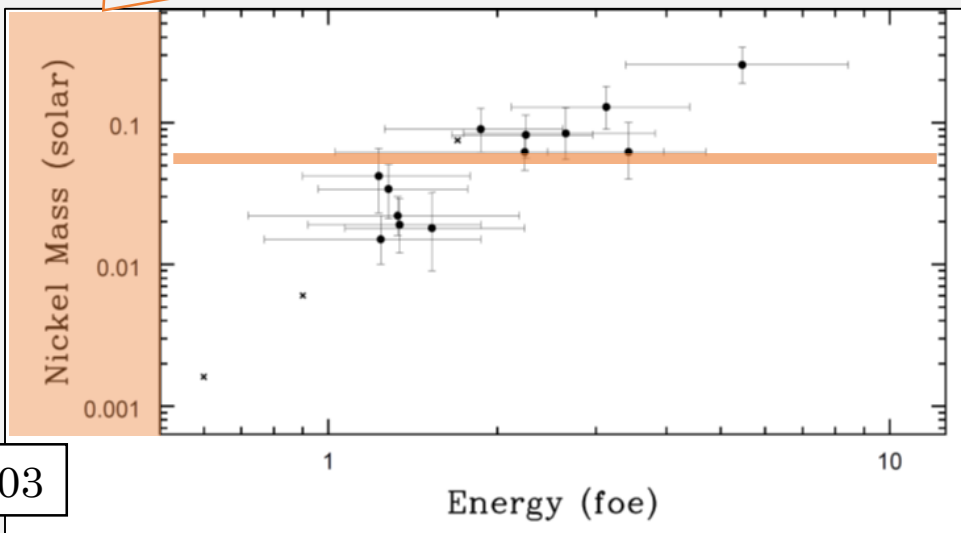


観測との比較：典型的超新星の ^{56}Ni

- 1. ^{56}Ni ：超新星の光度曲線を決める同位体
- 2. ^{44}Ti , ^{57}Ni ：近傍超新星から観測される放射性同位体
- 3. [element/Fe]：金属欠乏星での元素組成

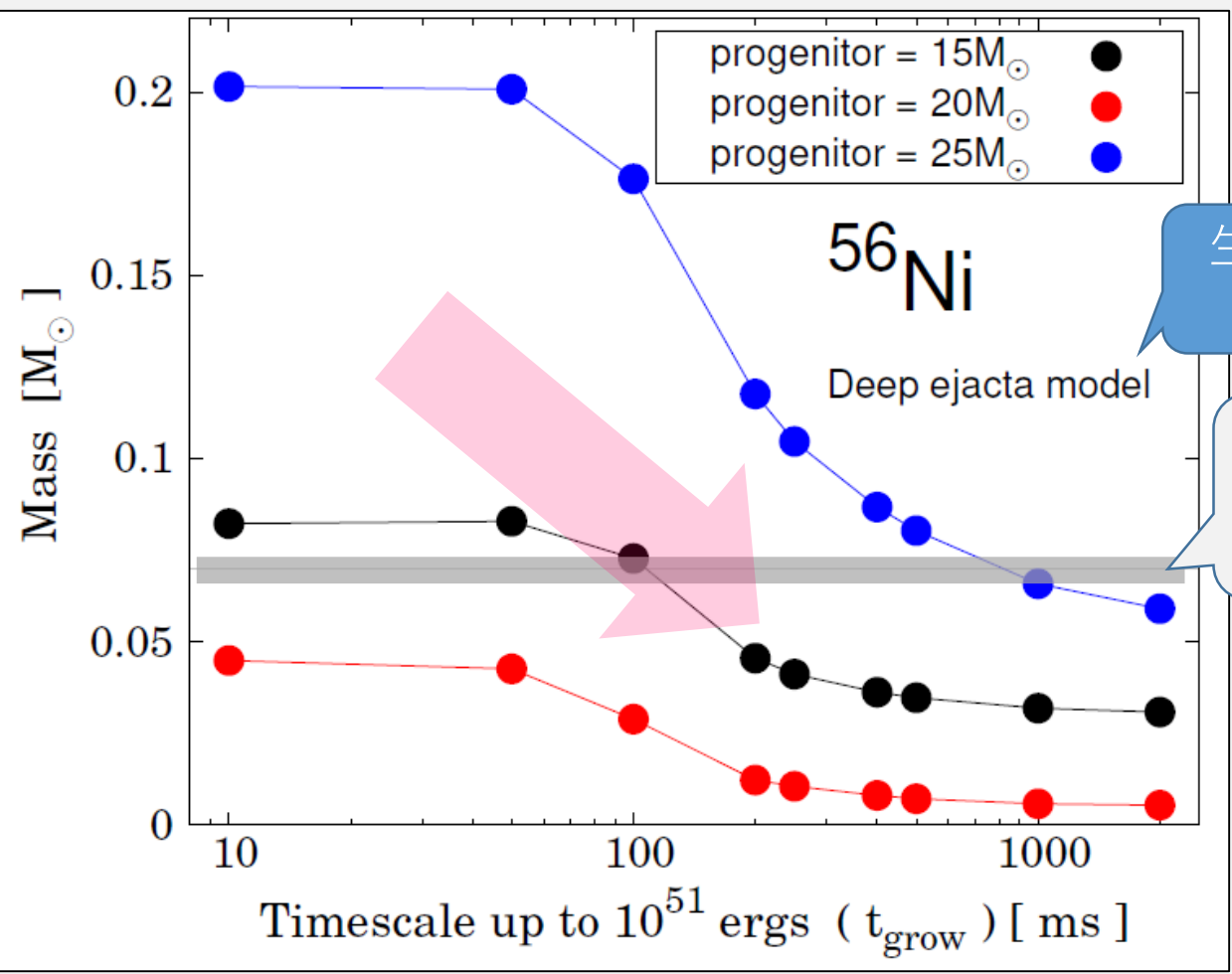


$0.07M_{\odot}$ ；典型的な超新星の中央値(eg., 1987A, 1993J, 2002ap...)



Hamuy 2003

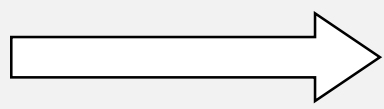
観測との比較：典型的超新星の ^{56}Ni (1)



生成量 = エジェクトされる上限値

0.07M_⊙ ; 典型的超新星 (eg., 1987A, 1993J, 2002ap...)

瞬間爆発

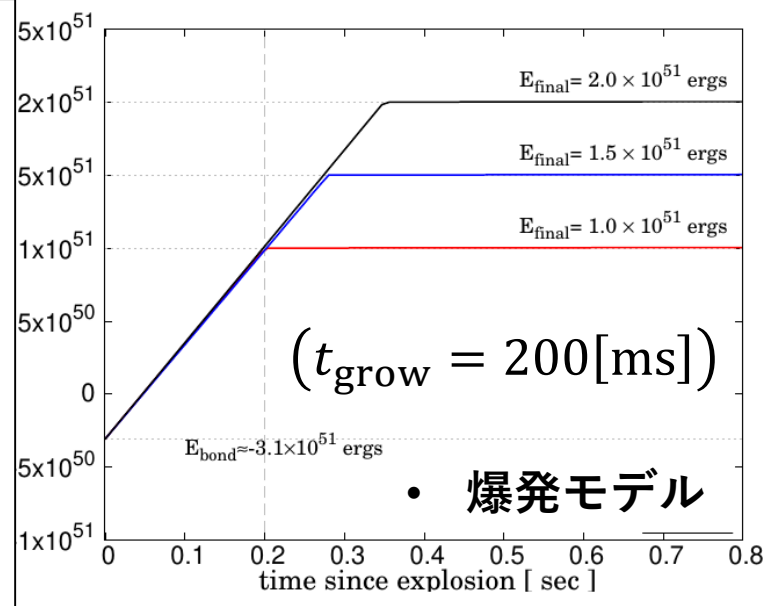
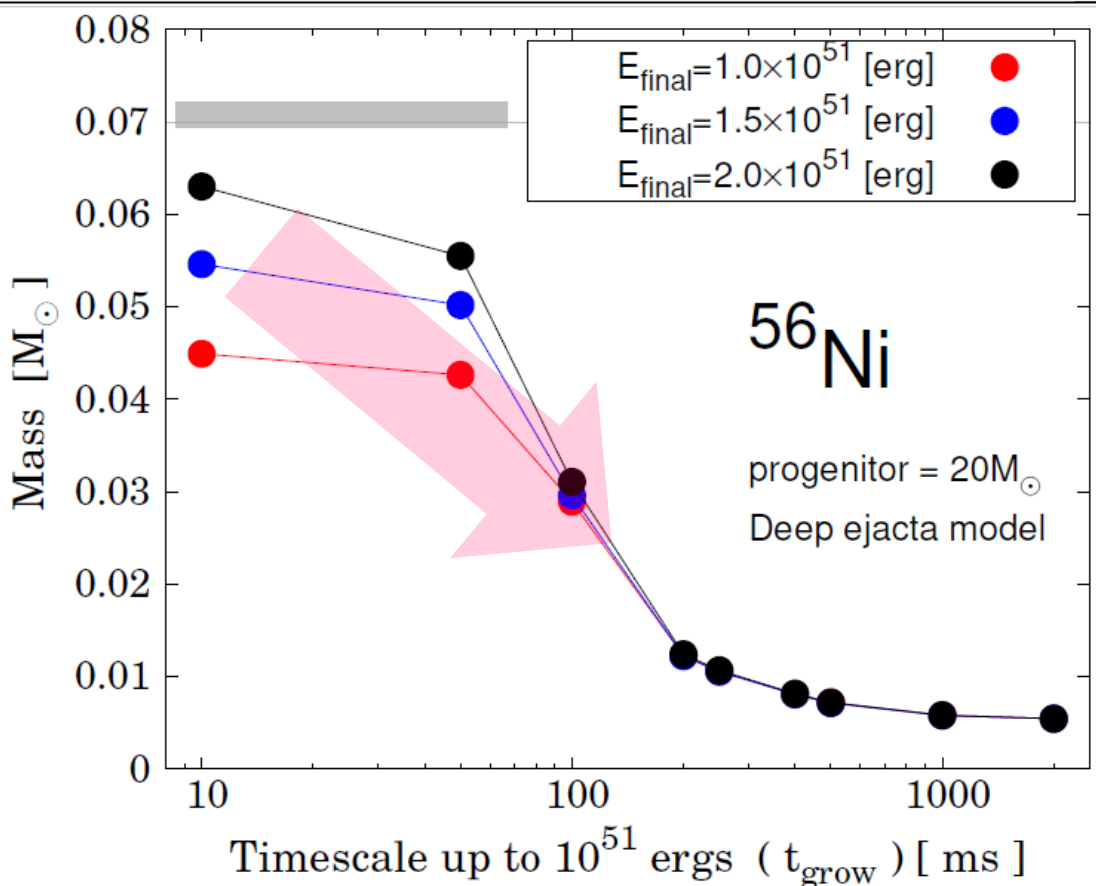


