

初代星形成過程の理論的研究

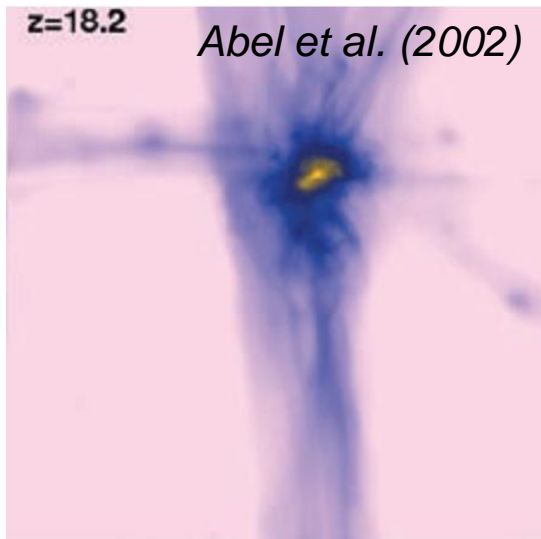


平野 信吾
(東京大学)

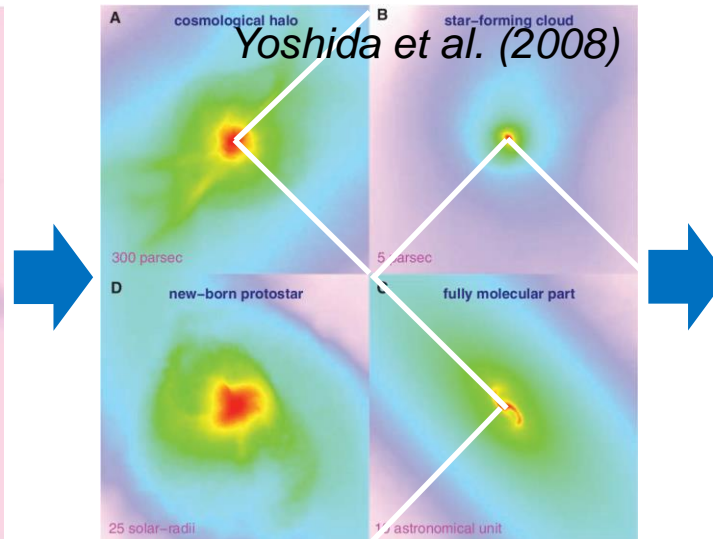
初代星形成過程

- ✓ 理論的研究 (数値計算について)
- ✓ 初期条件：現代宇宙論より与えられる
- ✓ 物理過程：重力 + 流体力学 + 化学反応 + 輻射輸送 + ...

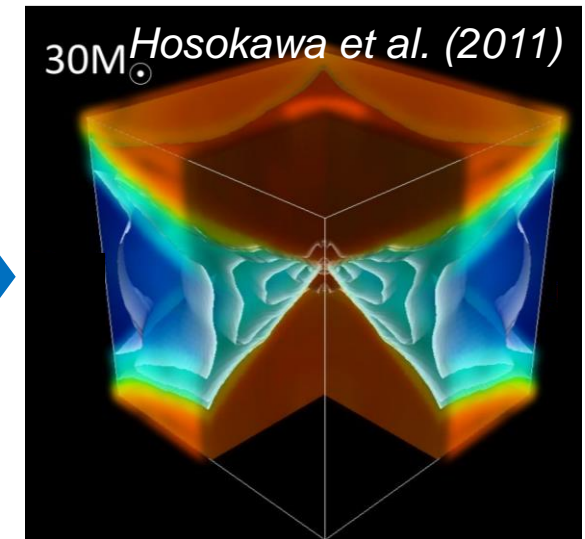
Q. 初代星の質量 (or 初期質量関数)



ミニハロ形成
(構造形成)



ガス雲収縮進化
(前期段階)



原始星降着進化
(後期段階)

