

大質量星の進化、元素合成

梅田秀之 (東京大学天文)

2009.3.16 沼津高専ワークショップ

研究紹介（研究対象）

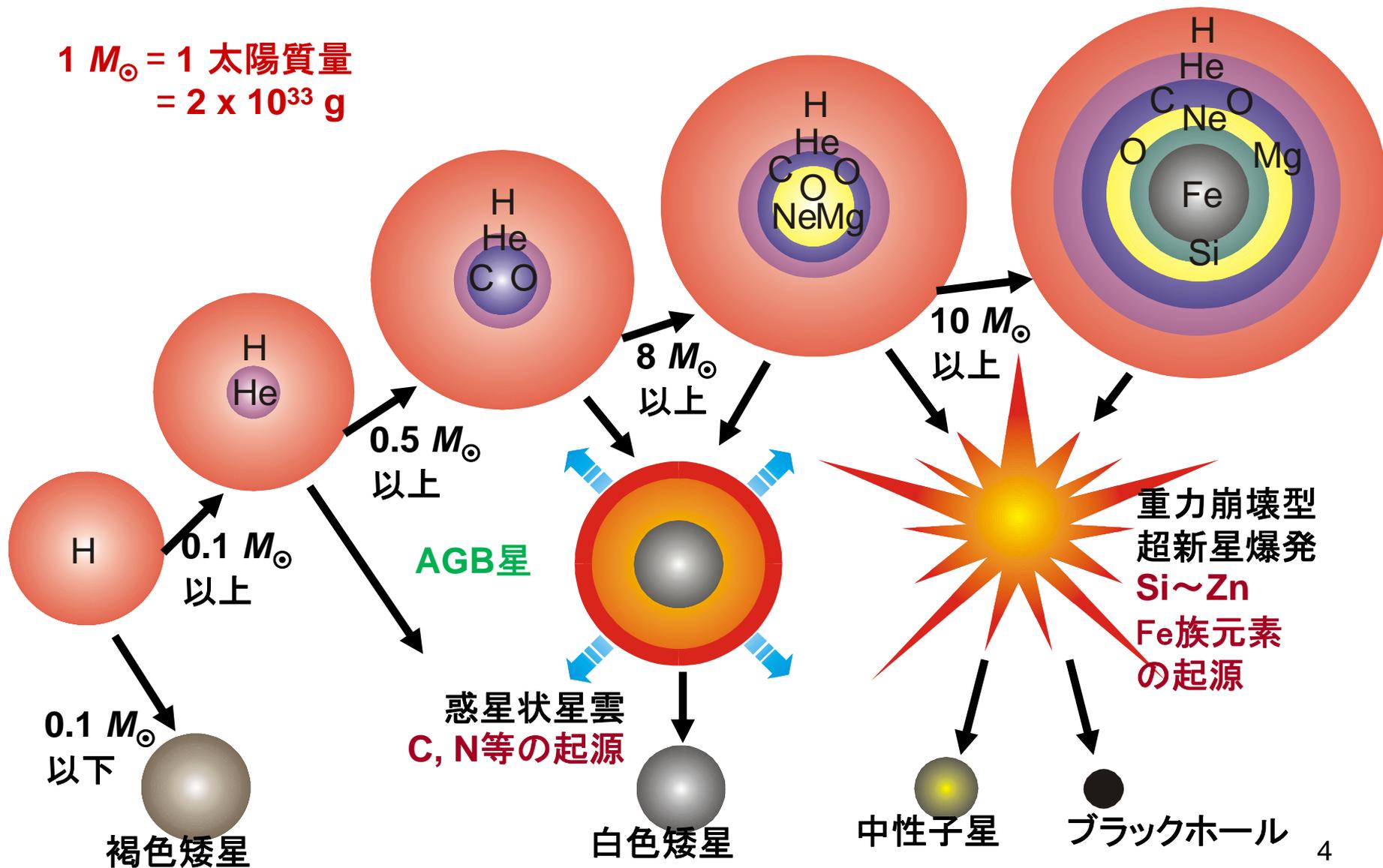
- 星の進化
 - 銀河進化や宇宙論への応用
 - 超新星（中性子星、ブラックホール）、GRBの親星
 - 元素合成（ダスト形成）
- 元素合成
 - 元素の起源、銀河の化学進化、ダスト形成、隕石
 - 重力崩壊型超新星、GRB（大質量星）
 - 原子核物理、爆発機構、ニュートリノ、磁気流体
 - Ia型超新星： 中小質量星、連星進化、爆発機構
- 中性子星（原子核物理）

今日の話

1. 超新星による元素合成と観測による検証
2. PopIII 超巨大星（10分） > 続、天文学会
3. 自転星の進化計算コードの開発（10分）

星の進化と元素合成

$1 M_{\odot} = 1$ 太陽質量
 $= 2 \times 10^{33}$ g



重力崩壊型超新星の元素合成計算

例、Umeda & Nomoto 05

25M_☉

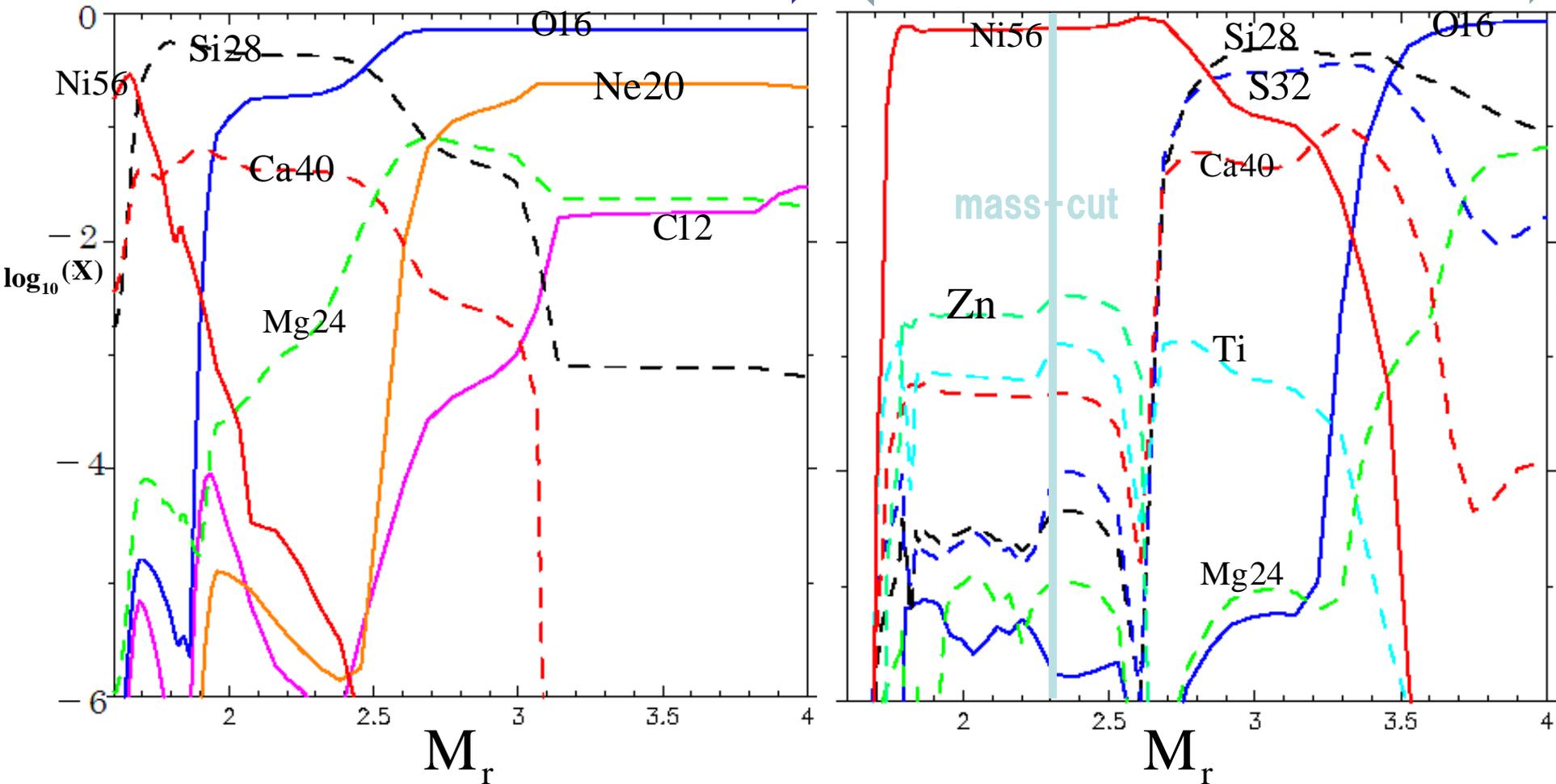
20foe

after explosion

衝撃波通過（各ポイントで元素合成）

中心へ落ちる

外に放出される



観測との比較

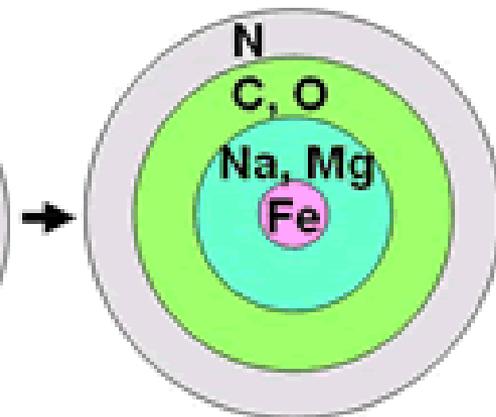
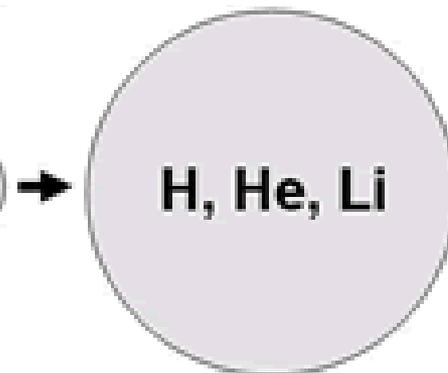
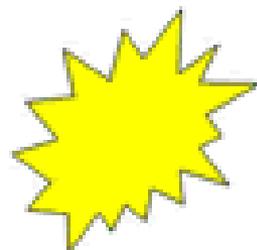
- Znまでの元素：
 - 超金属欠乏星の組成との比較
(e.g., Umeda & Nomoto 2002, 2003, 2005
Tominaga, Umeda, Nomoto 2007)
 - 銀河の化学進化 (+Ia型超新星)
Kobayashi, Umeda et al. 2006

◎超金属欠乏星

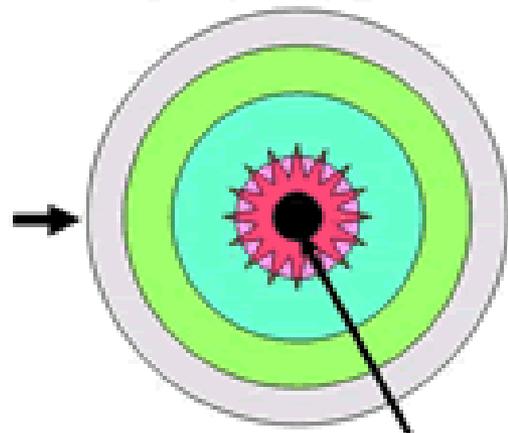
第一世代星の形成

星の進化

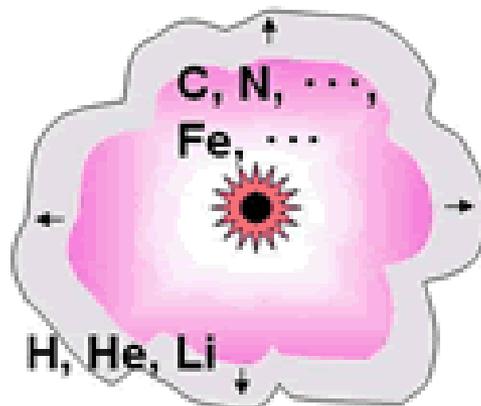
ビッグバン



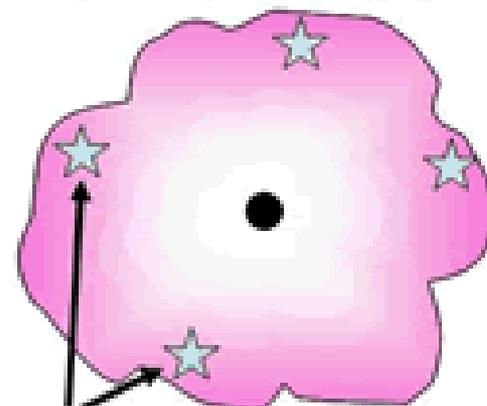
超新星爆発



星間ガスに
重元素が混合



第二世代星の形成
太陽より軽い星も形成



どのような超新星であったか？ ← 組成を観測

EMP 星 (長寿命)

[Fe/H] < -3 stars

金属欠乏星(Metal-Poor Stars)の分類

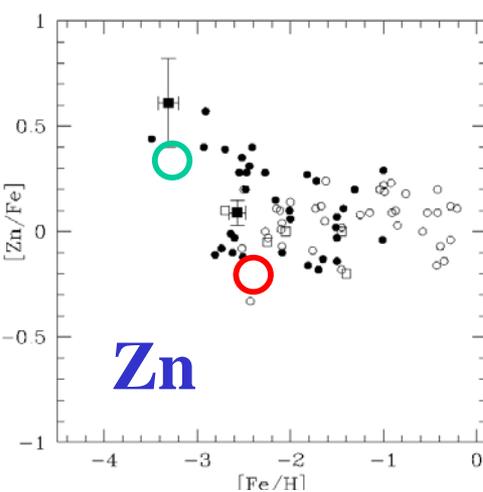
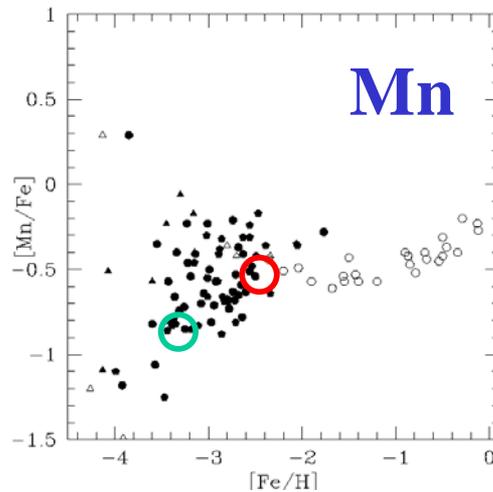
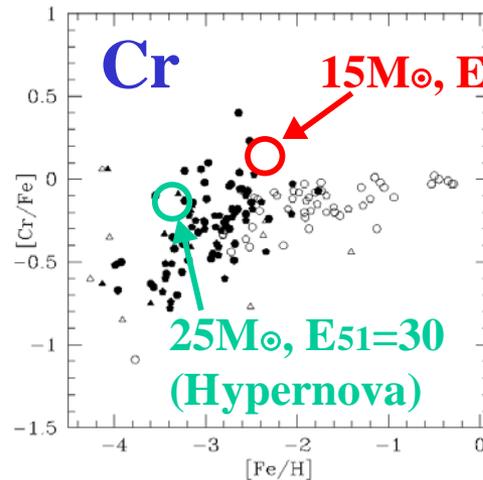
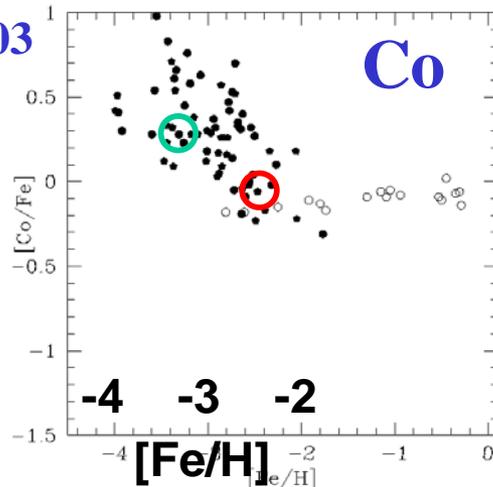
(Beers & Christlieb 2005)

● Mega Metal-Poor (MMP):	$[\text{Fe}/\text{H}] < -6$
● Hyper Metal-Poor (HMP):	$[\text{Fe}/\text{H}] < -5$
● Ultra Metal-Poor (UMP):	$[\text{Fe}/\text{H}] < -4$
● Extremely Metal-Poor (EMP):	$[\text{Fe}/\text{H}] < -3$
● Very Metal-Poor (VMP):	$[\text{Fe}/\text{H}] < -2$
● Metal-Poor (MP):	$[\text{Fe}/\text{H}] < -1$
● Solar:	$[\text{Fe}/\text{H}] \sim 0$
● Super Metal-Rich (SMR):	$[\text{Fe}/\text{H}] > +0.5$

超金属欠乏星 $[Fe/H] < -3$ 組成トレンドの説明

Fe/H of EMP stars $\sim (M(Fe) / M(H)) \propto (M(Fe) / E)$

UN2003



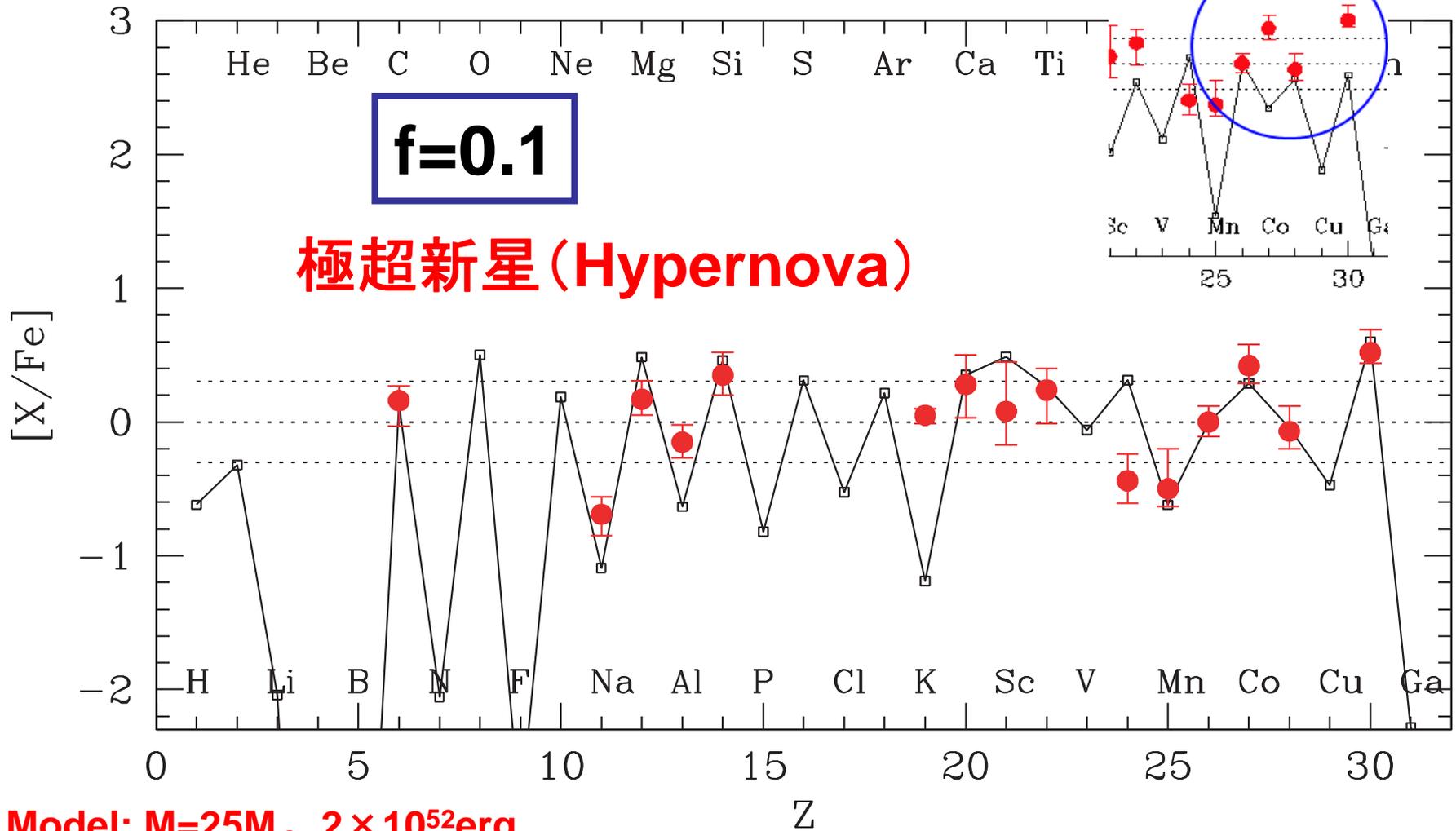
鉄族元素
際立った特徴:
[Zn/Fe], [Co/Fe] 大
[Mn/Fe], [Cr/Fe] 小

