

初代星超新星による重元素拡散過程



KONAN INFINITY

千秋 元

甲南大学/ジョージア工科大学

共同研究者
須佐 元
平野 信吾



GC, Susa, & Hirano (MNRAS submitted)

理論懇シンポジウム 2017 (2017年12月27日) @東京大学小柴ホール

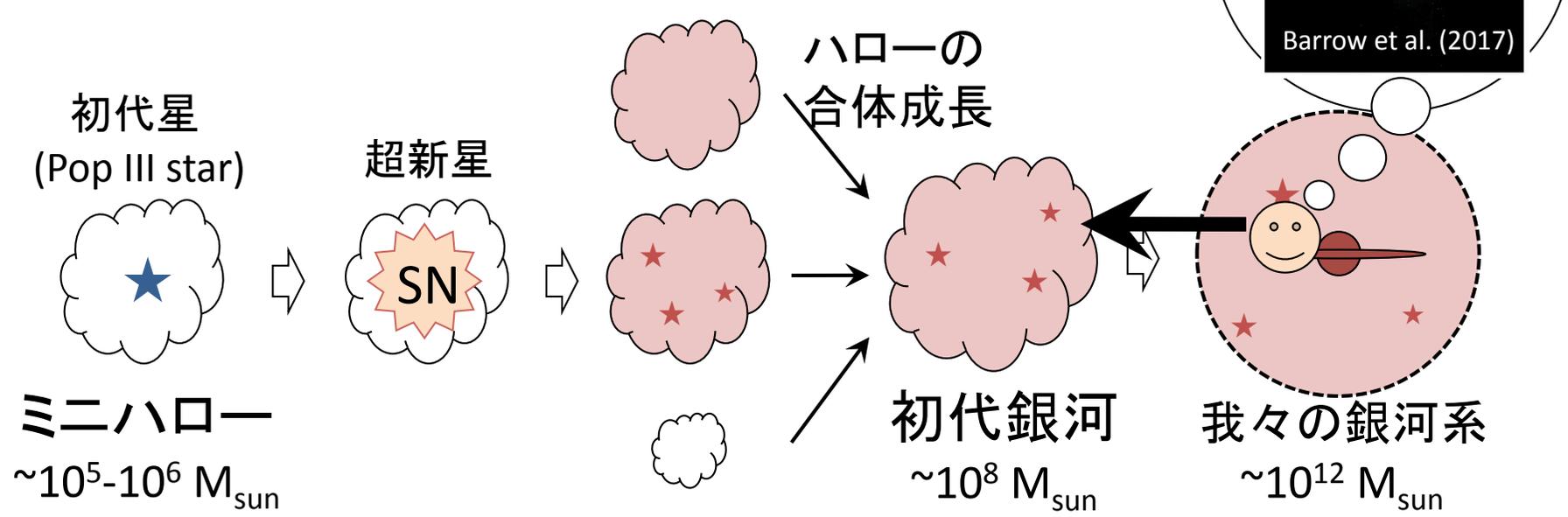
直接的な方法：将来観測で高赤方偏 移銀河を見る

小野さんの講演を参照

0.1

1

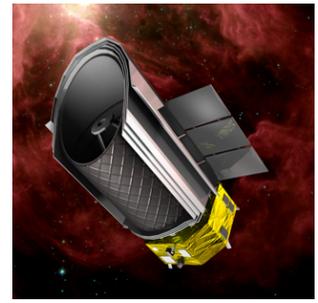
22



JWST



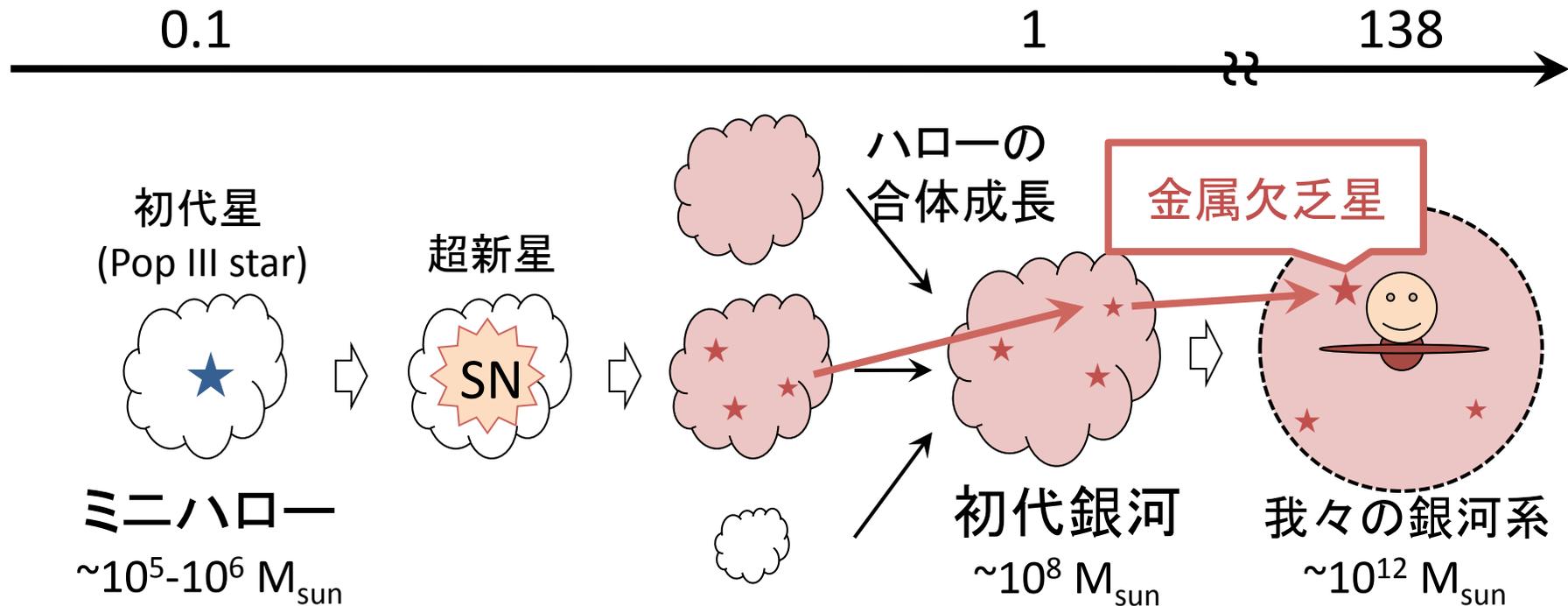
TMT



SPICA

もう一つの方法：近傍の古い金属欠乏星を見る（銀河考古学）

平居さん、須田さんの講演を参照



金属量が $[\text{Fe}/\text{H}] < -3$ の星は、1回または数回の初代星超新星によって汚染された。

初代星の元素合成の特徴を残している。

(Ryan et al. 1996; Cayrel et al. 2004; 田中さんの講演)

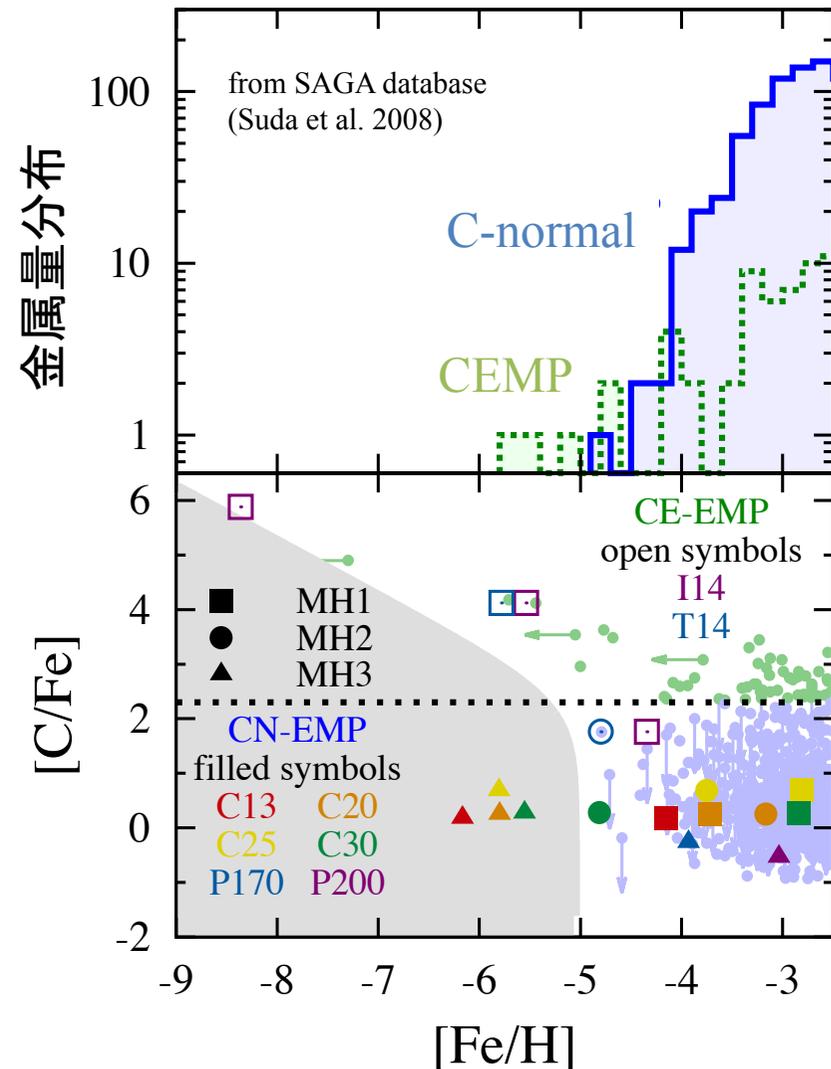
近年の観測により、金属欠乏星のサンプル数が増加した

Time from Big Bang [Gyr]

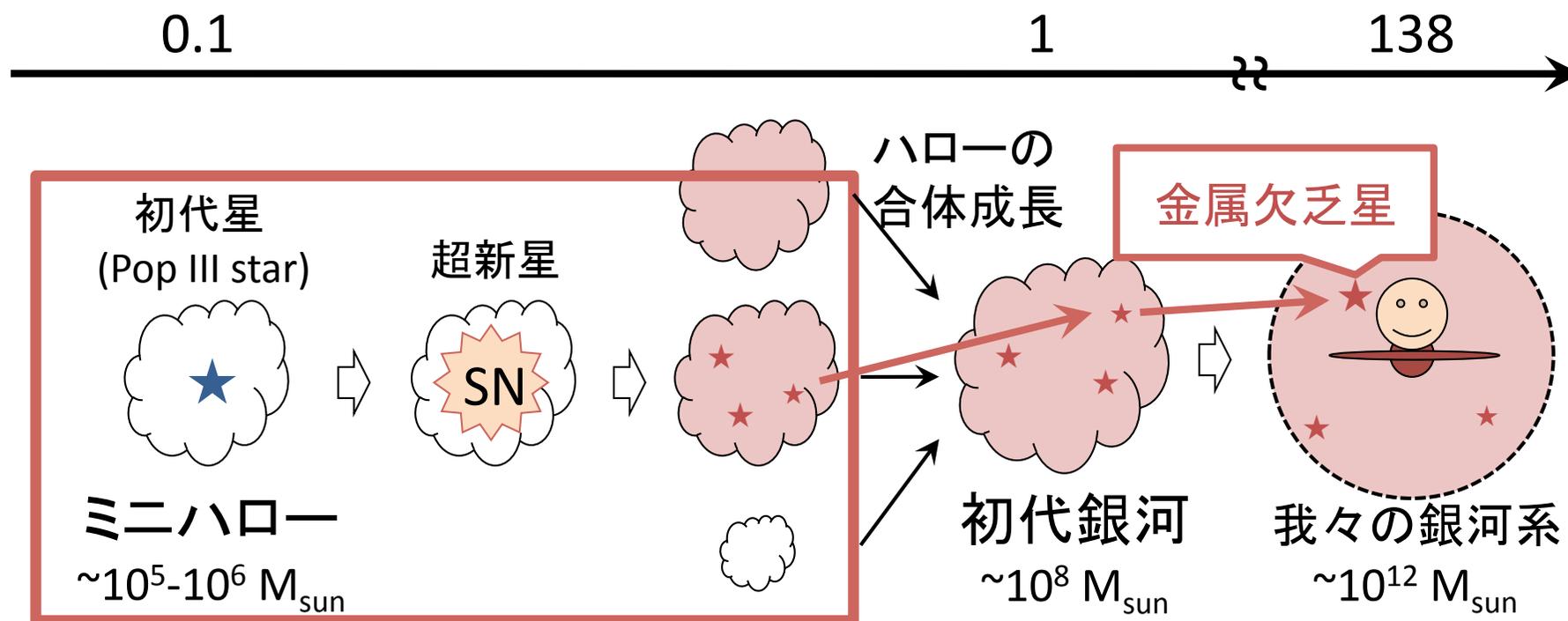
✓近年の大規模サーベイの結果 (Beers et al. 1985; Christlieb 2003; Yanny et al. 2009; Cui et al. 2012)

✓右図は、SAGA データベースより (Suda et al. 2008, 2017)

✓ $[\text{Fe}/\text{H}] < -2.5$ のものは 1,400 個程度 (2017年9月現在)



本研究では、金属欠乏星形成環境をシミュレーションで再現



観測と比較することで、
✓初代星の質量、
✓初代星超新星による重元素汚染過程
を調べる。

金属欠乏星の金属量/元素組成: 初代星の質量を制限



8-40 M_{\odot}
重力崩壊型超新星 (CCSN)
爆発エネルギー $E_{\text{SN}} \sim 10^{51}$ erg
金属量:
✓ [Fe/H] ~ -3 (e.g. Sluder et al. 2016)
元素組成:
✓ 太陽近傍と近い元素組成
✓ Mg, Si などが 2.5 倍くらい



140-260 M_{\odot}
対不安定型超新星 (PISN)
爆発エネルギー $E_{\text{SN}} \sim 3 \times 10^{52}$ erg
金属量:
✓ E_{SN} が大きいいため、ハローが吹き飛ばされて CCSN より小さくなる? (Chen et al. 2016)
✓ 合成される金属質量が大きいため、CCSN より大きい? (Karlsson et al. 2008, 2016)
元素組成:
✓ Fe の量が多い
✓ 偶数/奇数の原子数をもつ元素量の比が多い

ただし、PISN に関しては、汚染された領域の金属量が CCSN より

✓ 大きくなる

✓ 小さくなる

両方の報告があるが、

現実的なセットアップではどちらが支配的?