発表内容

1. 初代星形成シナリオ

- 構造形成 (DM dominated)
- 前期段階 (collapse phase)
- 後期段階 (accretion phase)

2. 初代星の初期質量関数

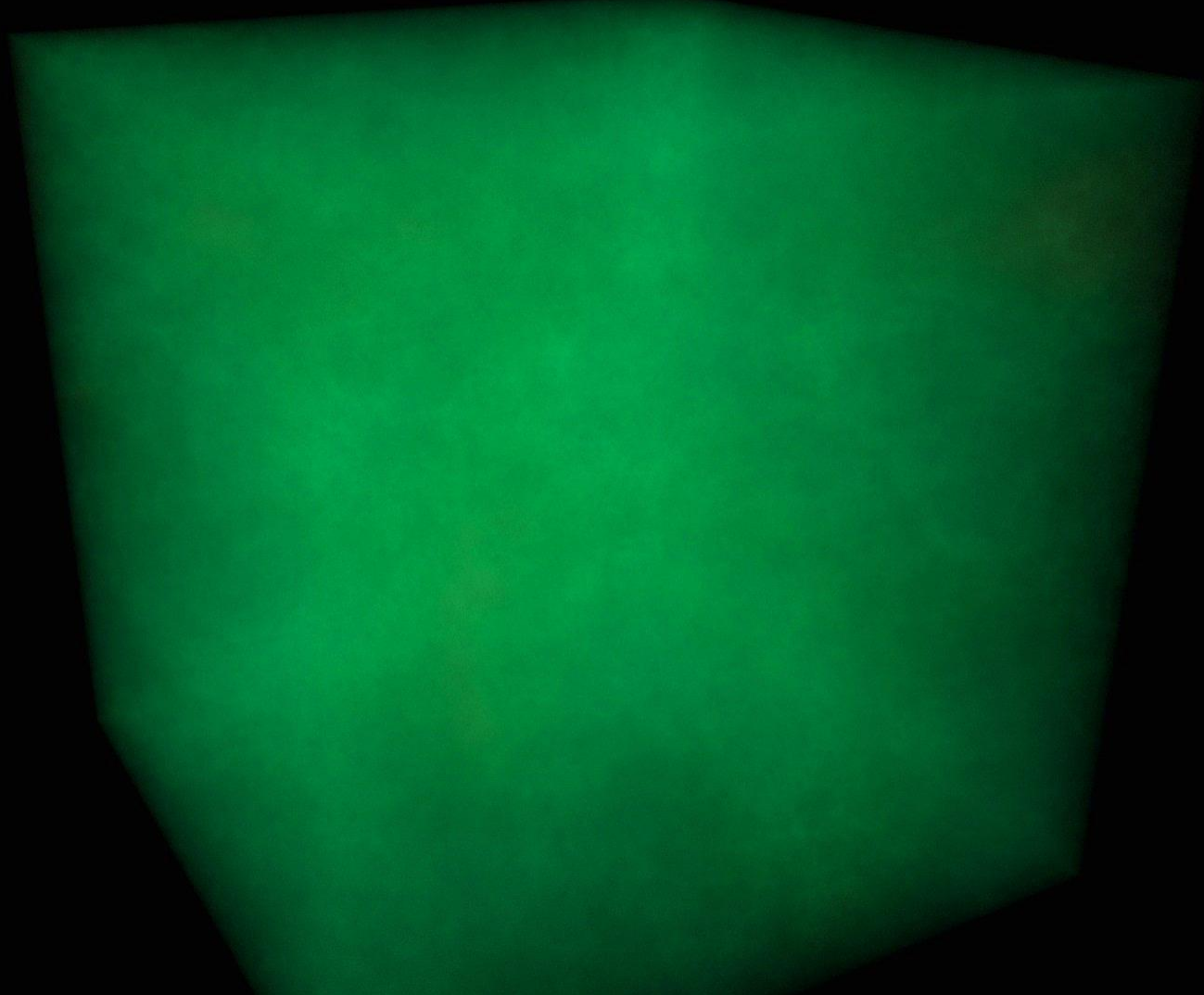
- 形成過程のモデル化
- 宇宙論的サンプル

3. 宇宙論的サンプル作成時の課題

- 宇宙論的初期条件 / Pop III.2 / 磁場

初代星形成 (1/3) – 構造形成

Cosmological Simulation: N-body ($L_{\text{box}} = 1$ [cMpc/h])