“遅い”爆発

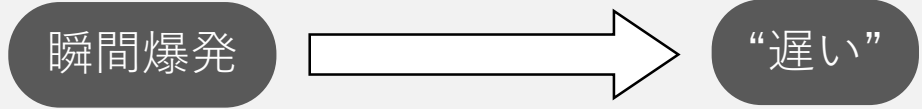
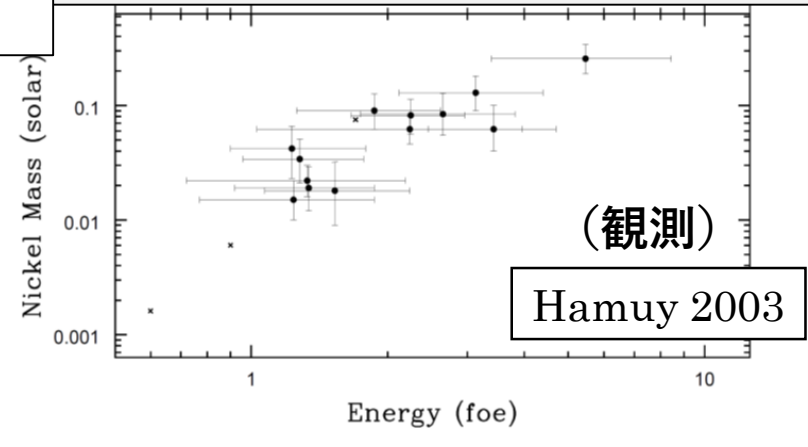
“遅い”爆発で $M(^{56}\text{Ni})$ が 減少 → 観測に不利な傾向

consistent with Suwa +2018 (Analytic estimate)

観測との比較：典型的超新星の ^{56}Ni (2)



エネルギーと生成量に相関性



“遅い”爆発は $M(^{56}\text{Ni})$ と E_{exp} の
 相関が弱い → 観測に不利な傾向

1. ^{56}Ni ：超新星の光度曲線を決める同位体
2. ^{44}Ti , ^{57}Ni ：近傍超新星から観測される放射性同位体
3. [element/Fe]：金属欠乏星での元素組成

SN1987Aの後期光度曲線

Seitenzahl+ 2014

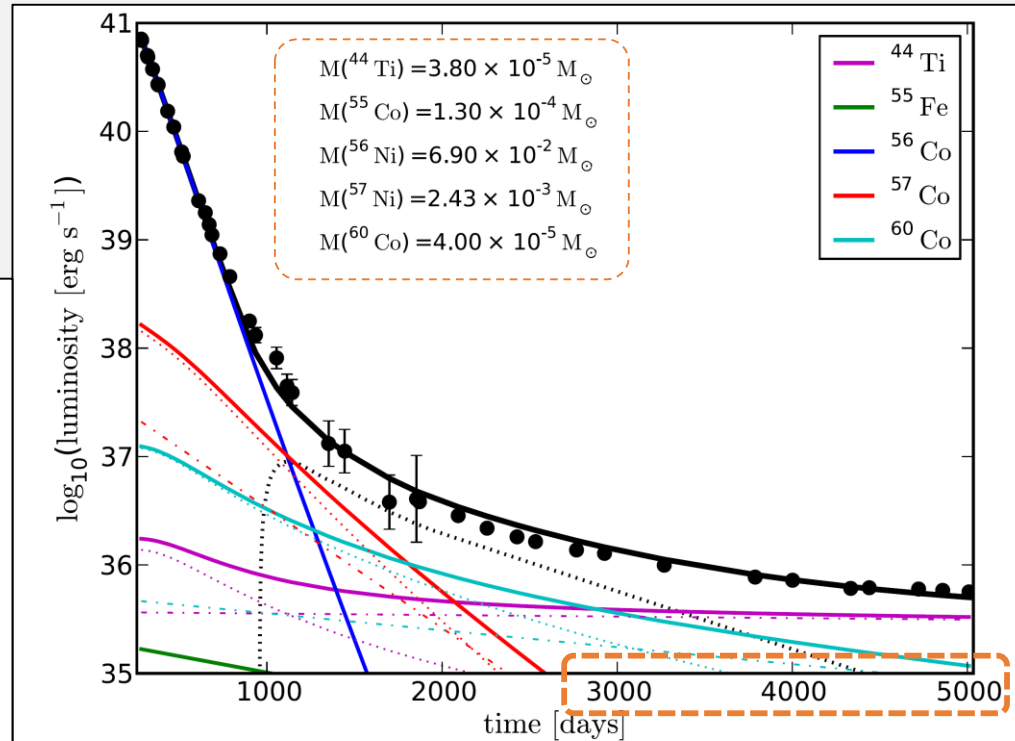
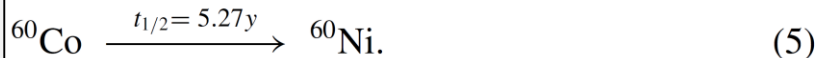
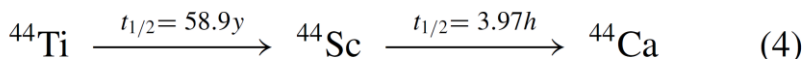
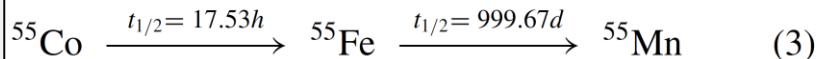
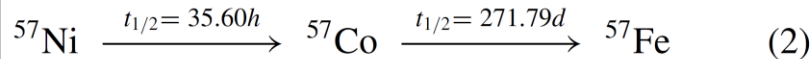
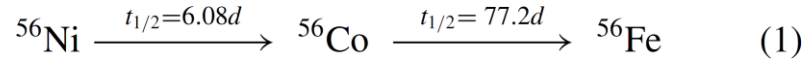
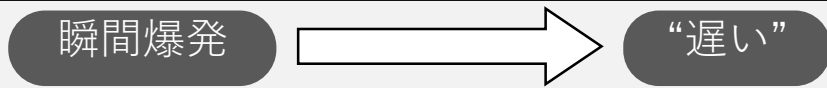
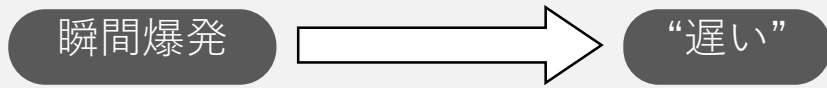
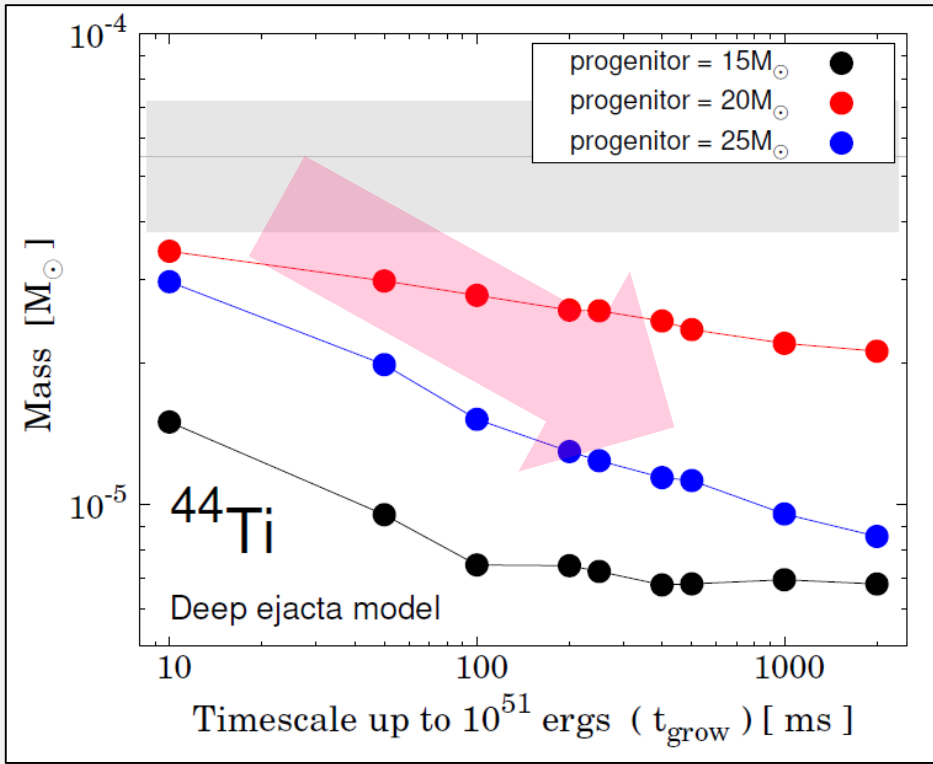
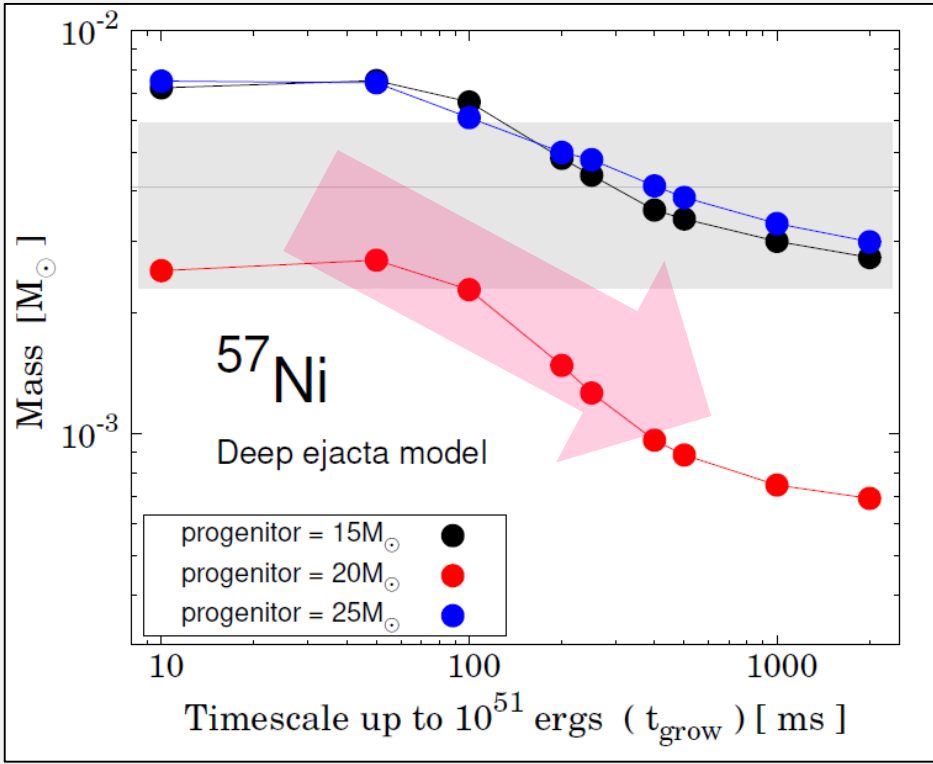