金属欠乏星の金属量：初代星超新星による汚染過程を制限

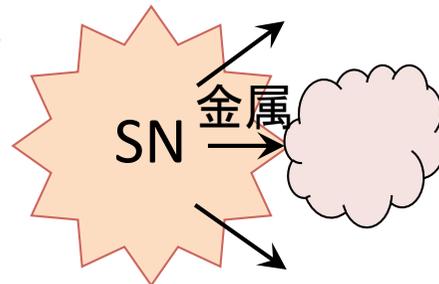
外部汚染 (External Enrichment: EE)

✓隣接するハロー内の超新星爆発による重元素汚染

✓金属量は小さくなる傾向に

• $Z = 2 \times 10^{-5} Z_{\odot}$ (Smith et al. 2015)

• $[Fe/H] < -5$ (Chen et al. 2016)



• 先行研究では、それらは別々に研究されてきた。

• しかし、IE/EE は、ハロー質量や初代星質量によってどちらが起きるか決まるはず。

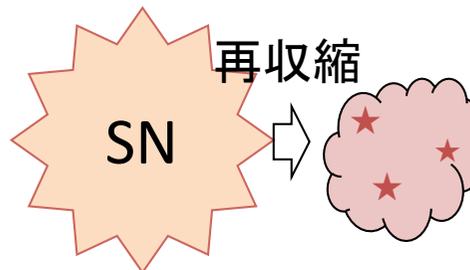
VS

内部汚染 (Internal Enrichment: IE)

✓超新星噴出物を含むガスの再収縮による、自己汚染

✓金属量は大きくなる傾向に

• $Z = 10^{-4} - 10^{-2} Z_{\odot}$ (Ritter 2012, 2015, 2016; Sluder 2016)

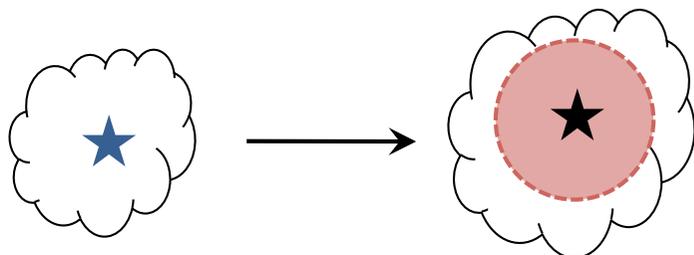


✓IE/EEはどのような条件下で起こるか？

✓どちらのモードが支配的か？

数値シミュレーションの手順

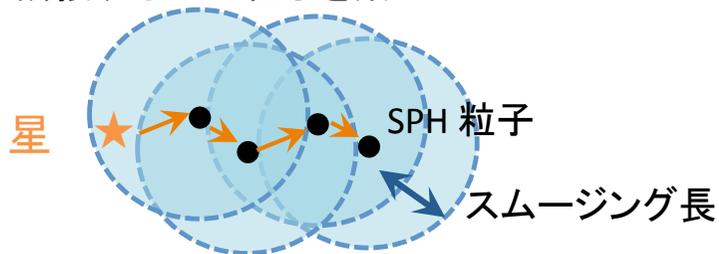
1. 初代星による星間ガスの電離



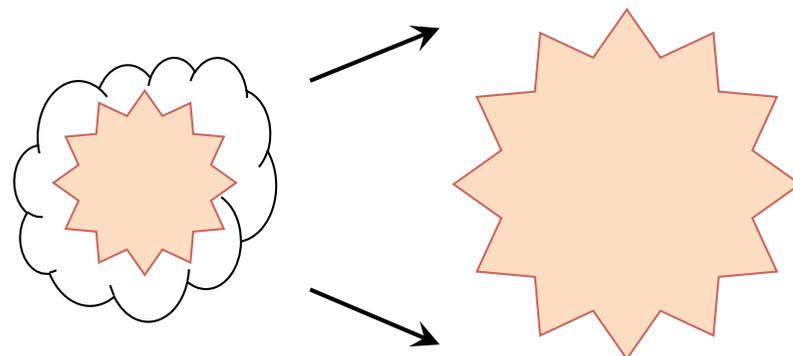
初代星の寿命 t_{life} まで追う

輻射輸送のスキーム (Susa 2006)

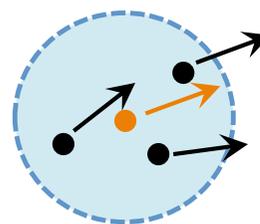
隣接する SPH 粒子を繋いでいく



2. 超新星爆発 + 金属の拡散



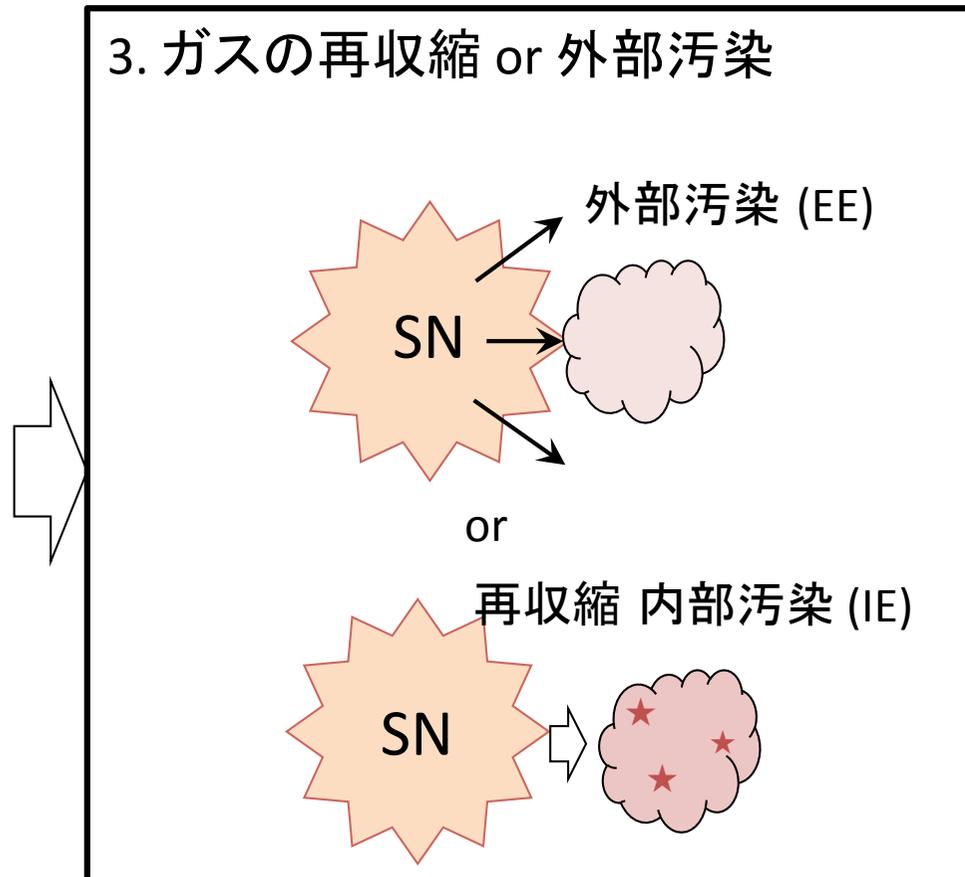
点源爆発として、中心の粒子に E_{SN} の熱エネルギーを与える



- 金属の拡散は tracer particle で追う。
- 各々の速度は周りの4つのSPH粒子から内挿

数値シミュレーションの手順

3. ガスの再収縮 or 外部汚染



⊗ N体/SPH コード GADGET-2 (Springel 2005)

● 非平衡化学反応

15 化学種/49 反応式

$e, H, H^+, H_2, H^-, H_2^+, HeH^+, He, He^+, He^{2+}, D, D^+, D^-, HD, \text{ and } HD^+$

光電離、光乖離



● 放射冷却

H_2, HD ro-vib. cooling

H, He, He^+ line, ion./rec. cooling

Brems, & Compton

● 電離光子による加熱

先行研究より広い初期パラメータの範囲でシミュレーション

| ミニハロー | | | | 初代星 | | | | | | |
|------------------------|---|--|------------------|--|----------------------------|--------------------------------------|-------------------------------------|---|----|------|
| Halo | $M_{\text{halo}}^{\text{col}}$ [M_{\odot}] | $R_{\text{halo}}^{\text{col}}$ [pc] | z_{col} | M_{PopIII} [M_{\odot}] | t_{life} [Myr] | $Q(\text{H})$ [s^{-1}] | E_{SN} [10^{51} erg] | $M_{\text{met}^{\text{ej}}}$ [M_{\odot}] | | |
| 小質量 | MH1 | 2.94×10^5 | 70.12 | 13 | 13.7 | 1.33×10^{48} | 1 | 0.746 | | |
| | MH2 | 3.89×10^5 | 79.52 | 20 | 8.43 | 4.72×10^{48} | 1 | 2.56 | | |
| 大質量 | MH3 | 3.23×10^6 | 186.85 | 25 | 6.46 | 7.58×10^{48} | 1 | 3.82 | | |
| | | | | 30 | 5.59 | 1.33×10^{49} | 1 | 7.18 | | |
| 宇宙論的シミュレーション から取り出す | | | | × | CCSN | 170 | 2.32 | 2.16×10^{50} | 20 | 83.4 |
| | | | | | | 200 | 2.20 | 2.62×10^{50} | 28 | 114. |

Schaerer (2002);
Umeda & Nomoto (2002)

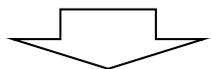
参考:

| Ref. | M_{halo} [M_{\odot}] | M_{PopIII} [M_{\odot}] |
|----------------------|-----------------------------------|-------------------------------------|
| Ritter et al. (2016) | 60 | 1×10^6 |
| Smith et al. (2015) | 40 | 5×10^5 |