数值計算: SH, 可視化: 武田隆顕(VASA)

宇宙論的初期条件

宇宙論 (Λ Cold Dark Matter; Λ CDM)

物質はDM + baryon

宇宙論パラメータが観測より決まる

ビッグバン元素合成 (BBN; 化学組成)

H(75%), D(0.01%), He(25%), Li, Be

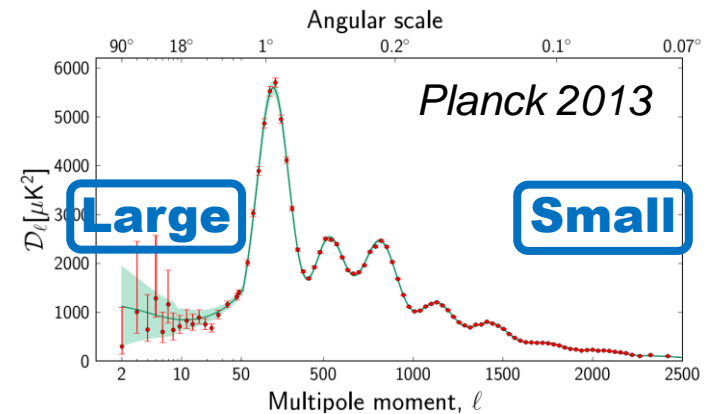
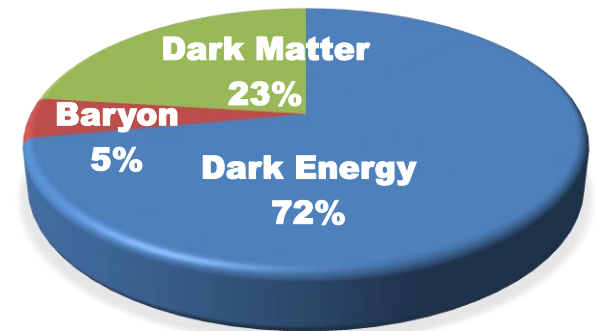
→ 始原ガス (metal-free)

始原的密度揺らぎ (物質分布)

観測的にパワースペクトルが決まる

→ 物質分布 + 化学組成

ENERGY BUDGET TODAY



大規模構造 → minihalo

大規模構造形成

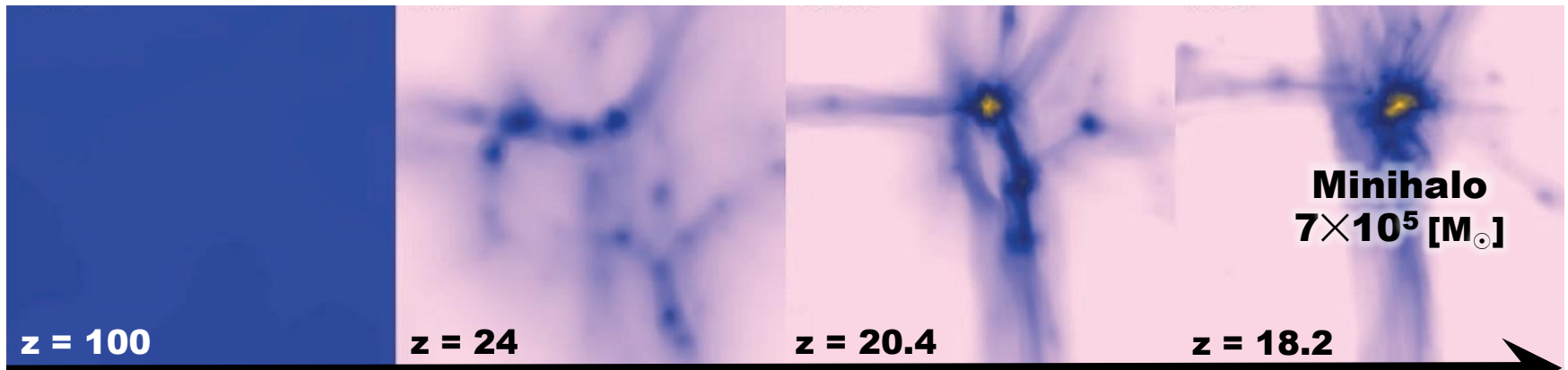
DMの重力が支配的 (重力計算のみ; N-body simulation)
始原ガスはDMの重力ポテンシャルに引きずられて分布