Umeda & Nomoto
(2002; 2004)

$[X/Fe] = \log(X/Fe) - \log(X/Fe)_{\odot}$

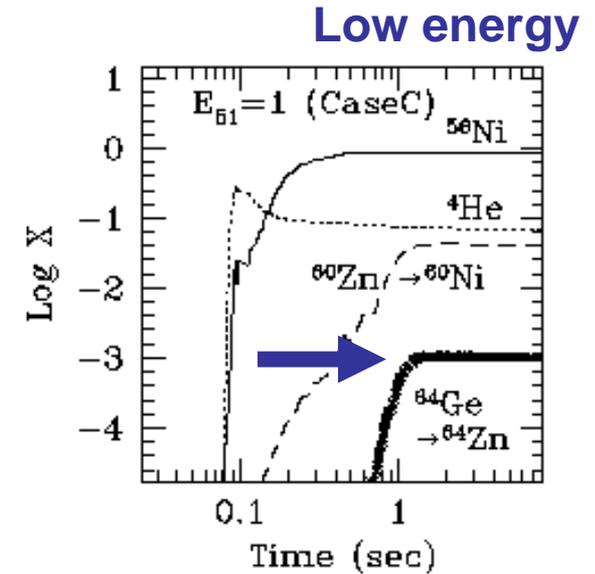
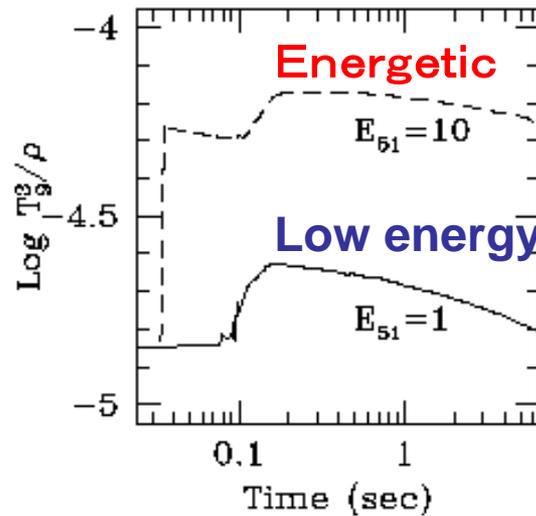
EMP Stars

$-4.2 < [Fe/H] < -3.5$

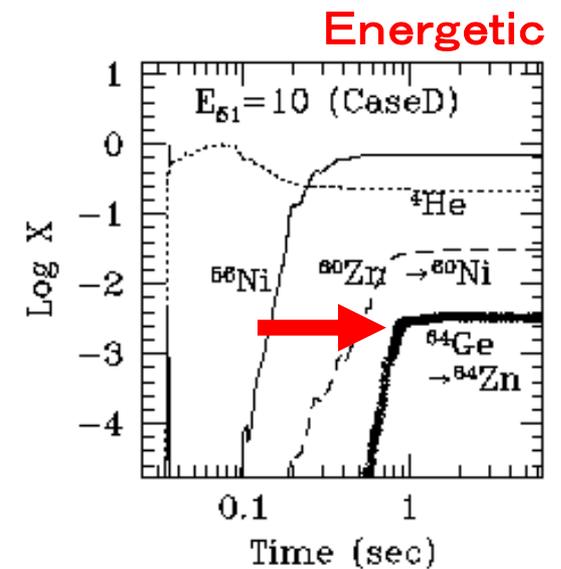


Ti Cr Fe Ni Zn

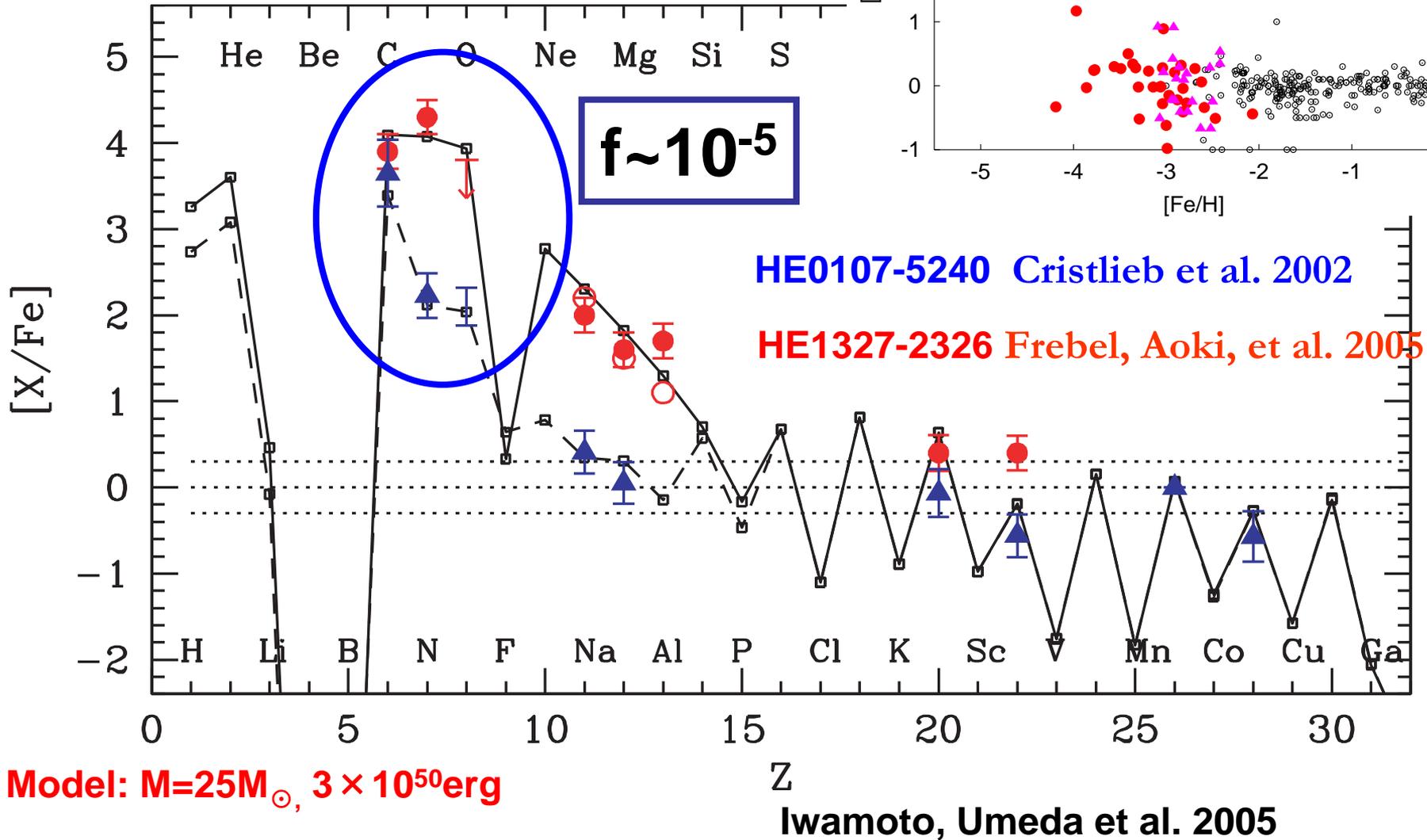
10^{51} erg



- Larger explosion energy
- ⇒ Higher entropy (T^3/ρ)
- ⇒ more α
- ⇒ more ^{64}Ge
- ⇒ more ^{64}Zn



HMP Stars



Dependence

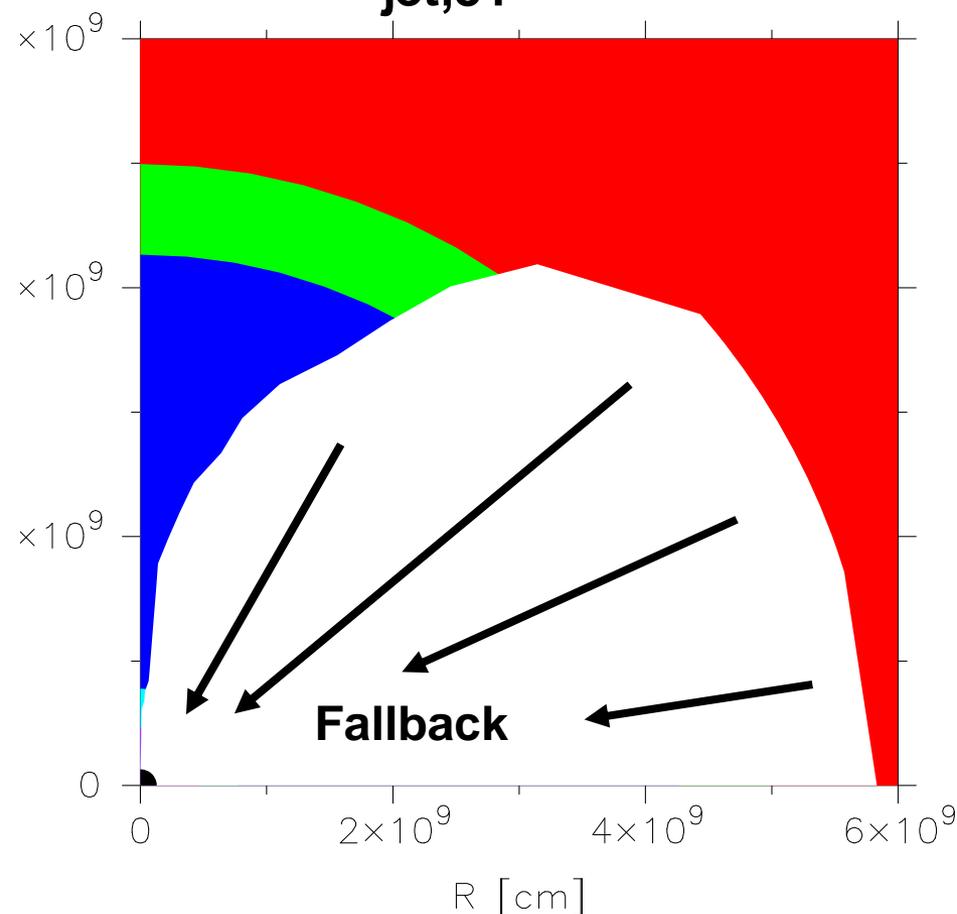
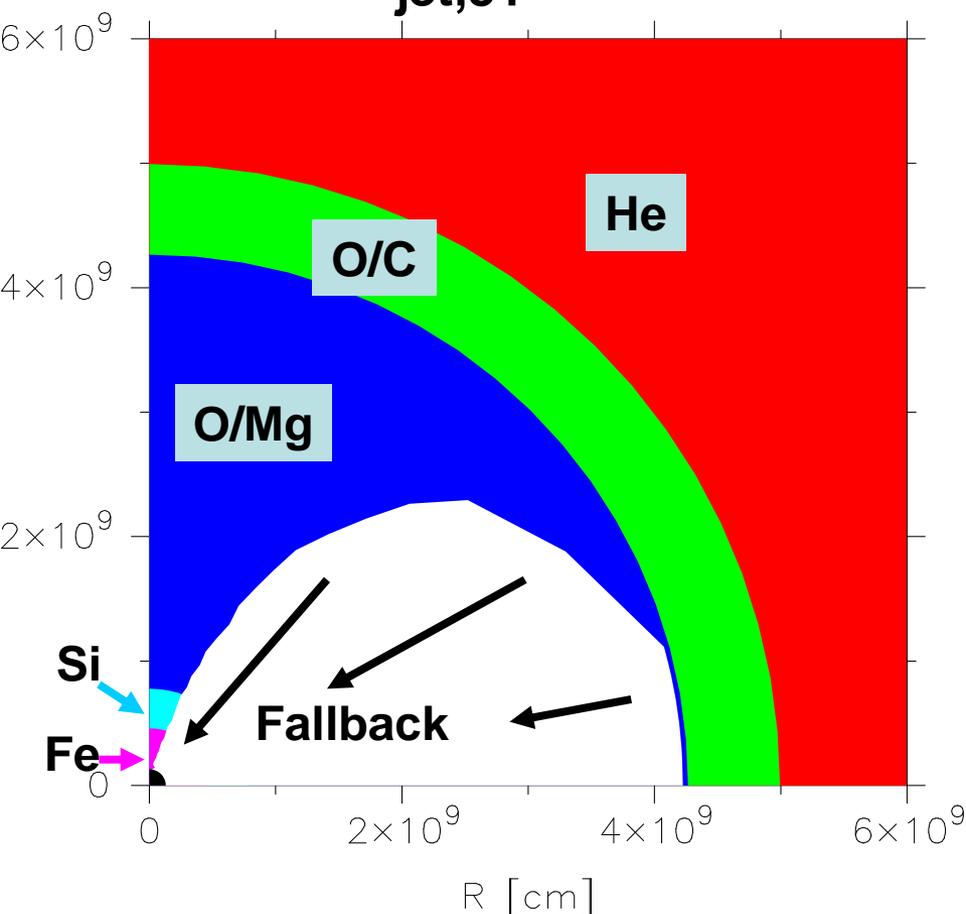
$\dot{E}_{\text{jet}} \downarrow$: Fallback \uparrow
 $M(\text{Fe}) \downarrow$
 $[\text{X}/\text{Fe}] \uparrow$

$$\dot{E}_{\text{jet},51} = \dot{E}_{\text{jet}} / 10^{51} \text{ erg/}$$

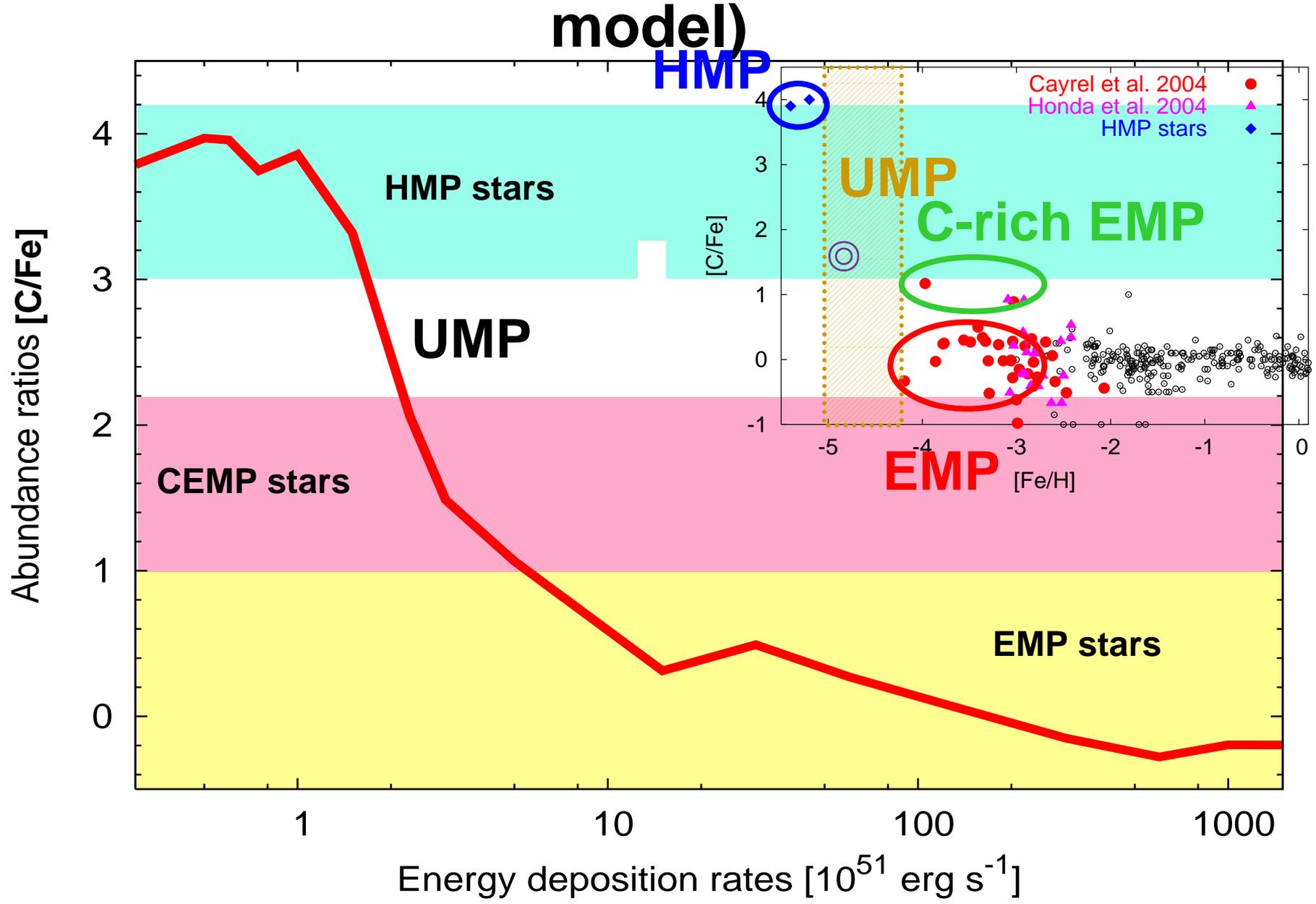
S

$$\dot{E}_{\text{jet},51} = 15$$

$$\dot{E}_{\text{jet},51} = 0.3$$

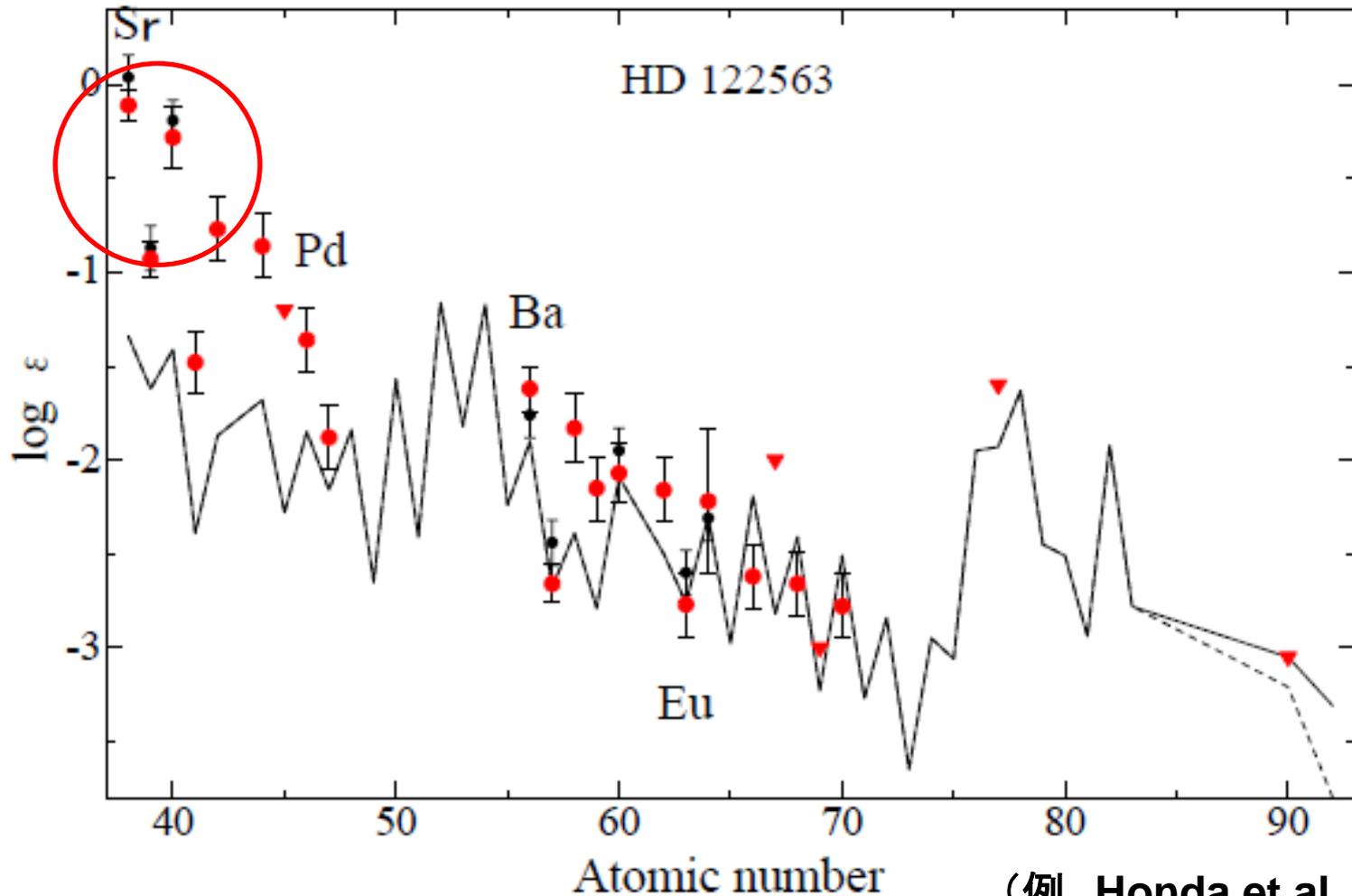


Abundance ratio: [C/Fe] (2D



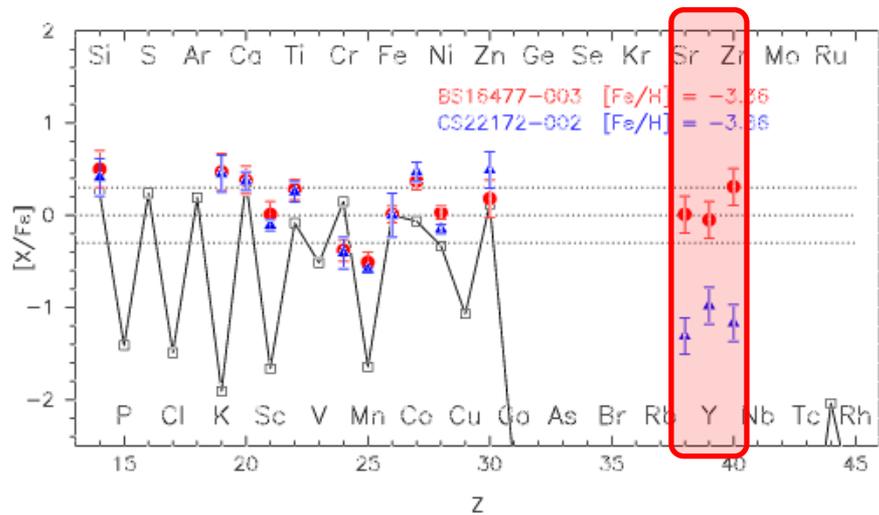
Weak r-process?