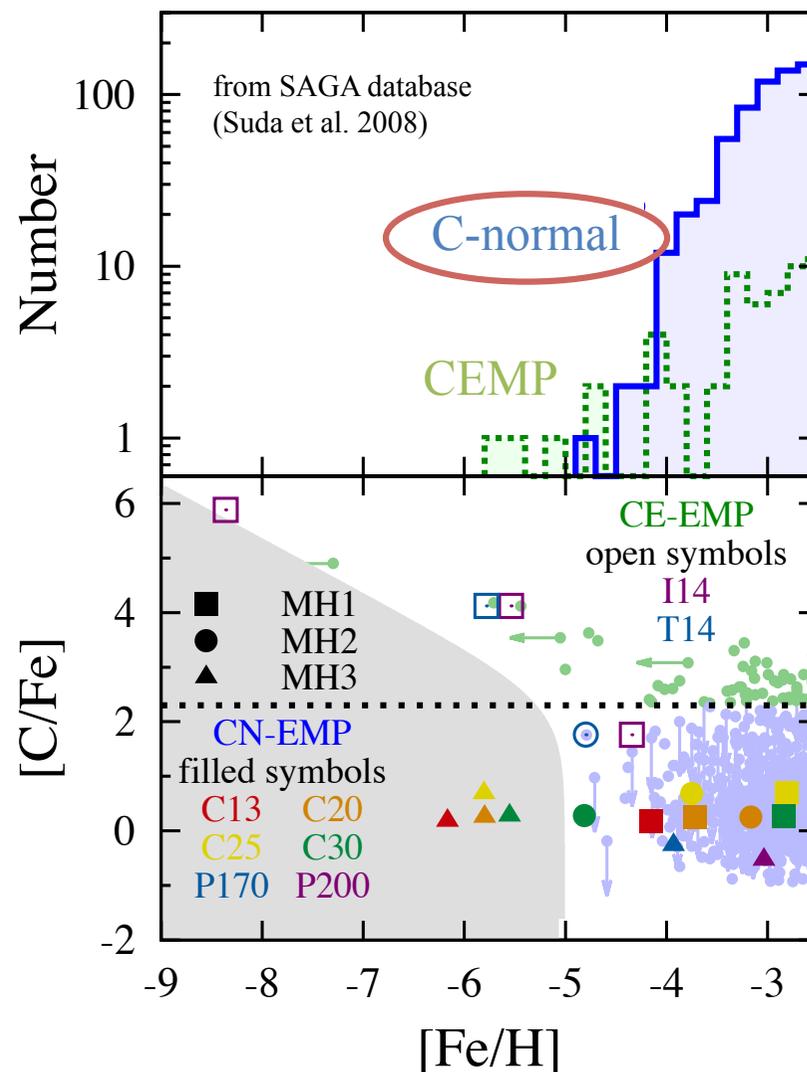
観測から示唆されること

✓炭素過剰を示さない星 (CN-EMP星) は、 $[\text{Fe}/\text{H}] < -5$ にはまだ見つかっていない。

✓PISN の兆候を持つ星はまだ見つかっていない。

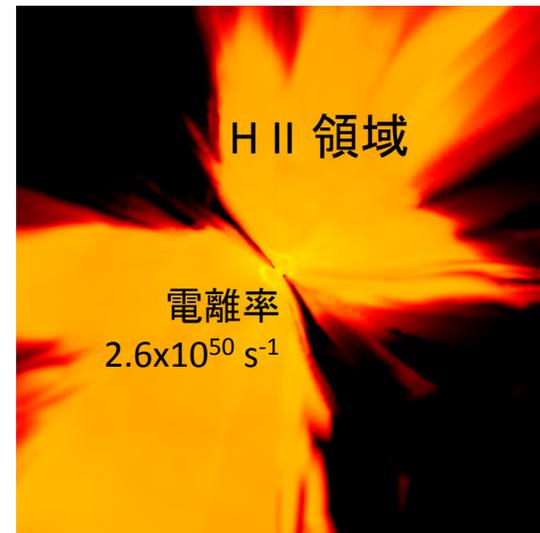
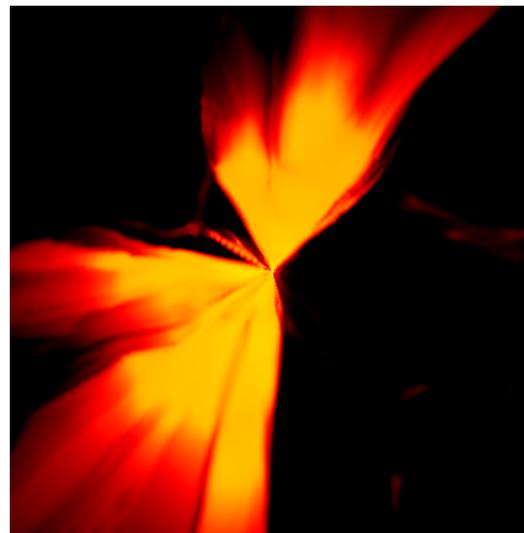
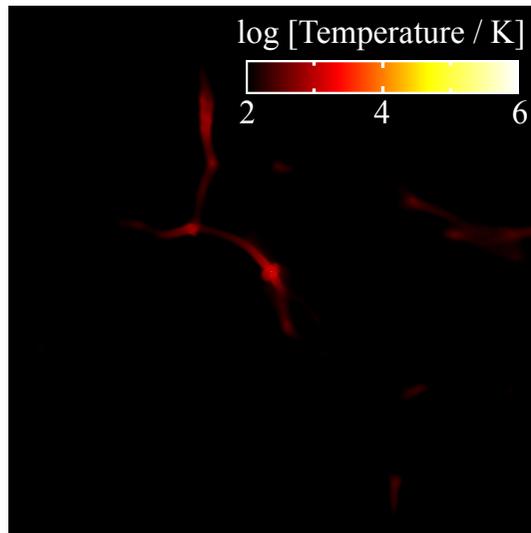
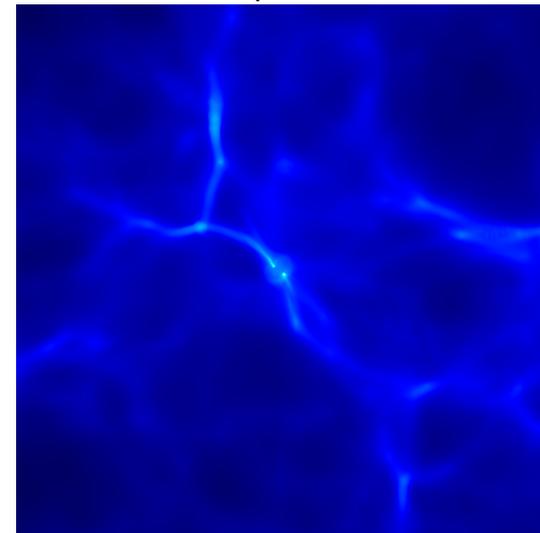
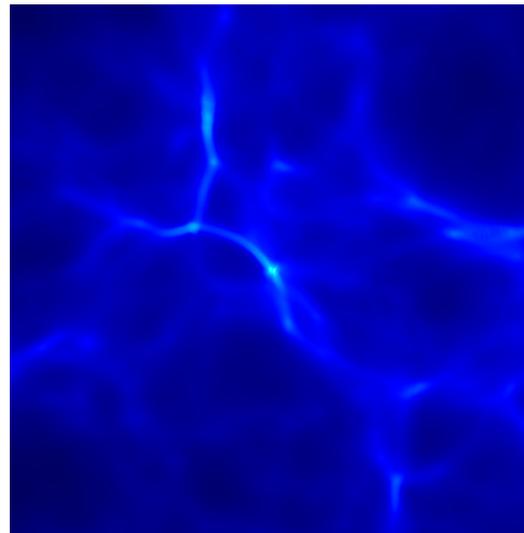
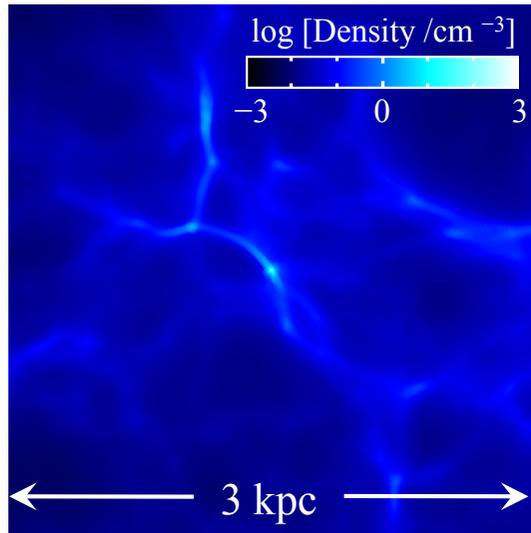


PISN では、ハローを吹き飛ばしてしまう効果の方が大きい?



光電離

軽いミニハロー (MH1; $M_{\text{halo}} = 3 \times 10^5 M_{\odot}$) + 重い初代星 $M_{\text{PopIII}} = 200 M_{\odot}$



0.1

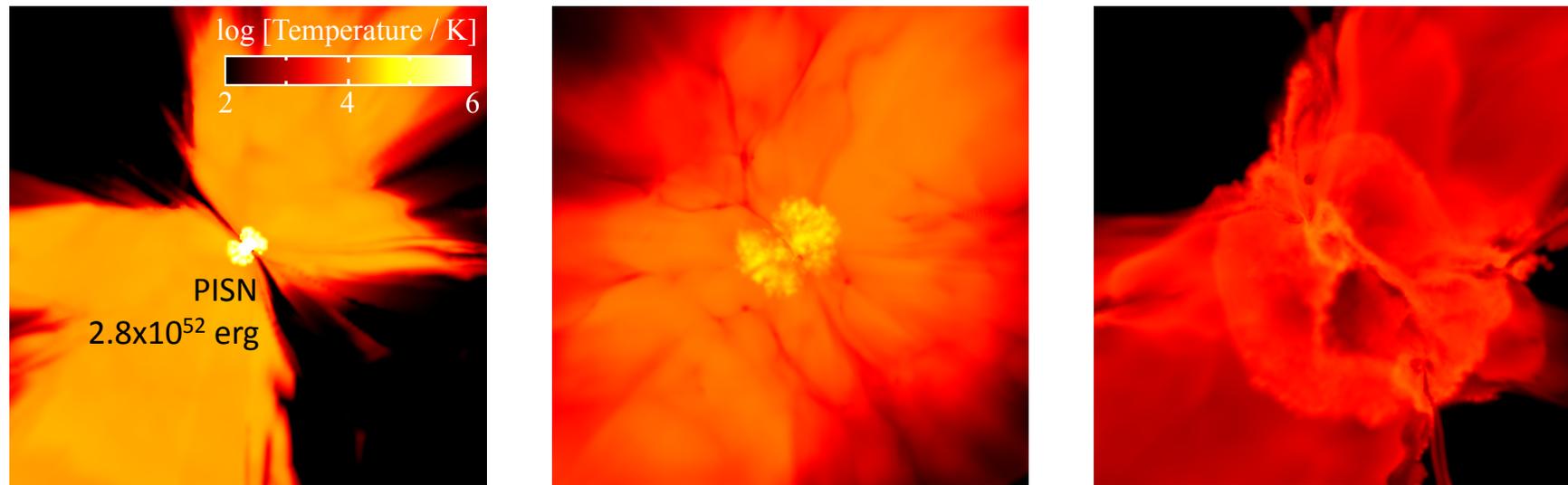
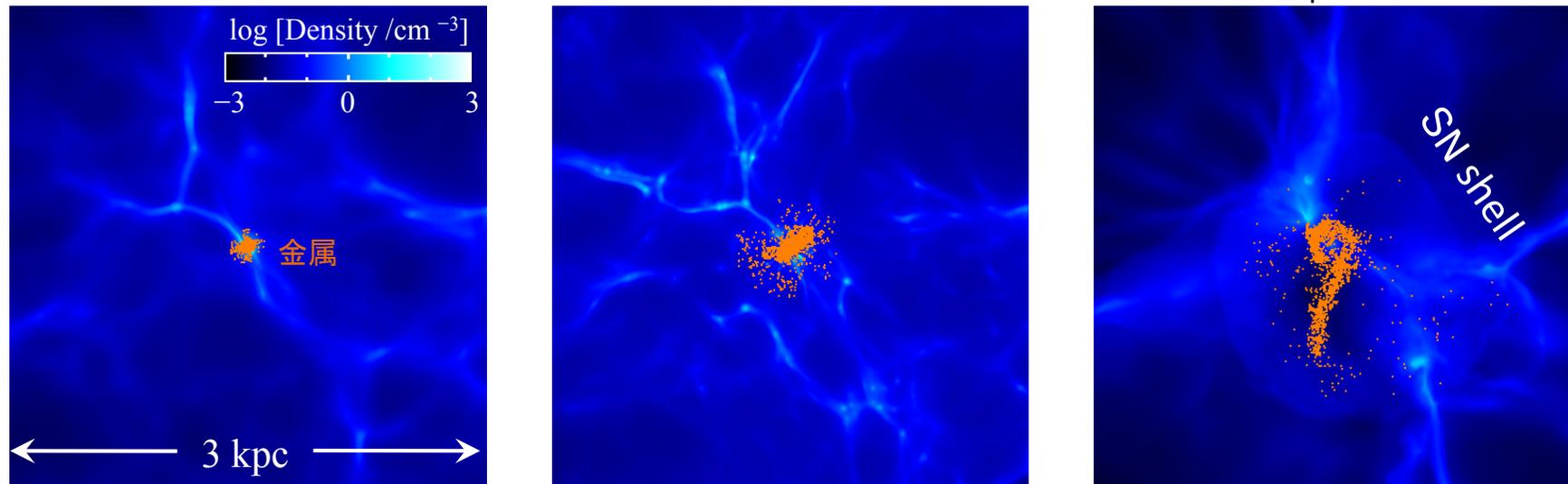
1

2.2

初代星形成からの時間 [Myr]

超新星爆発

軽いミニハロー (MH1; $M_{\text{halo}} = 3 \times 10^5 M_{\odot}$) + 重い初代星 $M_{\text{PopIII}} = 200 M_{\odot}$



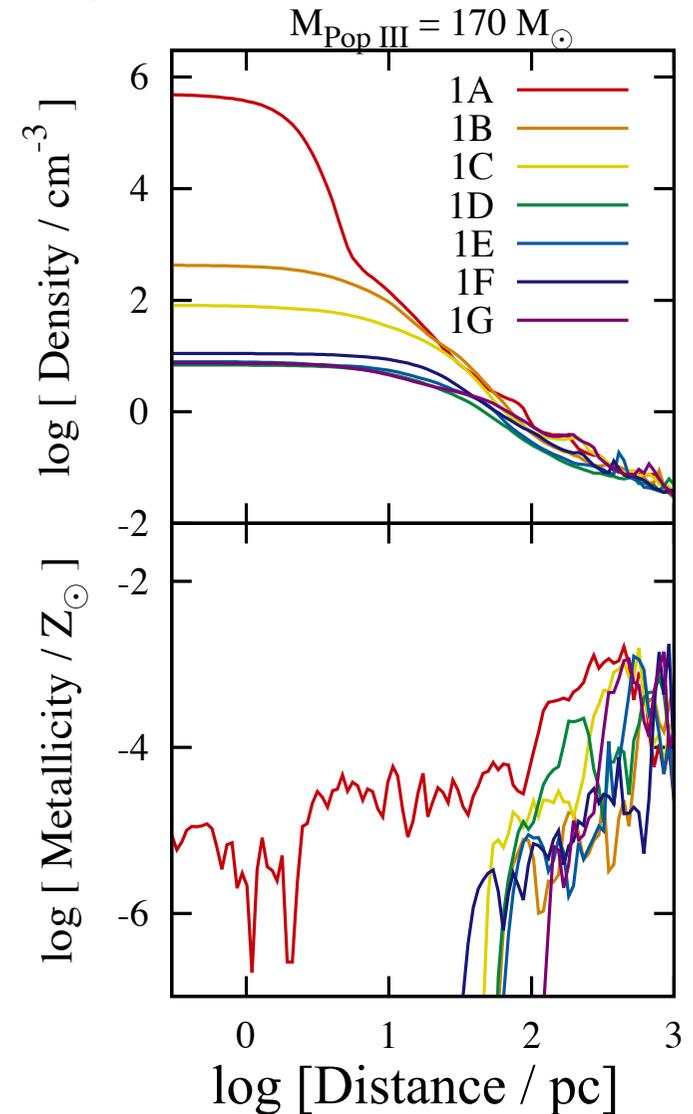
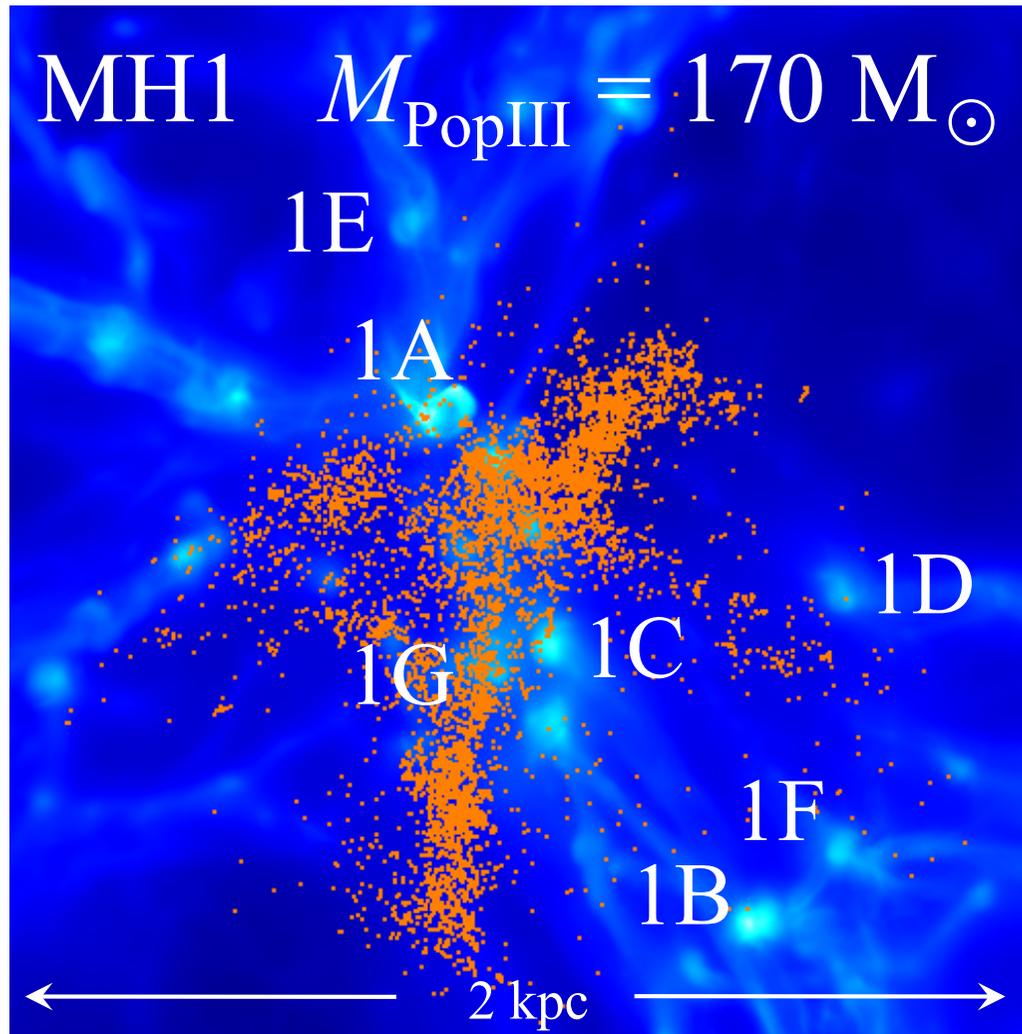
0.1