Dark Matter Minihalo (Virial Halo)

緩和してビリアル平衡 (ポテンシャルエネルギー = $-2 \times$ 力学エネルギー)

$M_{\text{vir}} = 10^5 - 10^6 [M_{\odot}]$ @ $z = 20 - 50$ (Tegmark+'97; Reed+'07; Gao+'07)

Abel et al. (2002)

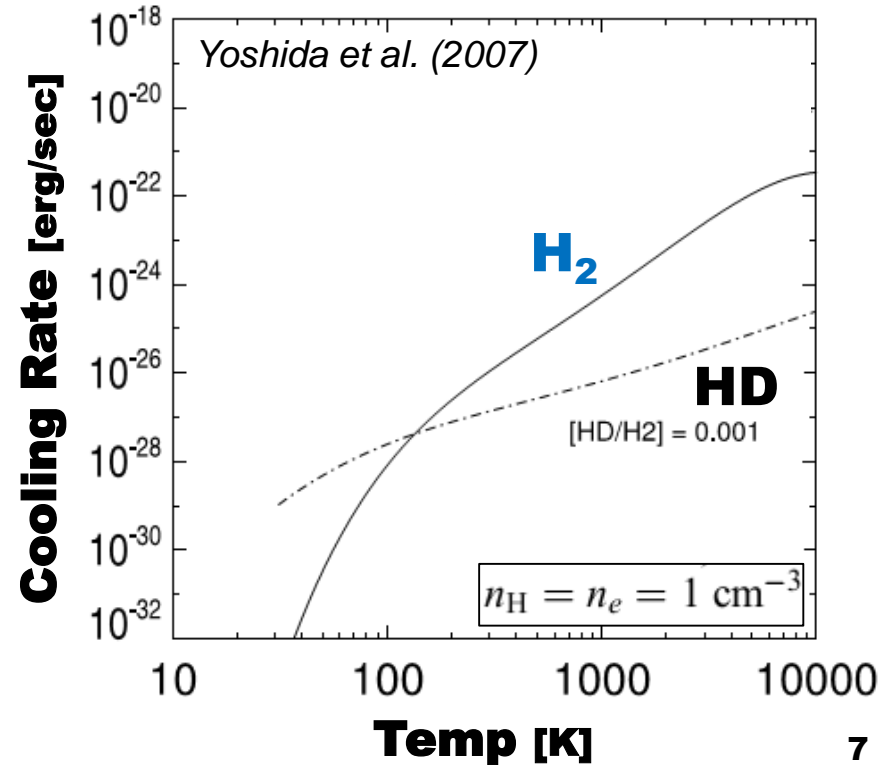
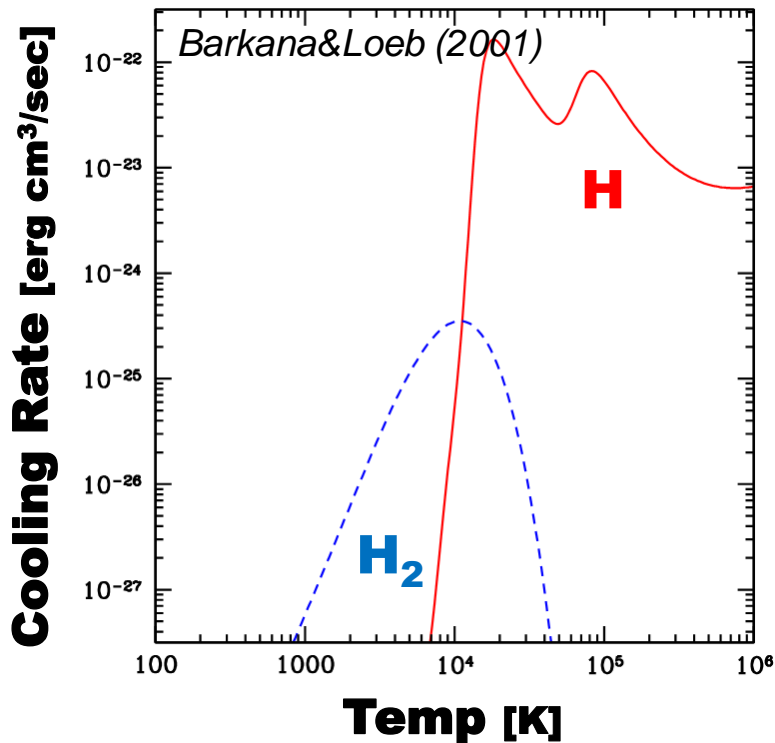