Sr, Y, Zr がr-processでは説明できない星があ



(例、Honda et al. 06)

これまでの超新星爆発モデル(e.g. Umeda & Nomoto 2005)



Znまでの観測値は
再現できているが

Sr, Y, Zrは観測値に
全く届いていない

これまでの計算手法

例、Umeda & Nomoto 05

25M_☉

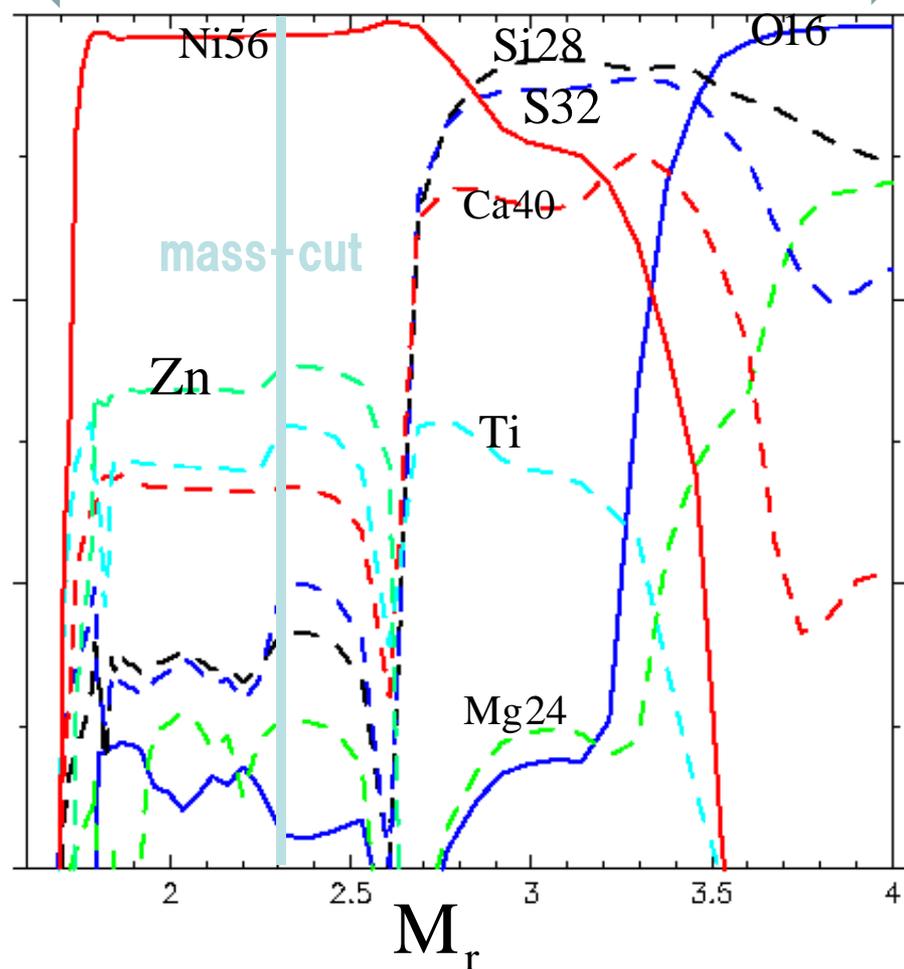
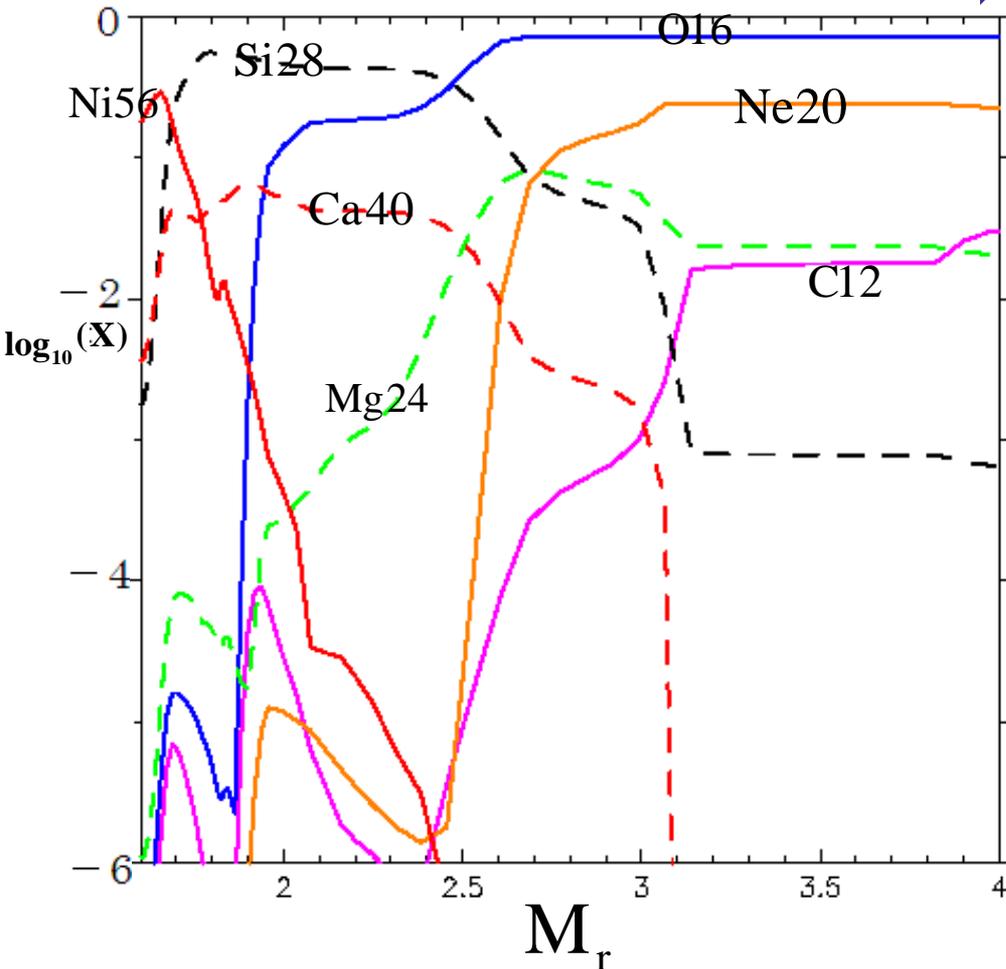
20foe

after explosion

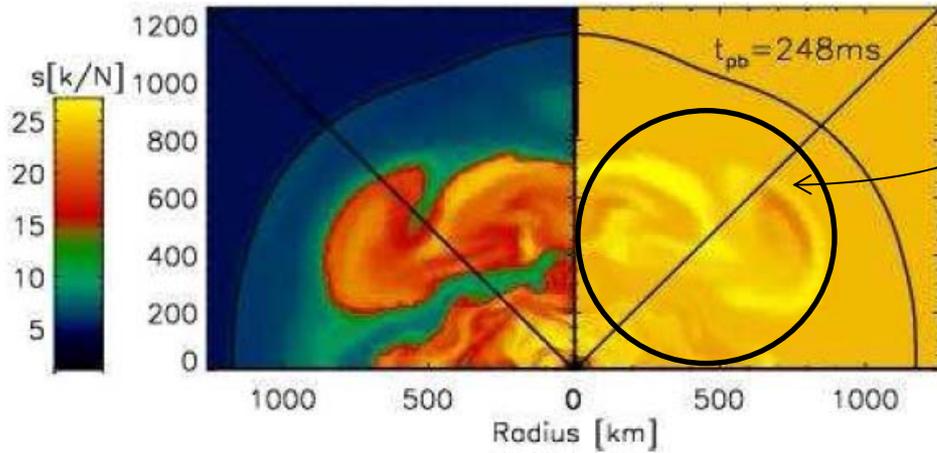
衝撃波通過（各ポイントで元素合成）

中心へ落ちる

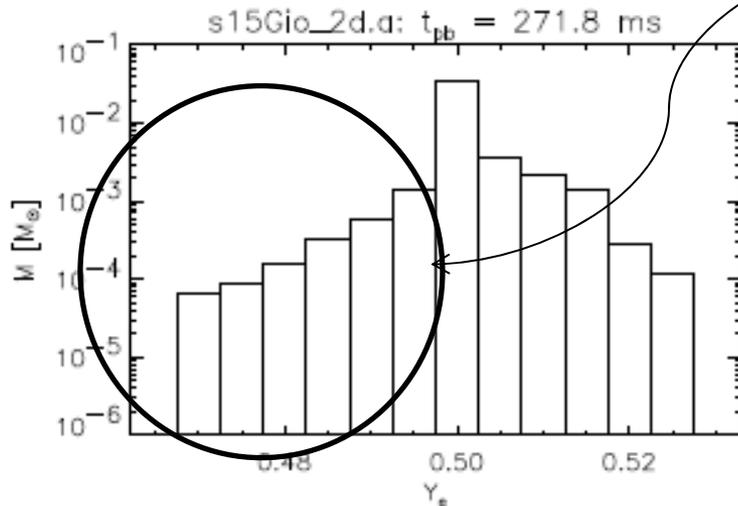
外に放出される



2Dシミュレーション(Janka et al. 03)



中心付近の Y_e の
多様性
(Y_e : 単位核子あたりの
電子数)



Y_e の低い(<0.5)物質も
「少量」放出される
(1次元では出ない)
この物質が
weak r-process
element では

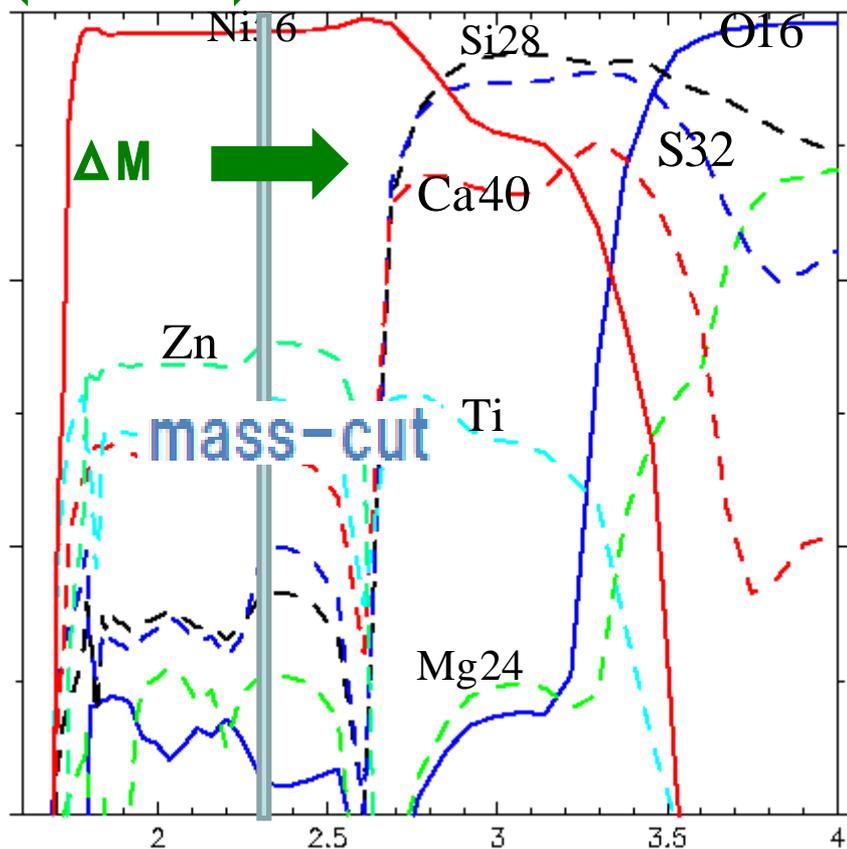
今回の計算

元々のYe ほぼ0.5

Izutani, Umeda, Tominaga, ApJ 2009



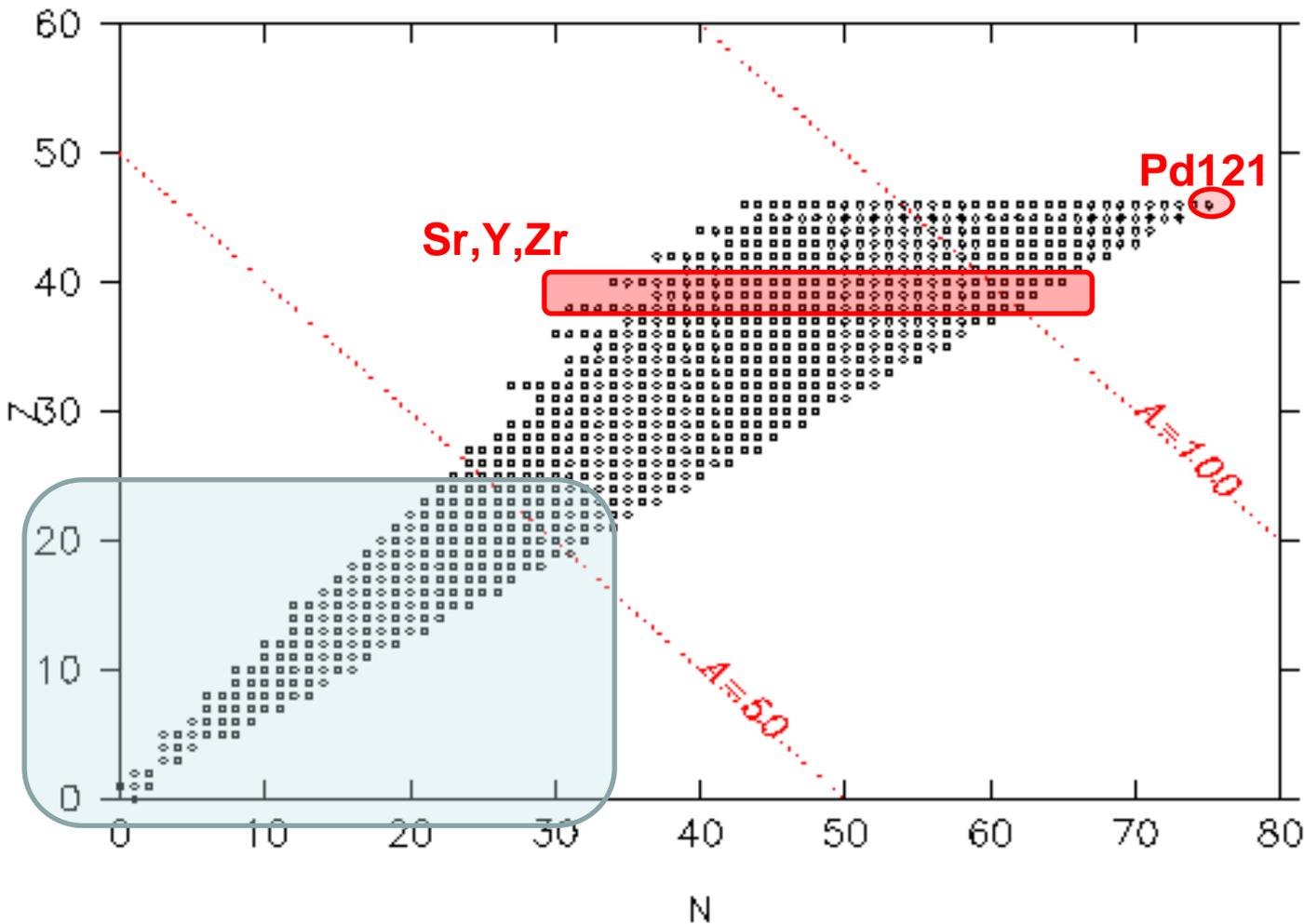
Ye = 0.40-0.50 (Ye: 単位核子あたりの電子数)



- mass-cutより内側のYeを0.40-0.50に設定して元素合成計算
- mass-cutより内側からの質量放出(ΔM)を仮定

質量 M_{\odot}	爆発エネルギー ($\times 10^{51}$ erg)	モデル名
13	1.5	1301
25	1	2501
25	20	2520

