

初代星形成の理論

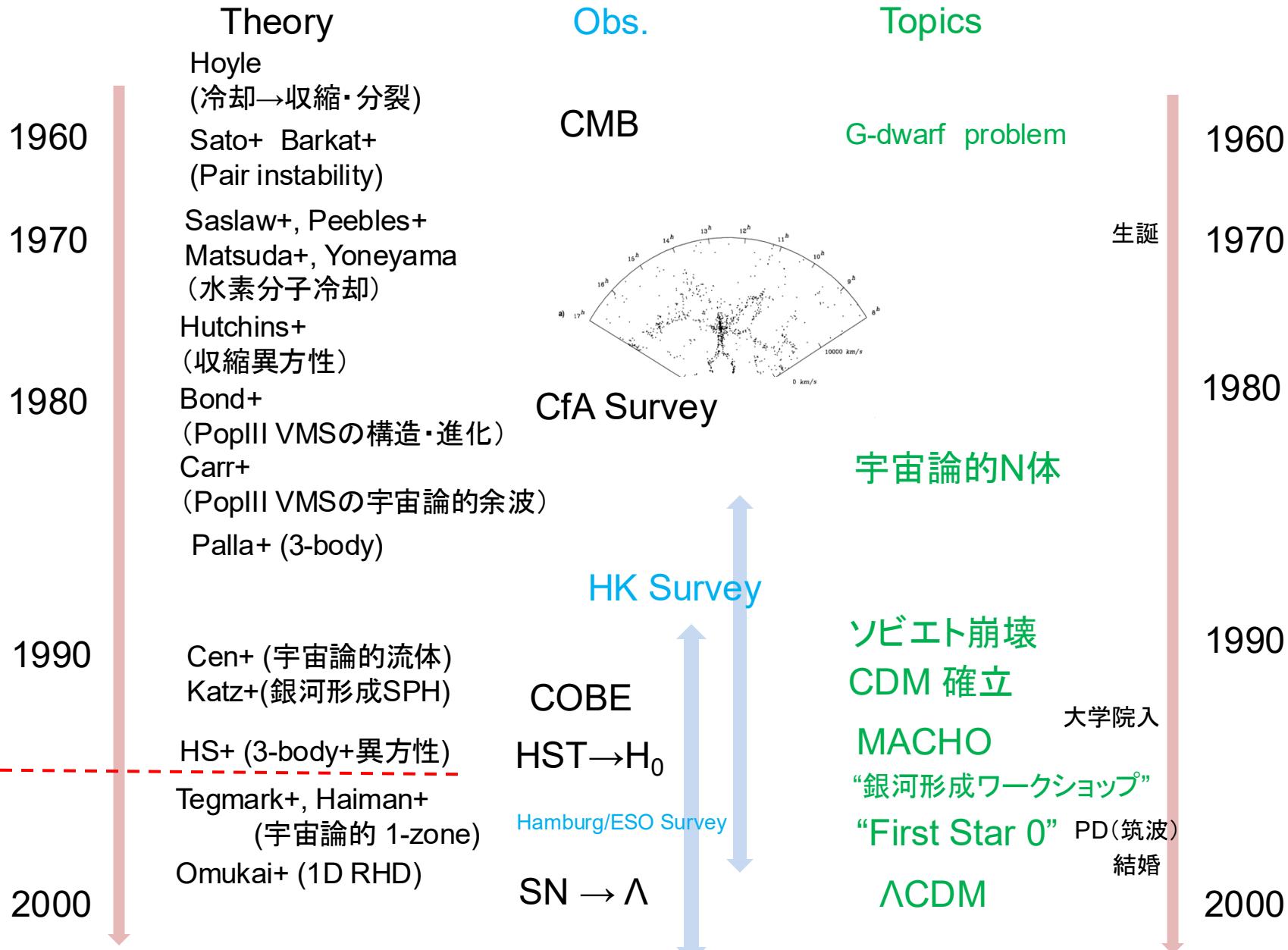
須佐 元

甲南大学理学部物理学科

Contents

- Historical Review
- 最近の進展・現状と課題
- まとめ

古代-中世(20世紀)



何をやっていたか

- POPIII星形成では
 - H_2 の重要性
 - 非平衡 H^- process $H + e^- \rightarrow H^- + \gamma$, $H^- + H \rightarrow H_2 + e^-$
 - 高密度で三体反応が重要, H_2 line opaque
 - One-zoneコラプスモデル
 - 異方性・回転
- 星そのものの理論
 - 冷却しづらい→Very Massiveならどうなるか
 - ペア不安定, GR不安定
 - 電離源・BHの種

しかし、ベースとなる宇宙論が不定、計算機資源不十分

佐藤・松田・武田

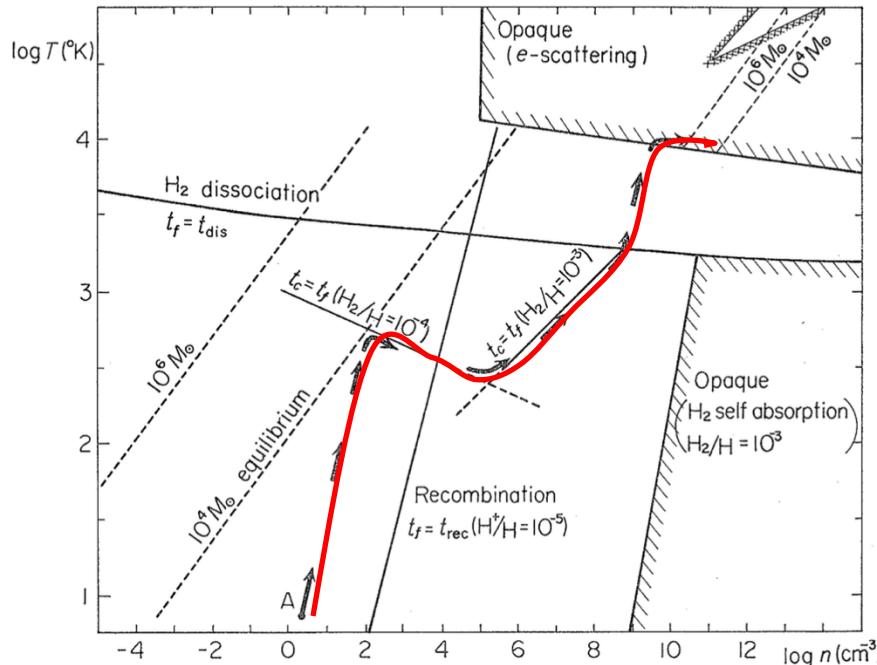
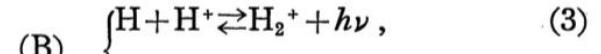
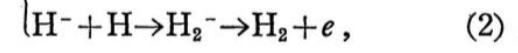
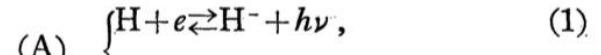


Fig. 4. The schematic features of evolution of the gas cloud with mass $10^6 M_\odot$ in the density temperature diagram. The time scales of cooling, free fall, recombination and dissociation are denoted by t_c , t_f , t_{rec} and t_{dis} , respectively. The thick arrow is an evolutional path in the gas cloud; this path approximately follows the line of $t_c = t_f$. The gas cloud is opaque in the hatched region. The dashed lines represent equilibrium lines of the respective masses, on which a mechanical equilibrium is attained but a thermal one is not necessarily attained. In the triangular region on the upper right side, a stable massive star can exist.²²⁾

Matsuda, Sato, Takeda 1969

Here, we consider the following processes,



Takeda, Sato, Matsuda 1968



Humitaka Sato
1938 - 2025

佐藤邸



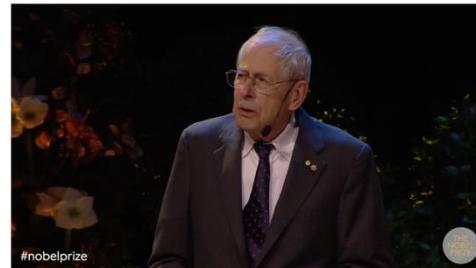
1995年ごろ

天文月報 佐藤さんのインタビュー記事より

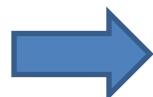
冷たいダークマター宇宙論の勝利とその次

- CDMパラダイムが大規模構造・CMB・元素合成などを整合的に説明

How Physical Cosmology Grew



- 構造形成の問題がより小スケールのバリオン物理に進んでいった。
- Cen & Ostriker, Katz & Gunn, ...
- とは言え銀河は星の集団で銀河形成を正しく理解するには星形成を理解したい。



初代星形成へ

滯在型ワークショップ「銀河形成」

1995年@筑波大

* * * 分野別メンバー * * *

分野 : 代表者 : メンバー

1 解析的アプローチ : 郷田 : 長島, 矢野, (須佐), (北山)

2 Thermal History : 川崎 : 杉山

3 原始銀河雲 : 西 : 須佐, 上原, 山田(雅), 宮畠

4 星生成 : 犬塚 : 花輪, 富阪, 中本, 中村(文)

5 観測 : 山田(亨) : 川辺, 峰崎, (泉浦)

6 銀河形成数値計算 : 吉岡 : 山下, 山田(良)

7 大規模構造 : 須藤 : 北山, 牧野, 船渡, (山下), (山田(良)), (杉山)

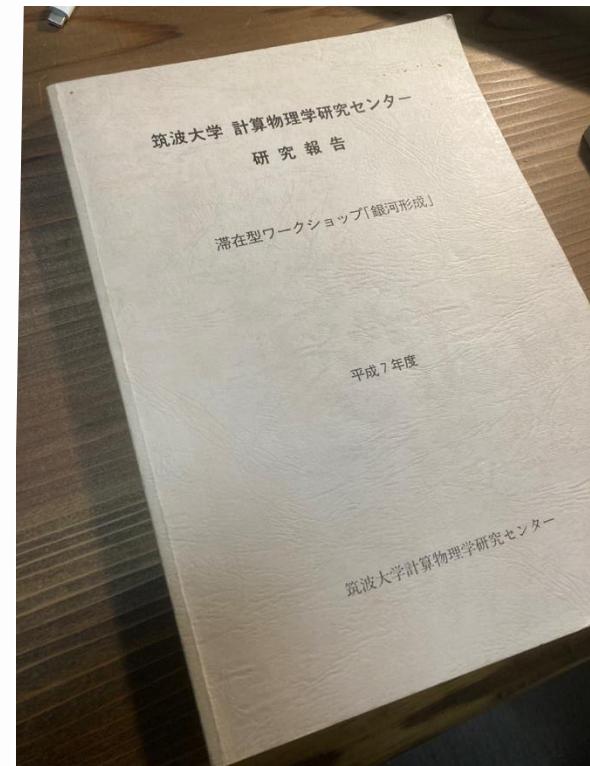
8 化学進化 : 有本 : 藤田, 児玉, (宮畠), (花見)

9 力学進化 : 土屋 : 官谷, (船渡), (郷田)

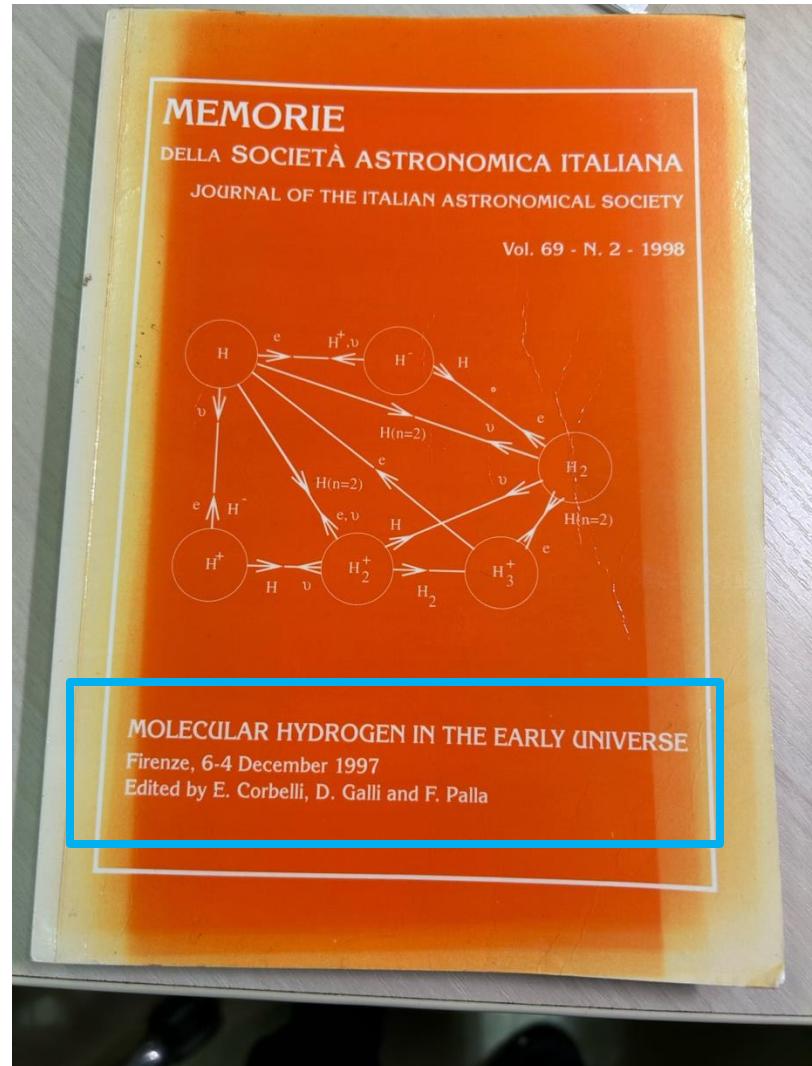
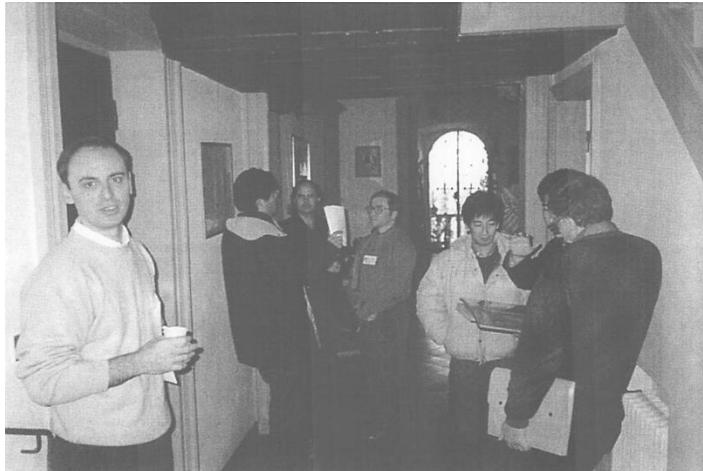
10 銀河相互作用 : 千葉 : 戸次, 花見, (和田), (牧野), (船渡)