1

50

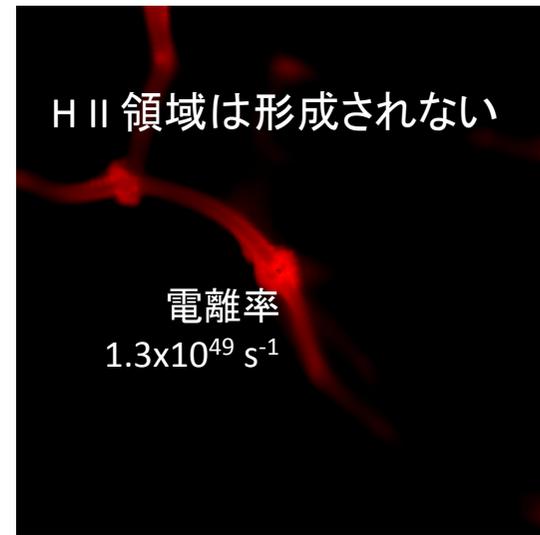
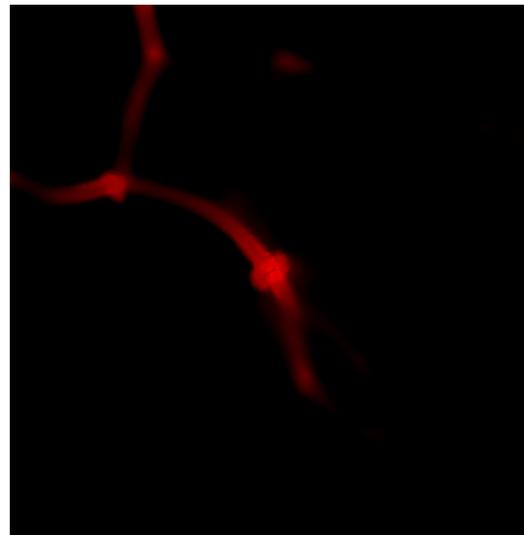
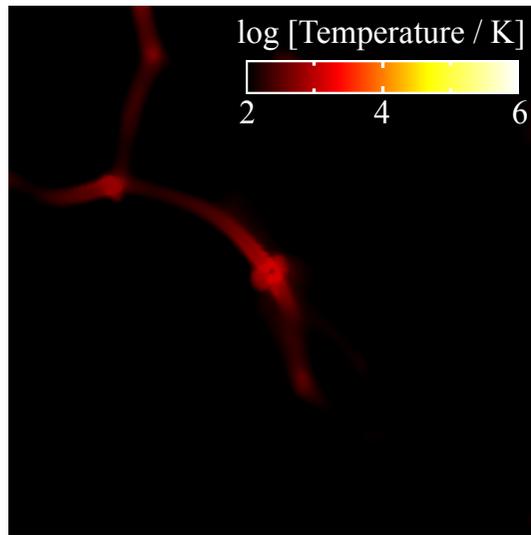
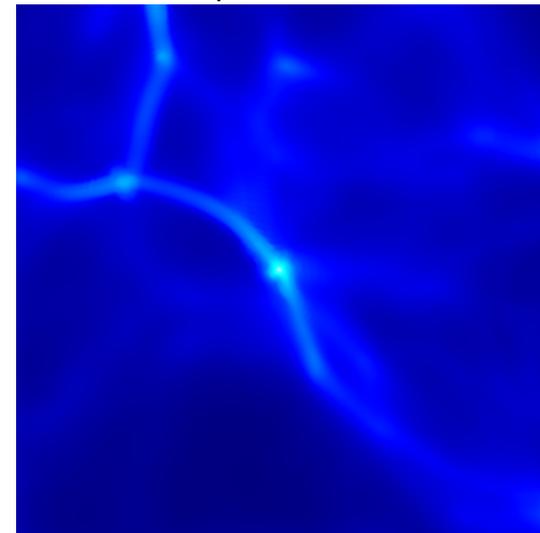
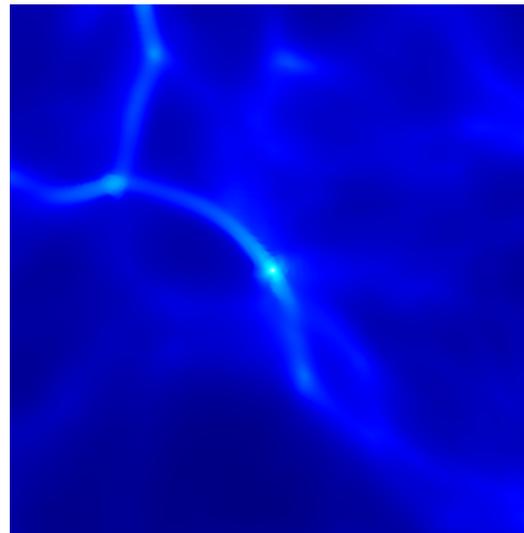
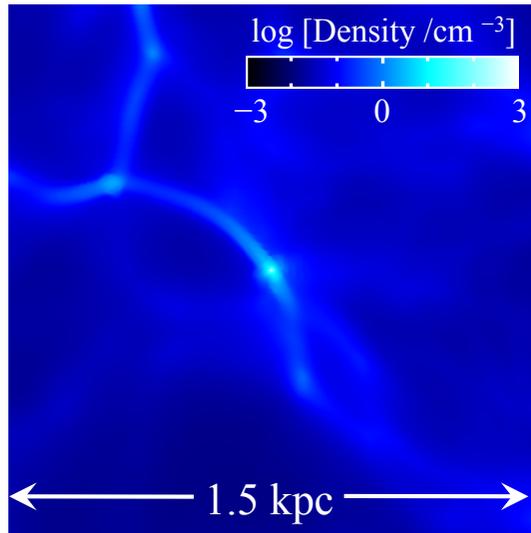
超新星爆発からの時間 [Myr]

小質量ハロ一 + 大質量初代星 外部汚染 (EE)



光電離

ミニハロー (MH1; $M_{\text{halo}} = 3 \times 10^5 M_{\odot}$) + 軽い初代星 $M_{\text{PopIII}} = 30 M_{\odot}$



0.1

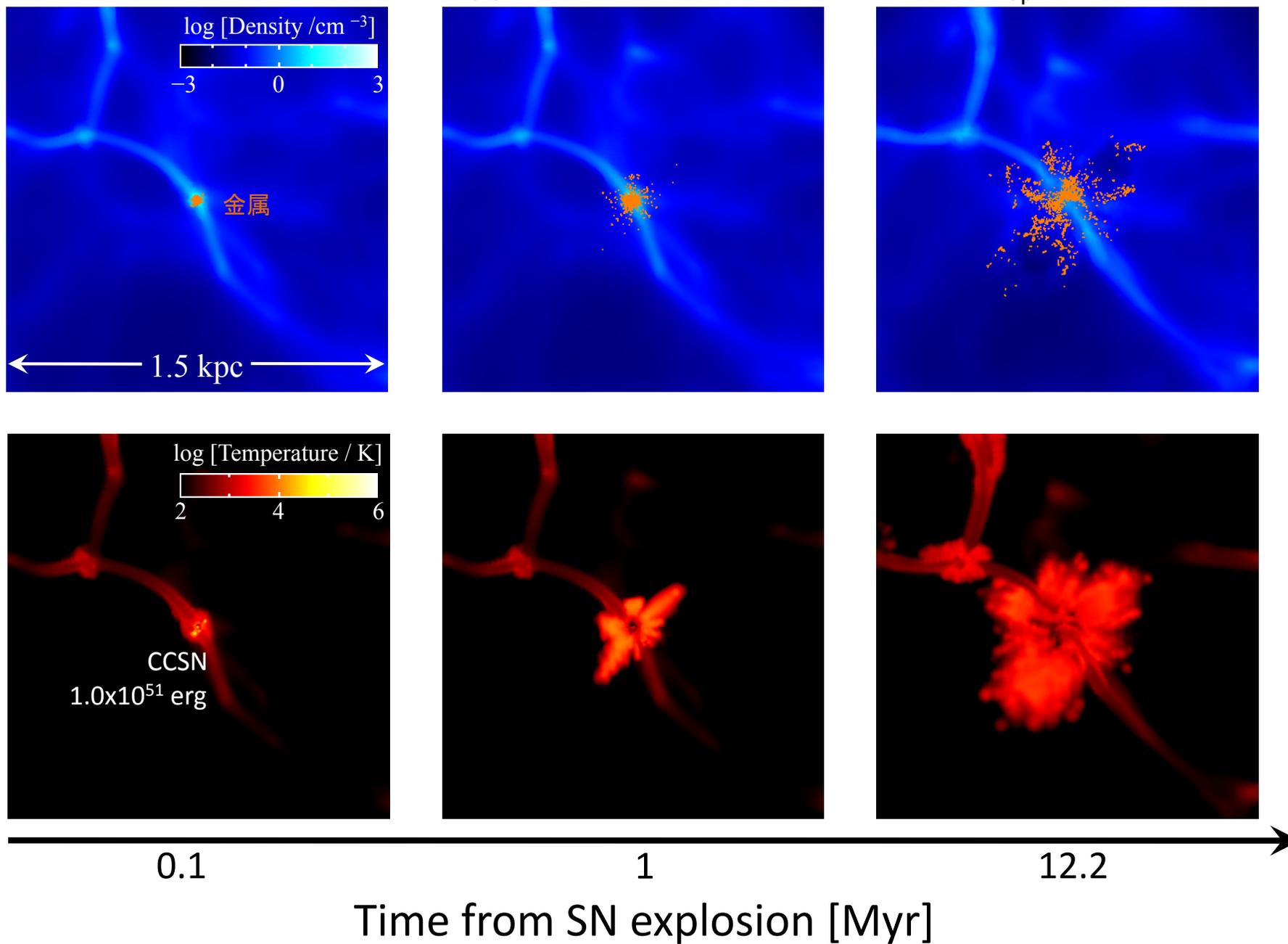
1

5.6

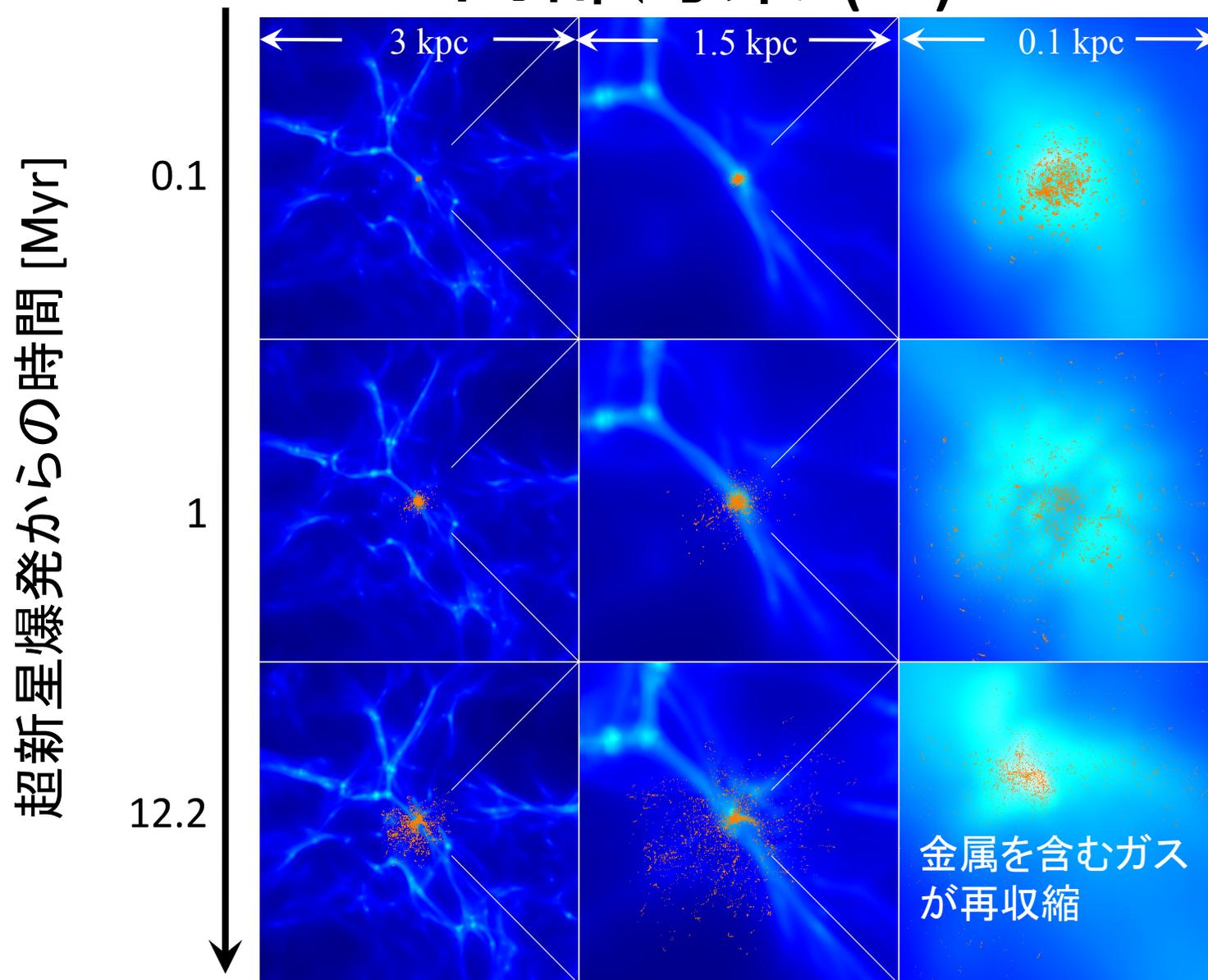
星形成からの時間 [Myr]