Figure 6. Model light curve (thick black line) including our time-dependent freeze-out correction (dashed black line) for a choice of initial masses that results in a good fit to the data. For ^{44}Ti , ^{57}Co , and ^{60}Co , gamma-ray (thin dotted lines) and leptonic (thin dash-dotted lines) partial light curves are shown separately as in Figures 3 and 4.

観測との比較：SN1987Aの ^{44}Ti , ^{57}Ni

※ note : 今回のモデル \neq SN1987A progenitor model

灰色の領域：SN1987Aからの観測値 (Seitenzahl+ 2014)



“遅い”爆発で $M(^{56}\text{Ni})$ に加え

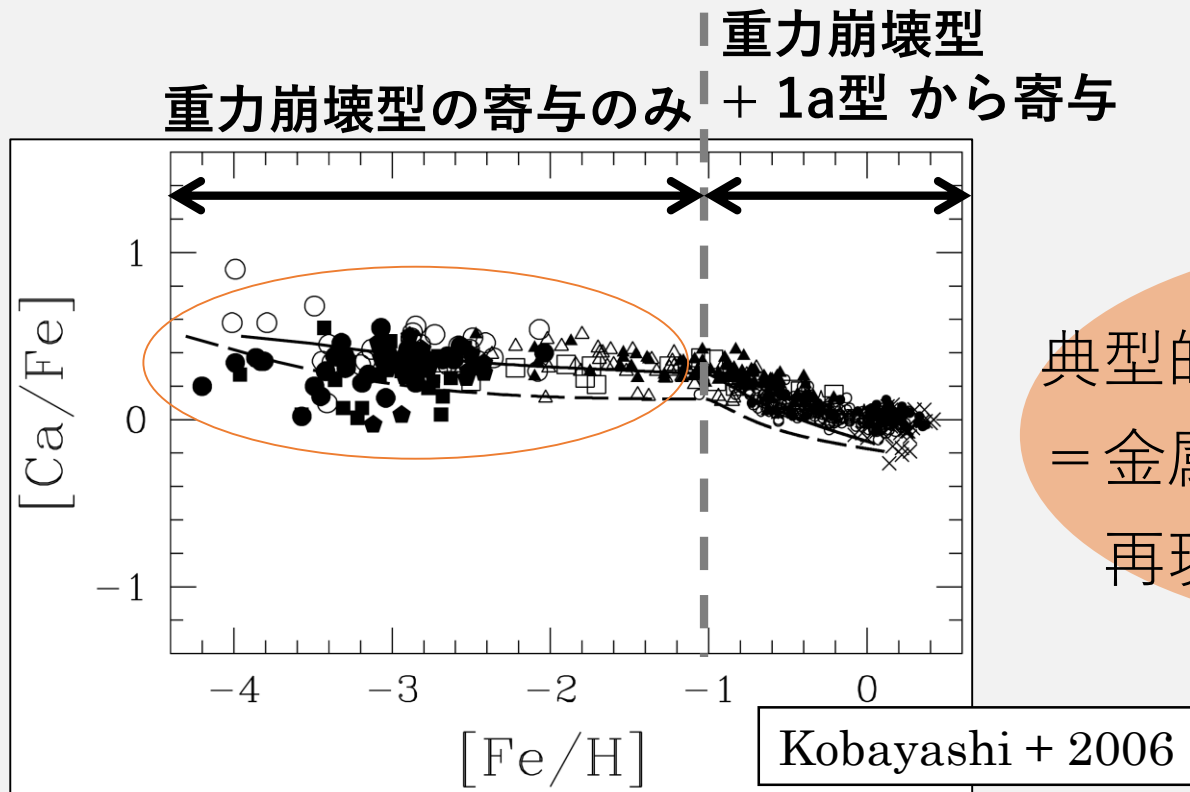
Note: 多次元効果で $M(^{44}\text{Ti})$ が増幅？
(Nagataki et al. 1998; Maeda & Nomoto 2003).