11 吸收線系 : 村上 : 大越, 泉浦

12 QSO/AGN : 梅村 : 釣部, 嶺重, 和田

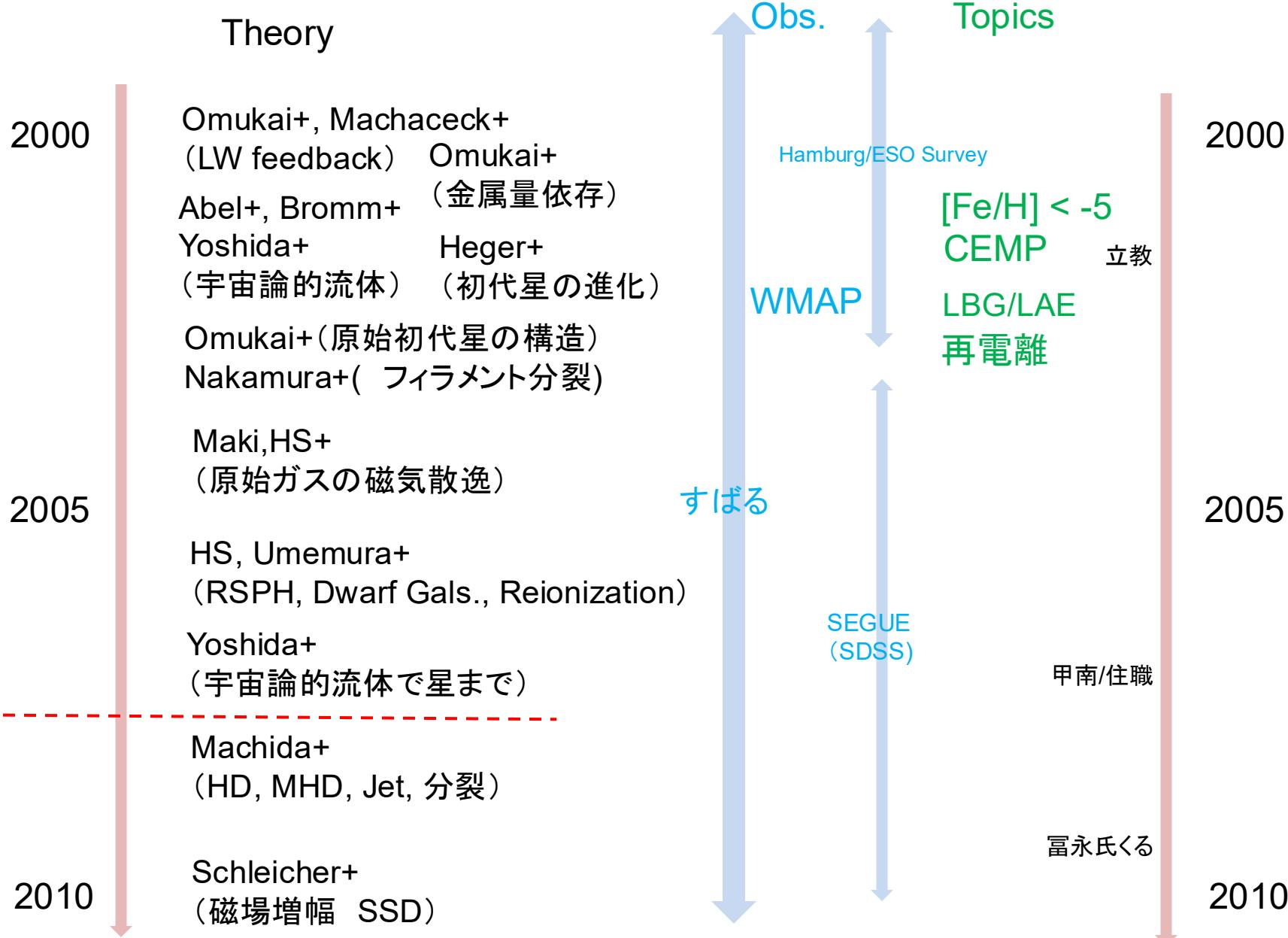


“First Star 0”



1997年末

中世-近代(2000年代)



POPIIIの生まれる舞台～Minihalo～

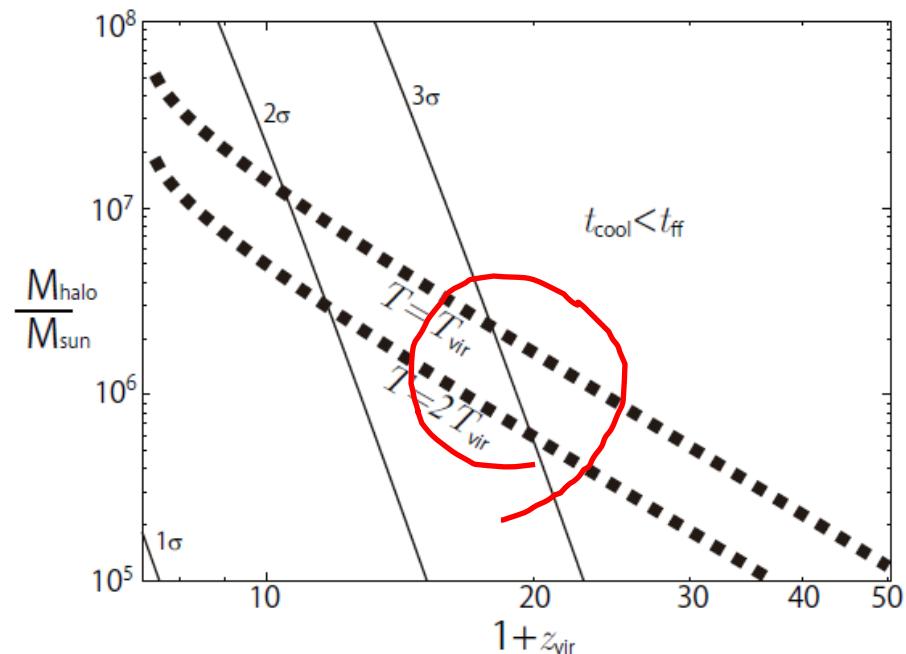
- $10^5\text{-}10^6 M_{\text{Sun}}$, $z \sim 30\text{-}20$ 程度
- 水素分子の振動回転遷移で冷却
- 宇宙で最初に冷却して重力収縮する“銀河”

$$t_{\text{cool}} < t_{\text{ff}}$$

$$y_{\text{H}_2} \simeq \frac{dy_{\text{H}_2}}{dt} t_{\text{ff}} = k_{\text{f}} n_{\text{H}}^2 y_{\text{e}} t_{\text{ff}}$$



$$\frac{k_{\text{B}} T}{k_{\text{f}}(T) \Lambda_{\text{H}_2}} > (\gamma - 1) n_{\text{H}}^2 t_{\text{ff}}^2 y_{\text{e}}$$



Minihalos in cosmological simulation

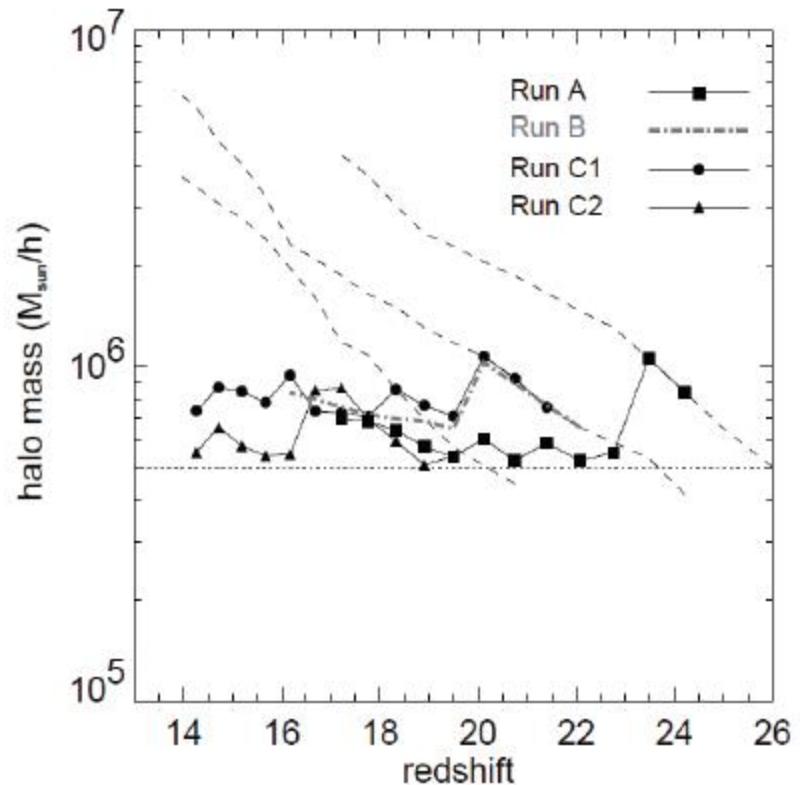
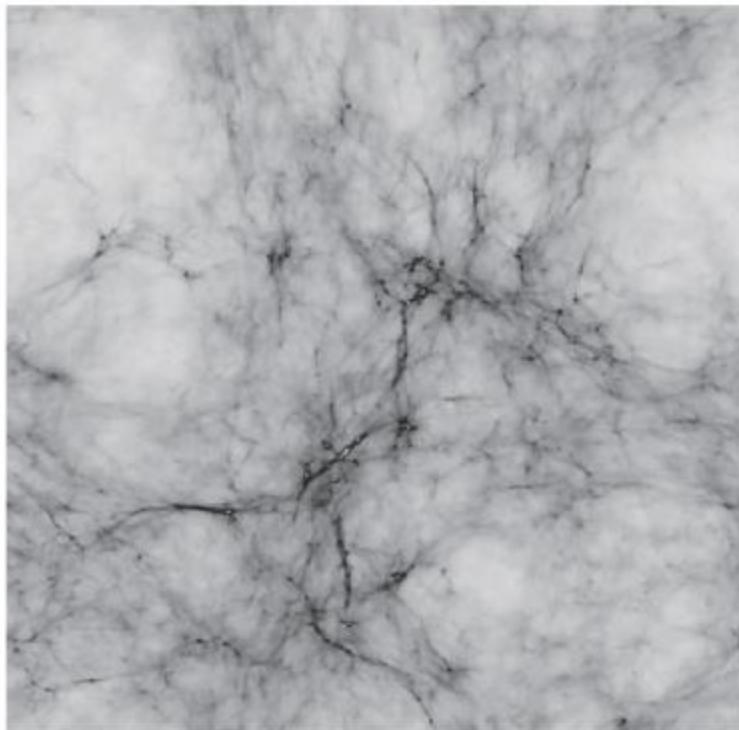
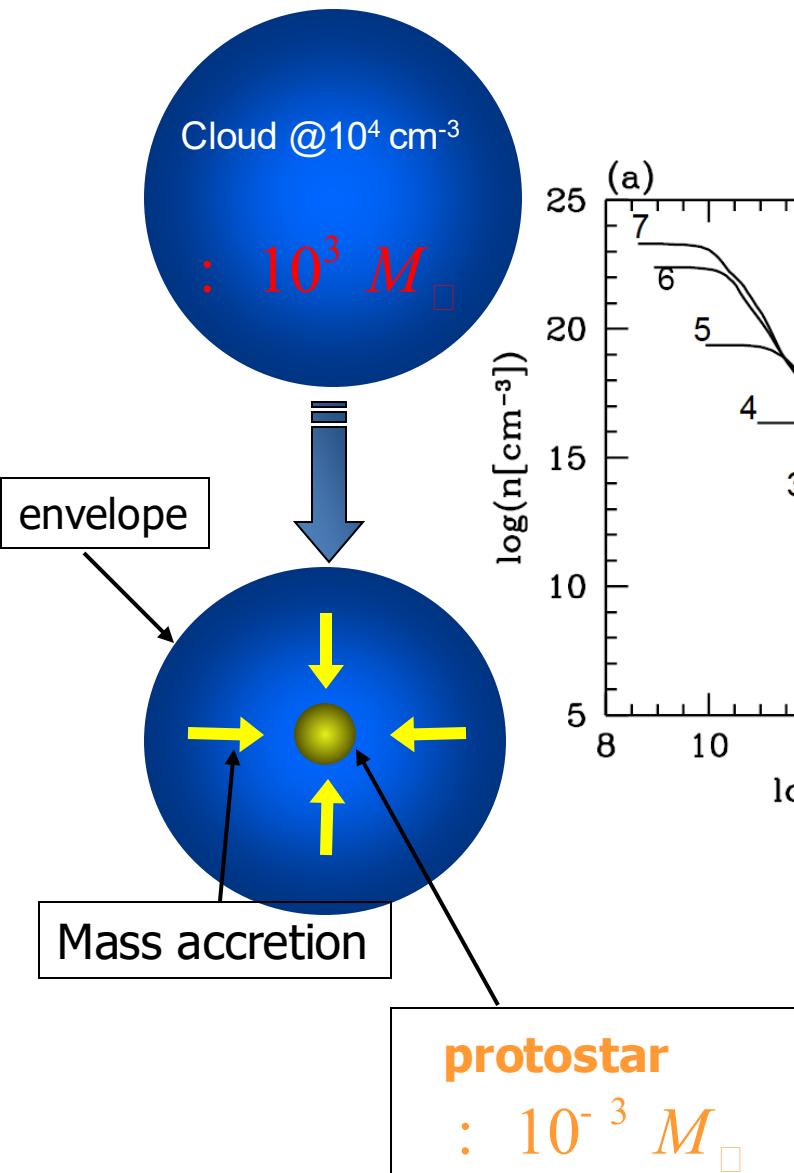
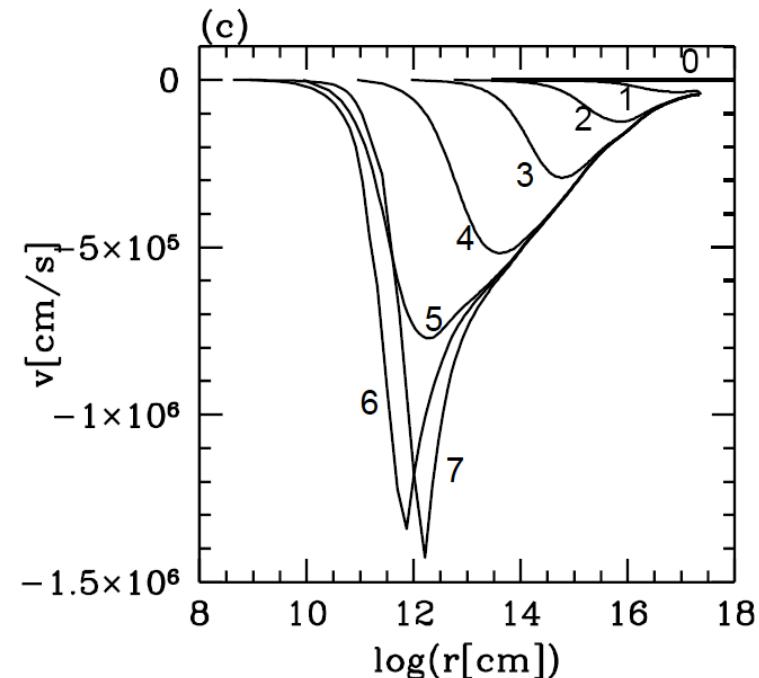
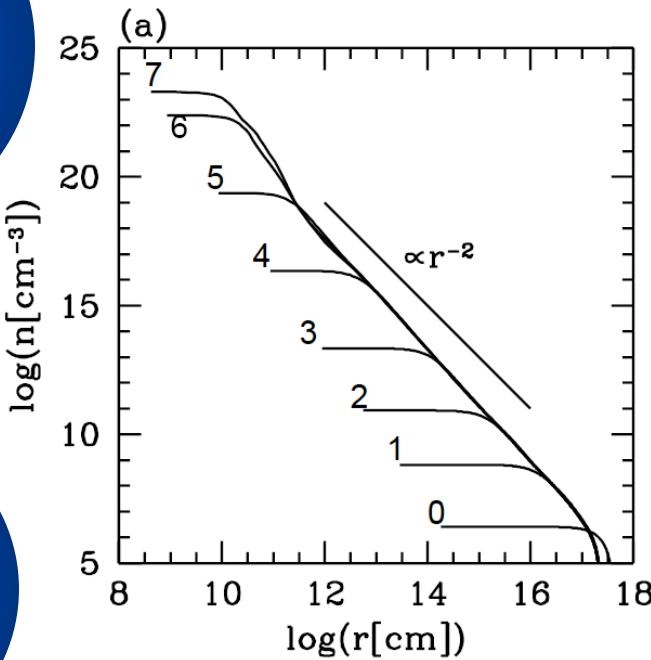


Fig. 2. Left panel: projected gas density distribution of cosmological volume $(600h^{-1}\text{kpc})^3$ box at $z = 17$. Right panel: minimal mass of minihalos that host cold dense gas clumps in various runs [13].