核反応ネットワーク

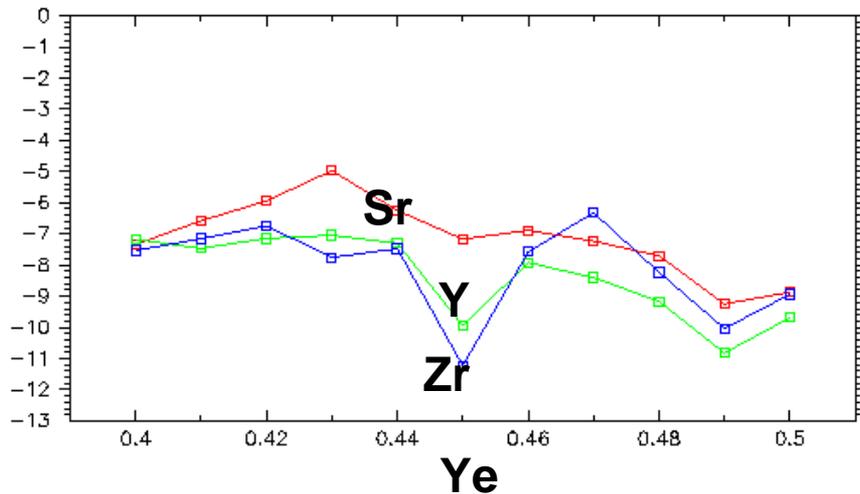


networkに
含めた
原子核

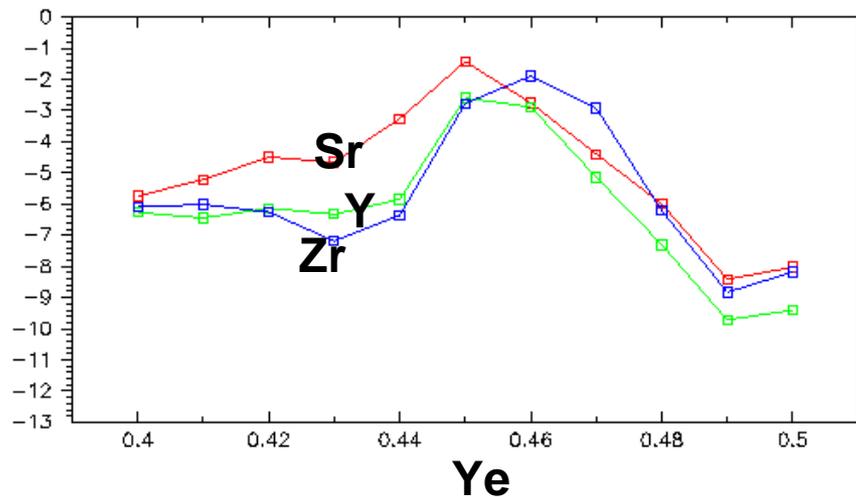
280種から
Pd121まで
の
809種に拡張

Results

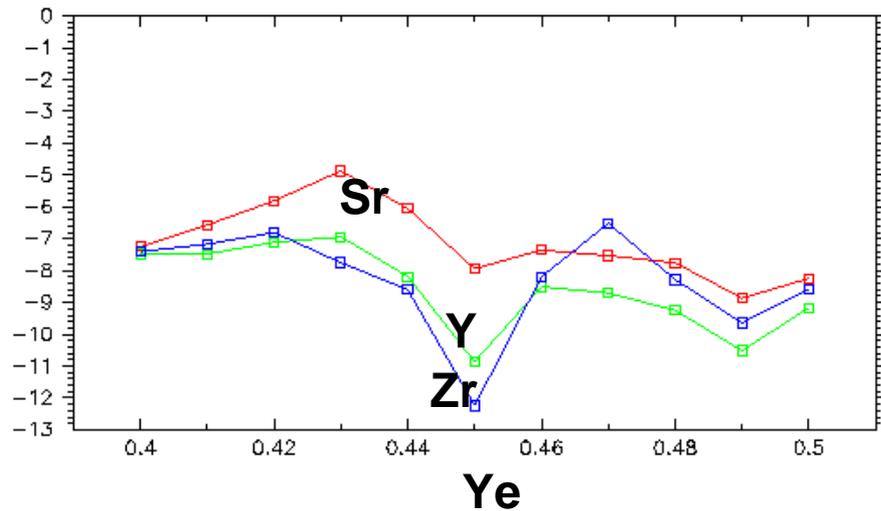
13M_⊙ E=1.5foe



25M_⊙ E=20foe



25M_⊙ E=1foe

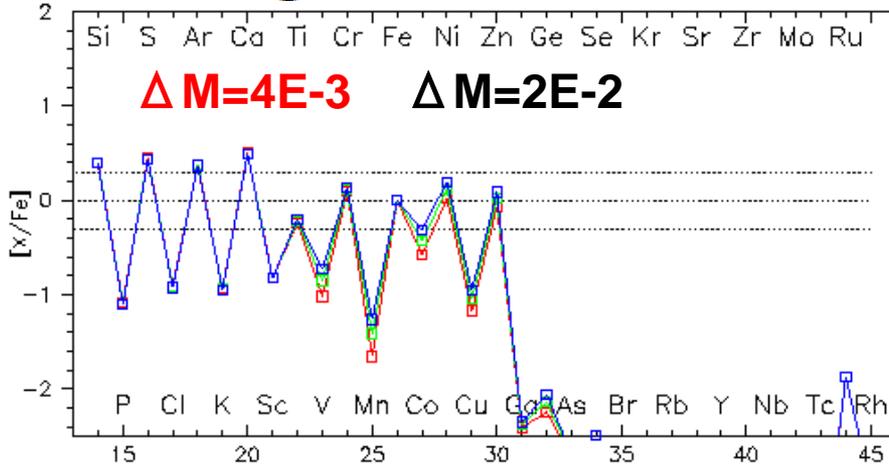


$$1\text{foe} = 10^{51}\text{erg}$$

X : mass fraction

結果

M=25M_⊙ E=1foe



model-2501

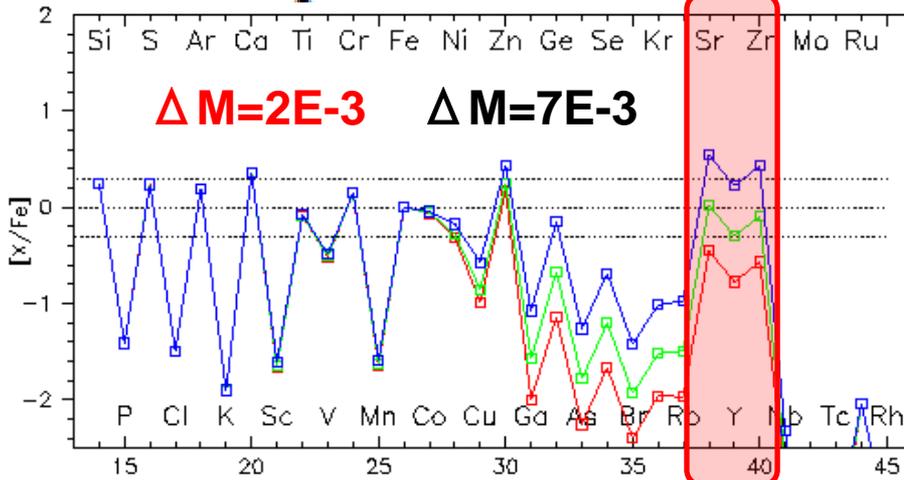
$Y_e = 0.45-0.50$ (平均)

$\Delta M = 4E-3 - 2E-2M_{\odot}$

で計算したもの

爆発エネルギーを大きくすると Sr, Y, Zr が生成された

M=25M_⊙ E=20foe



model-2520

$Y_e = 0.45-0.50$ (平均)

$\Delta M = 2E-3 - 7E-3M_{\odot}$

で計算したもの

結果

観測値と比較

この星の場合

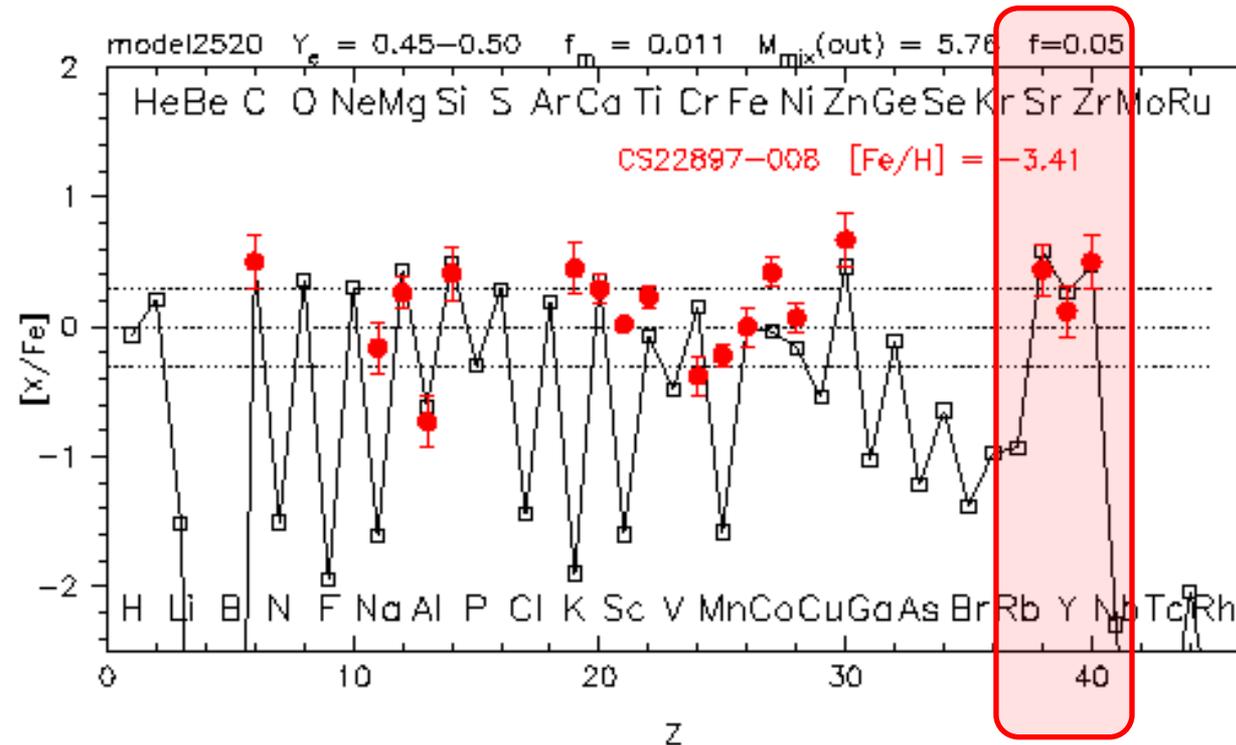
Ye=0.45-0.50

$\Delta M=6E-4M_{\odot}$

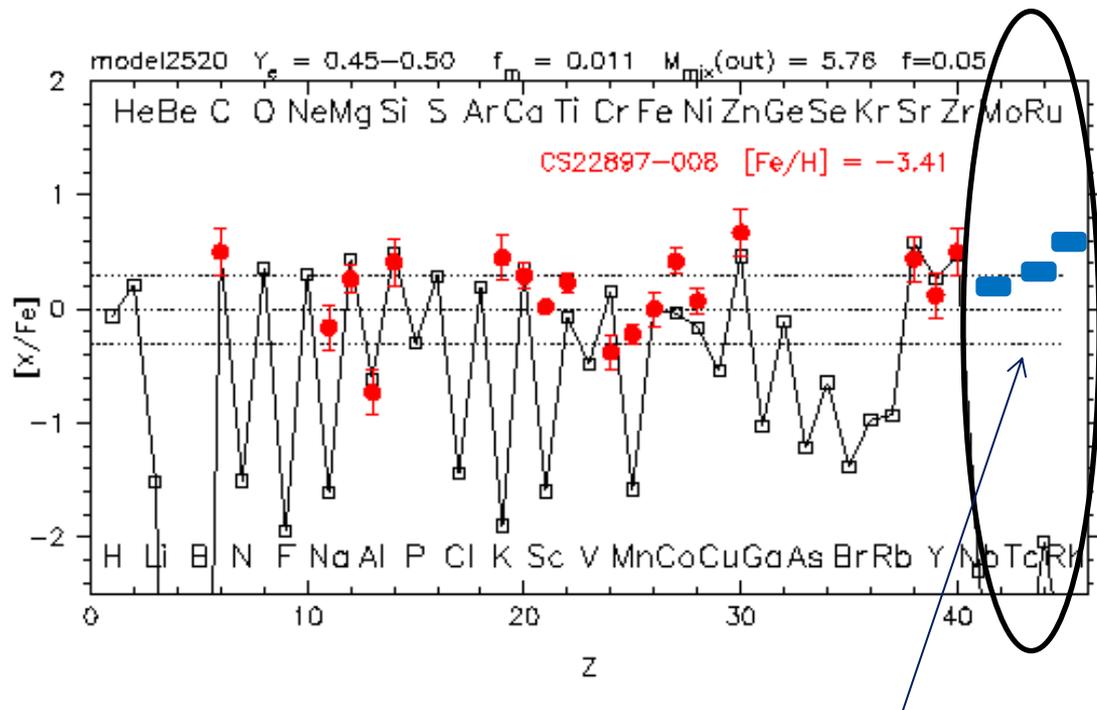
で

元々のCからZn
までの観測値の
再現に加え

**Sr, Y, Zrの観測
値も再現できた**



Honda et al. 2007の Weak-r star



**Mo, Ru, Rhの
観測値($[X/\text{Fe}] \sim 0$)を
再現できてない**

**これらの元素がどの
Weak-r star にもある
のかどうかまだ不明**

Mo, Ru, Rh ratioの観測値

HD122563 $[\text{Mo}/\text{Fe}] = -0.02$ $[\text{Ru}/\text{Fe}] = 0.07$ $[\text{Rh}/\text{Fe}] < 0.45$

HD88609 $[\text{Mo}/\text{Fe}] = 0.15$ $[\text{Ru}/\text{Fe}] = 0.37$ $[\text{Rh}/\text{Fe}] < 0.70$

(Honda et al. 2007)

Mo, Ru, Rhを作れるか : higher E models

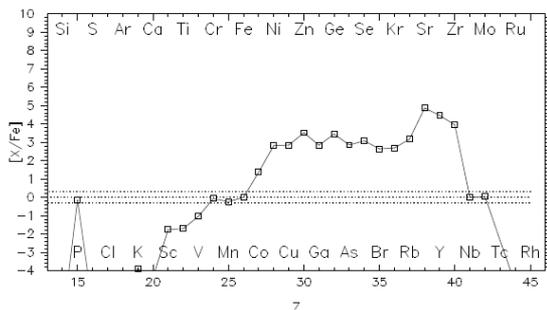
model-2520でSr, Y, Zrができた

→さらに爆発エネルギーを大きくすれば

Mo, Ru, Rhもできるかもしれない

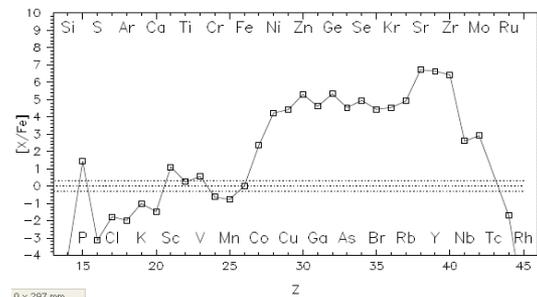
model-2520 Ye=0.45

[X/Fe]

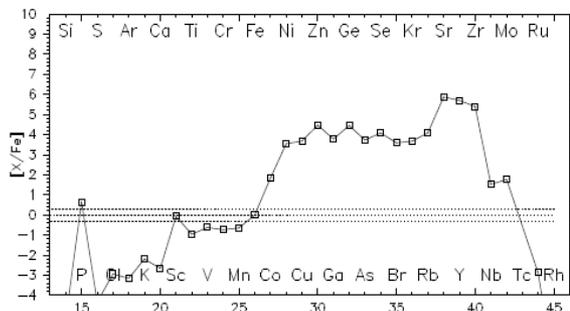


Z

model-2540 Ye=0.45

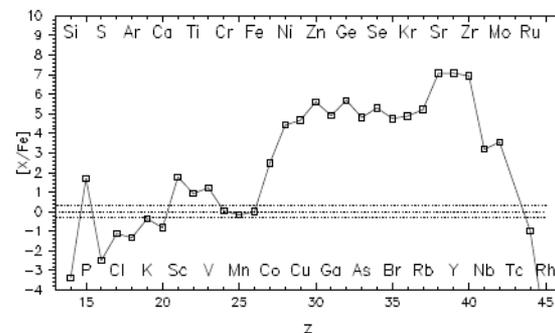


model-2530 Ye=0.45

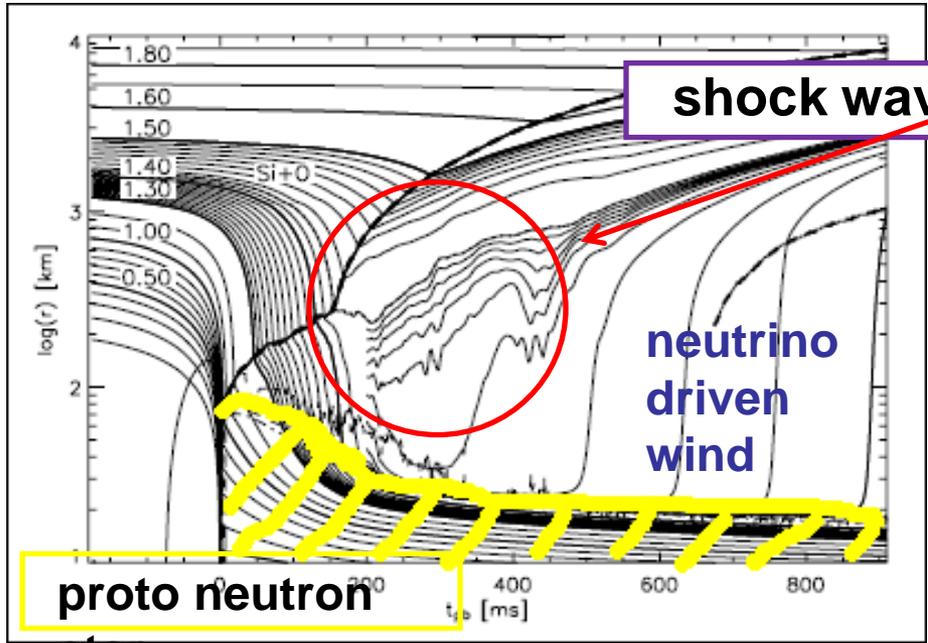


Z

model-2550 Ye=0.45



Hot bubble & Neutrino driven wind



low density
(hot bubble)

$$\begin{cases} E \propto 4 \pi / 3 R^3 a T^4 \\ s \propto T^3 / \rho \\ \rightarrow s \propto E^{3/4} / \rho \end{cases}$$

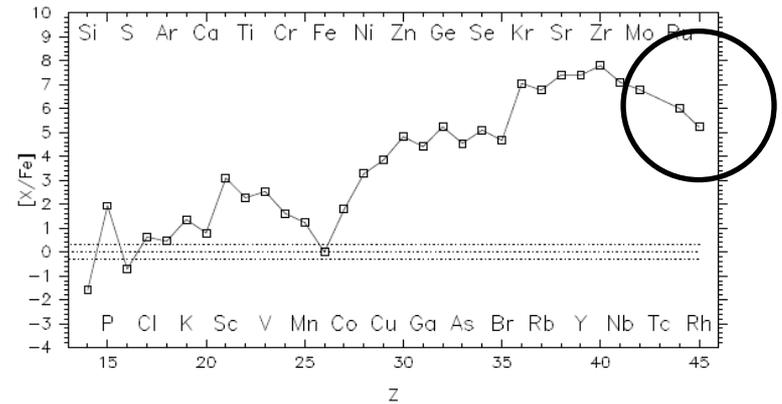
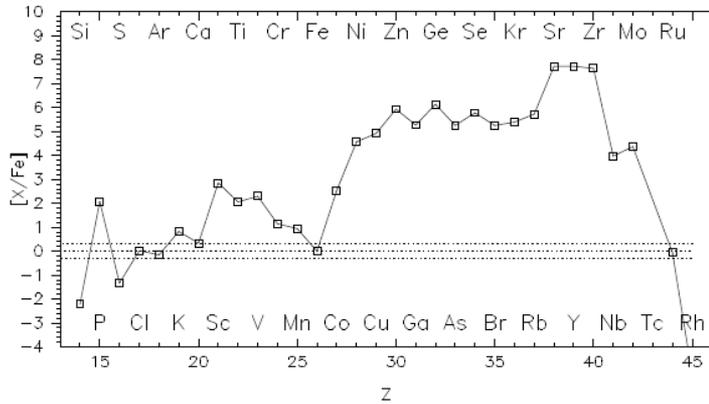
star
(Pruet et al. 05 same simulation with Janka 03's)