$M(^{44}\text{Ti})$, $M(^{57}\text{Ni})$ も 減少 \rightarrow 観測に不利な傾向

観測との比較：金属欠乏星の[element/Fe]

1. ^{56}Ni ：超新星の光度曲線を決める同位体
2. ^{44}Ti , ^{57}Ni ：近傍超新星から観測される放射性同位体
3. **[element/Fe]：金属欠乏星での元素組成**

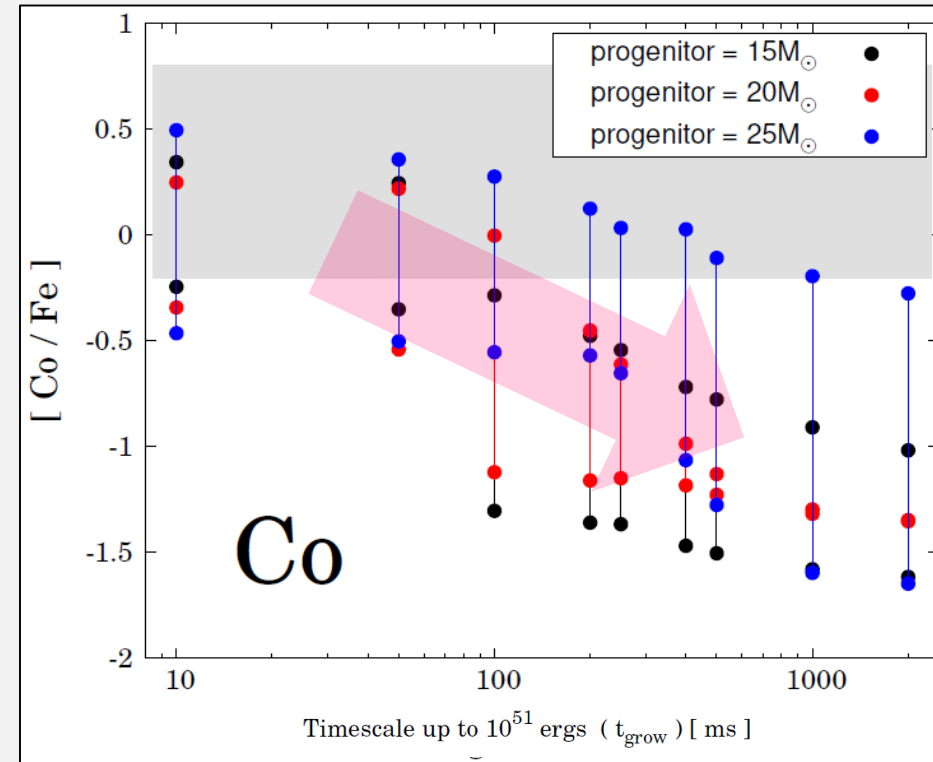
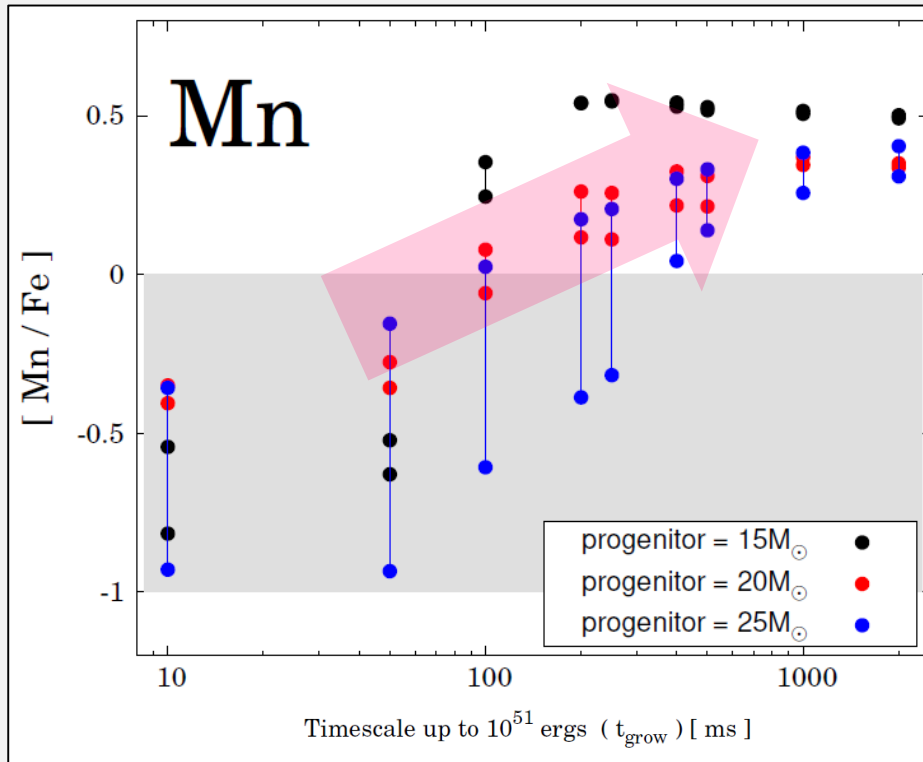
✓ 銀河の化学進化から…



典型的な重力崩壊型超新星
= 金属欠乏星の[X/Fe]を
再現すべき

観測との比較：金属欠乏星の[element/Fe]

灰色の領域：金属欠乏星からの観測値 (e.g., Cayrel et al. 2004; Honda et al. 2004).



※ note : 今回の親星モデル = 太陽金属量の親星モデル

$$\checkmark \text{Mn/Fe} \approx {}^{55}\text{Co}/{}^{56}\text{Ni}$$

$$\checkmark \text{Co/Fe} \approx {}^{59}\text{Cu}/{}^{56}\text{Ni}$$

, ${}^{55}\text{Co}$ と ${}^{59}\text{Cu}$ は中性子過剰核

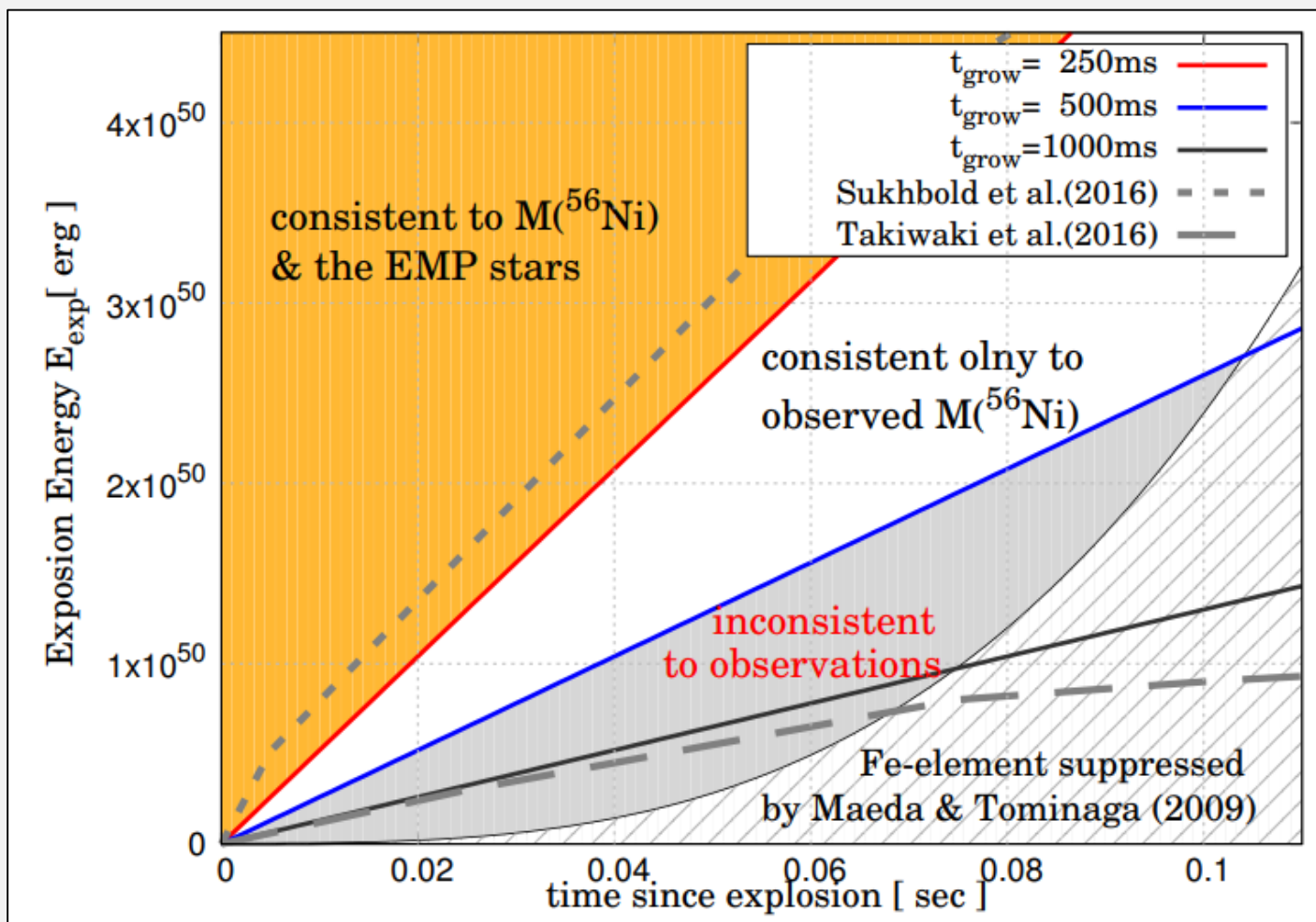
(\therefore) Ye 増加 \uparrow で, [Mn/Fe] と [Co/Fe] 共に減少傾向 \downarrow