Run-away collapse of dense cores



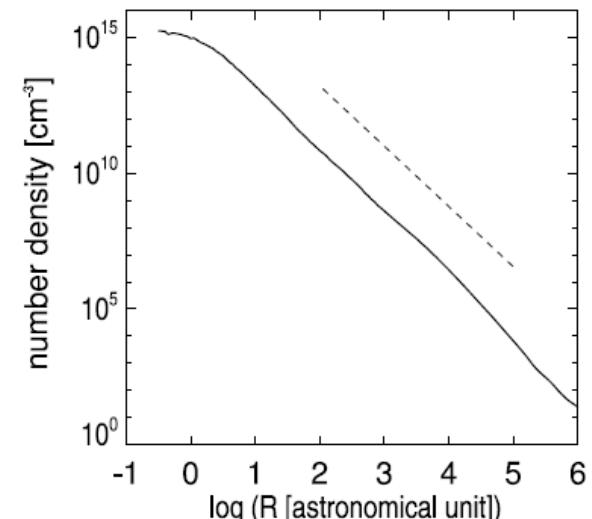
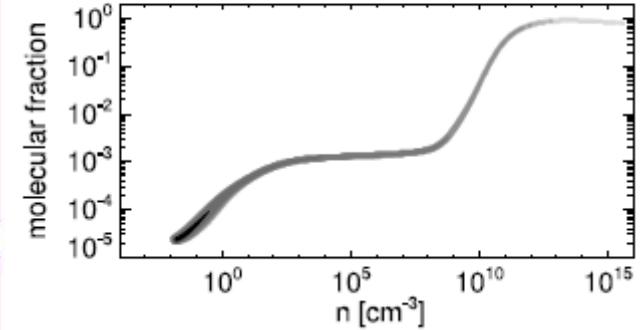
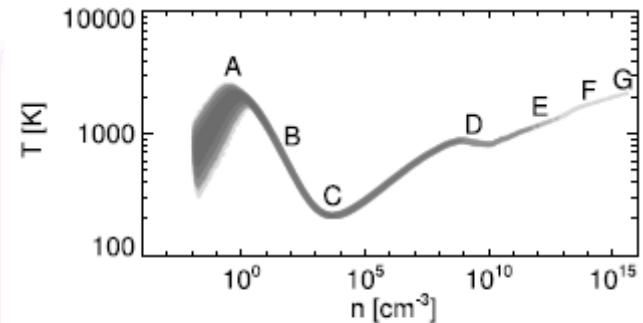
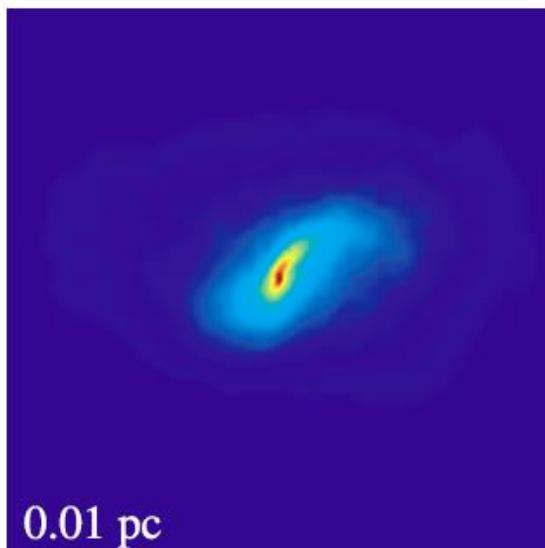
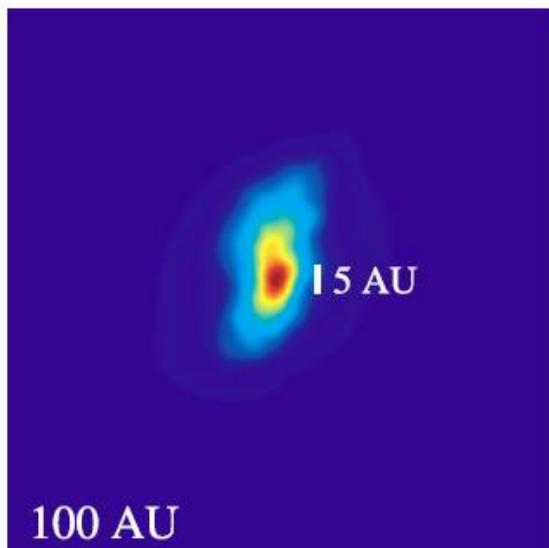
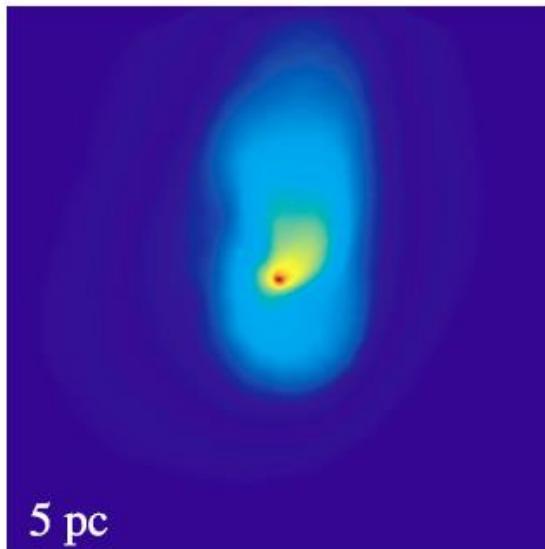
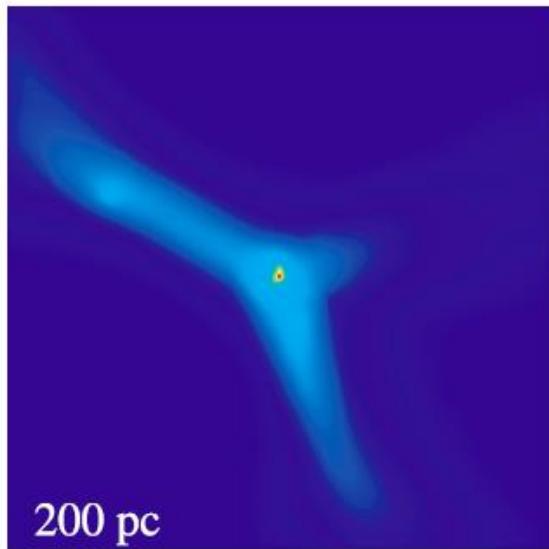
1D radiation-hydro simulation



Omukai & Nishi (1998, ApJ, 508, 141)

Cosmological simulation

Yoshida+ 2006



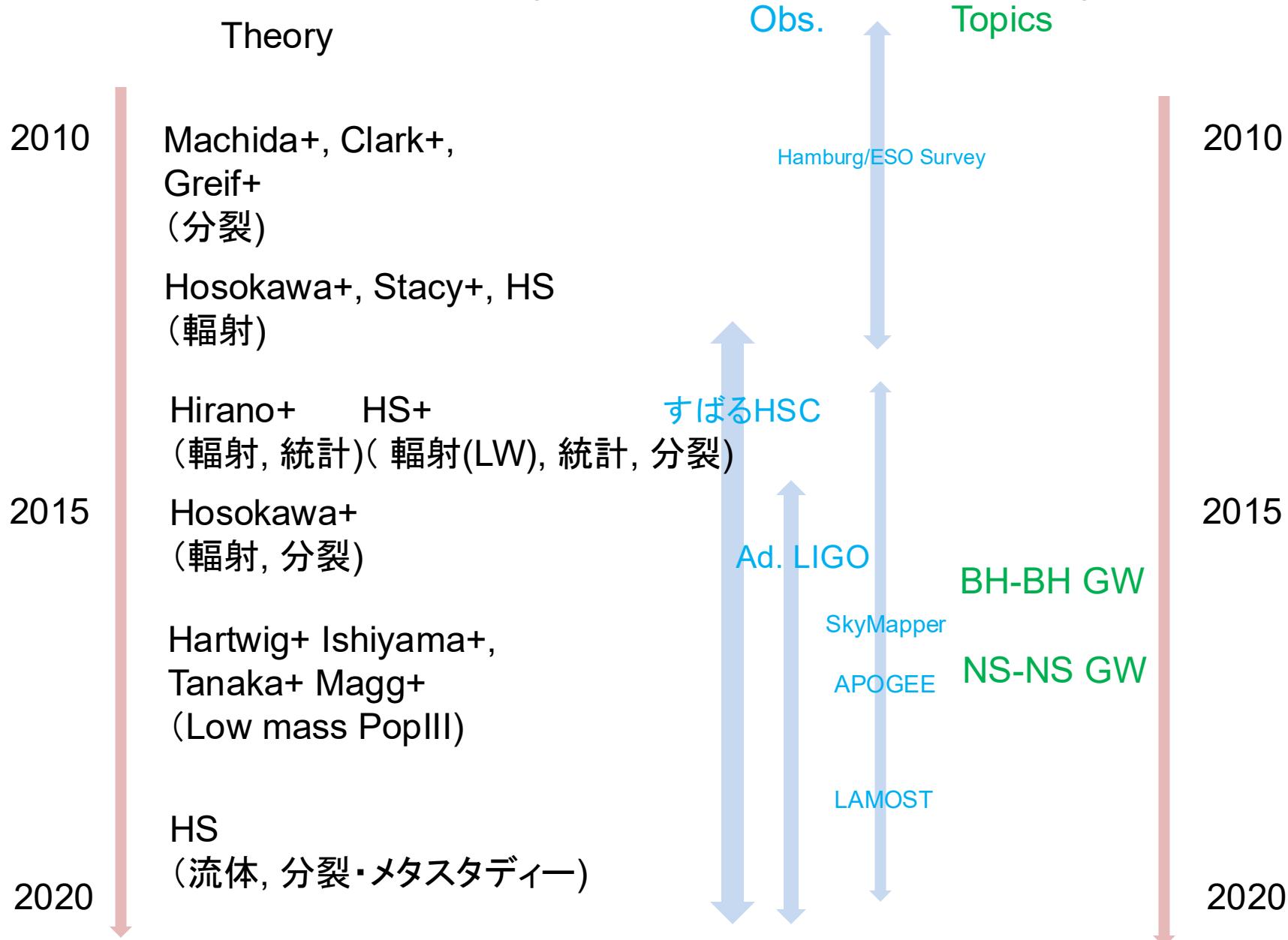
Final mass

$$\dot{M} \sim 30 \frac{c_s^3}{G} \longrightarrow \begin{array}{l} 1000\text{K, for primordial gas,} \\ \text{Very high mass accretion rate} \\ (\text{c.f. } 10\text{K for interstellar gas}) \end{array}$$

$$\dot{M} \approx 10^{-2} M_{\text{sun}} \text{yr}^{-1} \longrightarrow \dot{M} \times 10^5 \text{yr} \approx 10^3 M_{\text{sun}}$$

降着が止まらなければ *very massive*

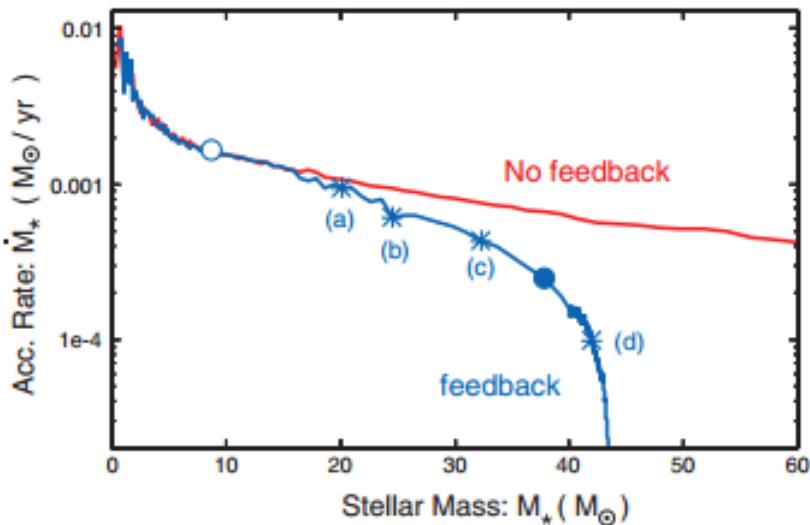
近代-現代(2010年代以降)



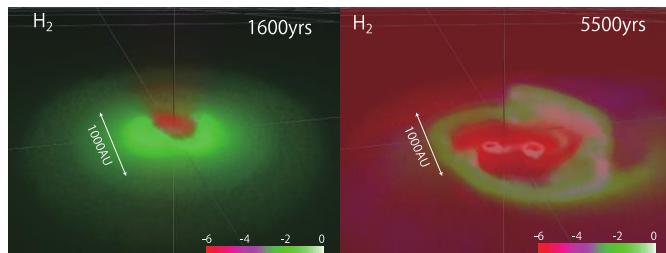
Radiative Feedback from protostar(s)

Hosokawa+2011

2D RHD



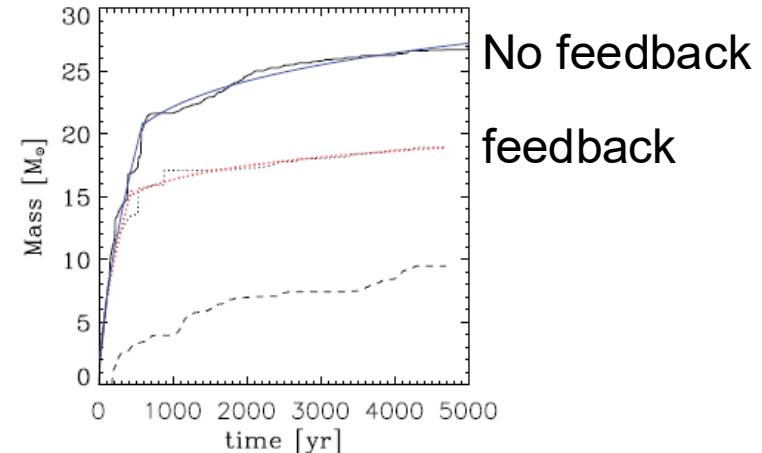
~43Msun 10^5 yrs after
the formation of protostar.