これまでは衝撃波通過によるエントロピーを
考えていたが、ニュートリノと物質の相互作用により、より
high entropyになる可能性もある。

→このhigh entropyな状況で合成される物質が
Mo, Ru, Rhかもしれない

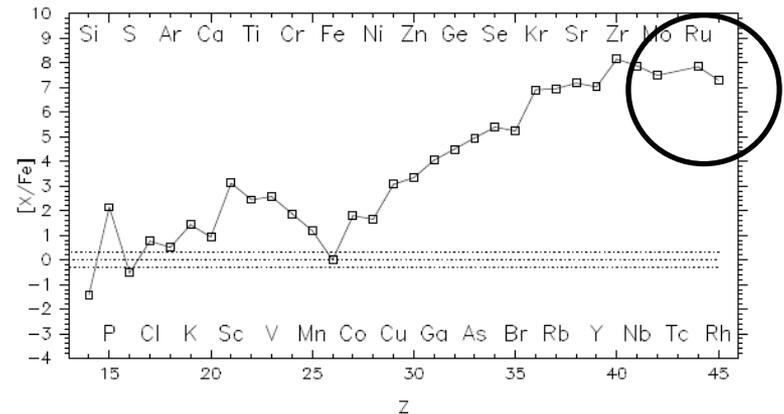
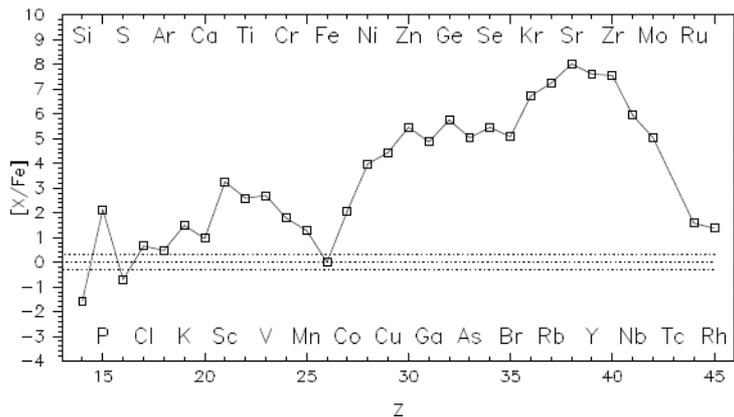
結果(low density models, mass-cutより内側)

model-2520 $Y_e=0.45$ $\rho=1/3$ model-2520 $Y_e=0.45$ $\rho=1/7$



model-2520 $Y_e=0.45$ $\rho=1/5$

model-2520 $Y_e=0.45$ $\rho=1/1$



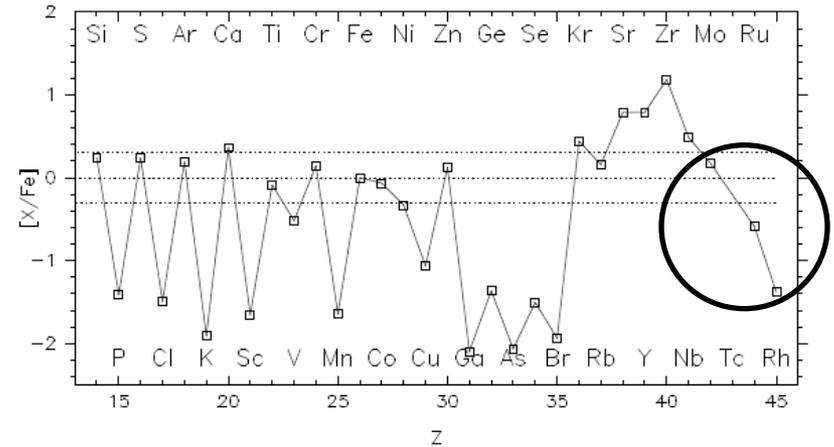
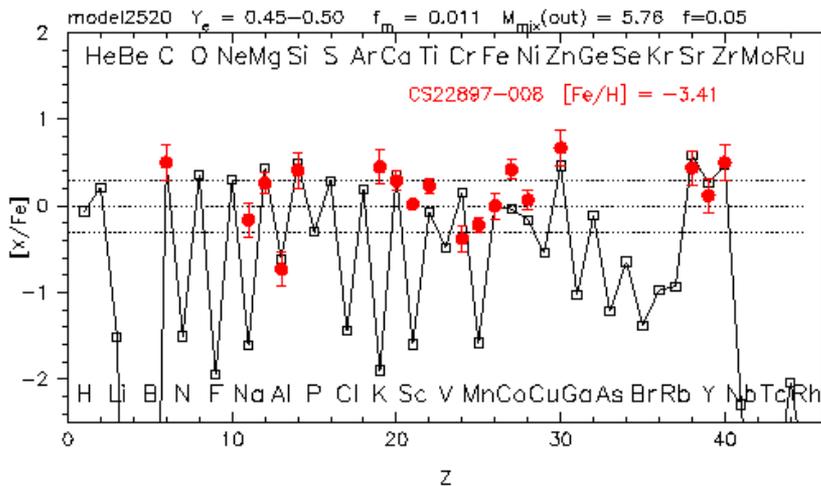
Entropy: $s \propto E^{3/4} / \rho$

- entropy が大きいほうが重元素合成が進む
- 今回のモデル s/k_b entropy per baryon
 - Supernova shock $s/k_b \sim 3$
 - Hypernova shock $s/k_b \sim 15$
 - Higher E models $s/k_b \sim 30$ (足りない)
 - Low density models $s/k_b \sim 150$
- c. f. r-process $s/k_b \sim 400$
- Hot bubble $s/k_b \sim 20 - 30$ and $Y_e \lesssim 0.52$ (2D simulation)
- Proton-rich outflow (e.g. Qian and Woosley 1996)
 - $s/k_b \sim < 80$ and $Y_e \lesssim 0.57$ --- ν p process (Pruet et al 2006 Mo92できなかつた?)

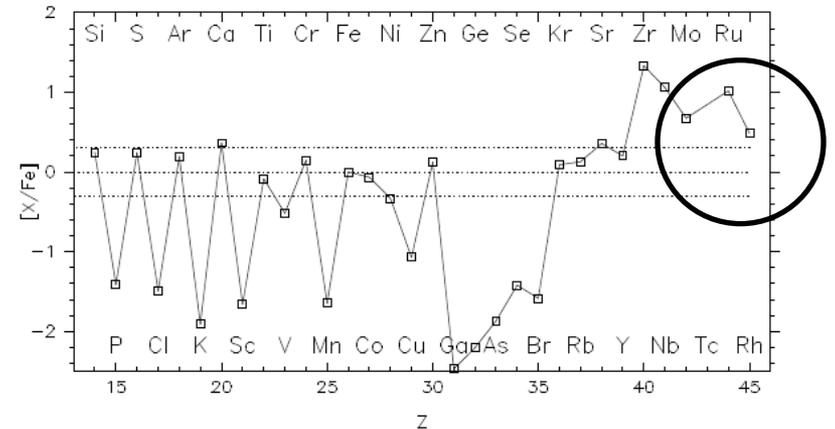
Low density models (total yield)

model-2520 $Y_e=0.45$ $\rho=1/7$ $\Delta M=6.8E-04$

model-2520 $Y_e=0.45-0.50$ $\Delta M=1.2E-02$



model-2520 $Y_e=0.45$ $\rho=1/10$ $\Delta M=6.8E-04$



まとめ

- $s/k_b \sim 15-20 + \text{low } Y_e \sim 0.45$
(Hypernova Shock or SN hot bubble)

- Sr, Y, Zr までできる

- E_{exp} 大 \rightarrow Mo, Ru, Rh できない

- Higher entropy (Low Y_e , ρ 低) \rightarrow Mo, Ru, Rh できる

- νp プロセス: High entropy + High Y_e
(Mo できない?)

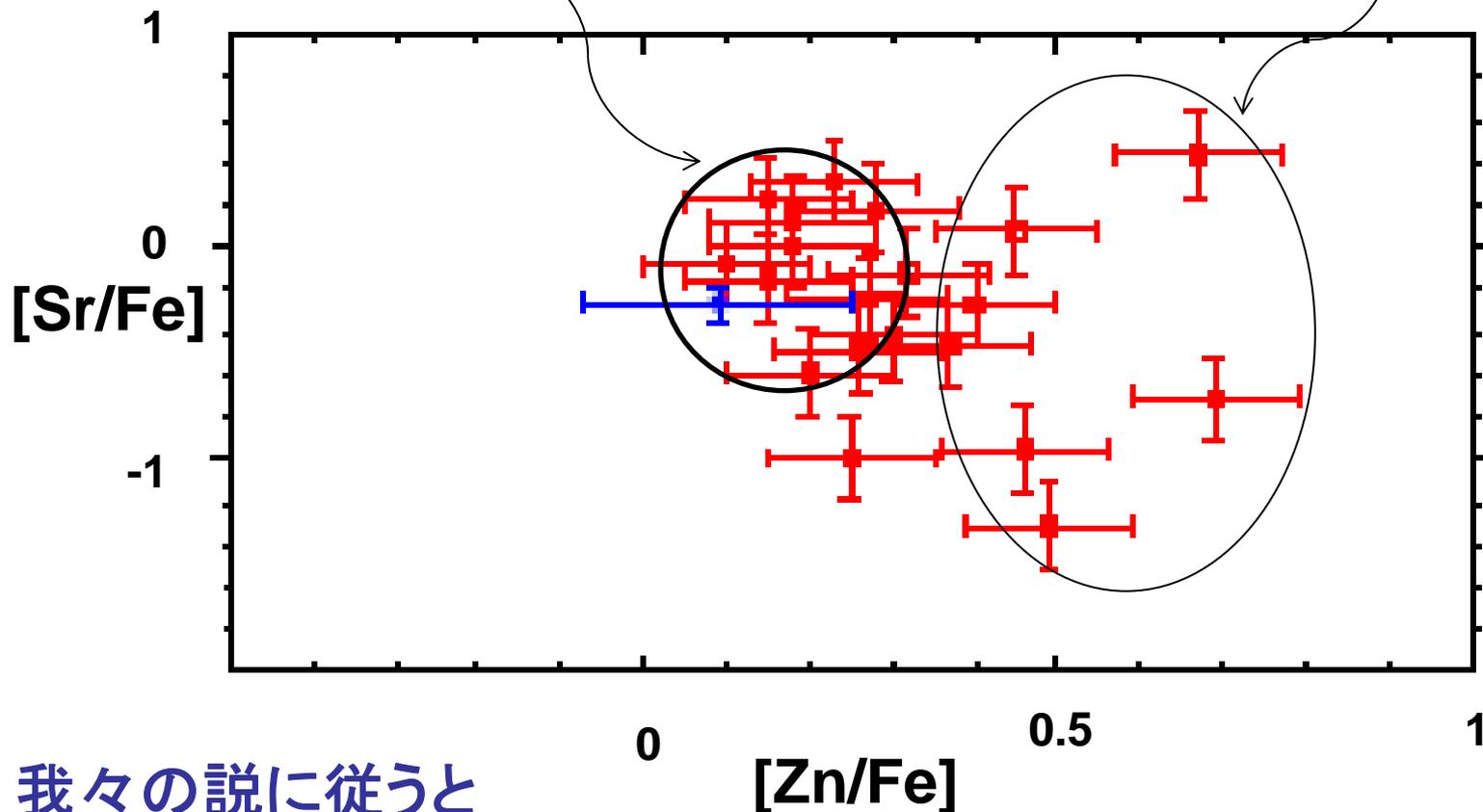
Mo, Ru, Rh の観測が必要である。

(Sr, Y, Zr のみ多く、Mo, Ru, Rh の少ない
EMPstar は存在するのか?)

考察: weak r-process starの[Sr/Fe] vs[Zn/Fe]

normal SNでもSrができています
(Hot bubble?)

Hypernova では
Sr/Feの値が
ばらついている?



我々の説に従うと

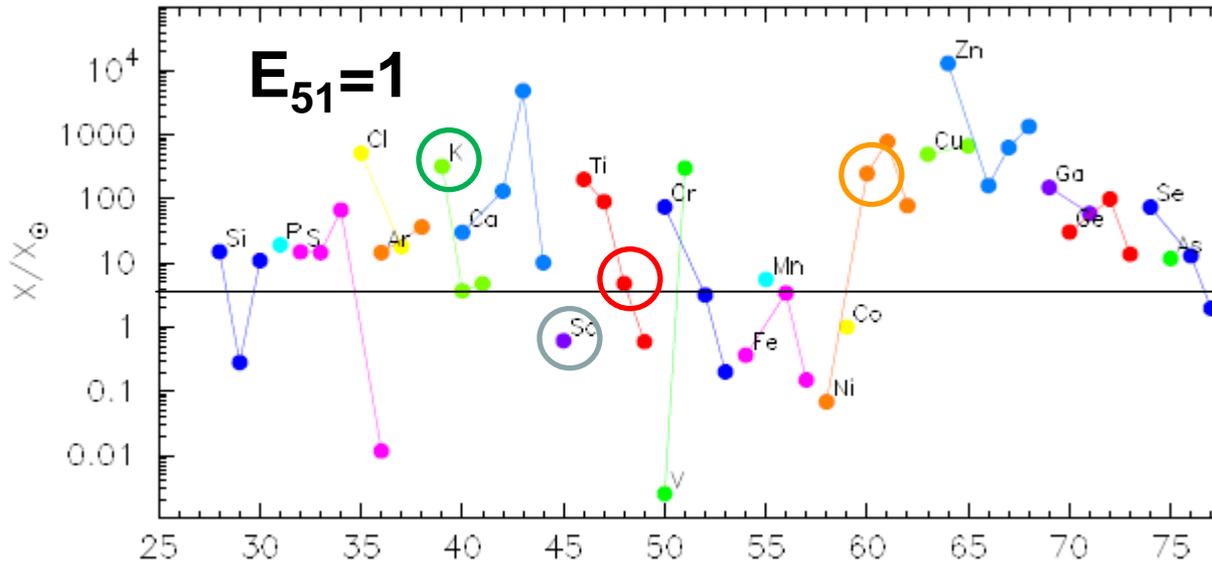
E_{exp} 小 \longrightarrow E_{exp} 大

今後

- Znより重い元素も含めて統一的に観測と比較する（観測点も増えつつある
(with 吉田、岩本: weak-r, r-, p-, ν p-processes
 - Realistic な爆発モデルがより重要となる
 - Hot bubble, ニュートリノ駆動風モデル
(Sumiyoshi, Yamada, Suzuki group との連携)
- 多次元効果
 - 多次元磁気流体シミュレーション
 - 親星の自転効果（コードの開発 with 吉田、岩本）

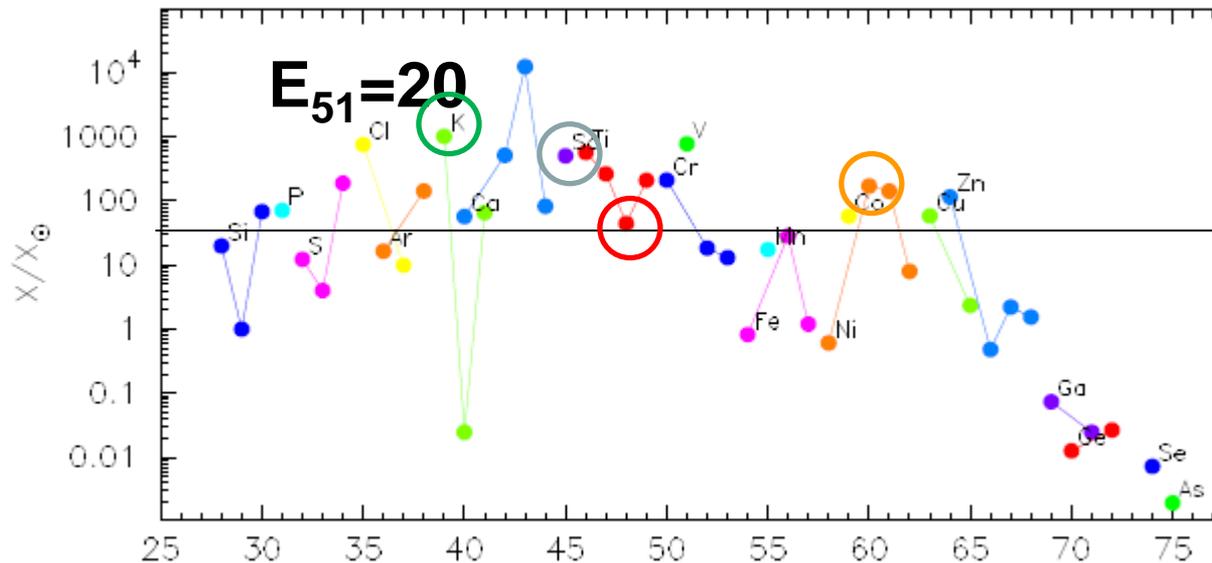
N. Iwamoto et al. 2005, 2007

$Y_e = 0.58$ --- Y_e in the Si burning region



Zn/Ni > 1 is not bad
Co not produced

Sc under produced
K is produced -- good



Good for
K, Sc, Ti production
V produced

この計算は νp プロセスなし
現在 νp 入りのコードは完成
しておりテスト中

Mass Number, A

ν pプロセスは重要なのか、そうでもないのか？

- Proton-rich matter の放出は重要
 - K, Sc などのOdd-Z元素の不足を埋める
 - 通常のHot bubble程度のentropyではZnより重い元素はあまりできない。
 - High entropy の場合は ν p(high Y_e), Low Y_e ともに weak r-元素 (Sr, Y, Zr) を作れる。
 - が、isotope ratio が異なる: 将来の観測に期待

Mass Ratio	Sr88	Sr87	Sr86	Sr84
Solar	1	0.08	0.09	0.006
ν p($Y_e=0.55$)	1	15	76	960
Low $Y_e(>0.45)$	1	7e-4	2e-5	8e-5

← Preliminary

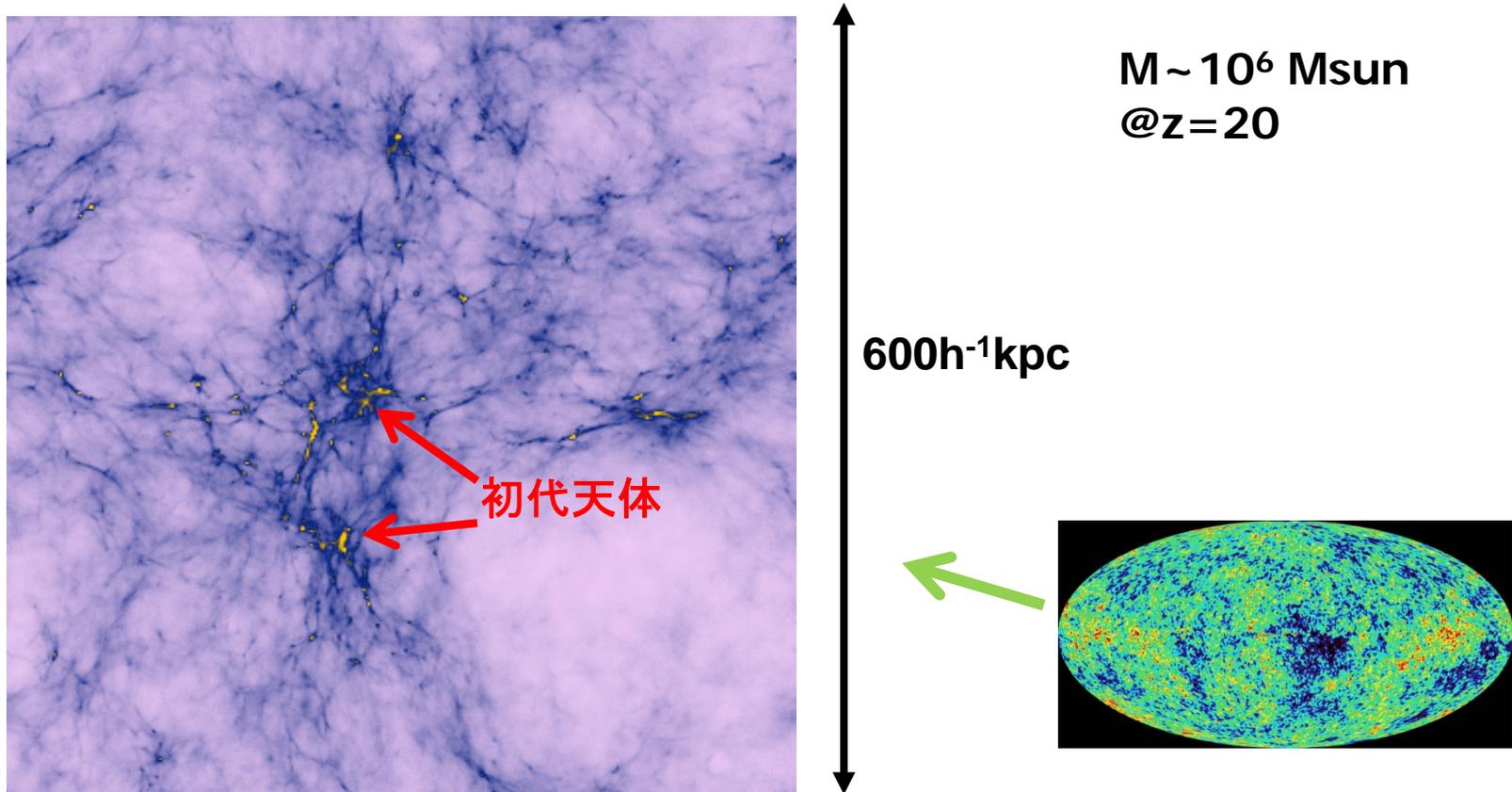
PopIII星とは何か？

(with Ohkubo, Nomoto, 他)