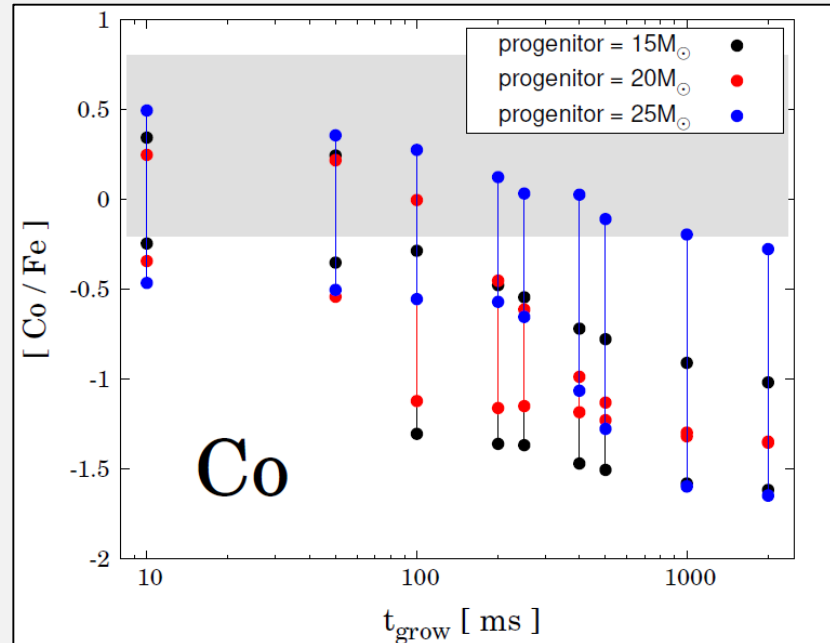
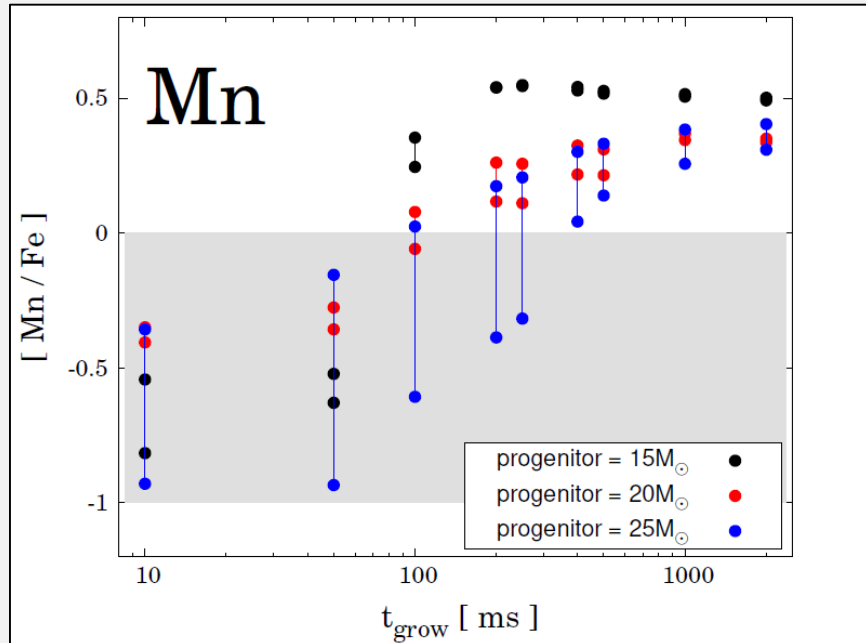
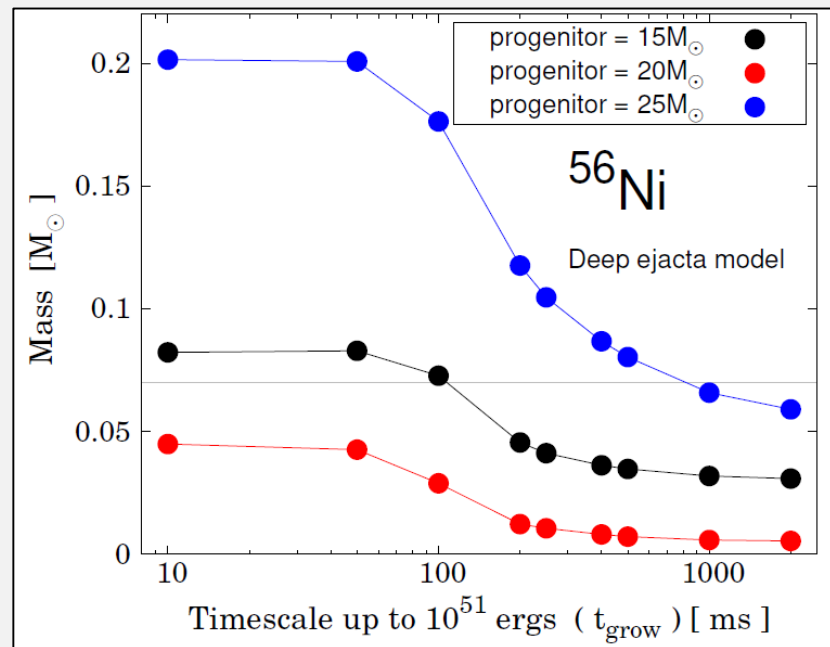
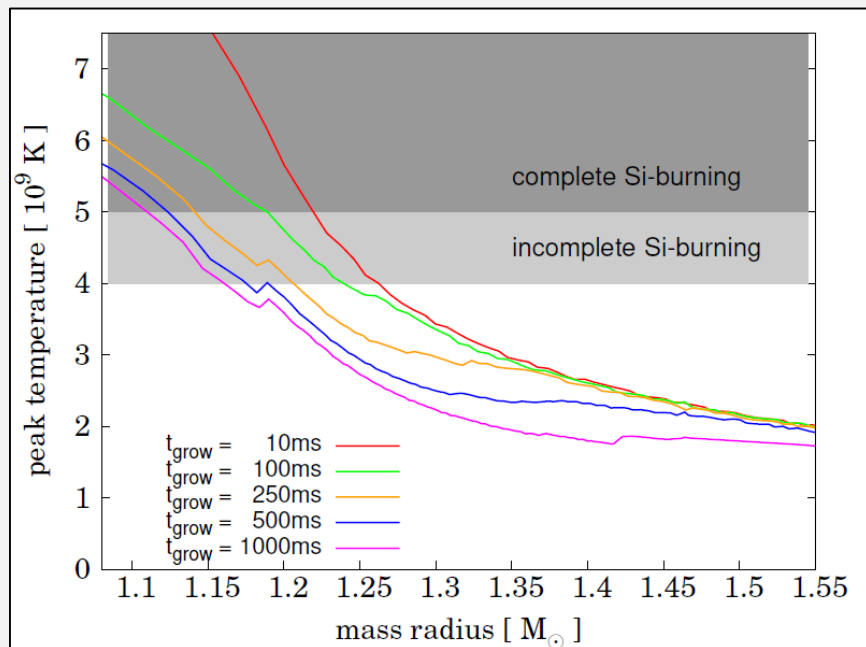
$$\text{Ye} = n_p / (n_p + n_n)$$