始原ガスの冷却過程

始原的化學組成 (Metal Free)

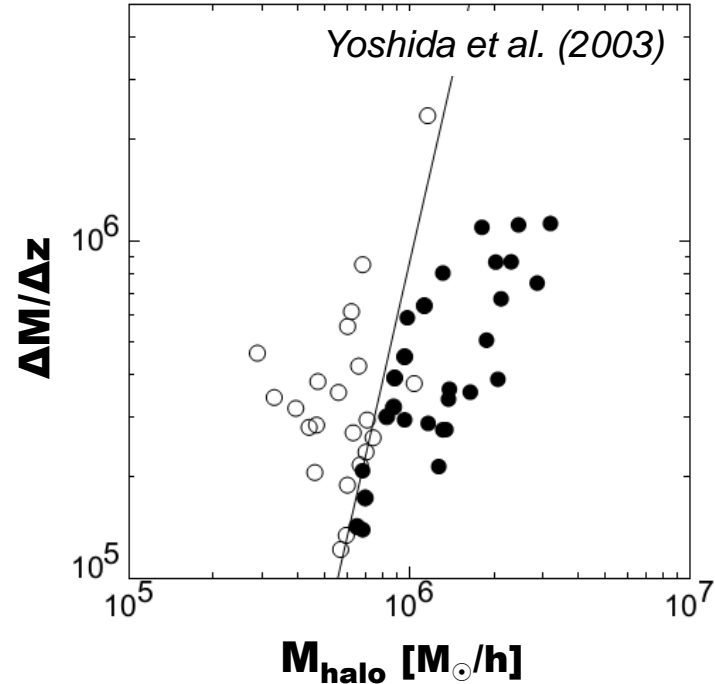
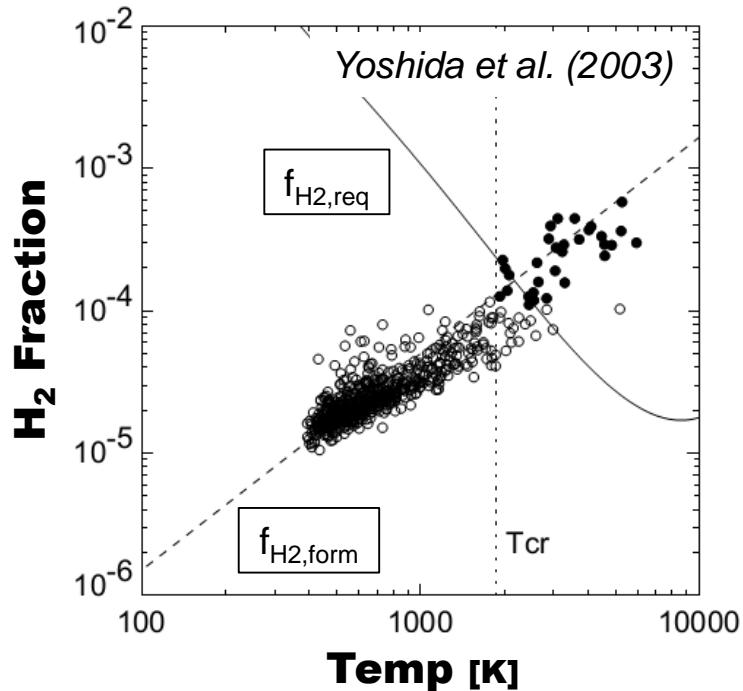
初代星形成時($\sim 100 - 1000$ [K])は**H₂**が主な冷却源