- どの程度大質量？
- PopIII.1 と PopIII.2

初代天体の形成までシミュレーション

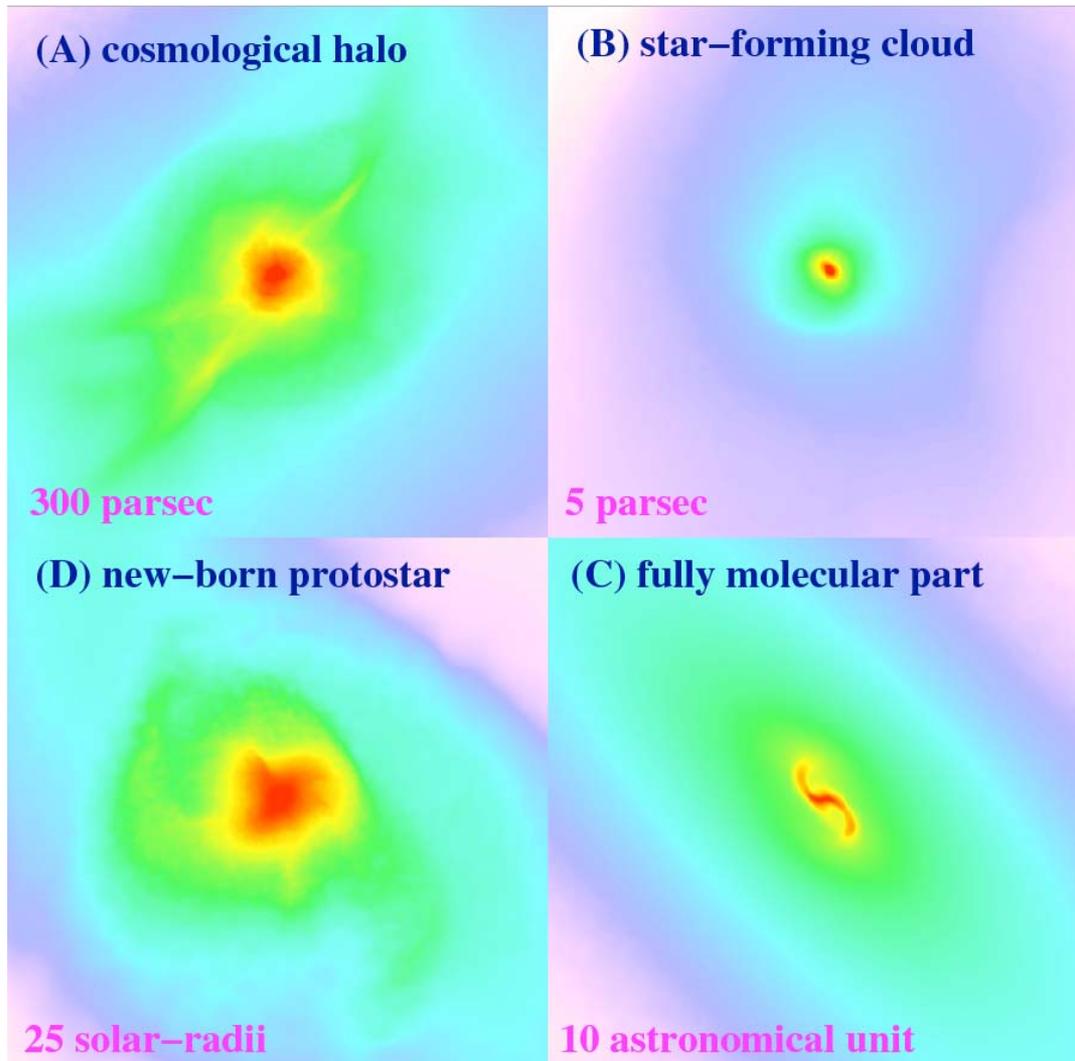
標準宇宙モデル： 暗黒エネルギー、暗黒物質入り



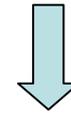
Yoshida, Abel, Hernquist & Sugiyama (2003)

3次元宇宙論的星形成シミュレーション

(Yoshida et al. 2006, 2007, 2008)



$z \sim 20$ で $10^6 M_{\odot}$ くらいの DM halo



ビリアル温度 1000K くらいで不安定ガス雲が収縮

(化学反応を伴う)



中心部に $0.01 M_{\odot}$ くらいの原始星コア

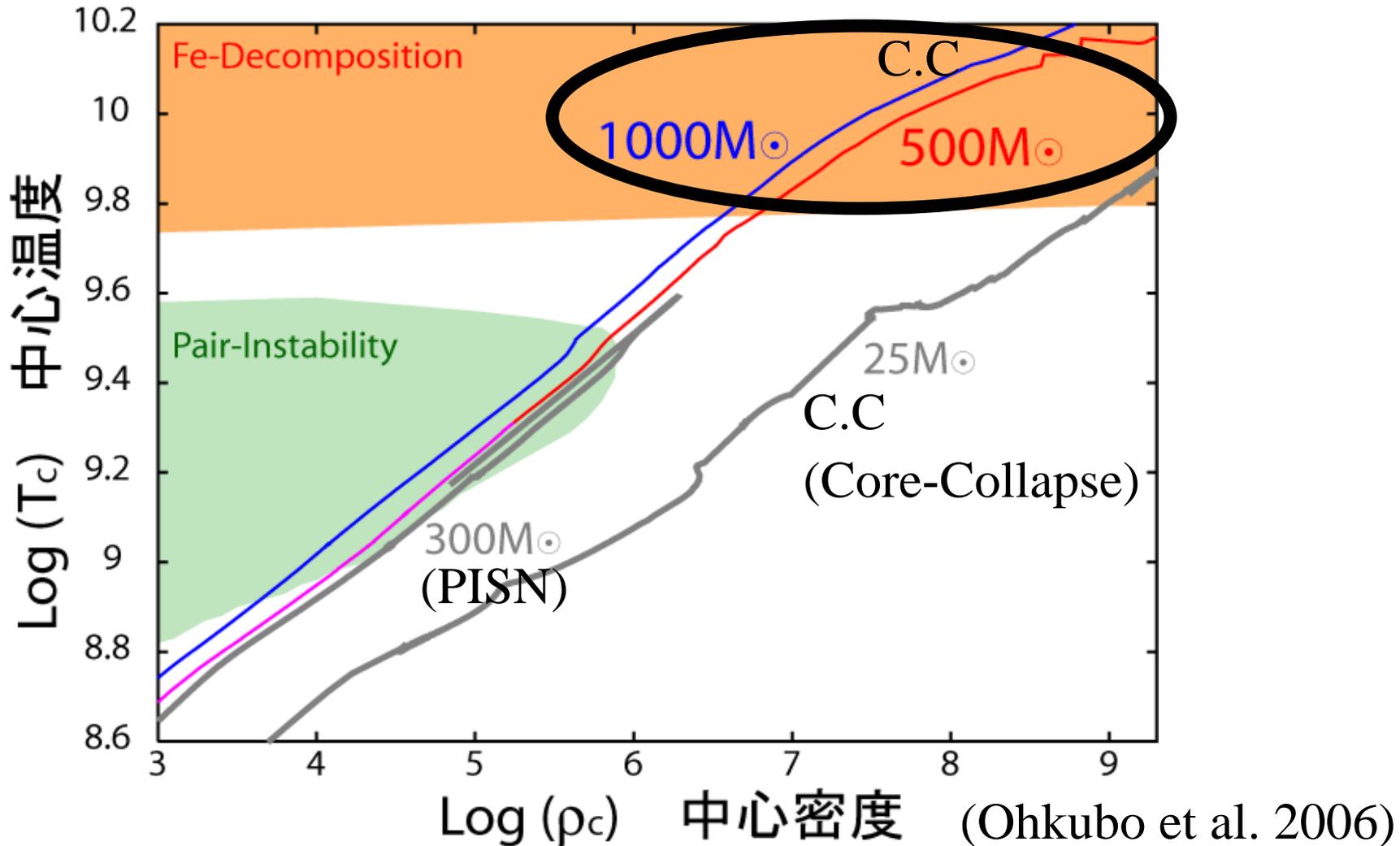


外から継続的に質量降着



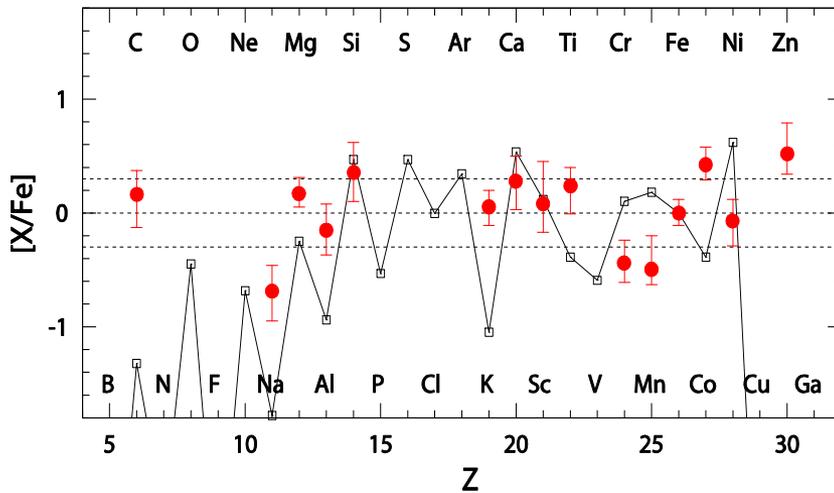
中心温度上昇、主系列に達するころには $100 M_{\odot}$ くらいに

進化の軌跡(質量一定)

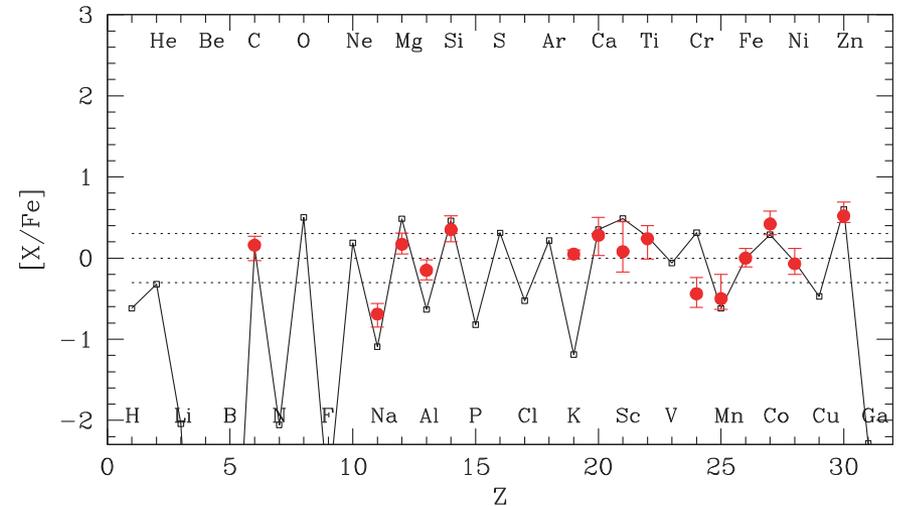


爆発・元素合成との関連

PISN v.s. 銀河ハロー—金属欠乏星
(Umeda & Nomoto 02, 270M_☉)



Hypernova v.s. 銀河ハロー—金属欠乏星
(Umeda & Nomoto 2005;
Tominaga, Umeda, Nomoto 2008)



PISNから得られる重元素比は銀河ハローの化学組成や、銀河団ガスの化学組成と全く一致しない・・・**PISNはPop IIIとして寄与していないはず**

通常の大質量星の超新星爆発のモデルでは、元素組成を説明可能

PISNを作らない2つの方法

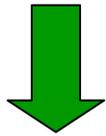
- 重くする ($M > 300M_{\odot}$ 。爆発せずブラックホールへ)
- 軽くする ($M < 140M_{\odot}$ 。重力崩壊型超新星)

巨大質量星形成のシナリオ

Metal-free stars were ...

Cloud(もともと M_J が大きい)

金属のない状況下では放射圧が小さい



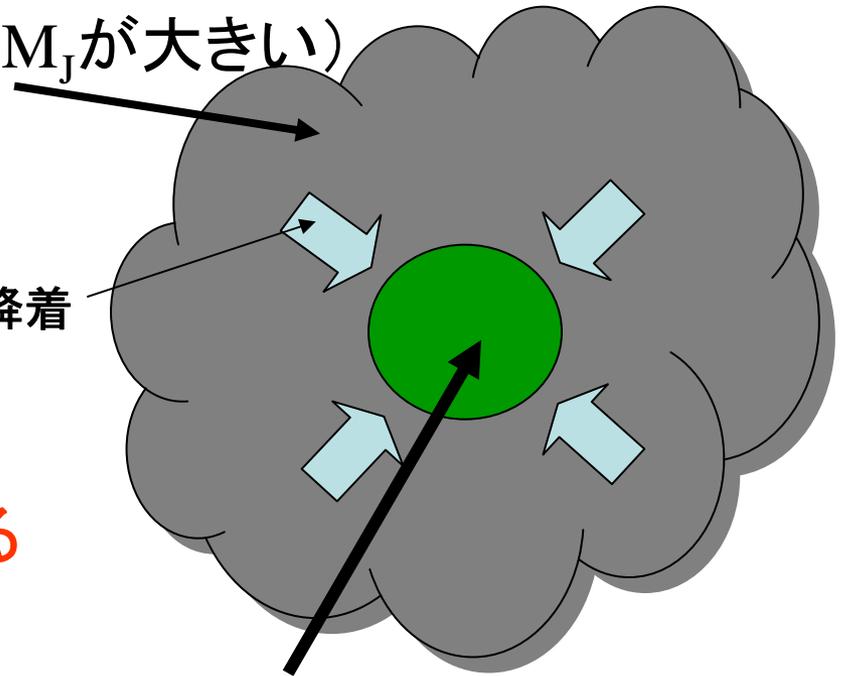
原始星のコアが大きく成長できる

[Omukai & Palla 2003

Tan & McKee 2004]

質量降着

proto star core



very-massive (over 100 or even $300M_{\odot}$) ?

質量降着による質量増加

質量降着率

$$\sim 1 - 4 \times 10^{-3} M_{\odot} / \text{yr}$$

×

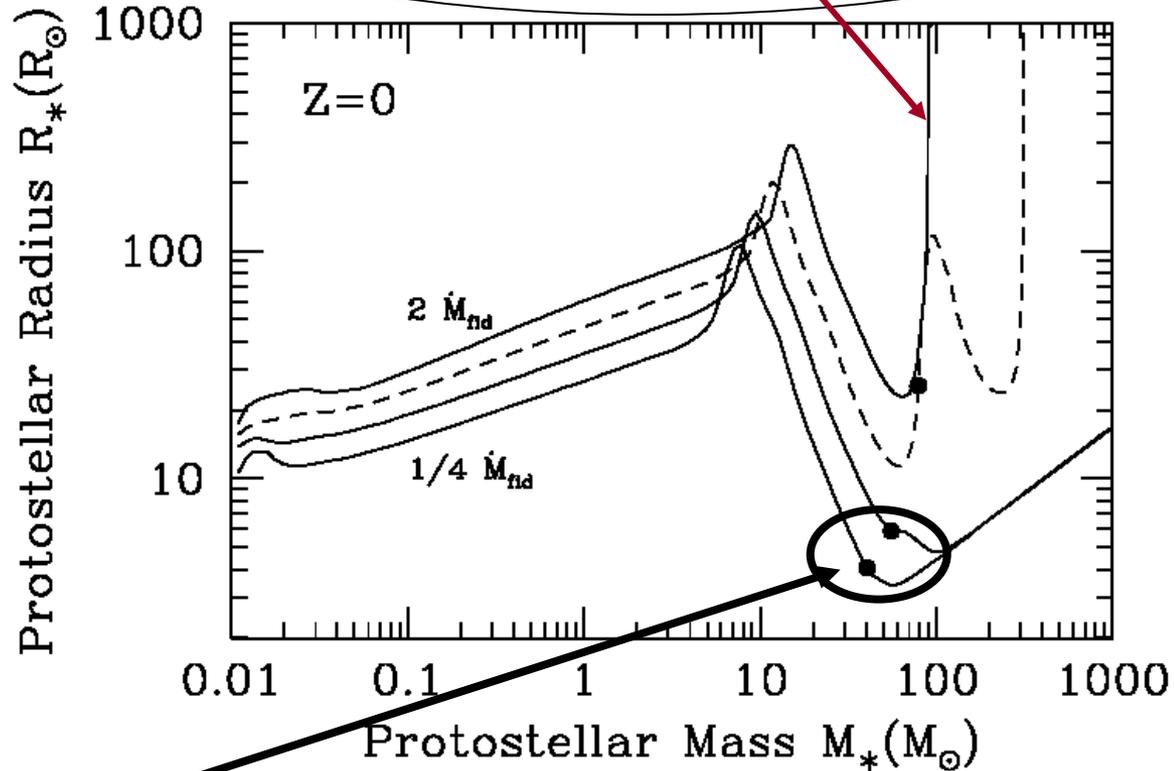
$$1 \times 10^6 \text{ yr}$$

$$\sim \text{several} \times 100 M_{\odot}$$

その後の進化？

PISN or Core Collapse

$dM/dt > 4 \times 10^{-3} M_{\odot} / \text{yr}$ だと
 $L > L_{\text{edd}}$ となって降着が止まる



CNOサイクルが回り出す

進化計算

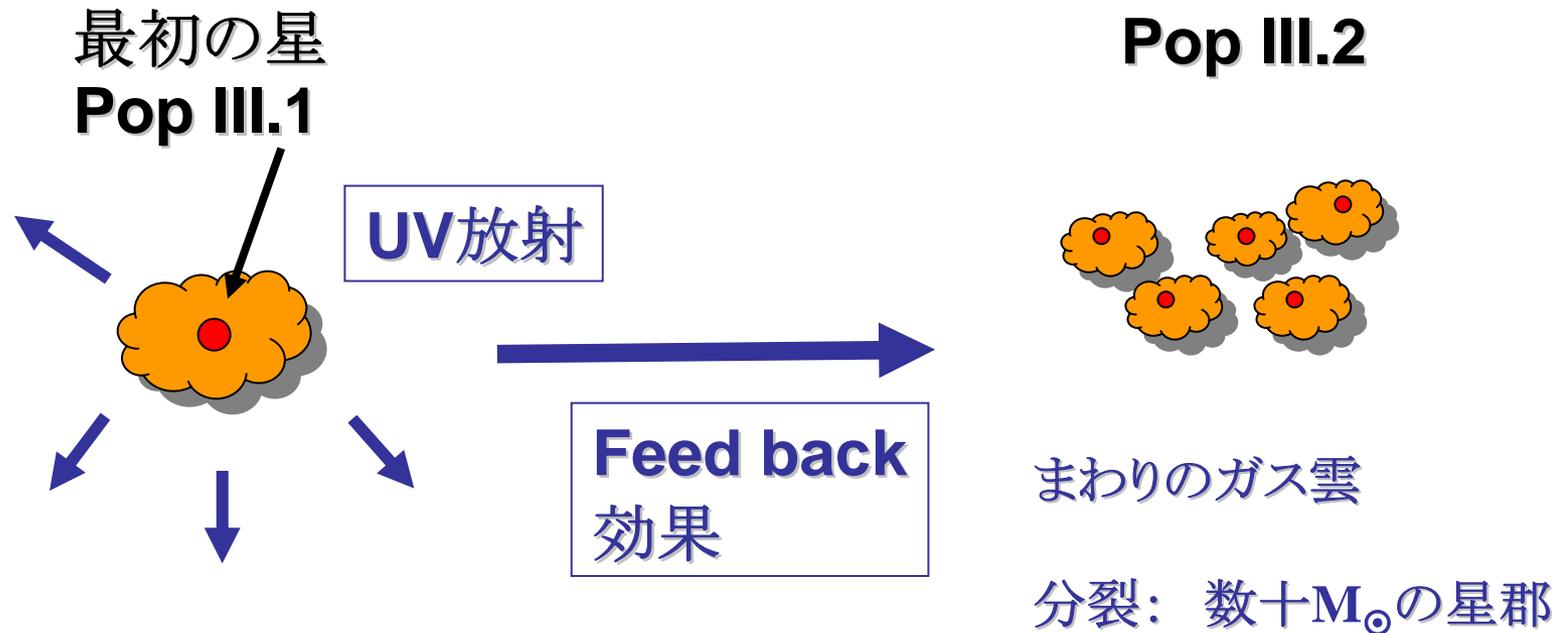
- 初期質量 $1.5M_{\odot}$ から質量降着をさせて進化を追う
(主系列前から進化の最終段階—core collapse or PISN--まで)
- 質量降着率は4つ

- (1) dM/dt by cosmological simulation (Pop III.1, Yoshida et al. 2006)
- (2) dM/dt affected by feedback (McKee & Tan 2008)
- (3) dM/dt affected by Pop III.1 stars (Pop III.2, Yoshida et al. 2007)

(4) Constant dM/dt (1×10^{-5} --- $1 \times 10^{-4} M_{\odot}/\text{yr}$
Omukai & Palla 2003より1-2桁小さいモデル)