Yeのみで調整できない \rightarrow “遅い”爆発 は 観測に不利な傾向

□ **Motivation** : 爆発タイムスケール (t_{grow}) が元素合成に及ぼす影響はあるのか？

t_{grow} : timescale up to 10^{51} [erg] ⇔ エネルギー成長の“傾き”に対応





Back up slide

mass cut : フォールバック質量の取り扱い

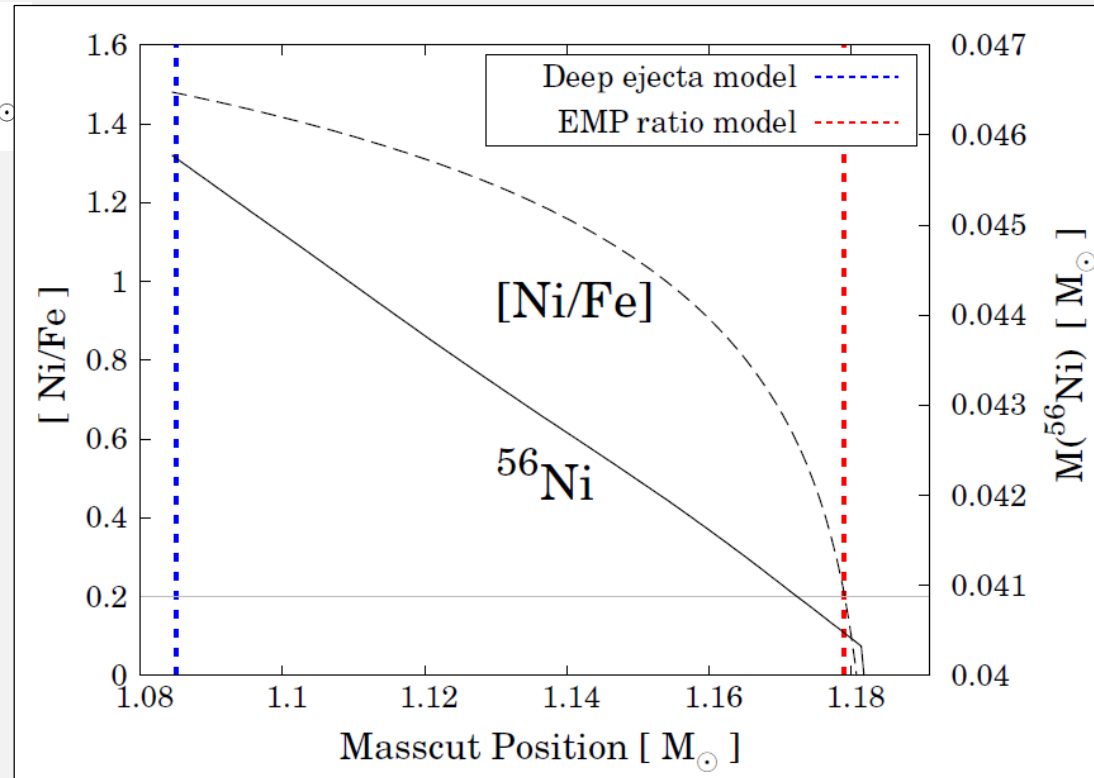
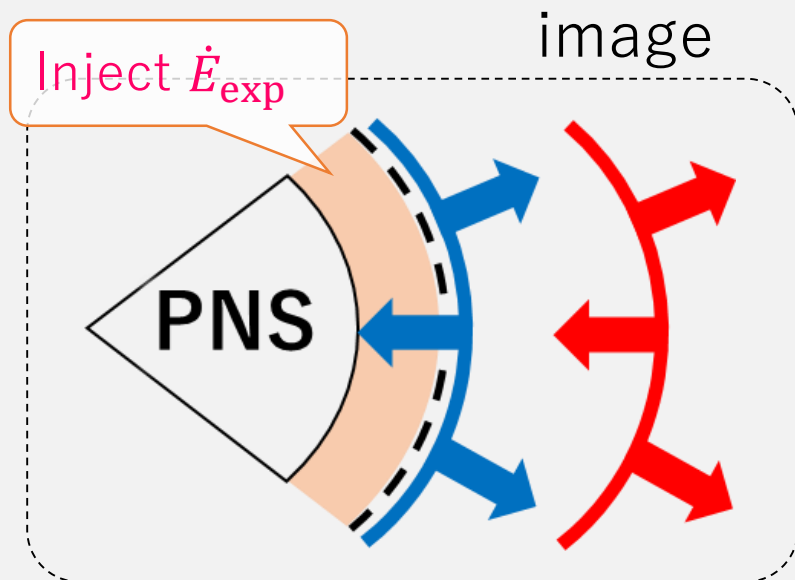
◆ **Fallback効果** ; ejecta の一部は中心天体に落ちて観測されない。

上限値

- ① 原始中性子星表面より外が全てejectである('deep ejecta model').
- ② ejectaが金属欠乏星の $[\text{Ni}/\text{Fe}]$ を再現するように('EMP ratio model').

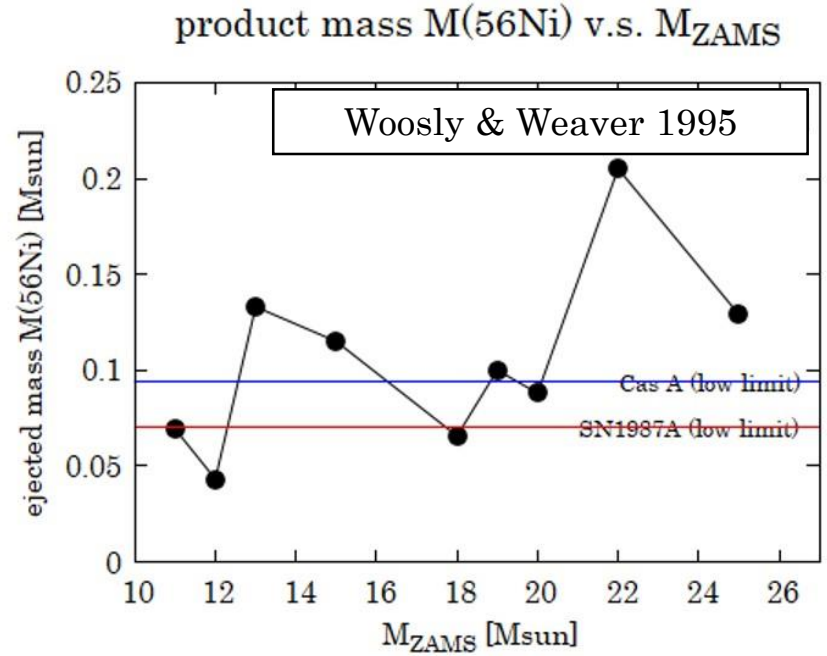
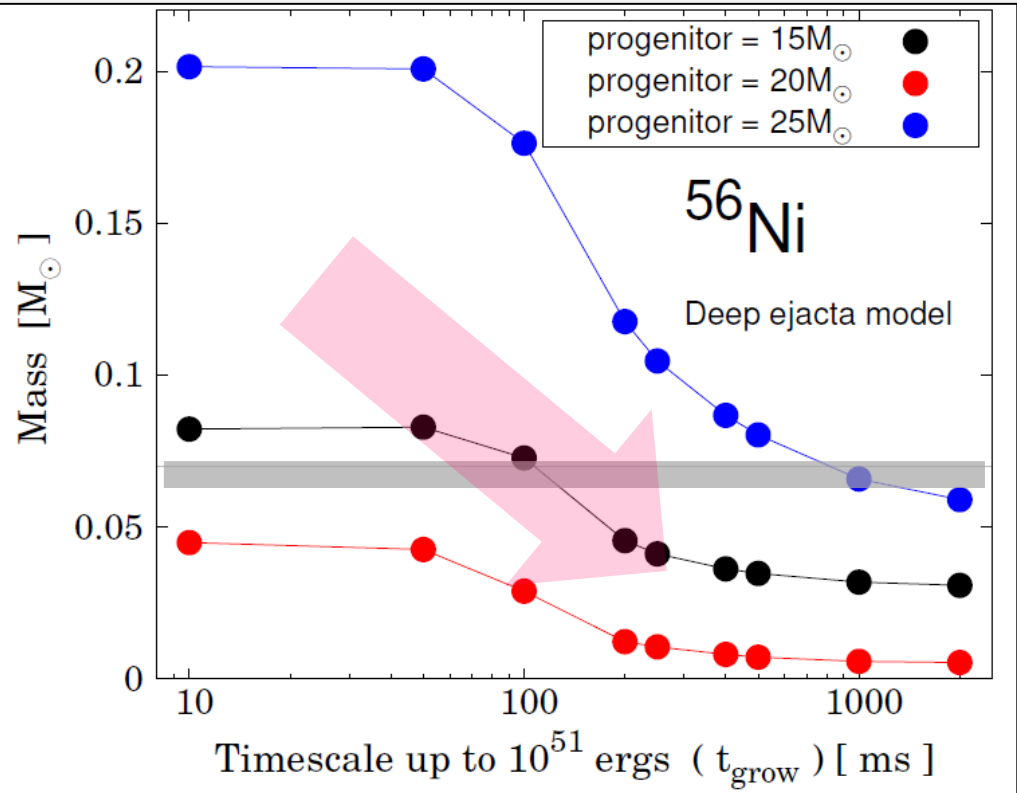
$$[\text{X}/\text{Fe}] \equiv \log \left(\frac{M(\text{X})_{T_{\text{peak}} > 1.0 \times 10^9 \text{ K}}}{M(\text{Fe})_{T_{\text{peak}} > 1.0 \times 10^9 \text{ K}}} \right) - \log \left(\frac{\text{X}}{\text{Fe}} \right)_{\odot}$$

→ $[\text{Ni}/\text{Fe}] \approx 0.2$



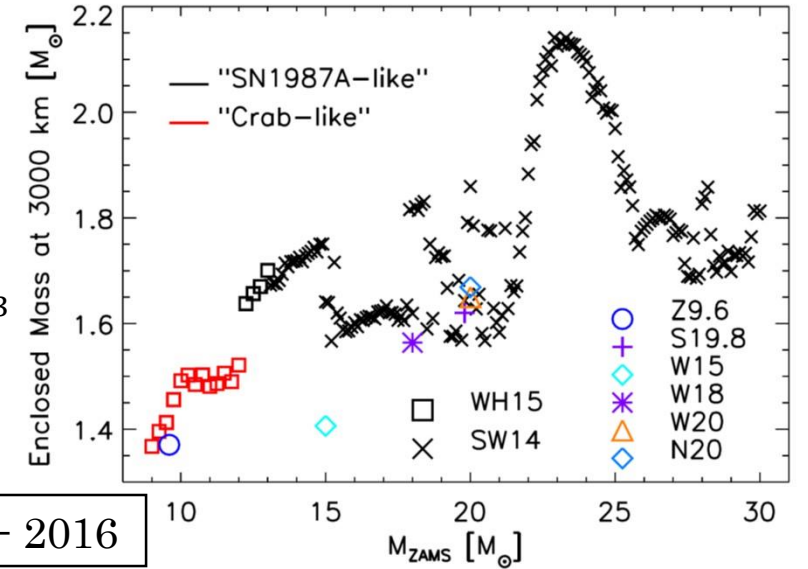
* $[\text{Ni}/\text{Fe}] = \log_{10}(\text{Ni}/\text{Fe}) - \log_{10}(\text{Ni}/\text{Fe})_{\odot}$