超新星爆発

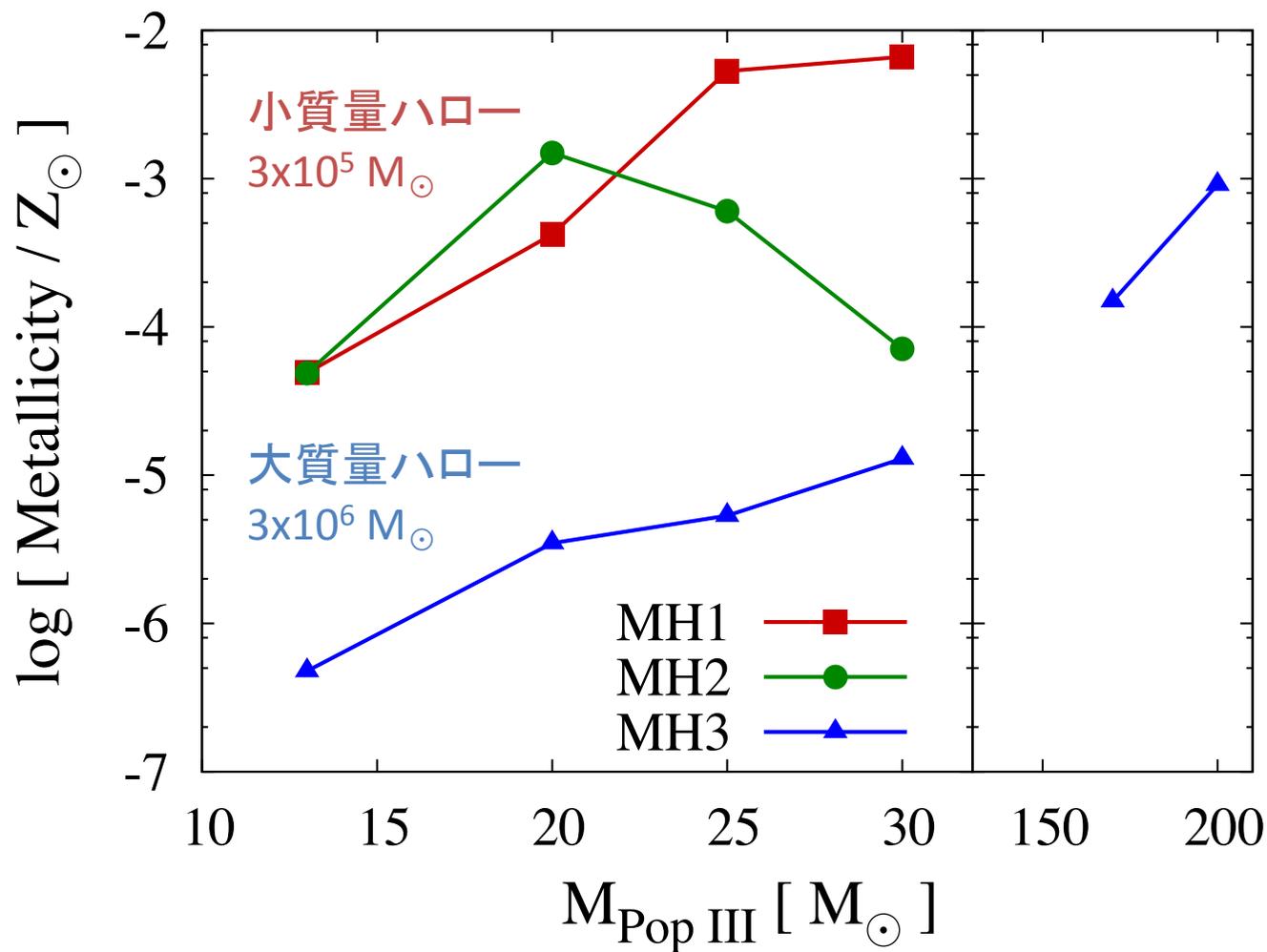
ミニハロ一 (MH1; $M_{\text{halo}} = 3 \times 10^5 M_{\odot}$) + 軽い初代星 $M_{\text{PopIII}} = 30 M_{\odot}$



初代星質量が十分小さい 内部汚染 (IE)

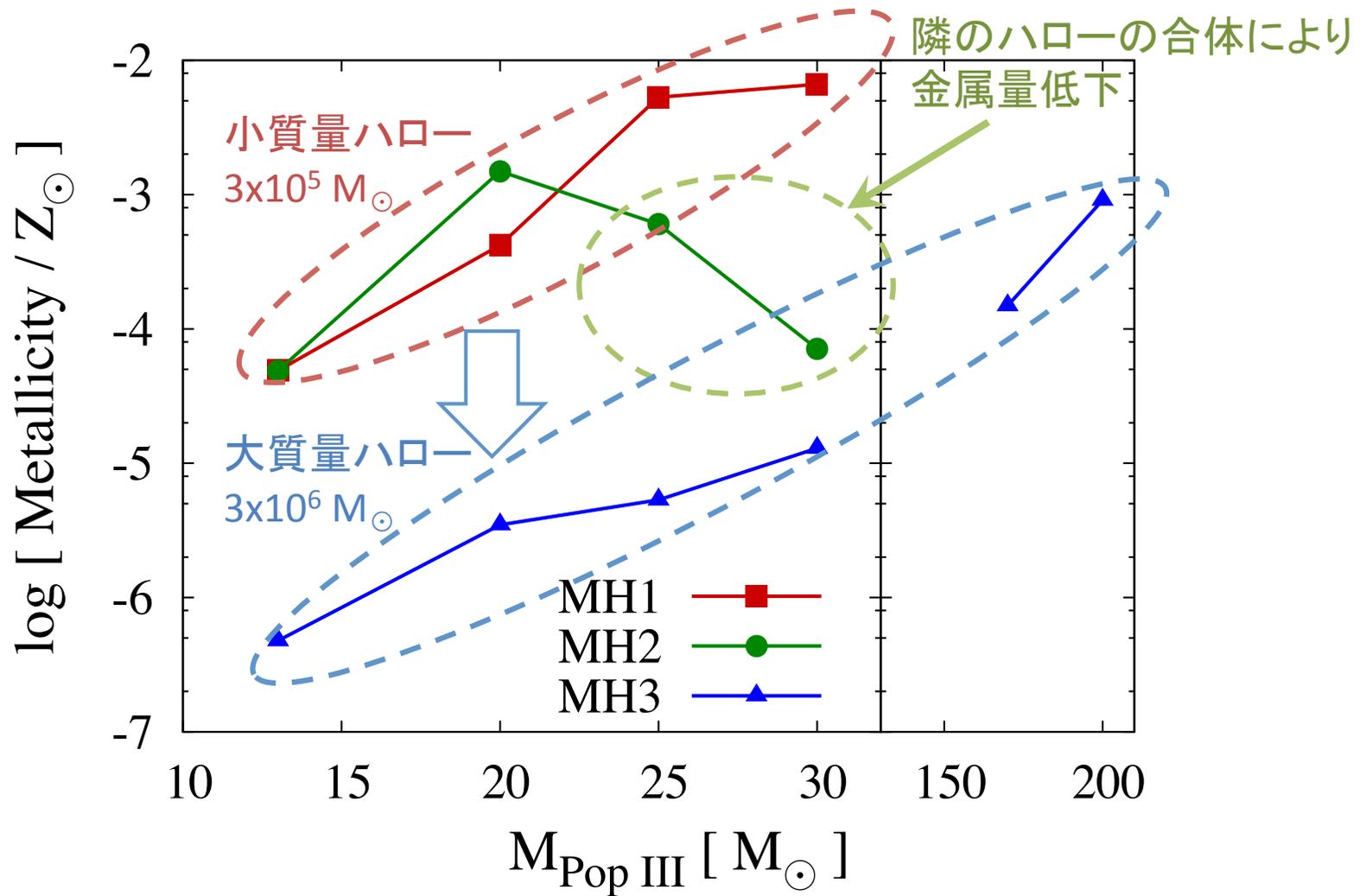


IE を起こしたモデル 幅広い金属量 $-7 < [\text{Fe}/\text{H}] < -3$



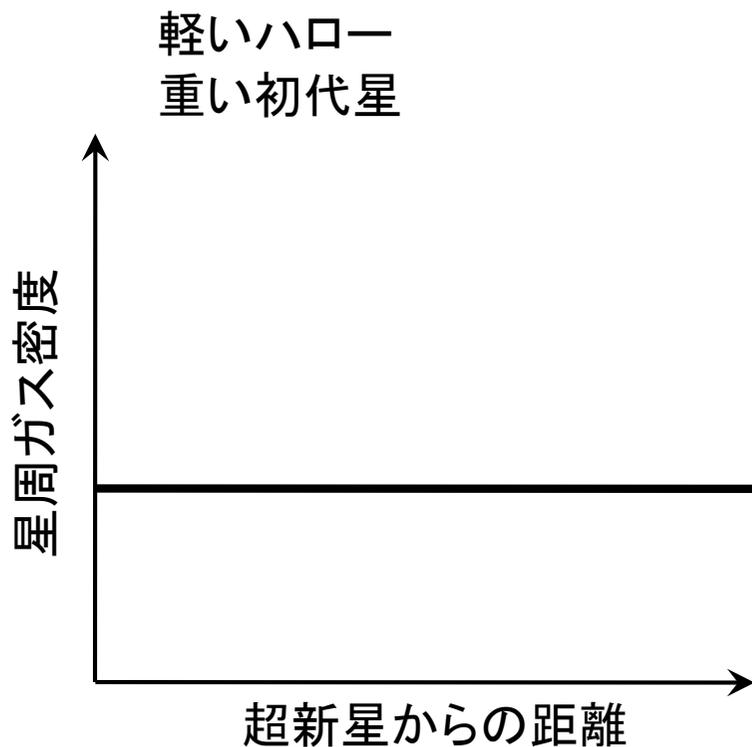
先行研究では、 $-4 < [\text{Fe}/\text{H}] < -3$ と言われていた。

重いハロー+軽い初代星 金属量が小さくなる

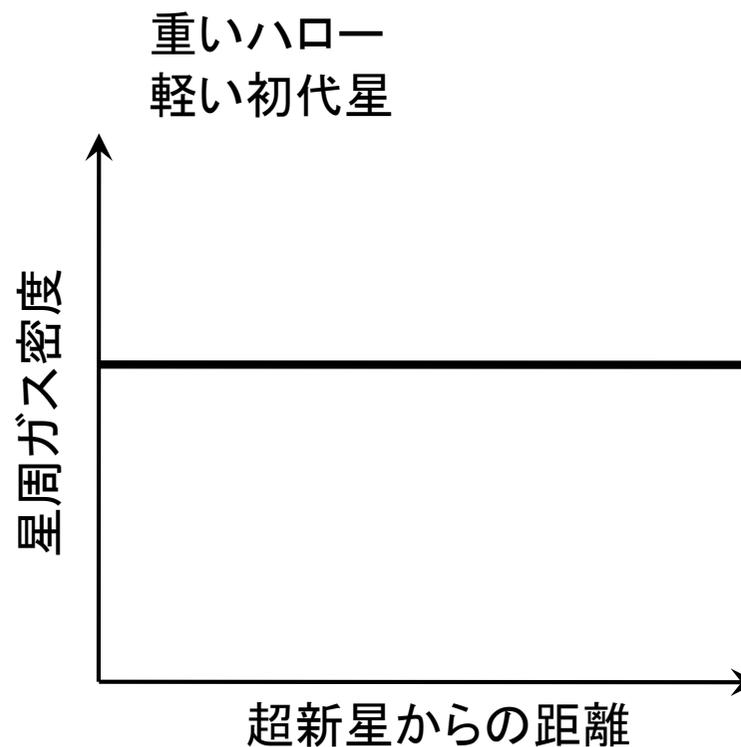


金属量の $M_{\text{halo}}, M_{\text{PopIII}}$ 依存性

(GC, Yoshida, & Kitayama 2013)



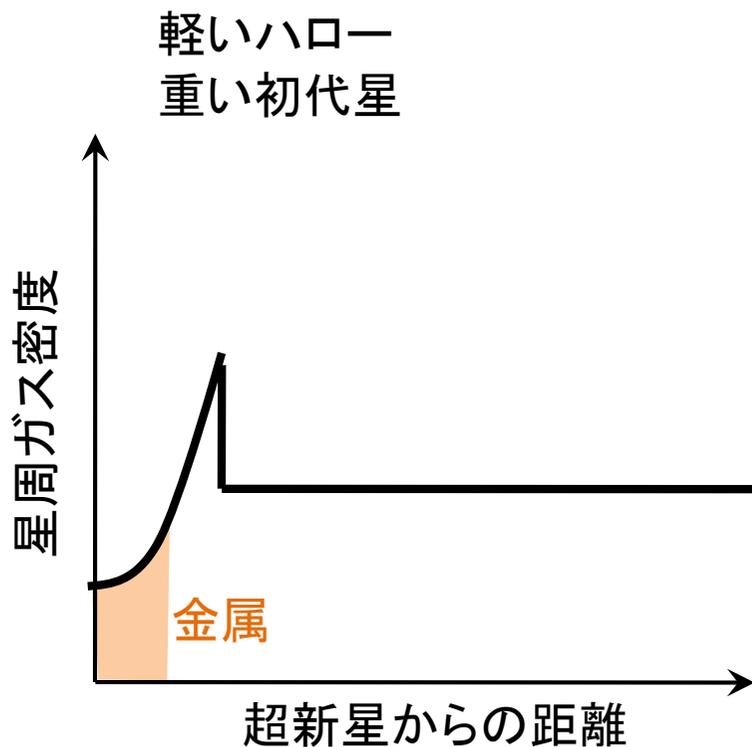
H II 領域が形成される
星周ガス密度 $< 1 \text{ cm}^{-3}$
(Kitayama et al. 2004)



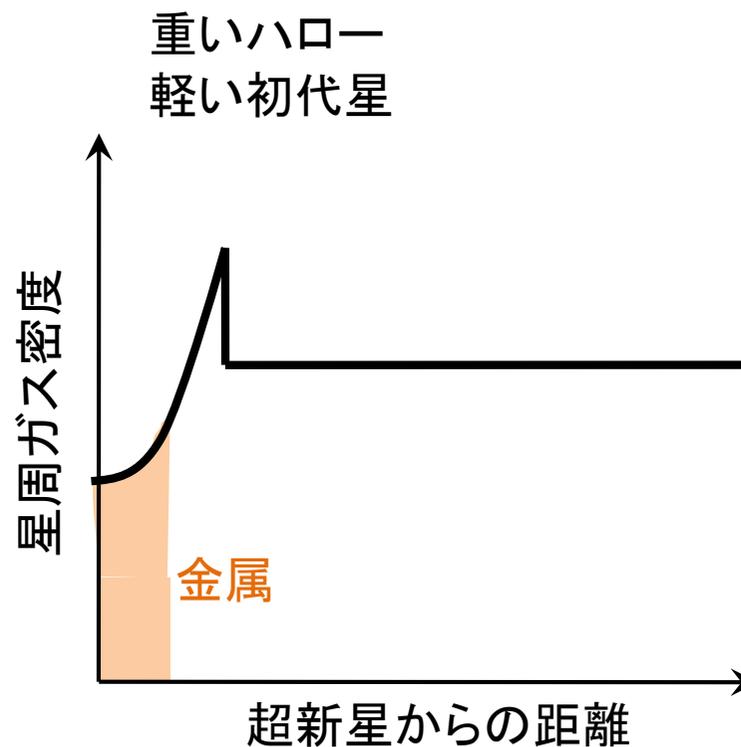
H II 領域が形成されない
星周ガス密度 $> 1 \text{ cm}^{-3}$