Non accreting modelsの計算結果と比較

PopIII.1 と III.2



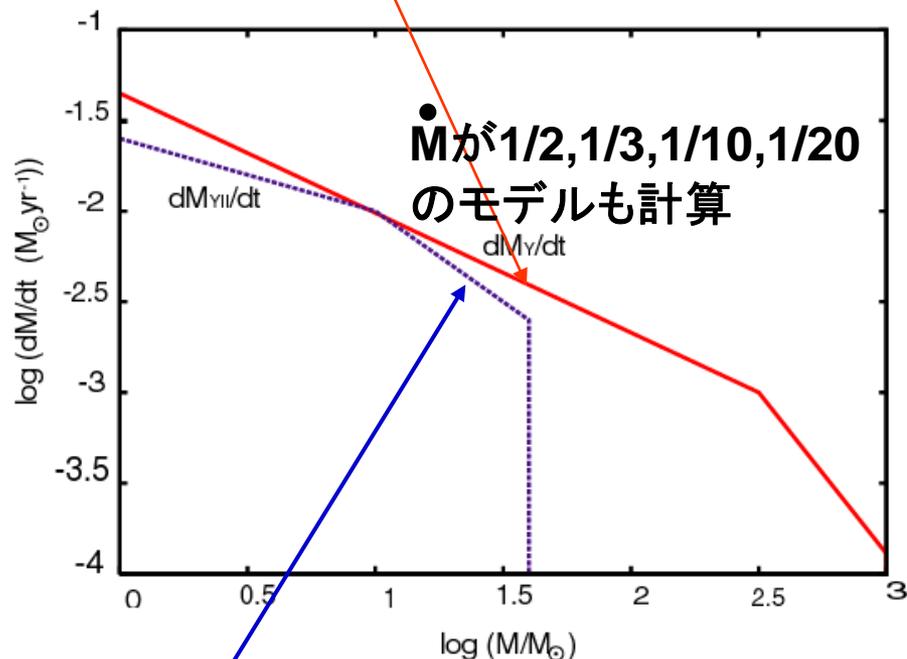
■PopIII.1星からのUV放射の影響

- HD分子の生成とそれによる雲の冷却
- 雲の分裂

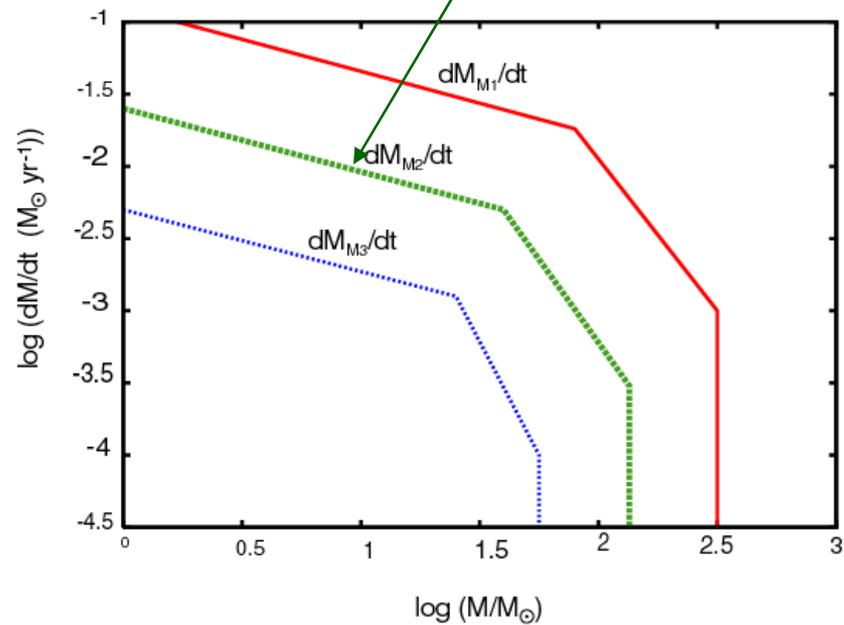
Mass Accretion を伴う星の進化計算モデル (Accretion Rates dM/dt)

1. Yoshida et al. (2006)

Pop III.1 with No Feedback

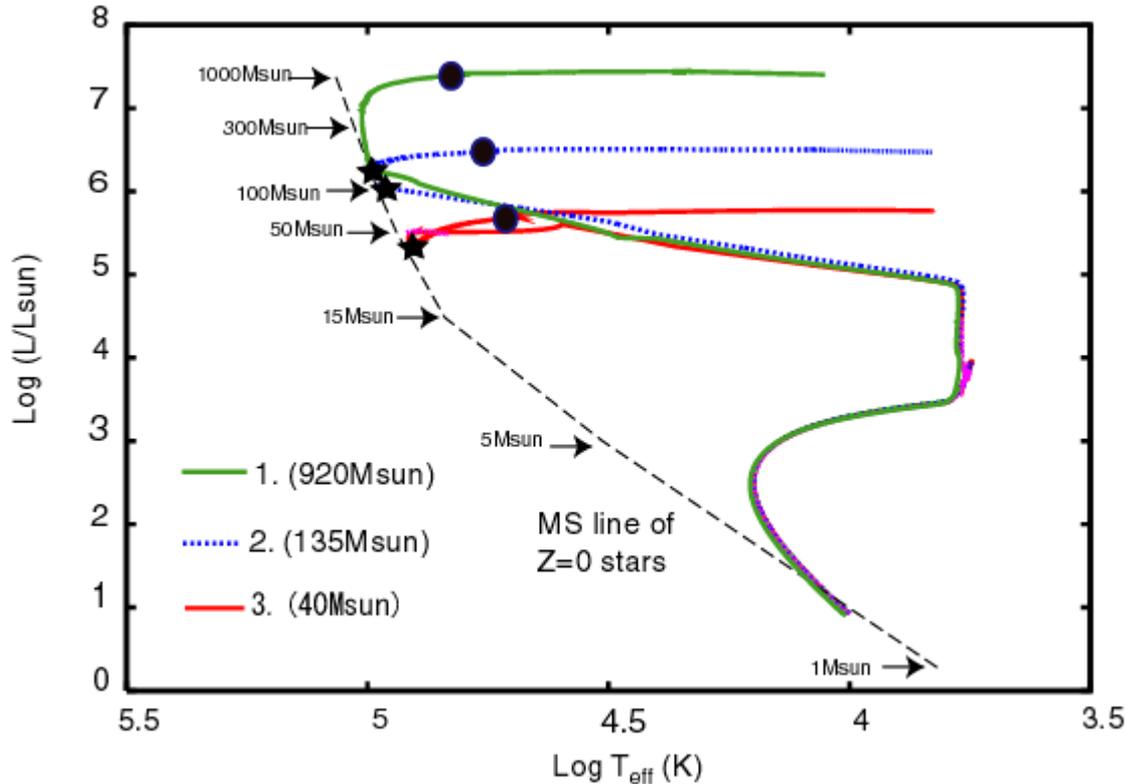


2. McKee & Tan (2008) with Feedback



3. dM/dt by Yoshida et al. (2007) Pop III.2

H-R図上の進化

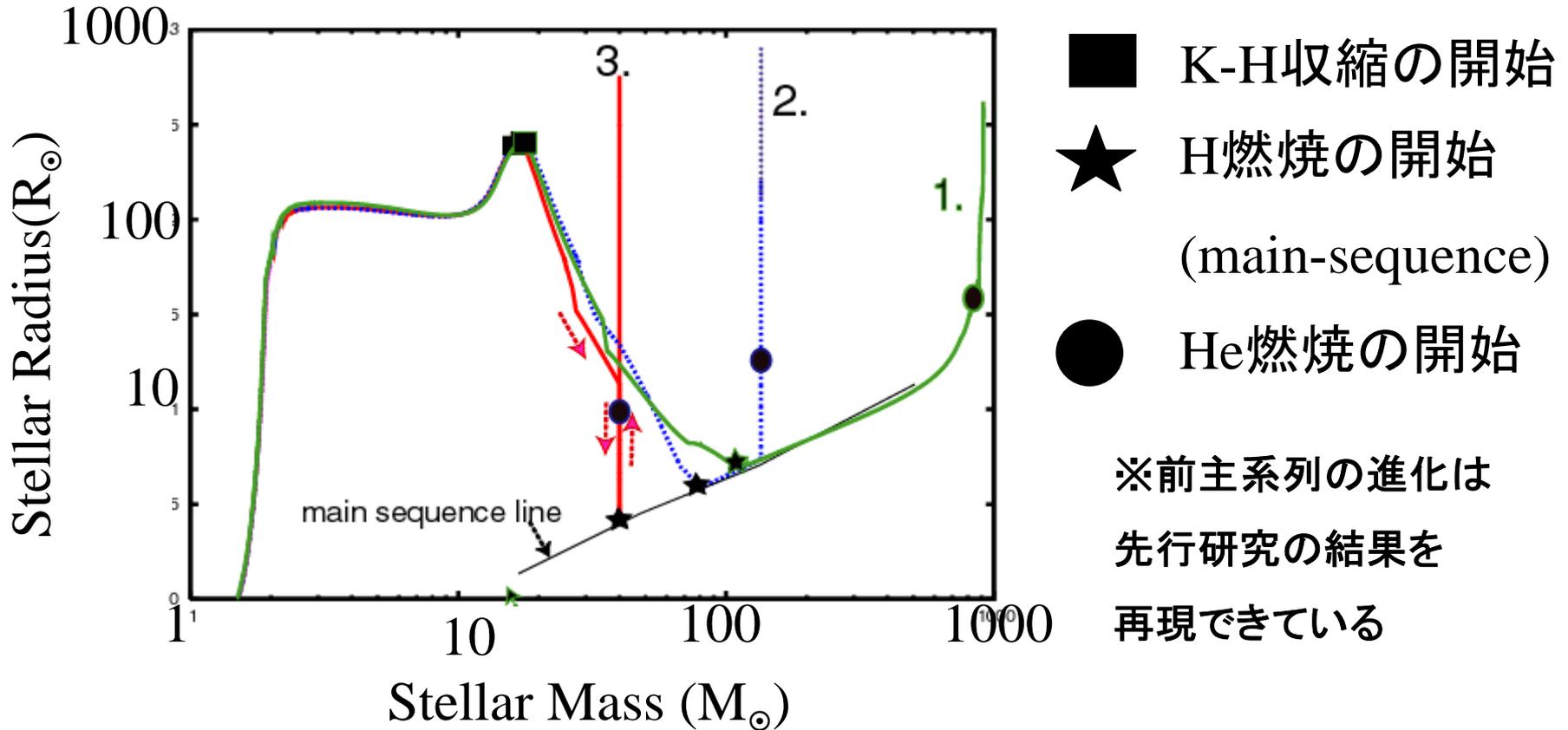


★ H燃烧の開始
(main-sequence)

● He燃烧の開始

質量増加に伴って光度が大きく増加
進化につれて表面温度が低下

M(質量) v.s. R(半径)



Model 1. (Pop III.1) ...進化の間質量が増える

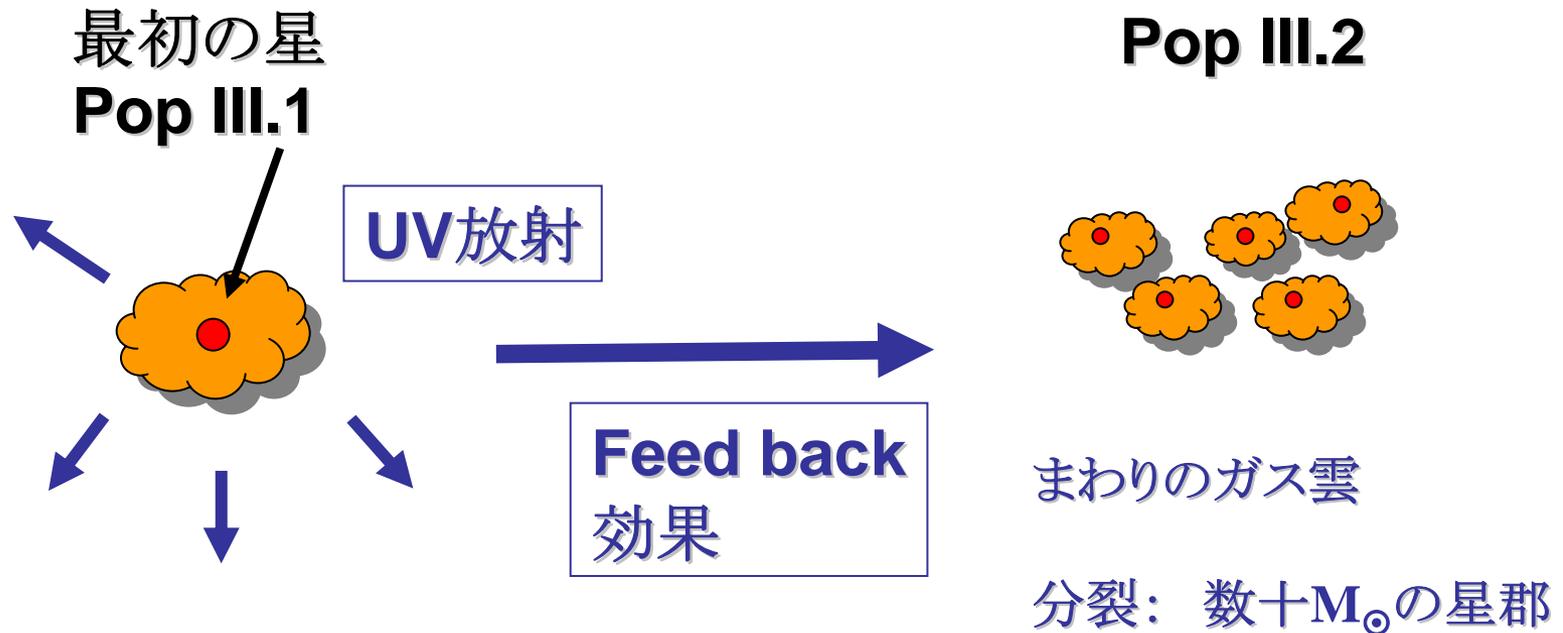
Model 2.(feedback), 3.(Pop III.2) ...H燃焼前または途中で
質量増加ストップ

Results

1.5Msunから増やす

	<u>寿命 (yr)</u>	<u>最終質量(M_☉)</u>
<u>1.</u> Accretion Rate by Yoshida et al. (2006)		Pop III.1
1.	2.2×10^6	910(C-C)
1.' (1/10のdM/dt)	2.9×10^6	385(C-C)
<u>2.</u> Accretion Rate by McKee et al. (2008)		Pop III with Feedback
2.	3.1×10^6	135(C-C) ± ???
<u>3.</u> Accretion Rate by Yoshida et al. (2006)		Pop III.2
3.	5.5×10^6	40(C-C)

Pop III.1 と III.2



$M > 300M_{\odot}$

どちらもPISNにならない(可能性)

星の自転と進化

- 自転の効果
 - 1. 重力ポテンシャル: 球 \Rightarrow 回転楕円体
 - 2. 自転効果による物質混合
(元素合成、組成の変化)
 - 3. 質量放出率の増加
 - その他、磁場の生成や角運動量輸送
- 超新星爆発には、
 - 中心核の自転速度
 - 中心部の磁場の強さ

星の進化計算（1次元球対称）

Full set of equations

$$\frac{\partial r}{\partial m} = \frac{1}{4\pi r^2 \rho} \quad ,$$

$$\frac{\partial P}{\partial m} = -\frac{Gm}{4\pi r^4} - \frac{1}{4\pi r^2} \frac{\partial^2 r}{\partial t^2} \quad , \text{ (加速項入り)}$$

$$\frac{\partial L}{\partial m} = \varepsilon_n - \varepsilon_\nu - c_P \frac{\partial T}{\partial t} + \frac{\delta}{\rho} \frac{\partial P}{\partial t}$$

$$\frac{\partial T}{\partial m} = -\frac{GmT}{4\pi r^4 P} \nabla \quad , \quad \left(\nabla = \nabla_{rad} = \frac{3 \kappa LP}{16 \pi acT} \nabla \quad , \quad \nabla = \nabla_{convec} \right)$$

$$\frac{\partial X_i}{\partial t} = \frac{m_i}{\rho} \left(\sum_j r_{ji} - \sum_k r_{ik} \right)$$

- 通常Henyey法という方法で計算
 - 非線形の境界値問題
 - 解の推測値と真の解との差 $\delta \mathbf{y}$ に対する線形化した方程式を作り、解く
 - これを繰り返し $\delta \mathbf{y}$ が十分小さくなるまでiteration

星の進化計算（回転星も1次元的計算）

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

$$\frac{\partial P}{\partial m} = -\frac{Gm}{4\pi r^4} - \frac{1}{4\pi r^2} \frac{\partial^2 r}{\partial t^2} + \text{遠心力項}$$

$$\frac{\partial l}{\partial r k} = \epsilon_n - \epsilon_\nu - c_P \frac{\partial T}{\partial t} + \frac{\delta}{\rho} \frac{\partial P}{\partial t}$$

$$\frac{\partial T}{\partial m} = -\frac{GmT}{4\pi r^4 P} \nabla , \quad \left(\nabla = \nabla_{rad} = \frac{3 \kappa LP}{16 \pi acT} , \nabla = \nabla_{convec} \right)$$

$$\frac{\partial X_i}{\partial t} = \frac{m_i}{\rho} \left(\sum_j r_{ji} - \sum_k r_{ik} \right)$$

r --> a(r, θ) : 等“ポテンシャル”

いくつかの物理量を等ポテンシャル面での平均値と置き換える。

化学組成は等ポテンシャル面で 一様である、と仮定。

自転効果の重要性？

- 星の進化理論、今昔、
 - 星進化理論は終わっていると思っている人が多いが、、
 - 対流、質量放出率の不定性の問題は解決していない
- 対流オーバーシュートिंगの有無
 - OPALオパシティ(~1996)以前: 強めのオーバーシュートिंग
 - 以降: それほどいらない
 - 自転効果による物質混合 > オーバーシュートिंग的效果？
- 青い星と赤い星の数の比(B/L比)
 - オーバーシュートングによる解決案(再び、
 - 自転Mass Lossによる説明
- 星の進化理論の問題はほぼ全て自転効果で説明できる
(と思っている人もいる)

大質量星：回転とB/R比

Maeder & Meynet, (2001) A&A 373, 555

- 青色超巨星と赤色超巨星の数の比 (B/R比) は低金属になると急減する (観測)
- 対流のモデルを変えるとB/R比は変わるが、金属量の依存性は説明できていない
- 回転星の核の進化はより重い星と似るため、He燃焼時にBlueでいる時間が減少する
- 金属が多いとMass Lossが多く角運動量を多く失う(低速回転)

M_{ini}	B/R	B/R
	$v_{ini} = 0$	$v_{ini} = 300$
25	63	0.30
20	47	0.43
15	5.0	0.24
12	20.6	85
9	2.7	0.10

Z=0.004 観測値 0.5~0.8 (SMC)

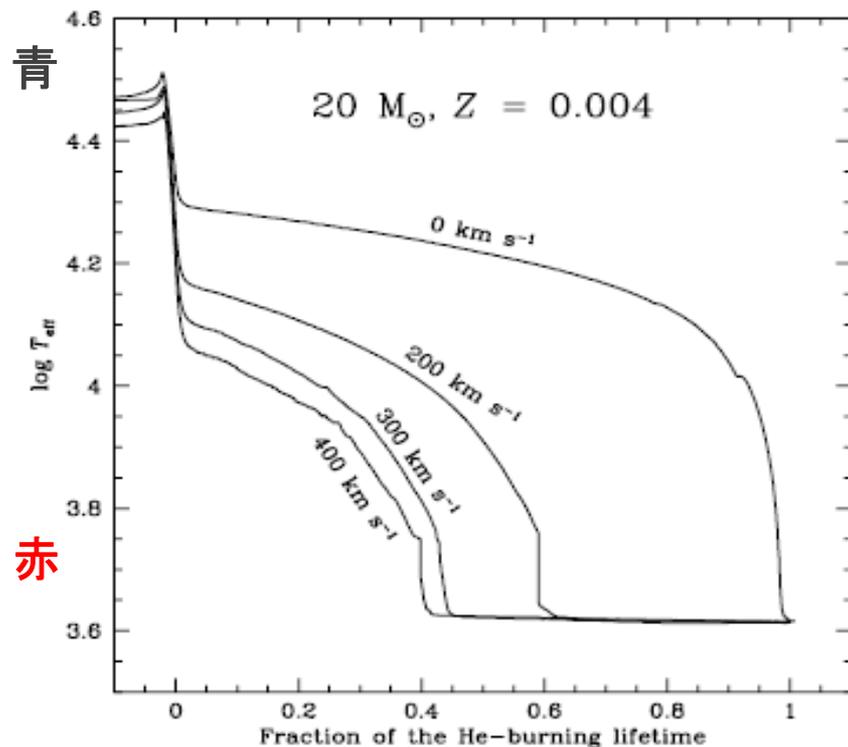


Fig. 9. Evolution of the T_{eff} as a function of the fraction of the lifetime spent in the He-burning phase for $20 M_{\odot}$ stars with different initial velocities.