Umemura+2012

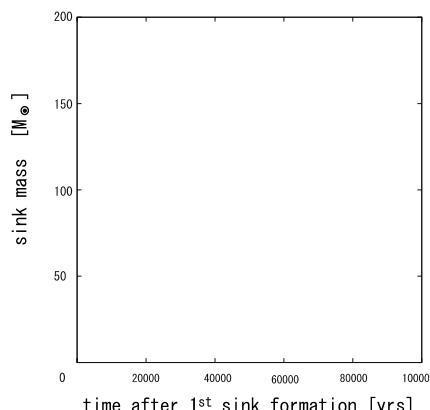
Stacy+2012

3D RHD



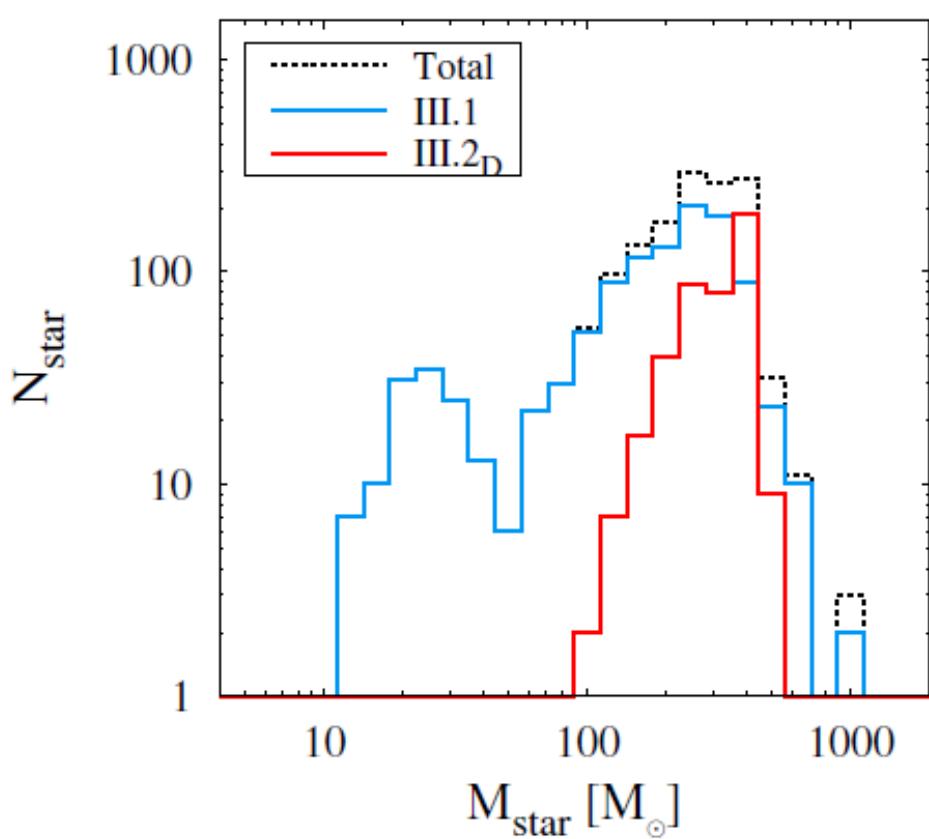
~20-30Msun at 10^5 yrs estimated
by extrapolation

to a divergence in the accretion histories in less than 1000 years, and in the 'with-feedback' case the main sink does not grow beyond $\sim 20 M_\odot$ in the time of the simulation.

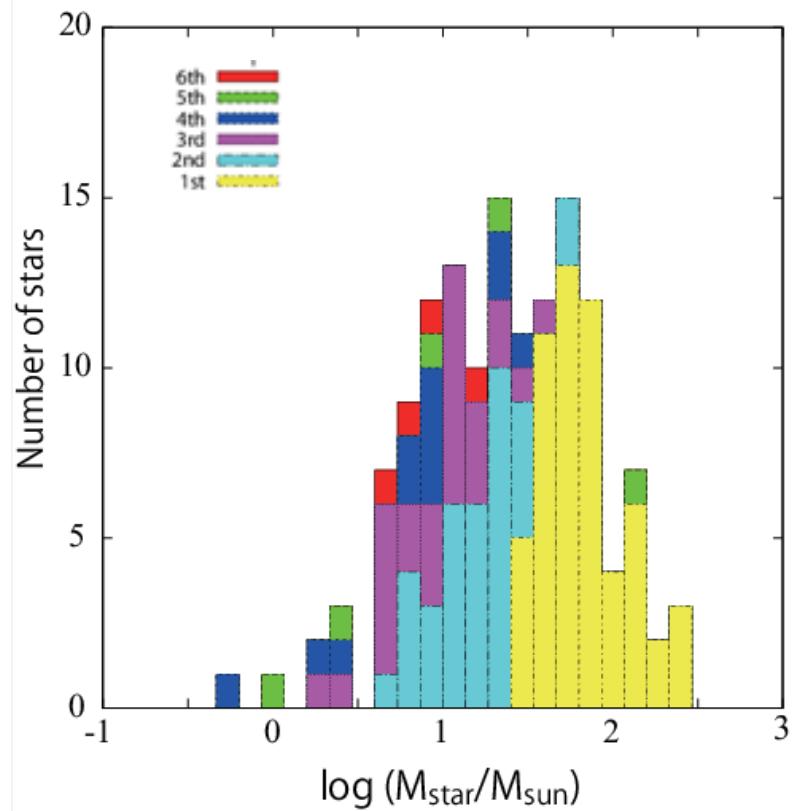


HS 2013
3D RHD
<50Msun at 10^5 yrs

“IMF”

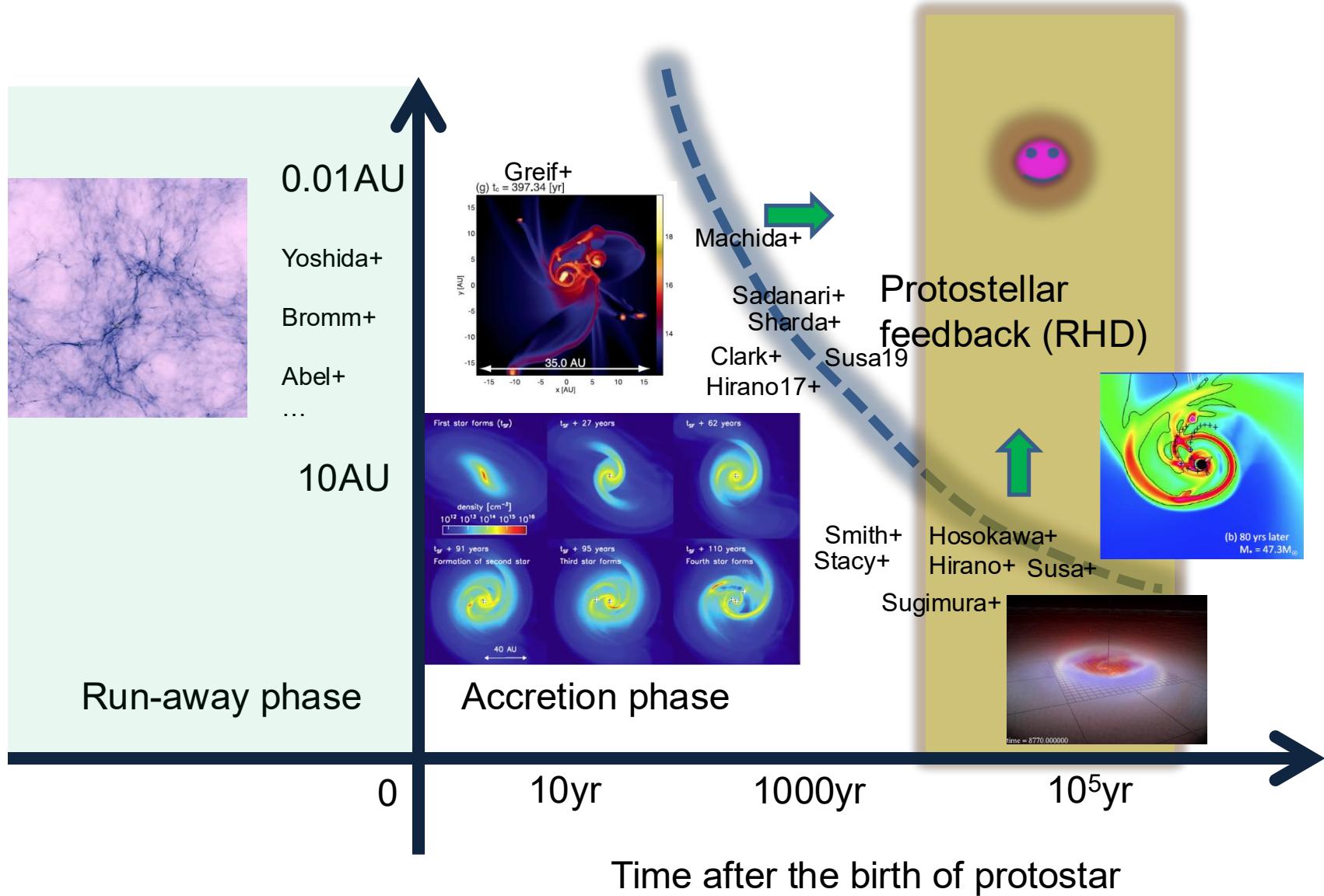


Hirano+2015 (2D)



HS+2014 (3D)