金属量の M_{halo} , M_{PopIII} 依存性

(GC, Yoshida, & Kitayama 2013)



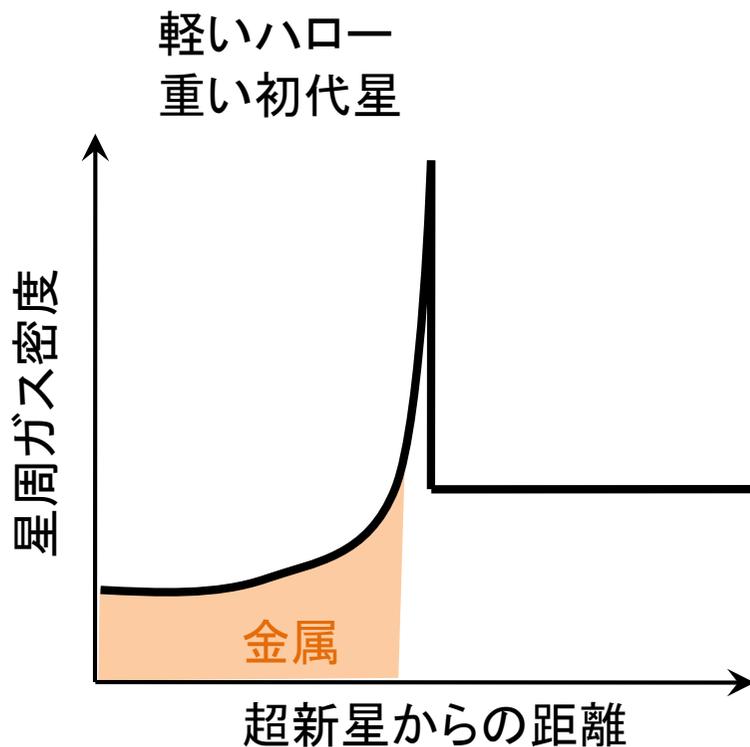
放射冷却が効かない
Sedov-Taylor phase



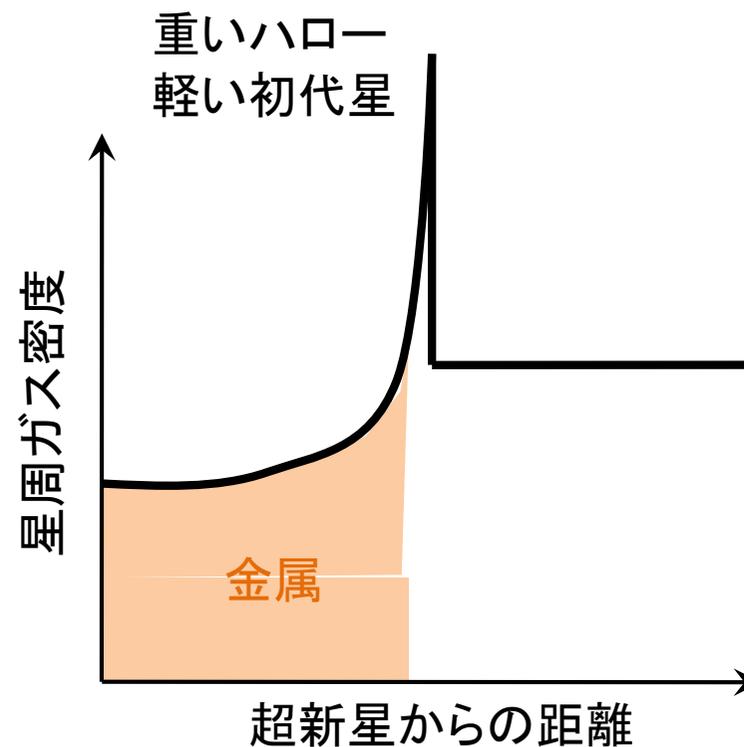
放射冷却が効かない
Sedov-Taylor phase

金属量の M_{halo} , M_{PopIII} 依存性

(GC, Yoshida, & Kitayama 2013)



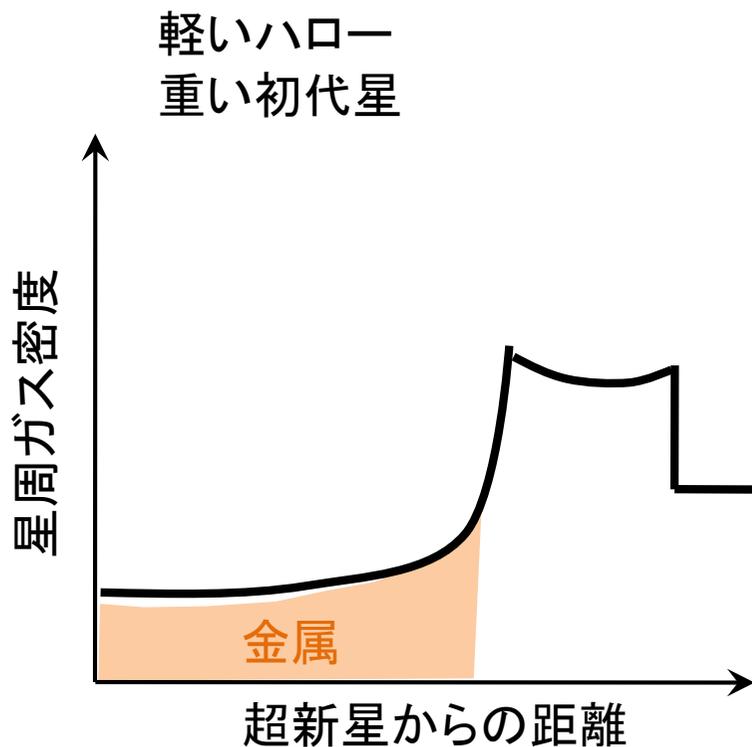
放射冷却が効き始める
圧力駆動 雪かき段階



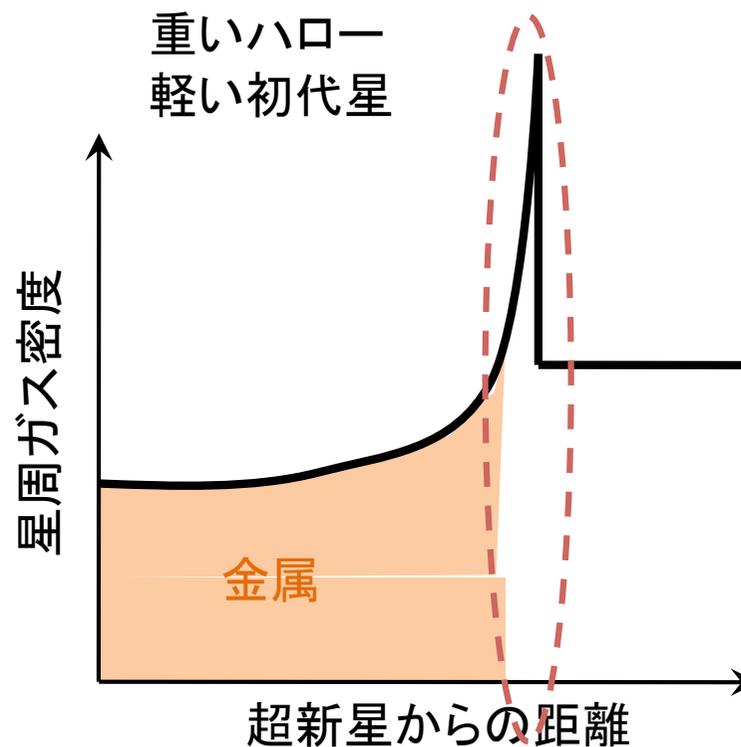
放射冷却が効き始める
圧力駆動 雪かき段階

金属量の M_{halo} , M_{PopIII} 依存性

(GC, Yoshida, & Kitayama 2013)



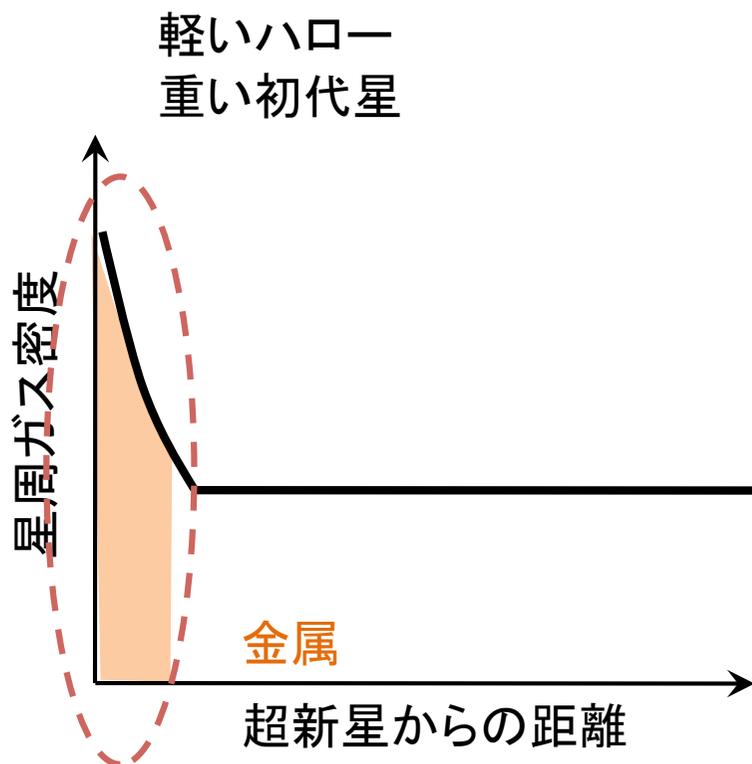
中心部も冷えて惰性に進む
運動量保存 雪かき段階
シェルは重力的に安定



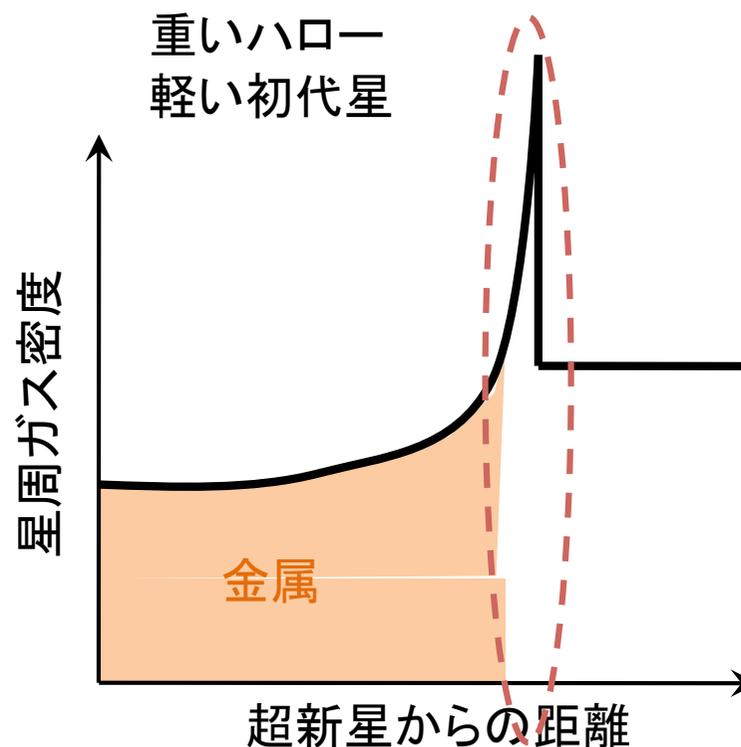
- ✓冷却率 (\propto 密度²) が大きい
- ✓シェルが重力不安定に
- ✓再収縮開始
- ✓再収縮領域は極低金属量に

金属量の M_{halo} , M_{PopIII} 依存性

(GC, Yoshida, & Kitayama 2013)