- **H** ... 高温($>10^4$ [K])で有効
- **HD** ... 低温(<100 [K])で有効



始原ガスの冷却(収縮)条件

1. 始原ガスが宇宙年齢以内に冷却するのに必要なH₂量
→ $T_{\text{crit}} \sim 1000 \text{ [K]} \rightarrow M_{\text{vir,crit}}(z, T_{\text{vir}}=T_{\text{crit}}) \sim 6 \times 10^5 \left(\frac{1+z}{20} \right)^{-3/2} M_{\text{sun}}$
(Tegmark+'97)
2. 降着・合体による力学的加熱率が冷却率を超えない
→ $dM_{\text{halo}}/dz|_{\text{crit}}$ (Yoshida+'03)



$dM_{\text{halo}}/dz|_{\text{crit}}$ (Yoshida et al. 2003)

加熱率と分子冷却率を比較すると、

$$\frac{dQ_{\text{dynheat}}}{dt} \equiv \frac{k_B}{\gamma - 1} \frac{dT}{dt} = \Lambda_{\text{H}_2}(T) f_{\text{H}_2}$$

ビリアル温度の式

$$T = 1.98 \times 10^4 \left(\frac{\mu}{0.6} \right) \left(\frac{M_{\text{halo}}}{10^8 h^{-1} M_{\odot}} \right)^{2/3} \left(\frac{\Omega}{\Omega_z} \frac{\Delta}{18\pi^2} \right)^{1/3} \left(\frac{1+z}{10} \right) \text{ K}$$