Numerical studies in *space-time*



文献の結果のメタスタディ

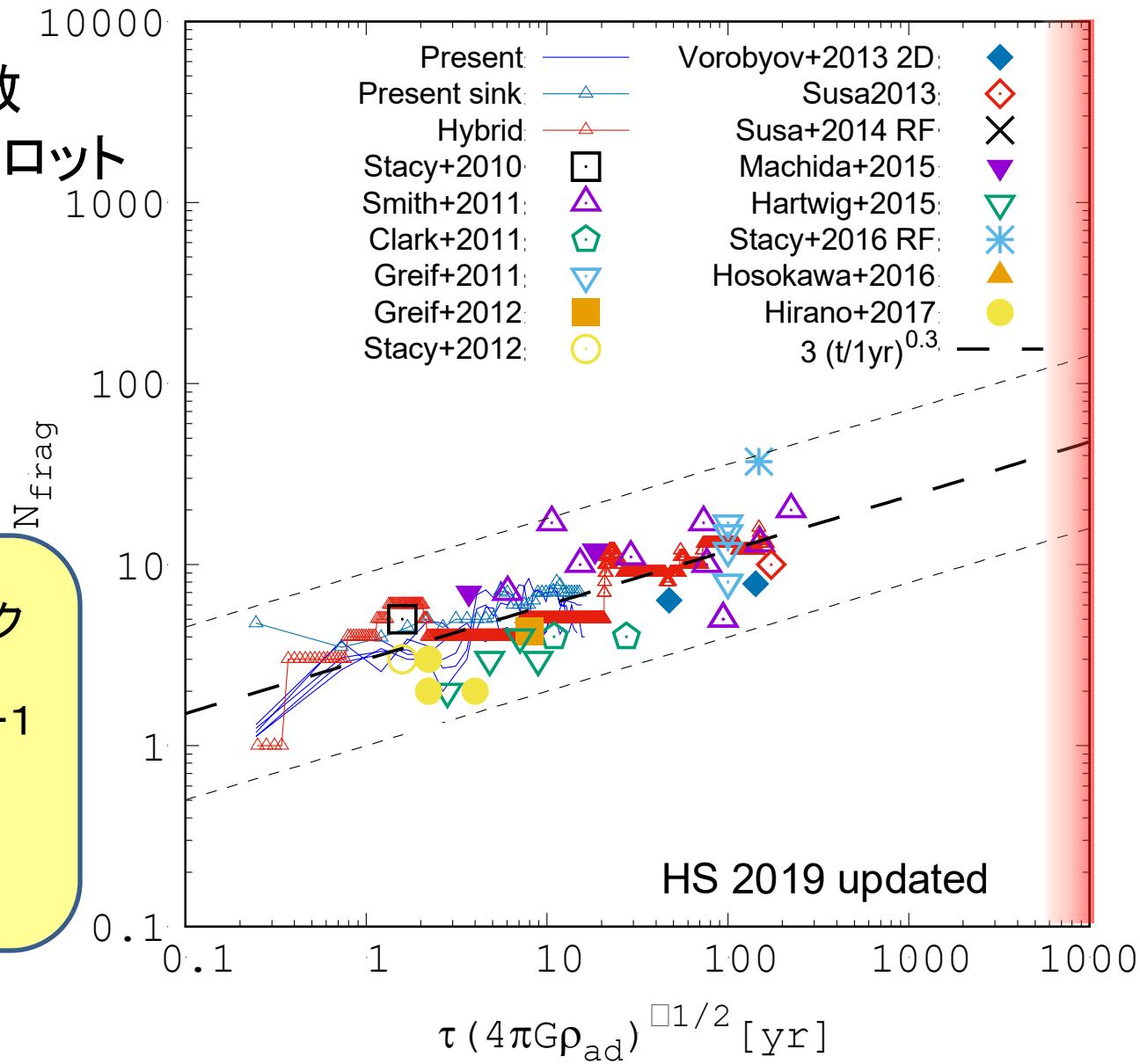
Radiative feedback
Kicks-in

分裂片 / sink粒子の数
時間をスケールしてプロット

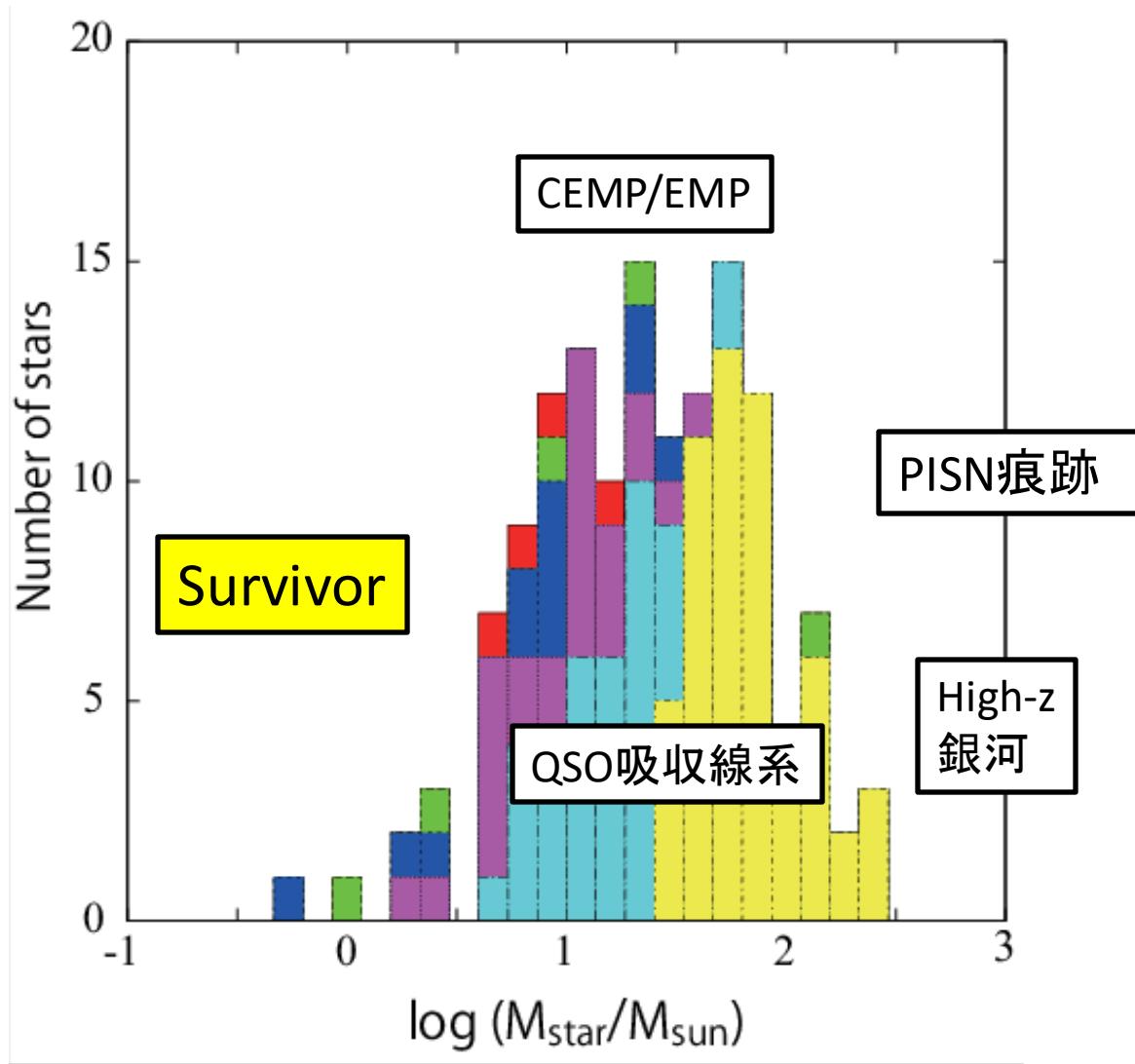
→ 大筋一致。

数千年から輻射フィードバック
が始まるので、そこで分裂片
の数が決まるとすると、10—1
00個

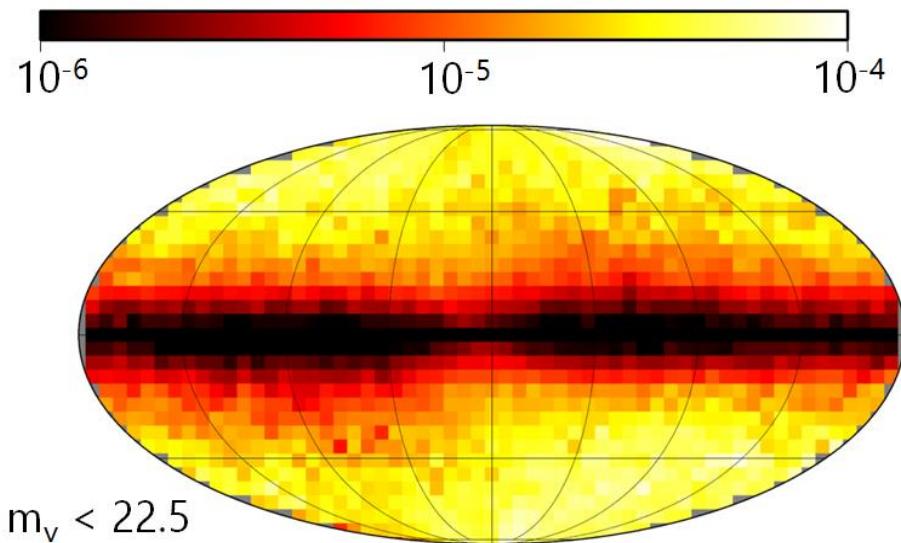
小星団ができると思われる。



IMFと観測

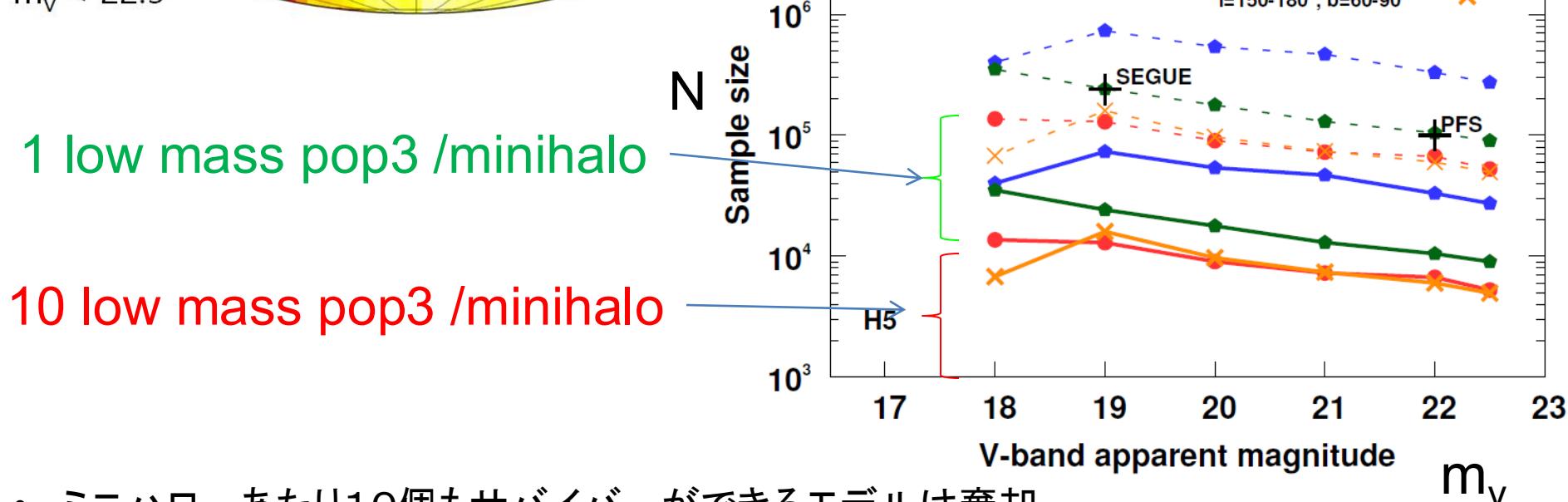


Probability map on the Sky



Ishiyama, HS+ 2016

Observe N stars → find 1 popIII



- ミニハローあたり10個もサバイバーができるモデルは棄却
- 一個くらいなら許容

Magg+2019

EMP星などを探しているが、POPIIIも同様の場所で同様に見つかるはず、と思う。

EMP星とPOPIIIが
混在した星々からPOPIIIを外して観測された
EMPの星の数だけくじを引き続ける確率

$$P_0 = \left(1 - \frac{N_{\text{surv}}}{N_{\text{EMP,tot}}}\right)^{N_{\text{EMP,obs}}}$$

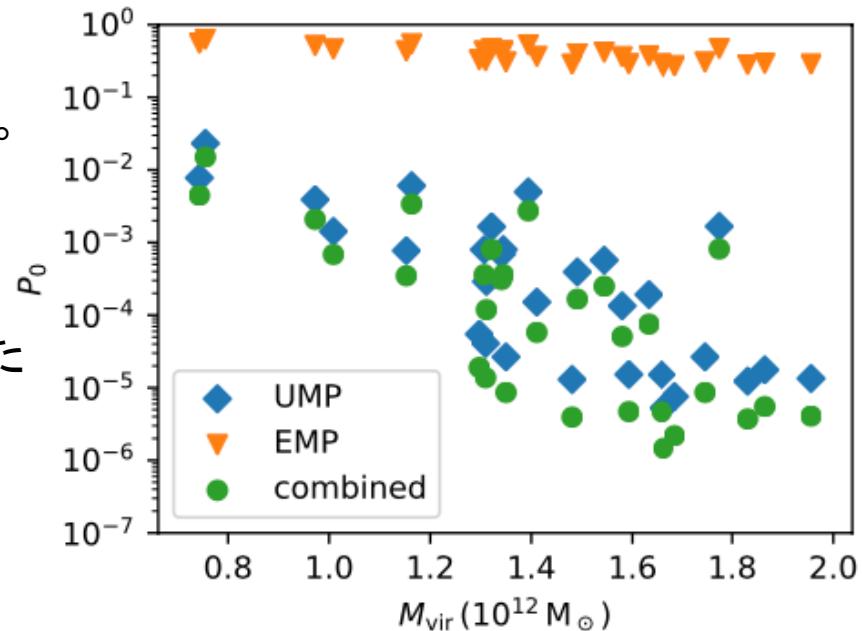


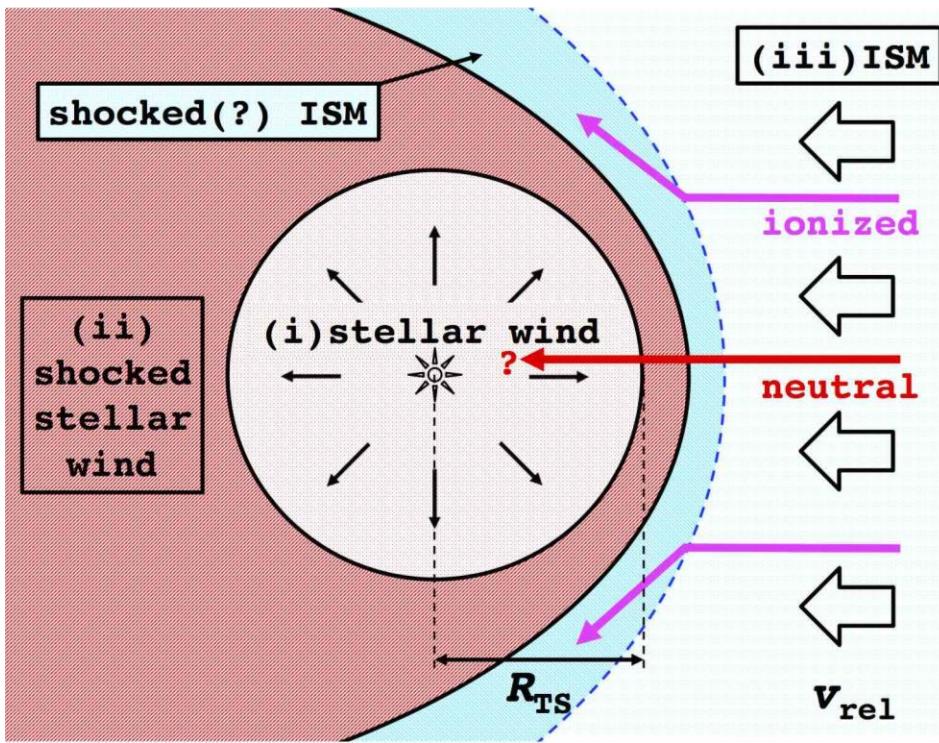
Figure 2. Probability of not detecting metal-free stars until today, as function of halo mass. We show the probabilities derived from UMP (blue diamonds) and EMP (orange triangles) star detections separately and combined (green circles). The UMP stars give much tighter constraints than the EMP stars.

非常にタイトな制限。Nsurv < 1000 → minihaloあたり10^-2個

Stellar Wind & ISM

Tanaka, HS+2017

The parameters of stellar wind are set to the Solar values.



(i) Thermal driven supersonic flow, fully ionized plasma

$$n_{sw}(r) = n_{sw*} \left(\frac{r}{R_*} \right)^{-2}$$

$$v_{sw}(r) = v_{sw*},$$

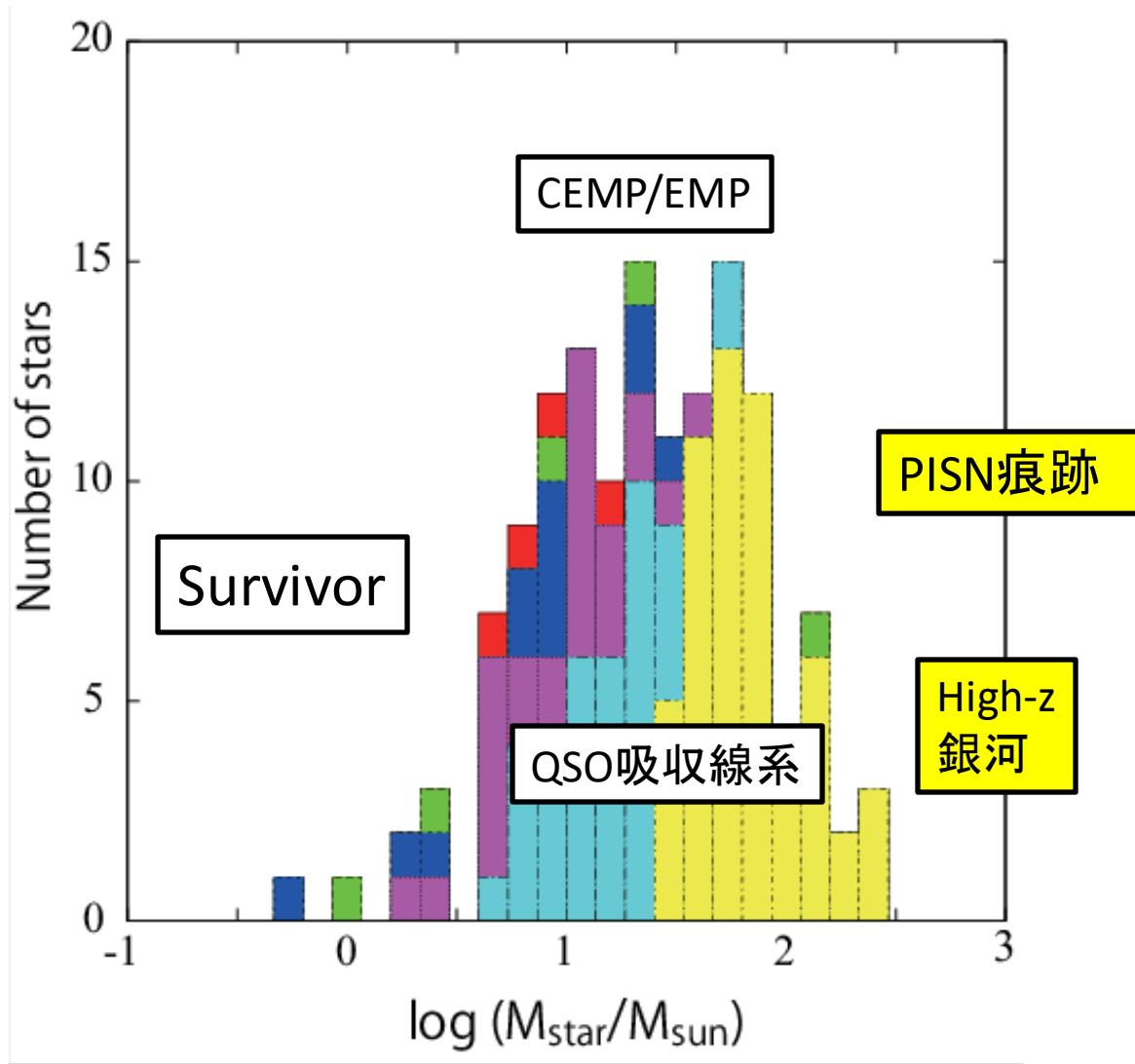
(ii) Bondi-Hoyle-Lyttleton accretion flow, partially ionized plasma

$$n_{HL}(r, \theta, \xi) = \frac{n_{ISM} \xi^2}{r \sin \theta (2\xi - r \sin \theta)},$$

$$v_{HL,r}(r, \theta, \xi) = -\sqrt{v_{rel}^2 + \frac{2GM_*}{r} - \frac{\xi^2 v_{rel}^2}{r^2}},$$

- 太陽風くらいの星風を仮定して動圧を比較
- POPIIIの時にはむしろwind powerはやや大きい (Suzuki 2018)
- 降着は $n_{ISM} < \sim 10^3 \text{ cm}^{-3}$ で星風を押しつぶせない。

IMFと観測



PISN?