もっともらしい説明ではあるが、どの程度正しいのか、他の解はないのか、まだ不明

大質量星のMass Loss

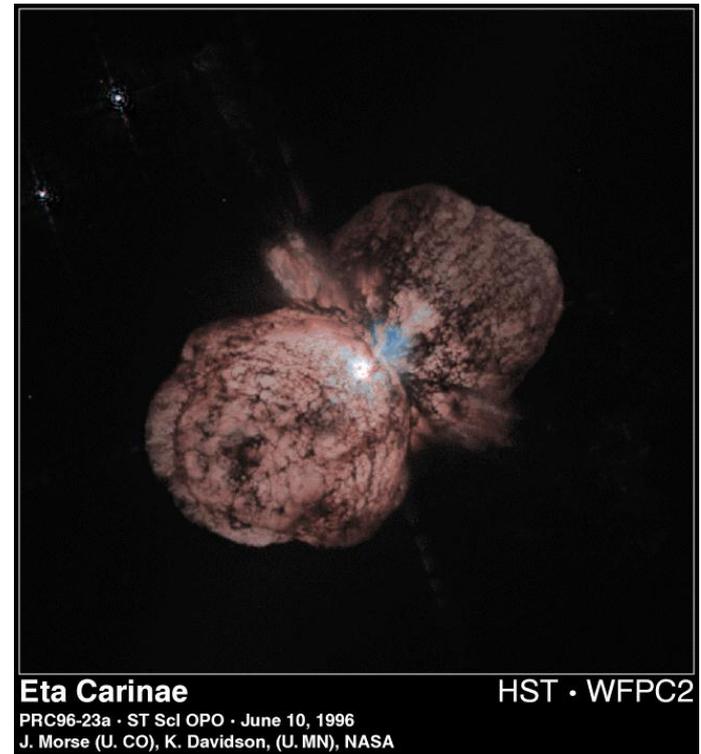
- 一般に恒星は表面から質量を放出している：表面のガスが星の放射圧によって加速、脱出速度を超えると星から放出される(太陽風)

- 質量放出率(半観測値)

$$\dot{M} \approx A(L, T_{eff}) Z^{0.5} \frac{L}{T_{eff}}$$

- エータ・カリーナのMass Lossの形状は回転Mass Lossで説明できる(?)

(しかし最近エータ・カリーナは連星であることが明らかになった。)

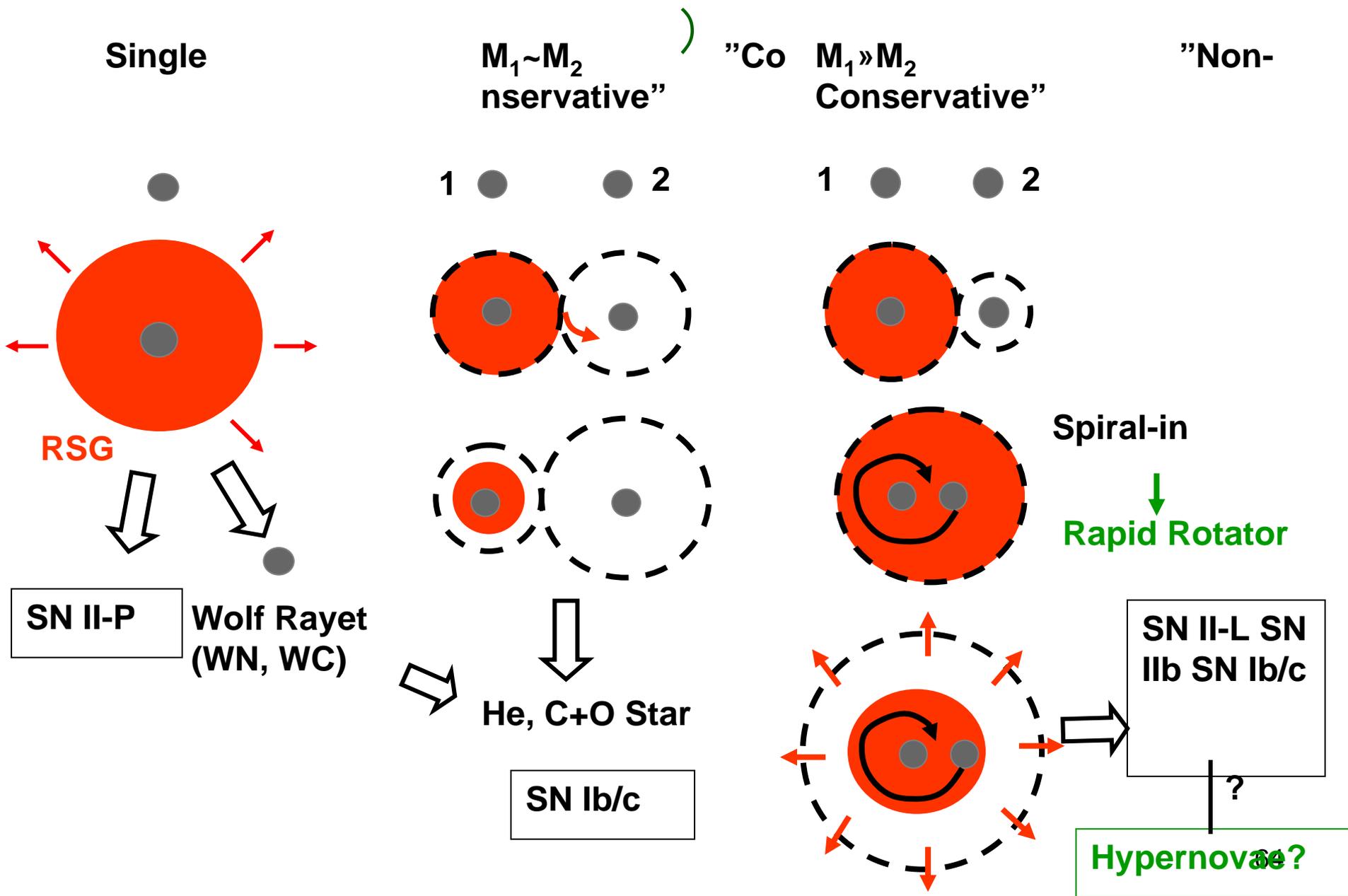


エータ・カリーナ M ~100M_☉

回転星の進化計算に予言能力は本当にあるのか？

- かなり奇抜な予言がいくつかある
 - 超新星関係：特に Yoonら
 - 1) 白色矮星の限界質量 $1.4M_{\text{sun}}$ \rightarrow $2-4 M_{\text{sun}}$ (Super チャンドラセカール質量のIa型超新星)
 - 2) GRB親星のモデル (高速回転した金属の少ない大質量星が Mass Lossせず巨大なヘリウム星となったものがGRBに)
- 他には、
 - 磁場の効果を“適切に”取り入れるとほぼ全ての大質量星が Mass Lossとともに角運動量を多く失い低速回転コアができる。
 - エータ・カリーナの Mass Loss 形状 (本当は連星相互作用ではないのか？)
- ほぼ全ての現象が非回転モデル＋連星相互作用で説明できる可能性もある

SNe in Binary Systems: II-L, IIb, Ib/c (連星系の進化)

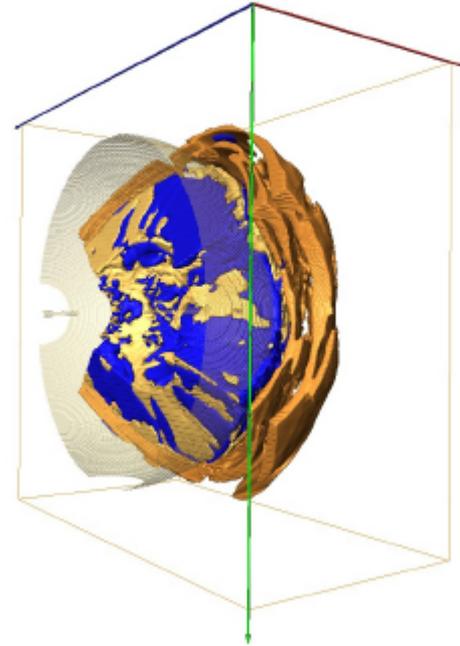
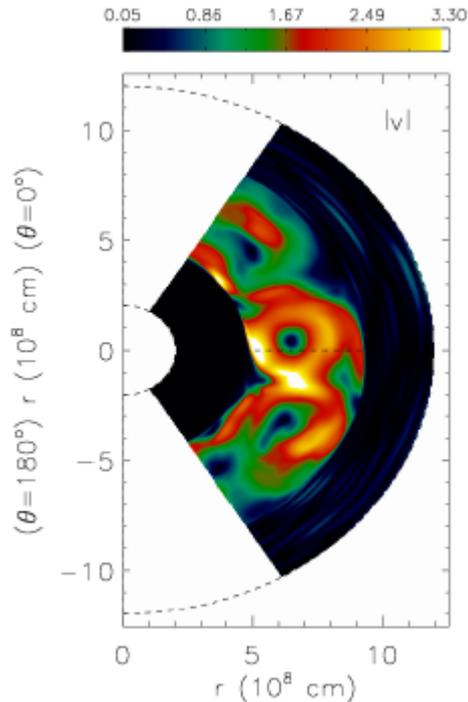


しかし、今(この科研費の研究で)回転星コードを完成
させておくことは極めて重要

- 世界に取り残される
 - アメリカドイツグループ: Heger, Langer, Yoon, Woosley
 - ヨーロッパ(スイス、フランス、イギリス)グループ
 - Maeder, Meynet, Hirschi et al. (Si燃焼まで
 - イタリア(スペイン)グループ: Limongi, Chieffi et al
 - Fe core まで、開発を始めたところ
- 連星で合体した場合にも回転星の進化が重要。
- 将来Full 2D, 3D 星の進化計算を行うための第一ステップ

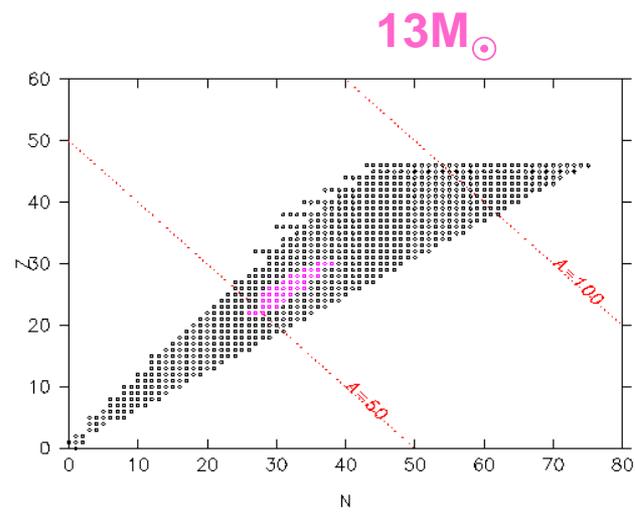
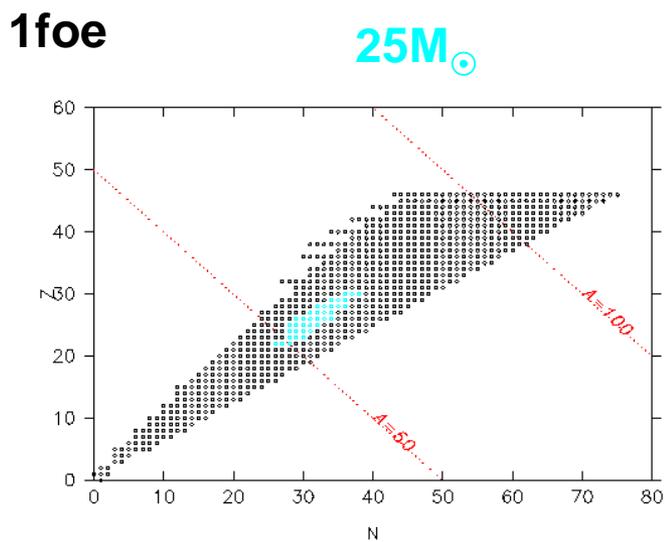
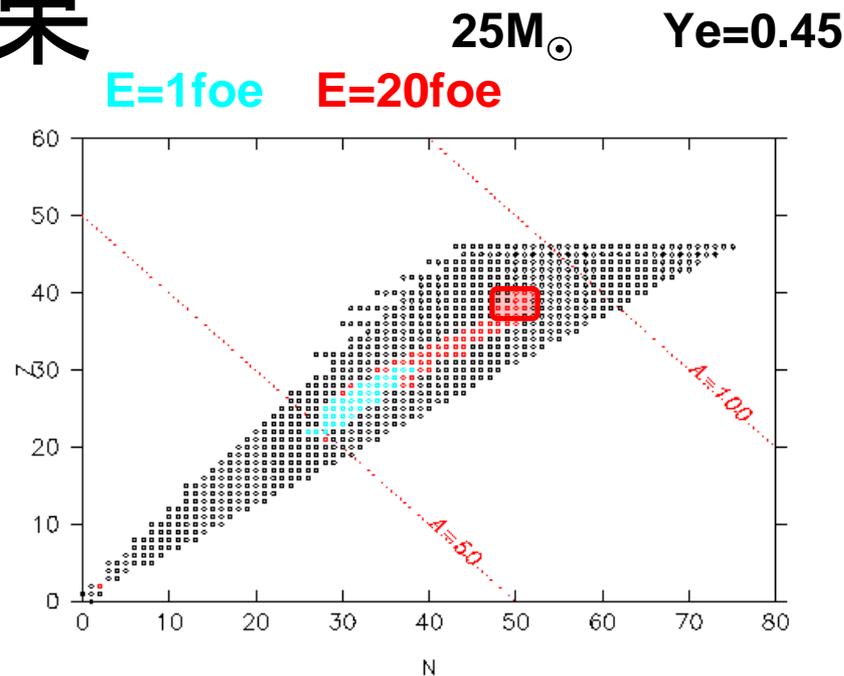
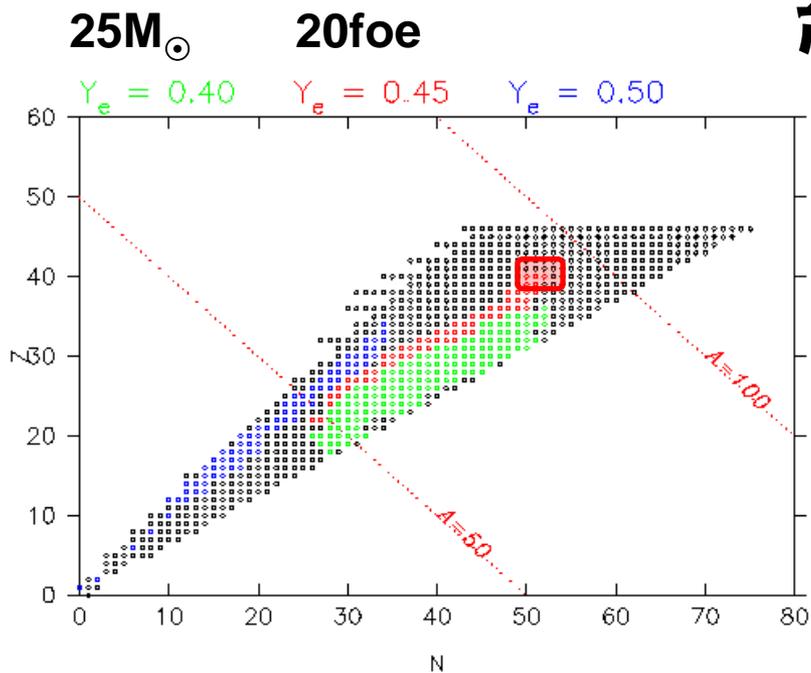
2D, 3Dの星の進化計算例

M. Mocak, E. Mueller, A. Weiss, K. Kifonidis
arXiv:0811.4083



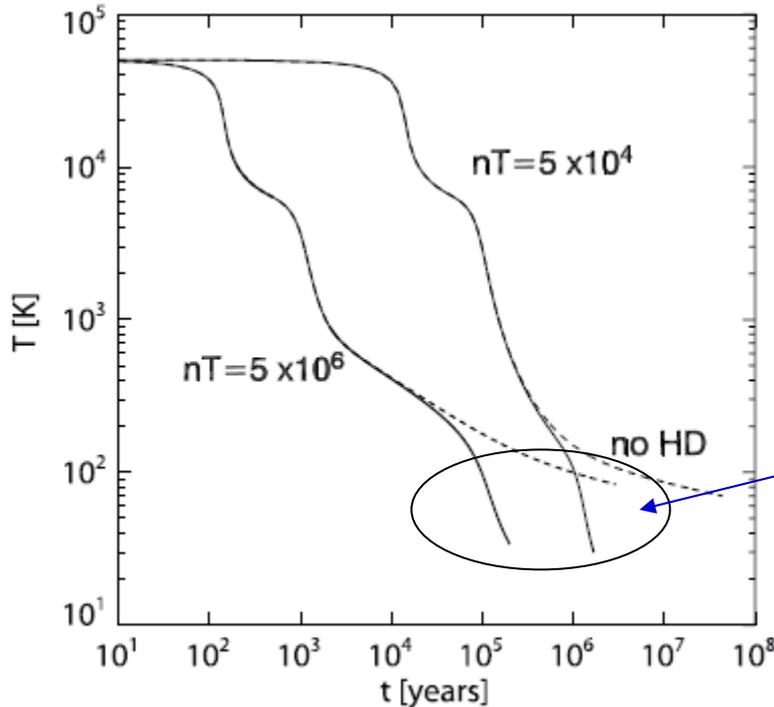
- 1D的近似: 将来Full 2D, 3D 星の進化計算を行うための第一ステップ
- ヨーロッパでは幾つかの計画が進行中
- 我々も1D的計算がうまくいったら次は2D,3Dをめざしたい。

結果



第二世代星(metal-free)の形成

Yoshida et al. 2007



第一世代星(まわりの領域に比べ早くに星形成がはじまる)・・・Very Massive

第一世代星からのUV放射

H II 領域の形成

HD分子ができる

HD coolingが効率的にはたらく

ガスの温度が冷える

重力不安定なガス雲の質量(M_J)が小さい
比較的low質量な星ができる($M \sim 40M_{\odot}$)

第一世代星・・・まわりより星形成がはやい

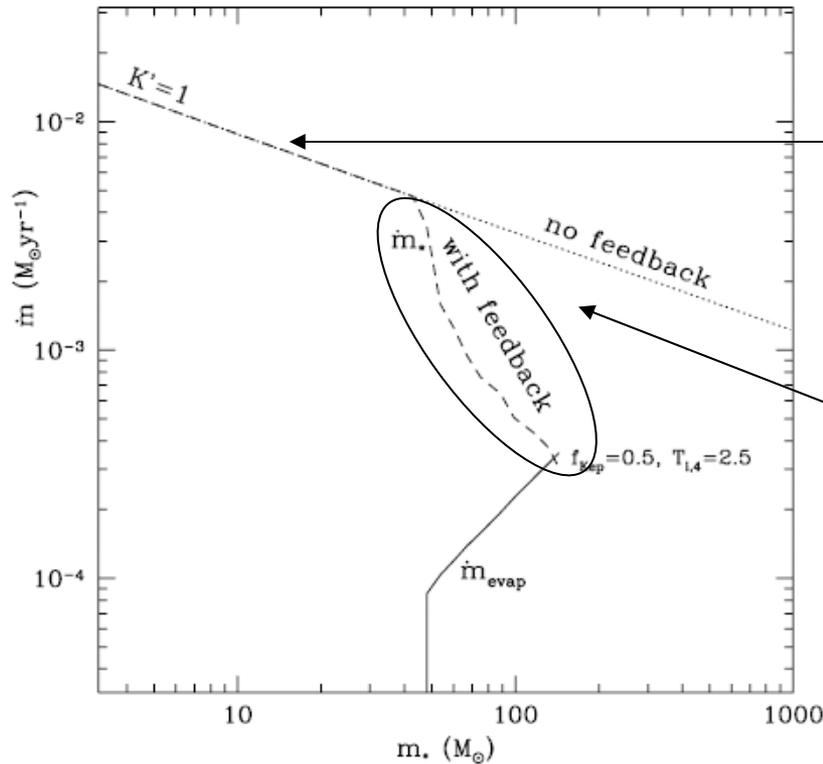
Pop III.1星

第二世代星・・・まわりより星形成がおそい(Pop III.1に影響される)

Pop III.2星

Feedbackがあると

McKee et al. 2008 (速い回転でaccretion diskを形成)



High dM/dt

Feedbackの効果で
 dM/dt がさがる

質量増加がstop

ただしモデルに不定性大