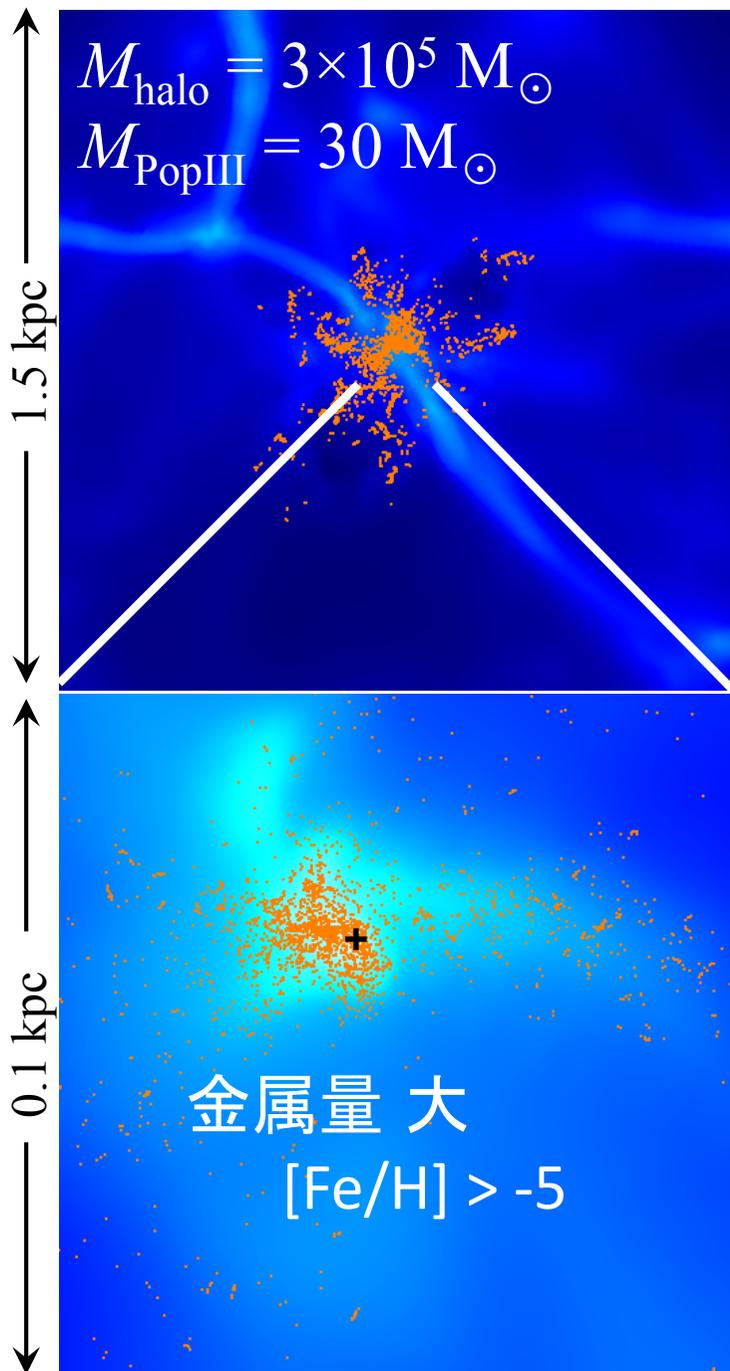


- ✓ガスは再び中央の暗黒物質ハローに
- ✓そのときはじめて再収縮開始
- ✓再収縮領域の金属量は比較的大きい

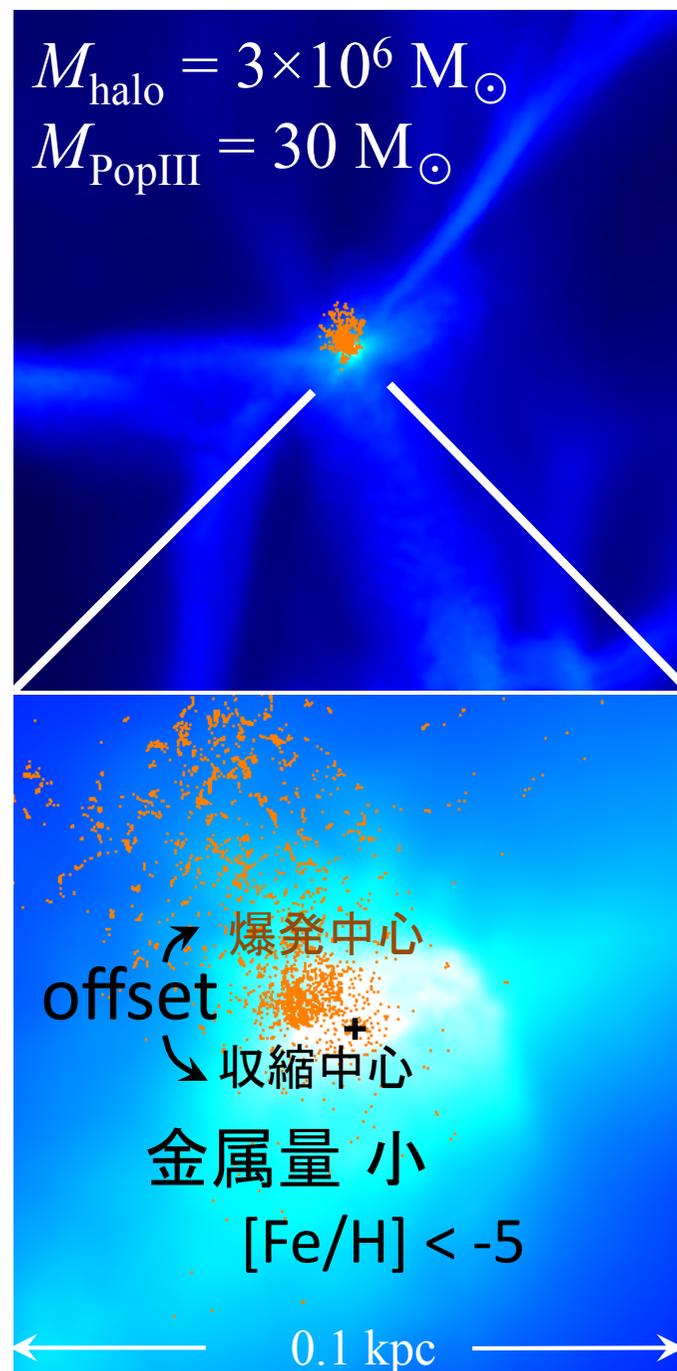


- ✓冷却率 (\propto 密度²) が大きい
- ✓シェルが重力不安定に
- ✓再収縮開始
- ✓再収縮領域は極低金属量に

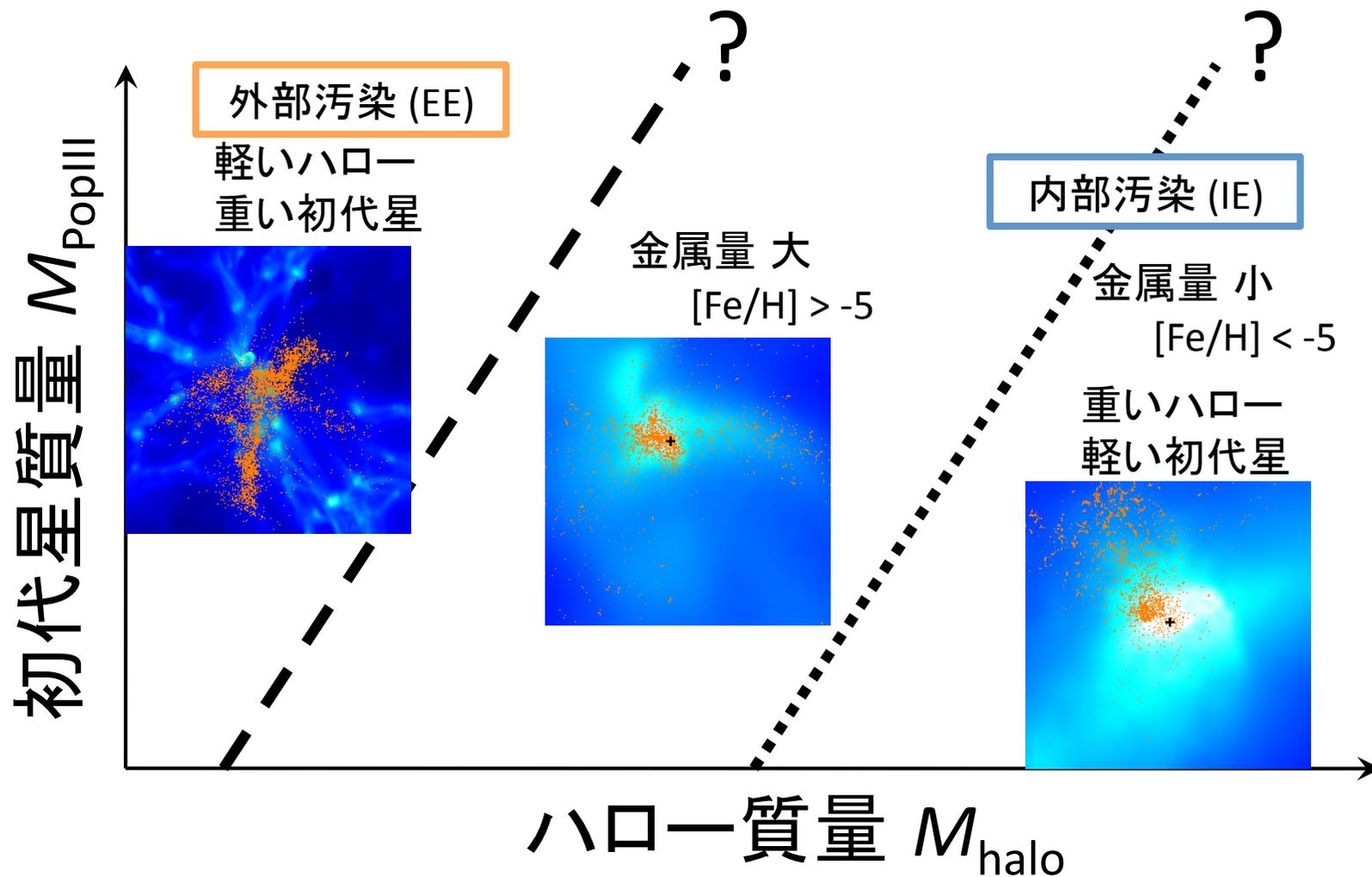
軽いハロー/重い初代星



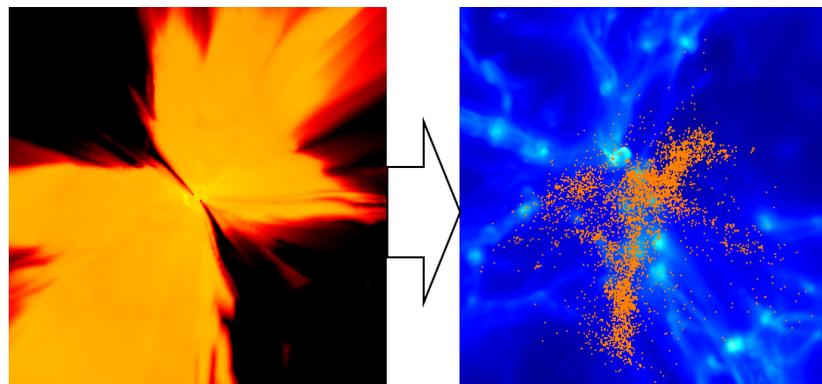
重いハロー/軽い初代星



では、どのような条件で EE/IE は起こるのか？

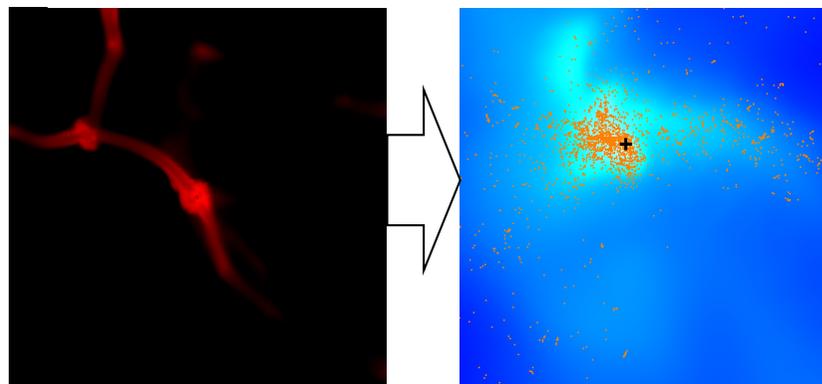
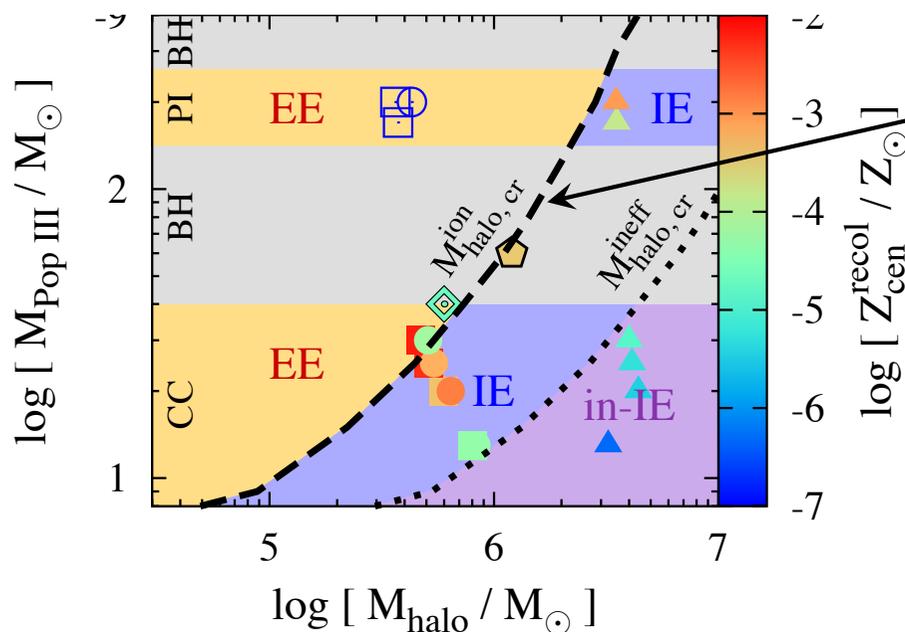


IE/EE の条件



H II 領域形成が EE を起こす必要条件 (Kitayama & Yoshida 2005)

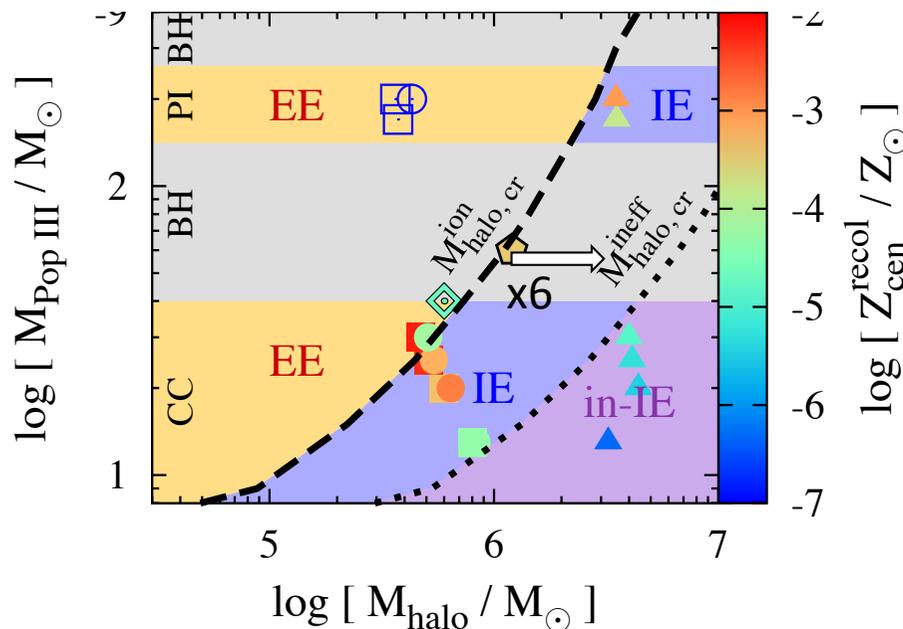
$$M_{\text{halo,cr}}^{\text{ion}} = 2.5 \times 10^6 M_{\odot} \left(\frac{v_D}{20 \text{ km s}^{-1}} \right)^{3/4} \times \left(\frac{t_{\text{life}}}{5 \text{ Myr}} \right)^{3/4} \left(\frac{Q(\text{H})}{10^{49} \text{ s}^{-1}} \right)^{3/4} \left(\frac{1+z_{\text{col}}}{20} \right)^{-3/2} \quad (8)$$