LAMOST+Subaru
Xing+2023

どうやらちがうらしい。今後もVMP星の観測に注目

[Fe/H]=-2.42

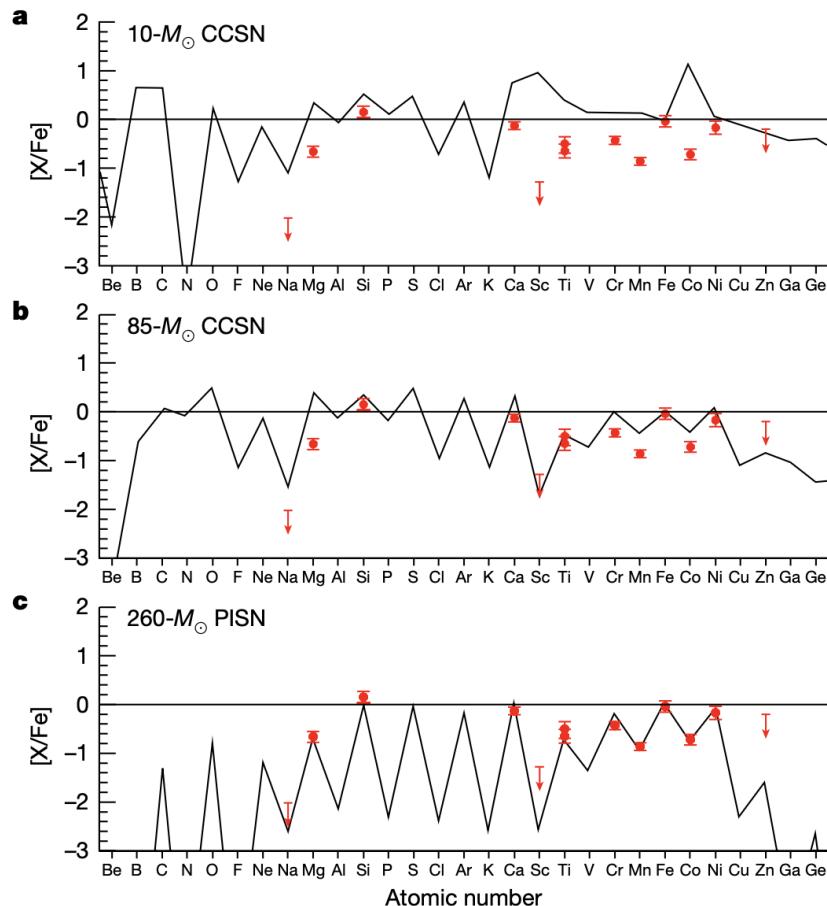
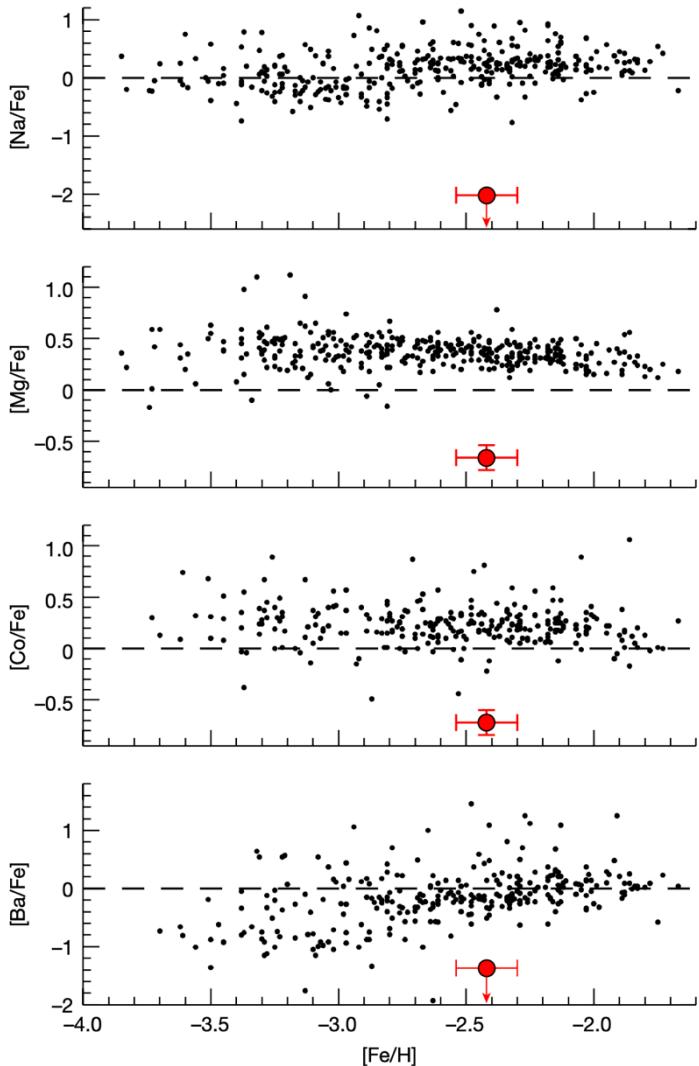
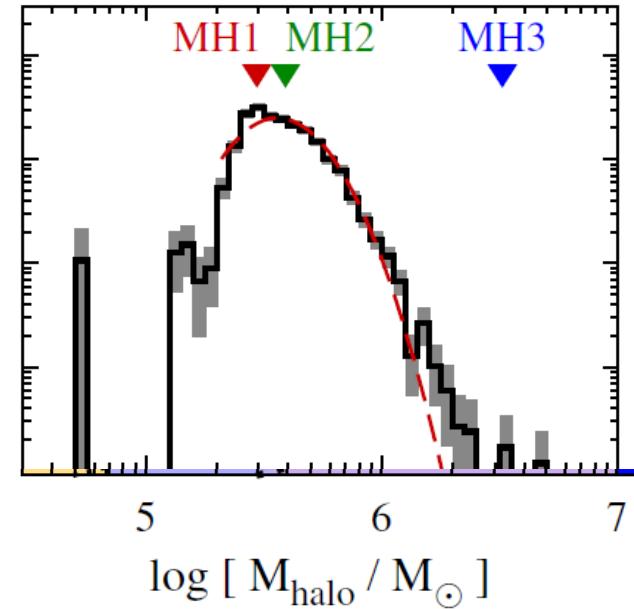
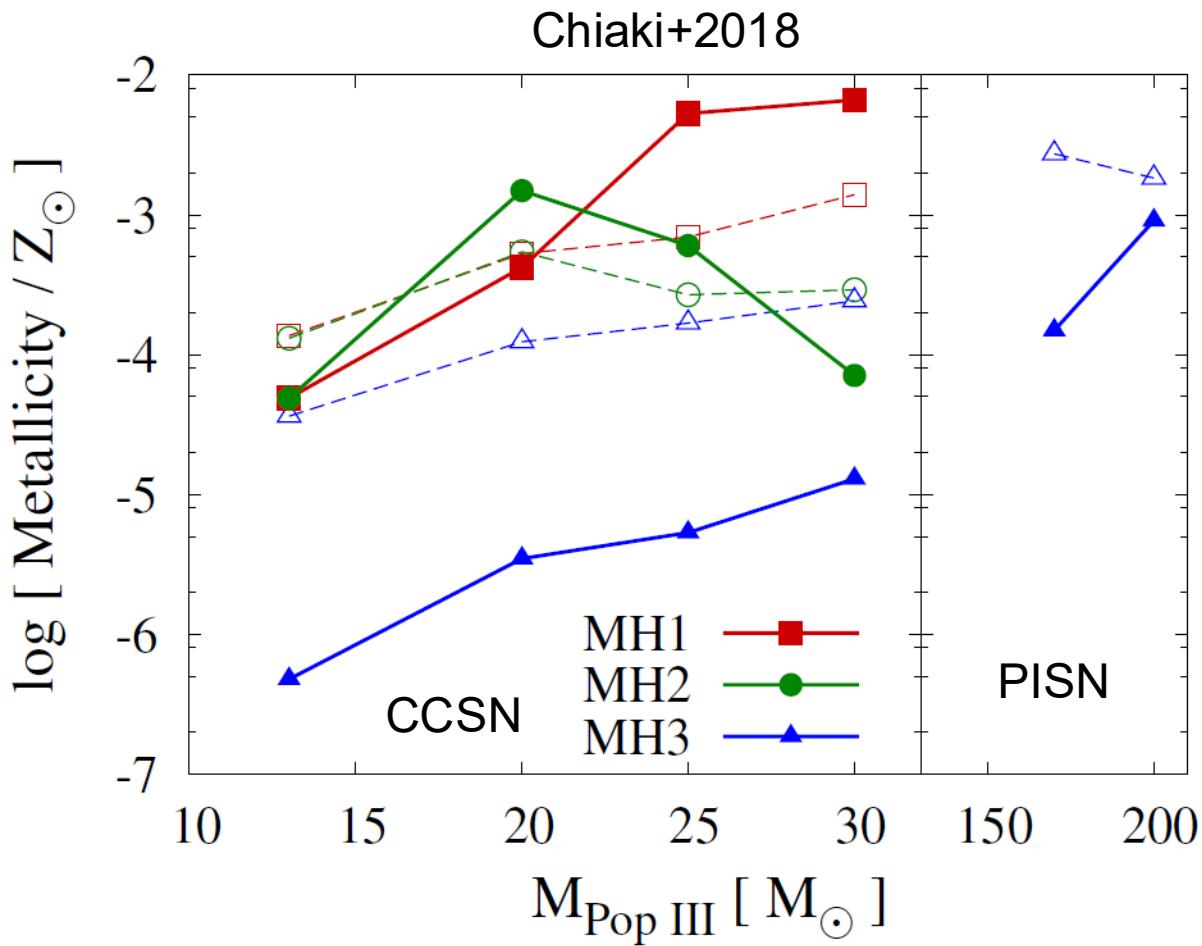


Fig. 3 | Comparison of observed abundances and models. The chemical abundances of J1010+2358 compared with the predictions from three theoretical supernova models^{5,18}: a $10-M_{\odot}$ CCSN (a); a $85-M_{\odot}$ CCSN (b); a $260-M_{\odot}$ PISN with a $130-M_{\odot}$ He core (c). The error bars are 1σ uncertainties of the observed abundances.

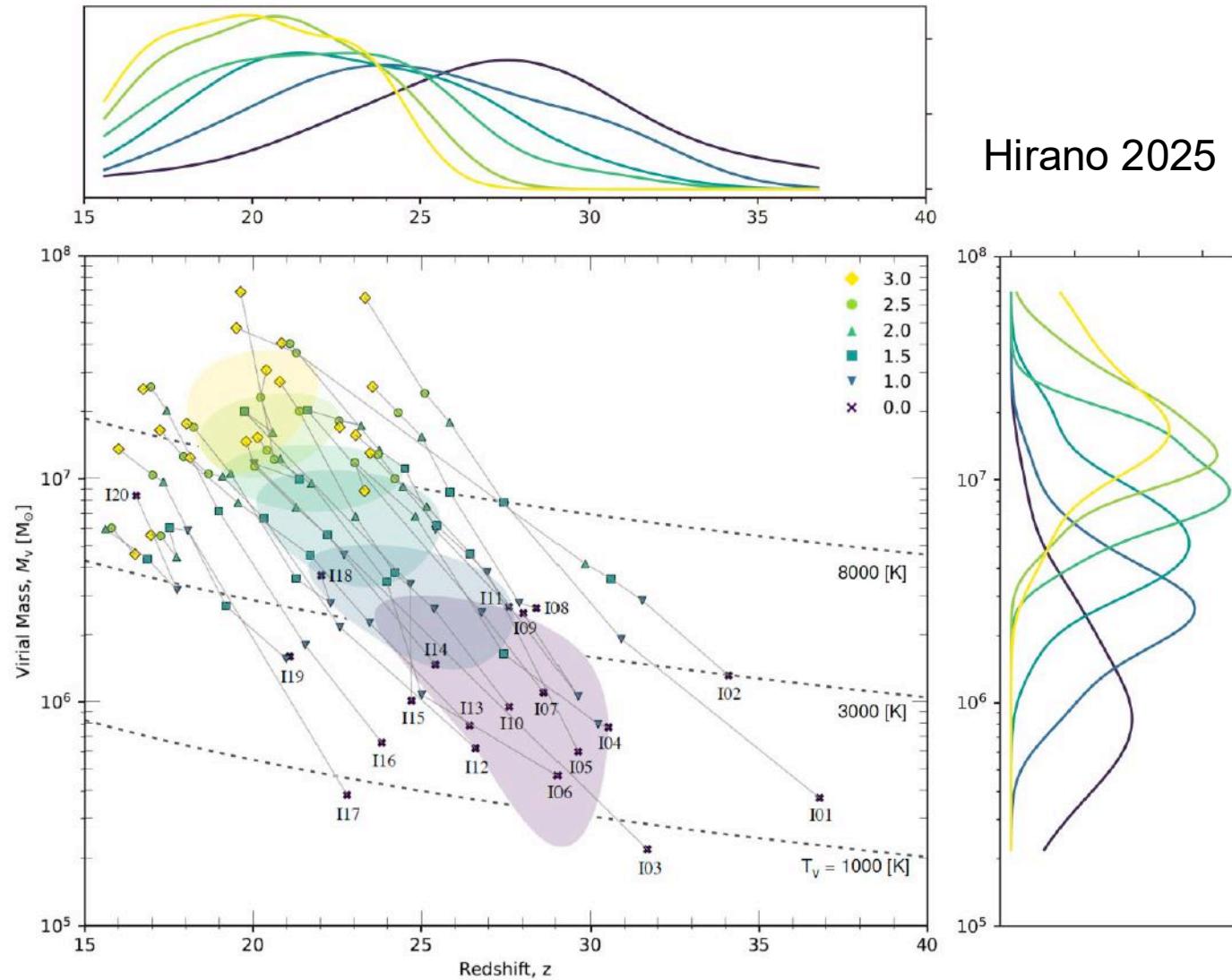
Metallicity of recollapsed gas (SN 1発)



点線:ピーク
実線:halo平均

普通のminihaloではPISNで壊れて次世代ができない。
PISNの痕跡がないのは自然？

mini-halo with streaming



High N/O → very massive?

Nandal+2025

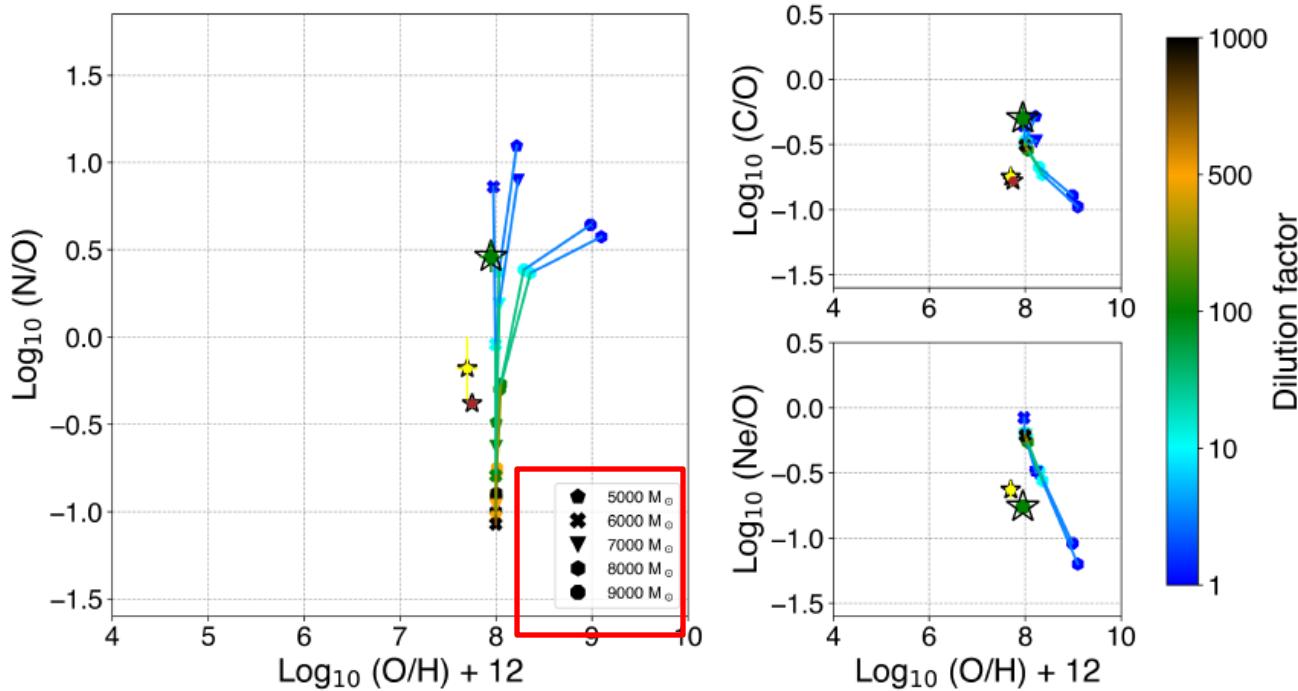
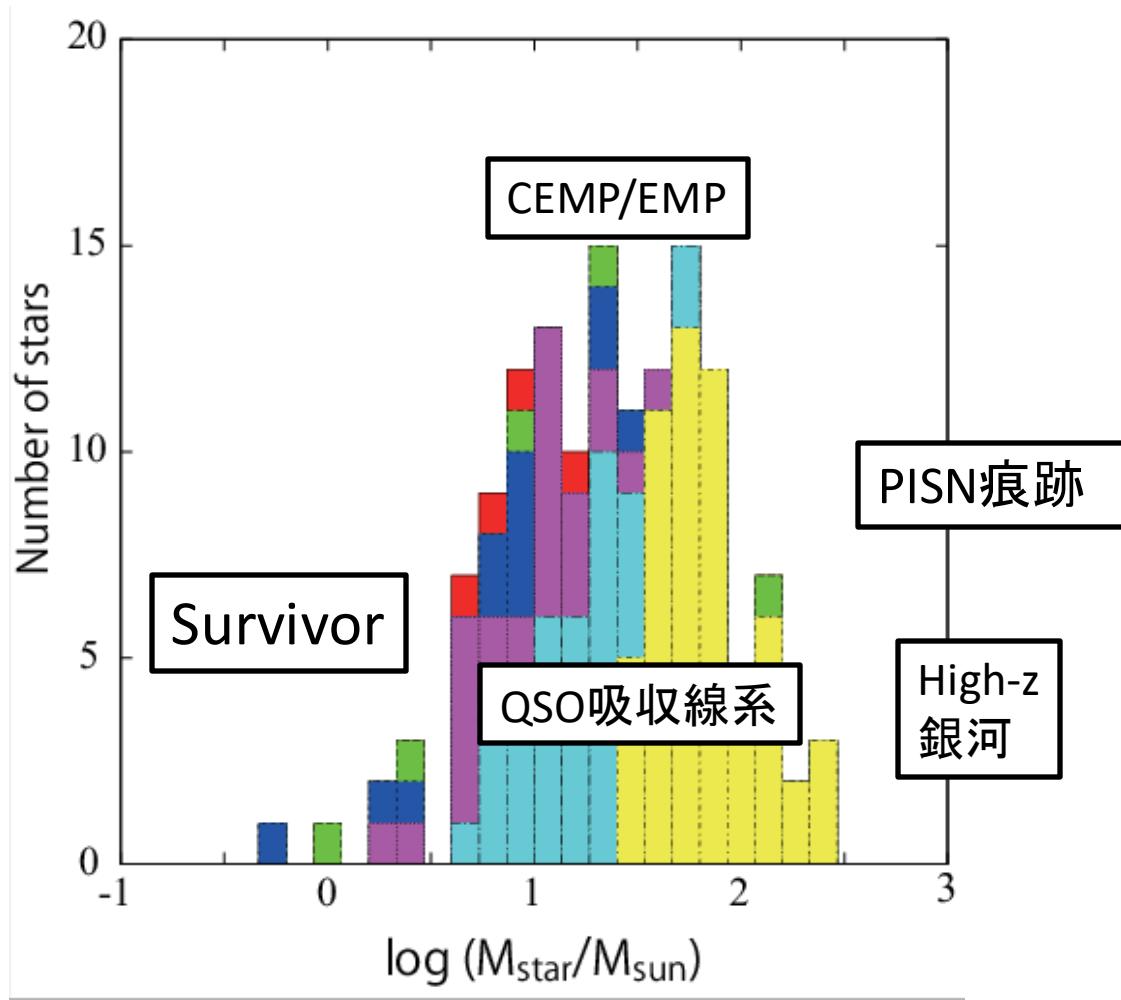