典型的超新星の ^{56}Ni とZAMS質量



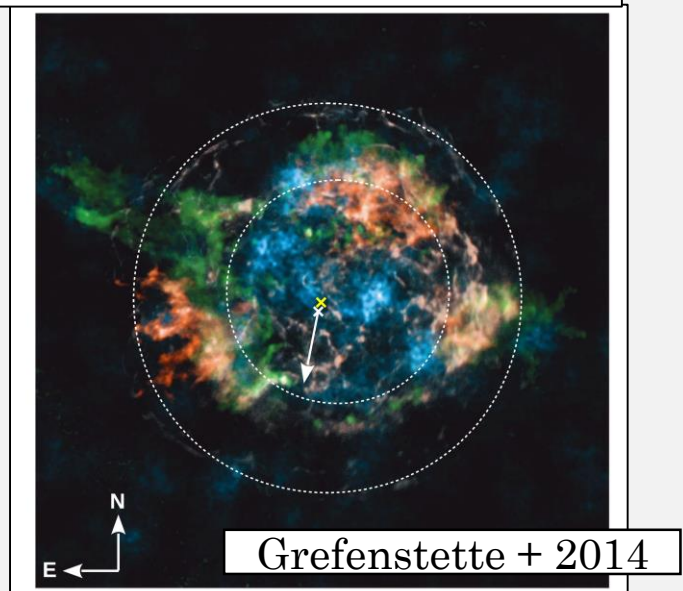
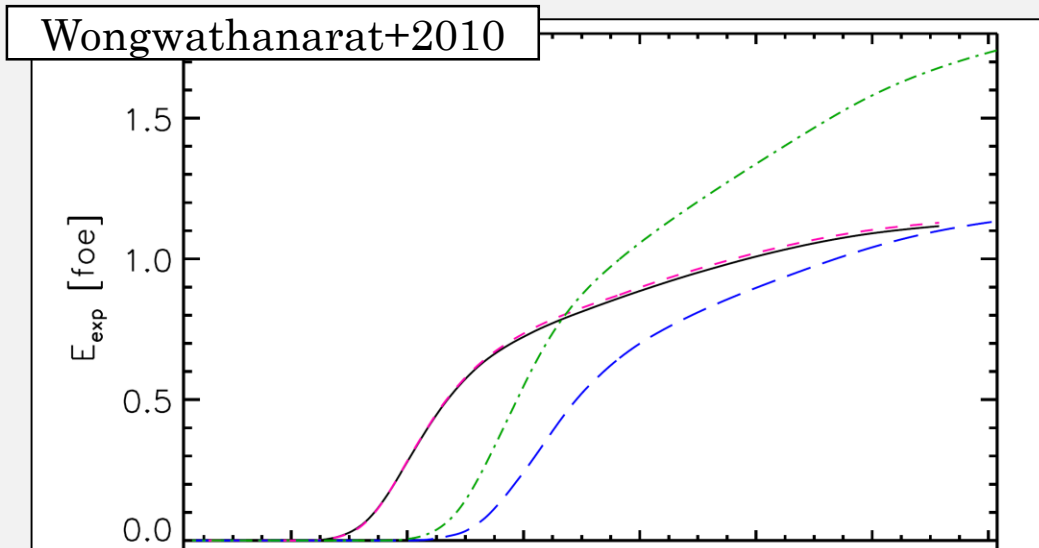
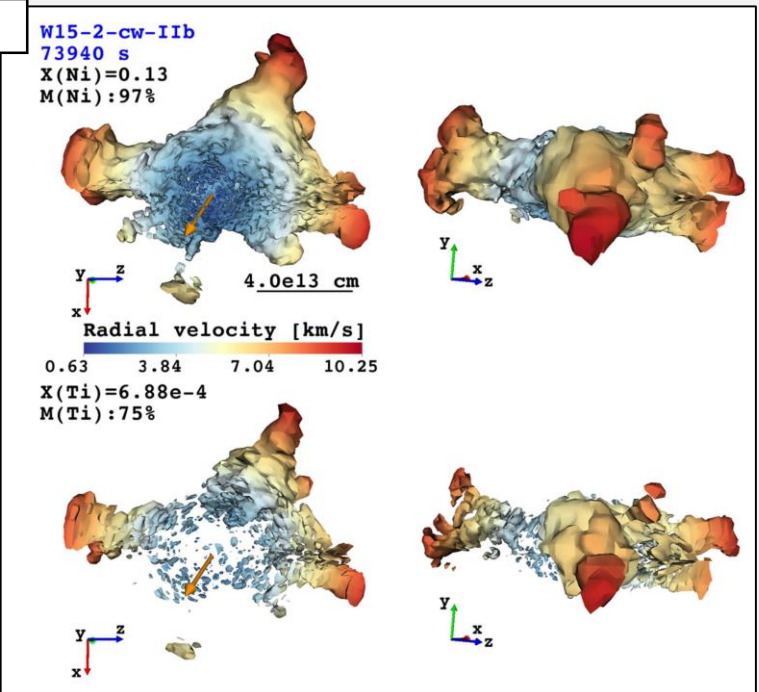
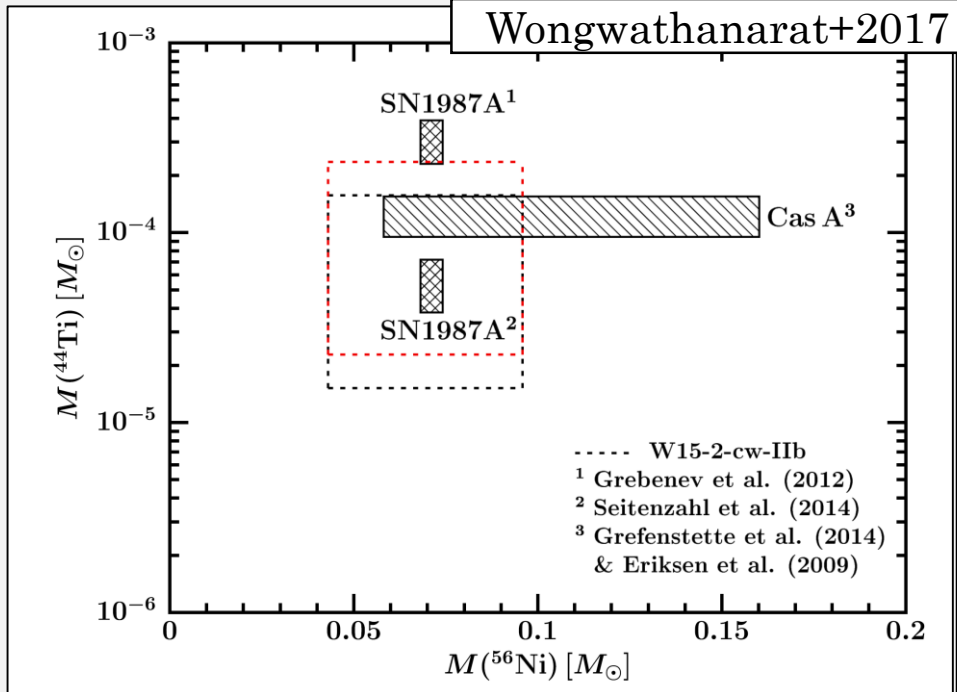
Fire-ball model から,

$$r_{\text{shock}} = 3.7 \times 10^9 \text{ cm} \left(\frac{T}{5 \times 10^9 \text{ K}} \right)^{-4/3} \left(\frac{E_{\text{exp}}}{10^{51} \text{ erg}} \right)^{1/3}$$