IEのうち、特に $[Fe/H] < -5$ を与える場合を`ineffective IE'モードとして区別

ineffective IE モードの条件
シミュレーションから、

$$M_{\text{halo}} > M_{\text{halo,cr}}^{\text{ineff}} = 6 M_{\text{halo,cr}}^{\text{ion}}$$



これらの条件と、

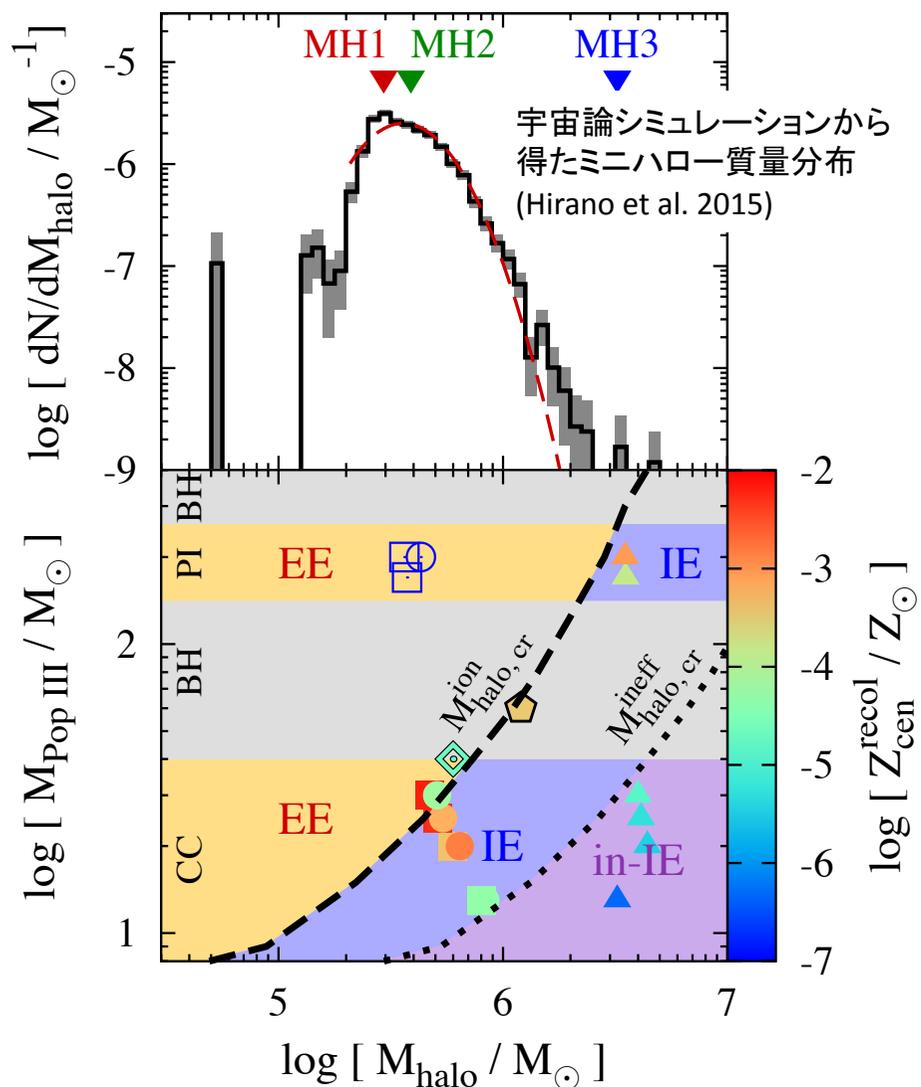
✓ハロー質量分布(Hirano et al. 2015)

✓初代星質量分布 (flat/ Salpeter)

を使って、どのモードが支配的かを計算

PISN: ほぼ EE

CCSN: IE と EE が半々



| SN | Enr. mode | $[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{cen}}^{\text{recol}}$ | Fraction | |
|----|-----------|--|-----------------------|-----------------------|
| | | | flat IMF | Salpeter IMF |
| PI | EE | $< [\text{Fe}/\text{H}]_{\text{cr}}$ | $\simeq 1$ | $\simeq 1$ |
| | IE | $> [\text{Fe}/\text{H}]_{\text{cr}}$ | 4.60×10^{-6} | 7.23×10^{-6} |
| CC | EE | $< [\text{Fe}/\text{H}]_{\text{cr}}$ | 0.423 | 0.127 |
| | IE | $> [\text{Fe}/\text{H}]_{\text{cr}}$ | 0.566 | 0.824 |
| | in-IE | $< [\text{Fe}/\text{H}]_{\text{cr}}$ | 0.011 | 0.049 |

PISN の場合

- ✓ ほぼ EE ($[\text{Fe}/\text{H}] < -5$)
- ✓ $-5 < [\text{Fe}/\text{H}] < -2.5$ の範囲で PISN の兆候をもつ星を探すためには 10^5 - 10^6 個の星が必要

CCSN の場合

- ✓ IE が支配的だが、
- ✓ EE も無視できない割合起こる (10-40%)
- ✓ しかし、 $[\text{Fe}/\text{H}] < -5$ の星が見つからない

→ 臨界金属量を示唆 (Omukai 2000; Schneider et al. 2002)

まとめと結論

本研究では

- 初代星による支配的な金属汚染過程
- 金属欠乏星形成領域の金属量分布

を調べるため、初代星の輻射/超新星フィードバックを幅広いパラメータ領域

- ハロー質量 (M_{halo})
- 初代星質量 (M_{PopIII})

に対して数値シミュレーションした。

その結果、

- 一連のシミュレーションで、内部汚染(IE) と外部汚染 (EE) が起こり得ることが初めてわかった。
 - EE は非効率的であり、汚染領域の金属量は $[\text{Fe}/\text{H}] < -5$ にとどまった。
 - IE により再収縮領域は幅広い金属量分布を持つことがわかった。
 - 十分重いハロー質量/軽い初代星質量では、金属量が $[\text{Fe}/\text{H}] < -5$ となるが、
 - ミニハローと初代星のの質量分布関数を考慮すると、その割合は低い(1-5%)。
- PISN と CCSN で、汚染過程は異なる。
 - PISN の場合、ほぼ全てのミニハローに対し EE となる。
 - 現在の観測では PISN の兆候をもつ金属欠乏星が見られていないことと整合
 - CCSN の場合、
 - IE は大半のミニハローに対して起こる。
 - 観測されている金属欠乏星の金属量の範囲と一致
 - EE になるミニハローは 10-40% と、無視できない
 - 1400 個の金属欠乏星を観測して、 $[\text{Fe}/\text{H}] < -5$ となる星は数個しか見つかっていない。
 - 臨界金属量の存在を示唆。

現在観測されている金属欠乏星の形成は、CCSN の IE によって説明できる。

良いお年を！

さらに、金属欠乏星の中には、炭素過剰のものが見つまっている

SMSS J031300.36-670839.3
 C/Fe 比が、太陽近傍の
 5 桁以上大きい！
 Keller et al. (2014)

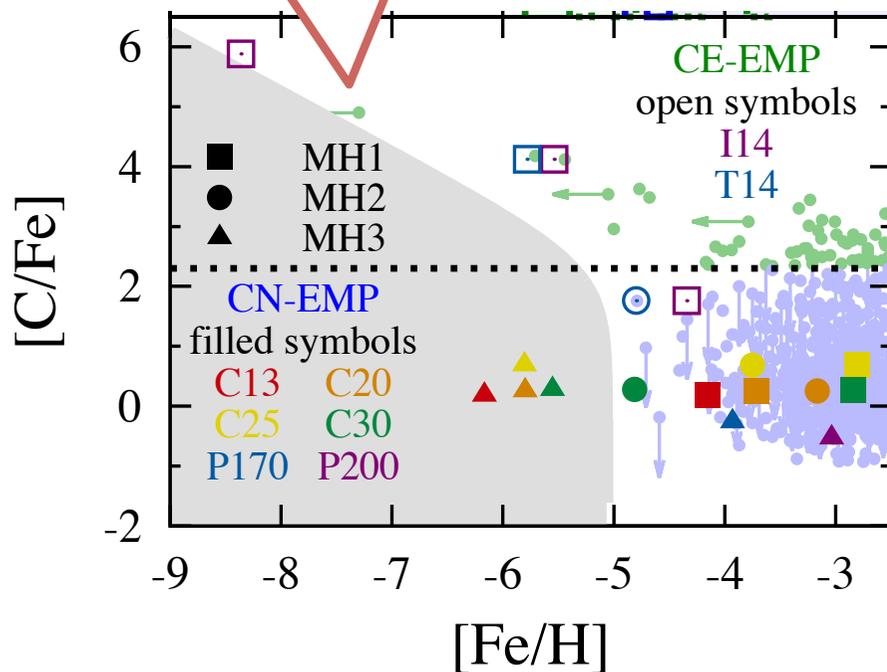


TABLE 2 Definition of subclasses of metal-poor stars

Neutron-capture-rich stars

| | |
|------|--|
| r-I | $0.3 \leq [\text{Eu}/\text{Fe}] \leq +1.0$ and $[\text{Ba}/\text{Eu}] < 0$ |
| r-II | $[\text{Eu}/\text{Fe}] > +1.0$ and $[\text{Ba}/\text{Eu}] < 0$ |
| s | $[\text{Ba}/\text{Fe}] > +1.0$ and $[\text{Ba}/\text{Eu}] > +0.5$ |
| r/s | $0.0 < [\text{Ba}/\text{Eu}] < +0.5$ |

Carbon-enhanced metal-poor stars

| | |
|----------|---|
| CEMP | $[\text{C}/\text{Fe}] > +1.0$ |
| CEMP-r | $[\text{C}/\text{Fe}] > +1.0$ and $[\text{Eu}/\text{Fe}] > +1.0$ |
| CEMP-s | $[\text{C}/\text{Fe}] > +1.0$, $[\text{Ba}/\text{Fe}] > +1.0$, and $[\text{Ba}/\text{Eu}] > +0.5$ |
| CEMP-r/s | $[\text{C}/\text{Fe}] > +1.0$ and $0.0 < [\text{Ba}/\text{Eu}] < +0.5$ |
| CEMP-no | $[\text{C}/\text{Fe}] > +1.0$ and $[\text{Ba}/\text{Fe}] < 0$ |

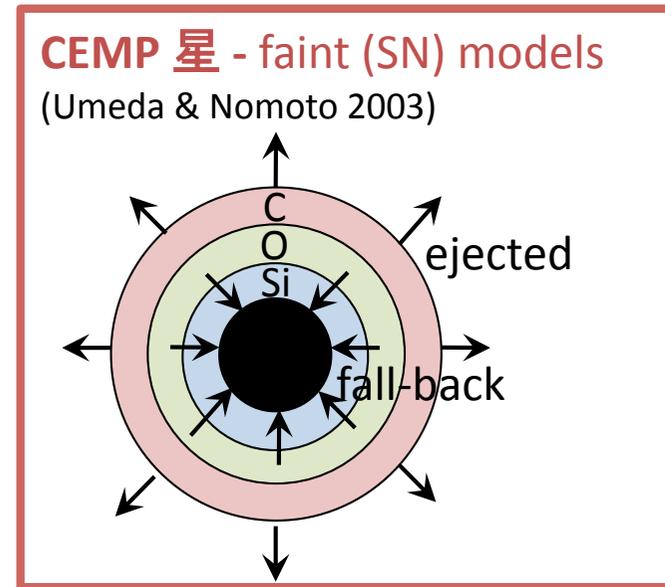
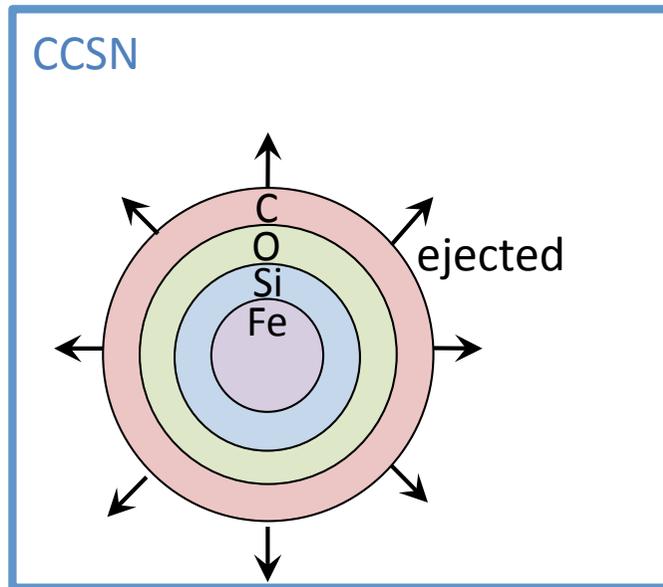
Beers & Christlieb (2005)

このような星を、
 炭素過剰金属欠乏星 (CEMP) 星と呼ぶ。

この組成が初代星超新星によるものとする、
 特別な超新星モデルが必要

CEMP 星を説明する超新星モデル

Umeda & Nomoto (2003); Tominaga et al. (2014)



Fe 組成が大きい内側の層を、中心の超新星残骸に落とす
(mixing-fall back model)

金属量：初代星の質量や超新星爆発 メカニズムに制限



8-40 M_{\odot}
重力崩壊型超新星 (CCSN)
爆発エネルギー $E_{\text{SN}} \sim 10^{51}$ erg

金属量:

✓ [Fe/H] ~ -3 (e.g. Sluder et al. 2016)

元素組成:

✓ 太陽近傍と近い元素組成

✓ Mg, Si などが 2.5 倍くらい

faint SN (FSN)

爆発エネルギー $E_{\text{SN}} \sim 10^{51}$ erg

元素組成:

✓ 炭素過剰 [C/Fe] > 2.30 (Beers & Christlieb 2005; Aoki et al. 2007; Chiaki et al. 2017)



140-260 M_{\odot}
対不安定型超新星 (PISN)
爆発エネルギー $E_{\text{SN}} \sim 3 \times 10^{52}$ erg

金属量:

✓ E_{SN} が大きいいため、CCSNより小さい? (Karlsson et al. 2008, 2013)

✓ 合成される金属質量が大きいいため、CCSNより大きい? (Chen et al. 2016)

元素組成:

✓ Fe の量が多い

✓ 偶数/奇数の原子数をもつ元素量の比が多い