Figure 5. Abundance ratios of five SMSs with contributions by the galactic stars for the case of 10% mass loss. The green, yellow, and brown stars indicate ratios for GS 3073, CEERS 1019, and GN-z11, respectively. If the chemically mature stellar population contributes C, N, O, and Ne mass fractions $\chi_{\text{C}} = 2.8 \times 10^{-4}$, $\chi_{\text{N}} = 8 \times 10^{-5}$, $\chi_{\text{O}} = 1.2 \times 10^{-3}$, and $\chi_{\text{Ne}} = 9.4 \times 10^{-4}$ then all 10 models can reproduce the observed near-vertical transition in the N/O ratio while also explaining the C/O ratios (X. Ji et al. 2024).

Nagele+2024
 Nandal+2024
 Tsiatsiou+2024

IMFと観測



現状Survivorはおらず、 $O(10)M_{\odot}$ はいて、very massiveがいるかも？
というような感じ。

2020年代の形成理論進展

- 輻射フィードバック+分裂の計算 → Sugimura+2020,2022
- Low metal 計算 → Chon+2024
- 亂流
 - 収縮するクラウドでは乱流成長が不可避。超音速になる(Higashi+2021,2022)
 - 基本的に分裂を促進する方向 (Raiz+2018, Wollenberg+ 2019)
- 磁場
 - Magnetic Catastropheになって单星のみ(Hirano+2022, Machida+2025)
- 亂流+磁場
 - Small Scale Dynamoによる增幅(e.g. Sadanari+2021)
 - 磁場・乱流の增幅模型の確立(Mackee+2020, Stacy+2021, Higashi+2024)
 - 円盤分裂を抑制する傾向(Sharda+2020, Sadanari+2023)。
- 亂流+磁場+輻射
 - Sharda+2025

電離フィードバック+分裂

Sugimura+2020,2022

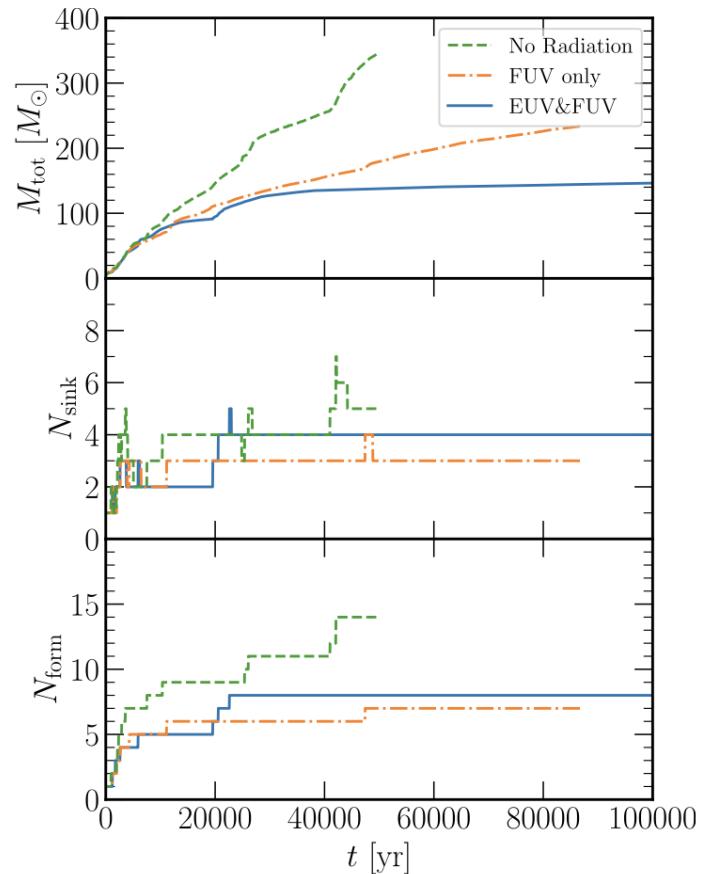
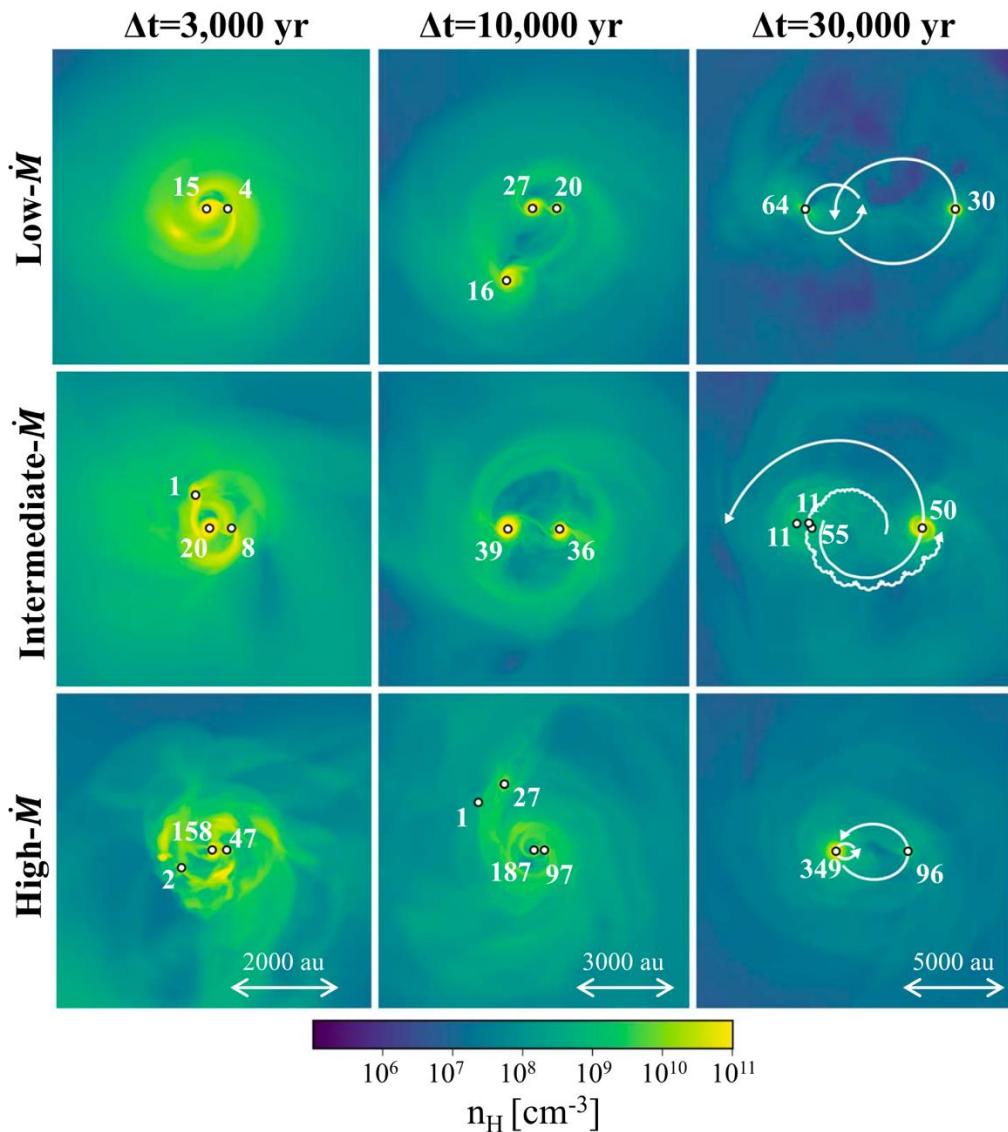
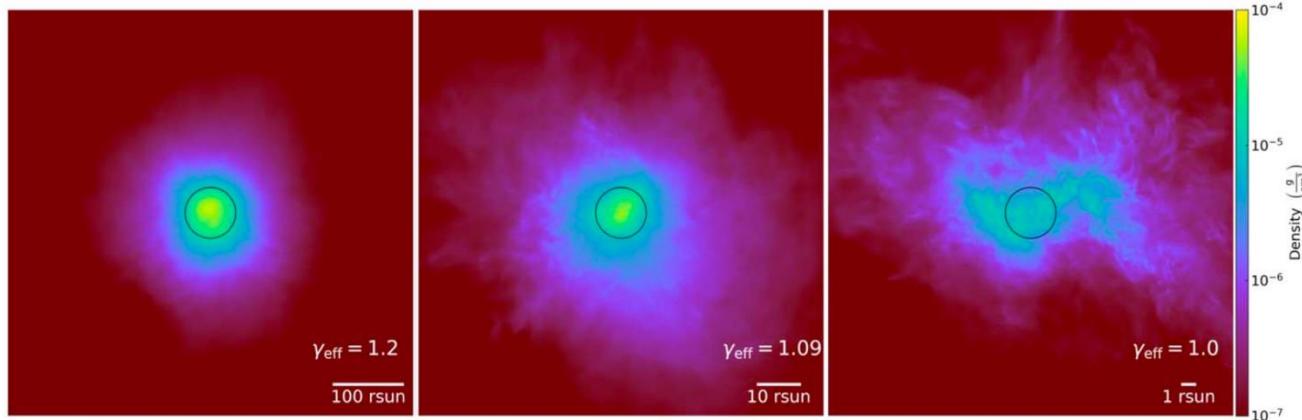


Figure 13. Dependence of protostellar evolution on the prescription of radiative feedback. From top to bottom, we plot the total mass M_{tot} , the number of surviving sinks N_{sink} , and the number of sinks formed N_{form} . The line types indicate the runs: the fiducial run with both EUV and FUV (blue solid), the FUV-only run (orange dotted-dashed), and the run without radiation (green-dashed).

※ シンク密度から換算すると時間は $\times 10^{-4}$

乱流増幅の理解 Higashi, HS+ 2021, 2022



$$\dot{\mathbf{u}} + 2H\mathbf{u} + a^{-2}\nabla\delta\phi + \frac{\nabla c_s^2 \delta}{a^2} = 0$$

→ $\nabla \times \dot{\mathbf{u}} = -2H\nabla \times \mathbf{u}$. $\omega \equiv \nabla \times \mathbf{u}$

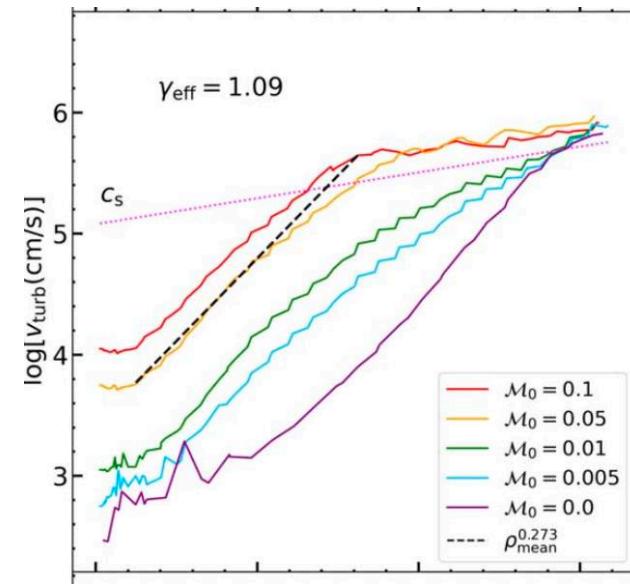
$$a^2 \dot{\omega} + 2a\dot{a}\omega = 0 \Rightarrow \omega \propto a^{-2}$$

$$v \propto L_J a^{-2}$$

Larson's law を考慮すると

$$v \propto \rho^{(3\gamma-4)/12+1/3}$$

どんなに小さい初期速度揺らぎでも原始星付近の密度まで収縮すると超音速に到達する。



乱流 + 磁場増幅

Higashi, HS+2024

Kinematic Dynamo

分解最小スケールの渦で成長
物理的には粘性スケール
計算ではグリッド間隔の数倍

$$B = B_0 \xi^{2/3} \exp \left[0.0375 \int \Gamma_\nu dt \right]$$

$$\int \Gamma_\nu dt = \left(\frac{3}{32} \right)^{1/2} \text{Re}^{(1-\vartheta)/(1+\vartheta)} \mathcal{M} \int \frac{dt}{t_{\text{ff}}}$$