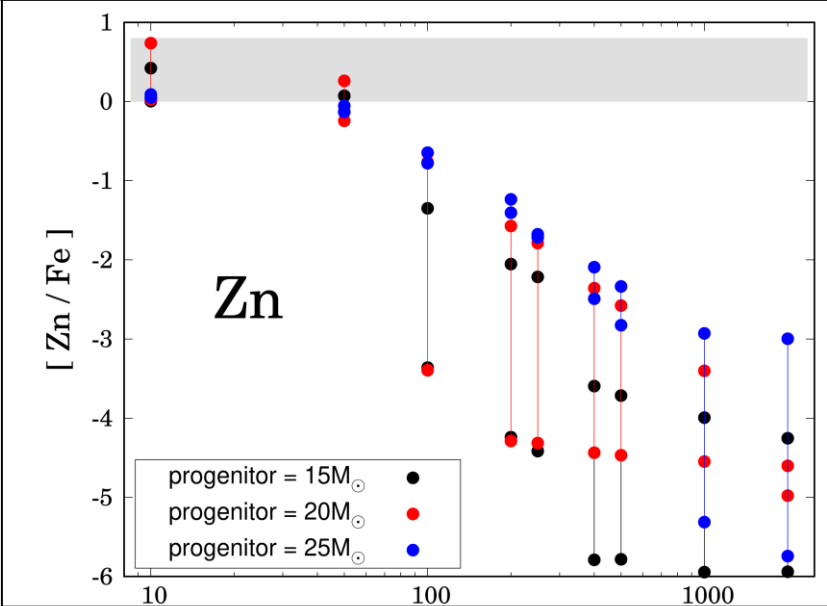


Sukhbold + 2016

56Ni, 44Ti生成量とニュートリノ駆動モデル

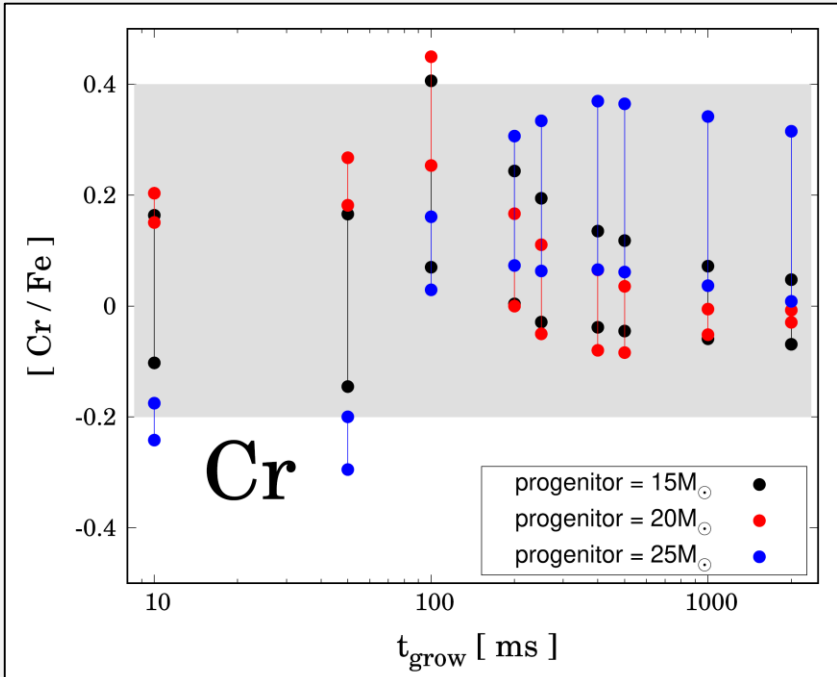
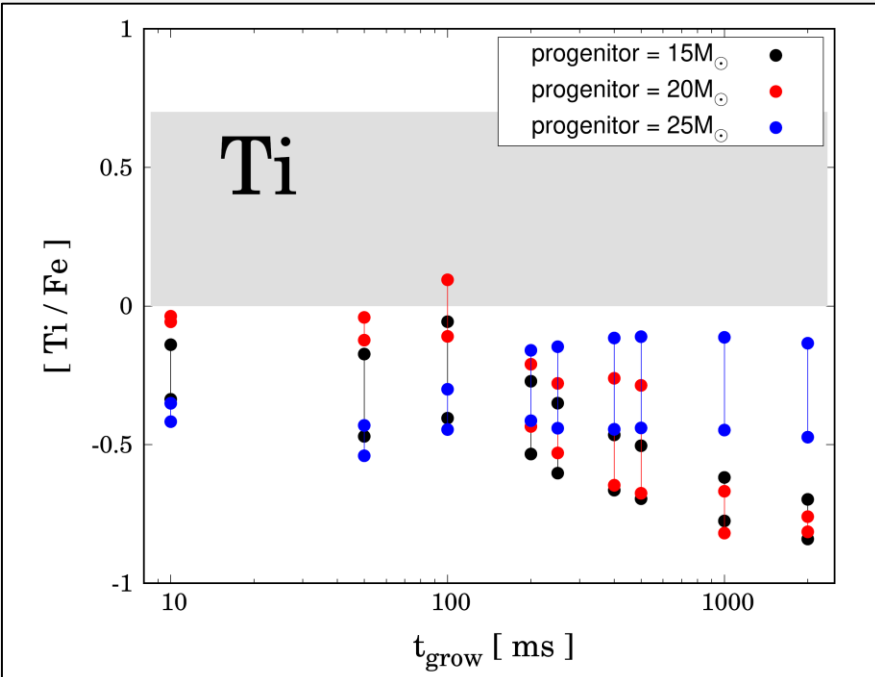


[element/Fe]の定義とその他の元素の結果

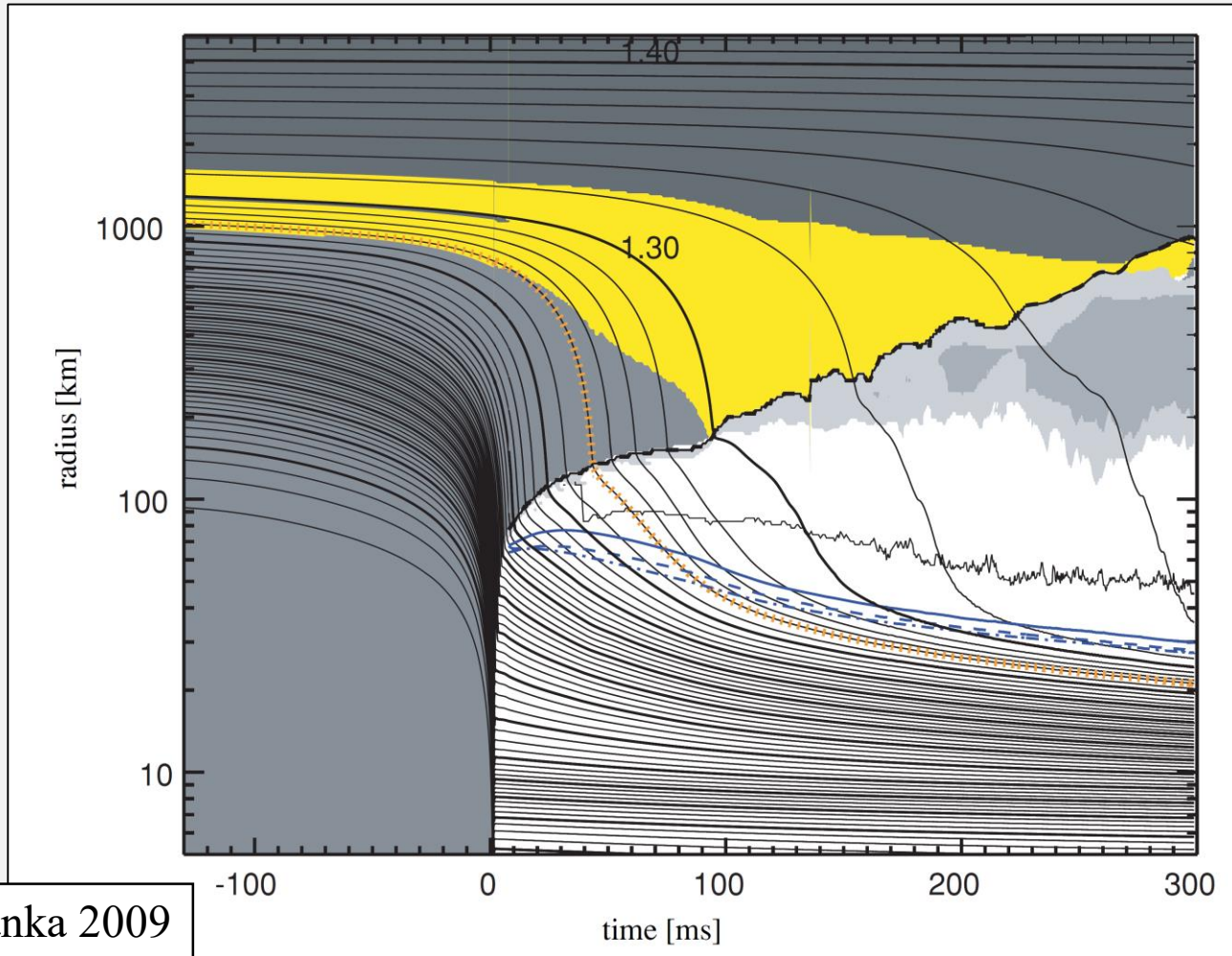


※ note : 今回の親星モデル
 = 太陽金属量の親星モデル

$$[X/Fe] \equiv \log \left(\frac{M(X)_{T_{\text{peak}} > 1.0 \times 10^9 \text{ K}}}{M(\text{Fe})_{T_{\text{peak}} > 1.0 \times 10^9 \text{ K}}} \right) - \log \left(\frac{X}{\text{Fe}} \right)_{\odot}$$



衝撃波停滞期の収縮の影響



Marek & Janka 2009