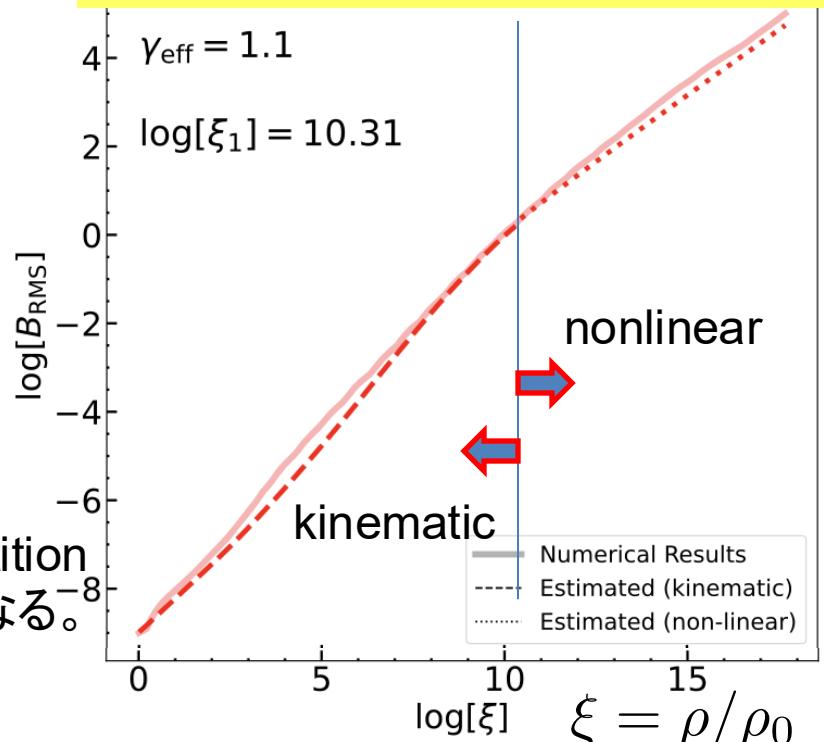
Nonlinear Dynamo

あるスケールまで乱流と磁場がEquipartition
になって、そのスケールが徐々に大きくなる。

$$B_{\text{nl}} = B_1 \mathcal{A}_{\gamma,1} \left(\frac{\xi}{\xi_1} \right)^{(1+a_\gamma)/2} \cdot \begin{aligned} a_\gamma &= \frac{15}{19} \gamma_{\text{eff}} - \frac{41}{57}, \\ \beta_\gamma &= \gamma_{\text{eff}} - 1/2, \\ \chi &= \frac{3}{38}. \end{aligned}$$

$$\mathcal{A}_{\gamma,1}^2 = 1 + \frac{\chi \phi_{\text{ff}} \mathcal{M}_{\text{sat}}}{\sqrt{6} \pi \left(\frac{1}{2} - \beta_\gamma + a_\gamma \right)} \left(\frac{\frac{1}{2} v_{\text{sat},1}^2}{\varepsilon_{B,1}} \right) \times \left[1 - \left(\frac{\xi}{\xi_1} \right)^{\beta_\gamma - 1/2 - a_\gamma} \right].$$

数値計算結果が解析的モデルでよく説明される。

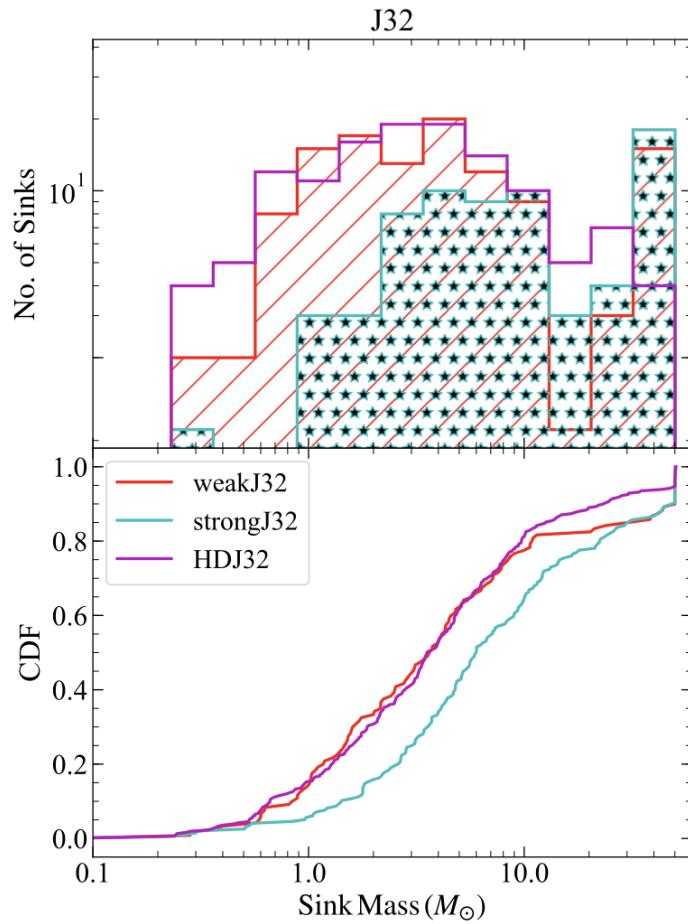


Growth Rates of the Magnetic Field ($B \propto \xi^\chi$) in the Nonlinear Stage without Dynamo Growth and the Equipartition Stage

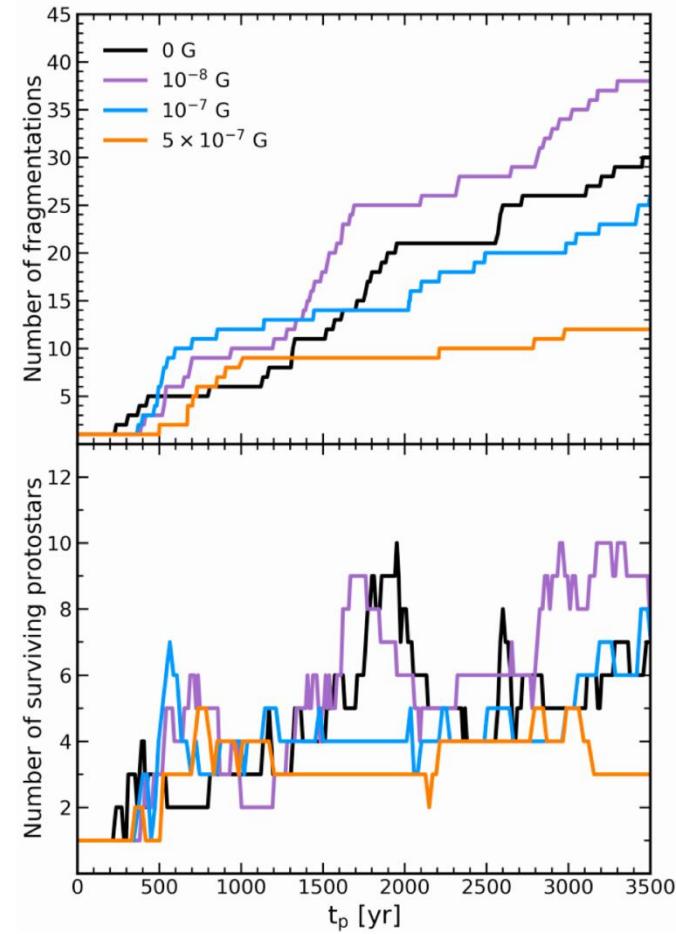
γ_{eff}	Nonlinear	Equipartition
1.0	$\xi^{0.535}$	$\xi^{0.500}$
1.1	$\xi^{0.575}$	$\xi^{0.550}$
1.2	$\xi^{0.614}$	$\xi^{0.600}$

乱流 + 磁場 + 分裂

Sharda+2020,2021



Sadanari+2024



$$n_{\text{th}} = 1 \text{e}14 / \text{cc} \rightarrow \text{時間は} \div 300$$

乱流磁場の存在は分裂を抑える傾向があるがそれほど強いものではない。

Machida, Hirano + 2022, 2025

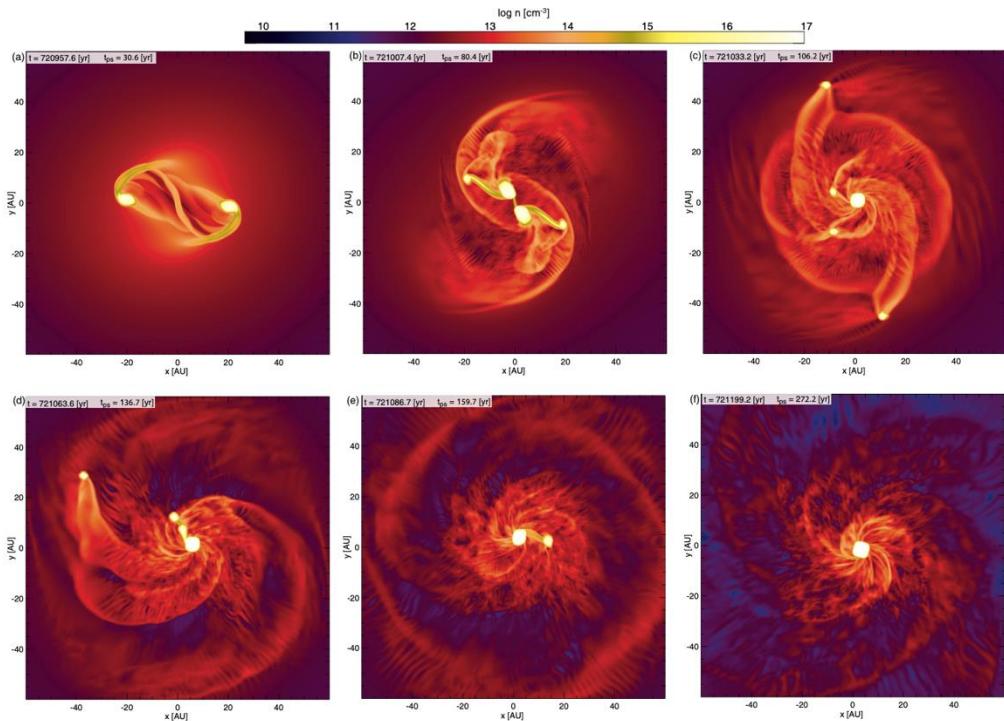
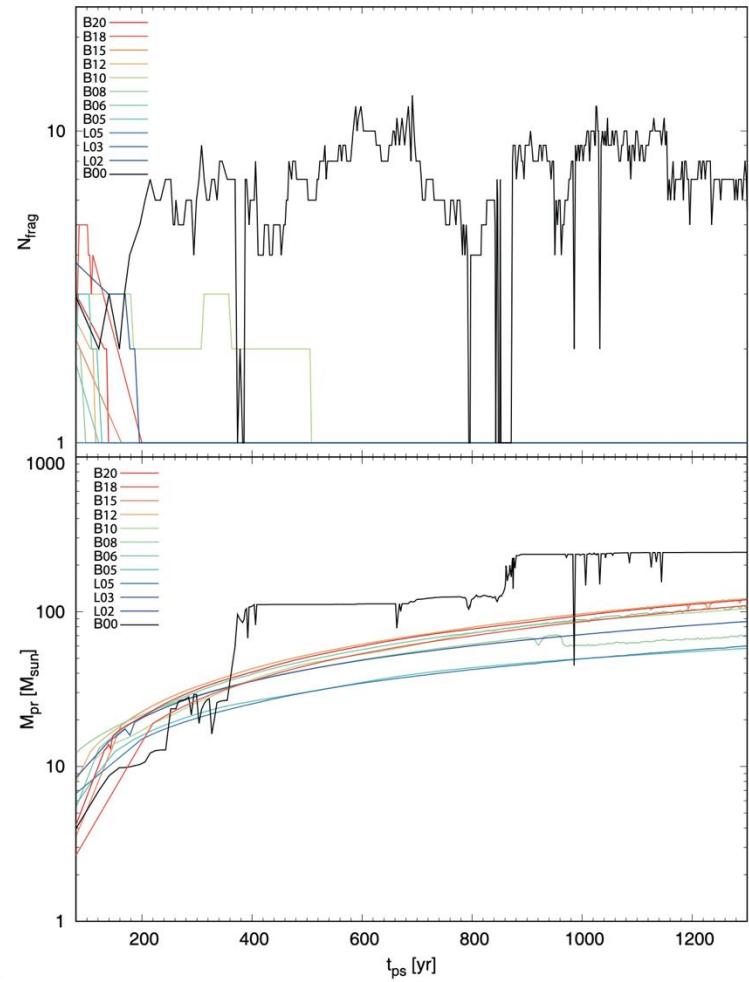


Figure 3. Density distribution (color) on the equatorial plane for model B18. The time t after the calculation starts and the time t_{ps} after the first protostar formation are given in each panel.

$$n_{\text{th}} = 1 \text{e}16 \text{ /cc} \rightarrow \text{時間は} \div 30$$



揃った磁場 + 乱流なし \rightarrow Magnetic Catastrophe
分裂片は生き残らず。あるいは円盤さえできず。

直近これから

- RMHD計算
 - Sharda+2025
 - Veenen+2025
- 原始星の動的進化(回転と冷却・近接連星?)
 - Kimura+2025
 - Sadanari+

まとめ

- ・ 過去三十年の間に初代星に関する理解はかなり深まった。
- ・ 日本の寄与はかなり大きい。
- ・ IMFについても理論モデル、観測ともに大きく進展し、朧げながらすがたが見えてきた。
- ・ しかしながらlow mass/high mass endで理論的・観測的不定性が大きいにある。
- ・ つまりまだまだ調べることはある。

思うこと

- MACHOとPOPIII
 - 何もかも先を見通して研究するのが良いわけではない
- Schleicher+2010
 - どう見ても変でも間違っていないこともある。

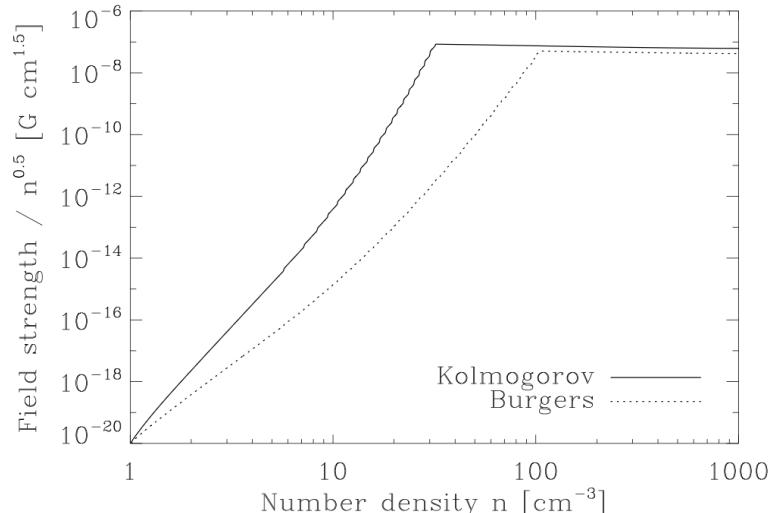
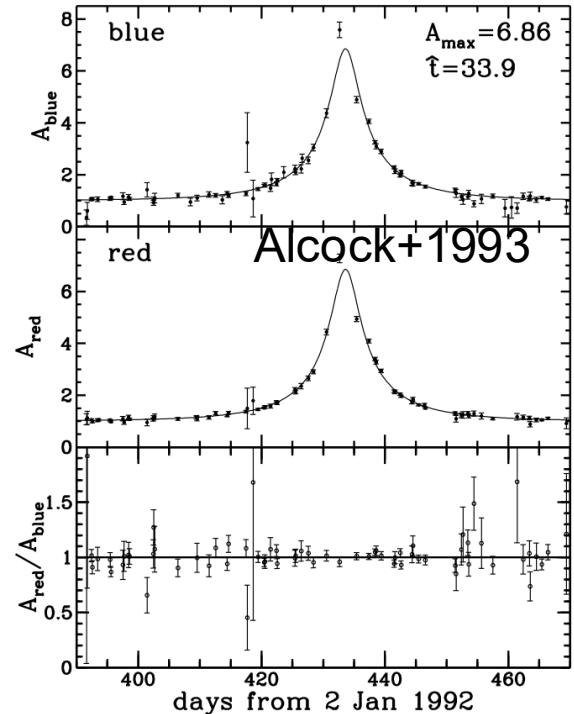


Fig. 3. Magnetic field amplification in the early collapse phase. We show the same quantities as in Fig. 2, with particular focus on the initial phase.

御礼

- ・ 西さん、梅村さん
- ・ 大向さん、吉田さん、町田さん、細川さん
- ・ 富永さん、井上さん
- ・ 共著者のみなさん、PDの皆さん、学生の皆さん
- ・ 有縁の方々



どうもありがとうございました。
まだもう少し現れると思います。
よろしくお願いいいたします。

※ お寺も訪ねてください。