を時間微分すると

$$\frac{dT}{dt} = \alpha M^{-1/3} \frac{dM}{dt}$$

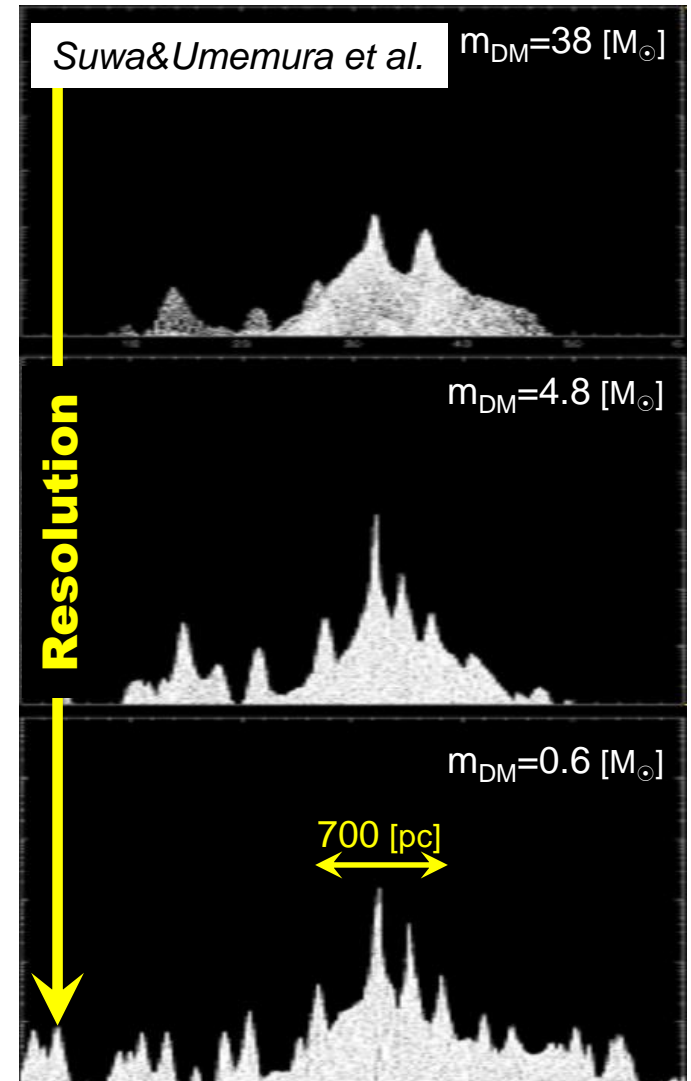
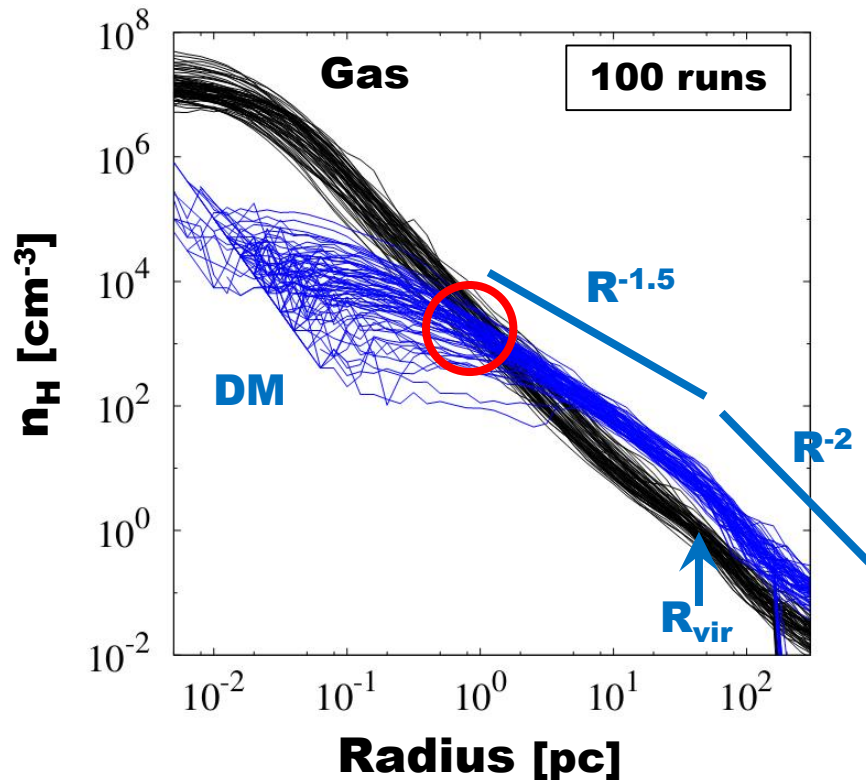
定数 α は計算出来る。

dT/dt を代入すると dM/dt の式が導かれる。

DMはいつまで重要か

$n_H \sim 10^4 \text{ [cm}^{-3}\text{]}$ まで $\rho_{\text{DM}} > \rho_{\text{Gas}}$
(ガス雲のジーンズ不安定段階)

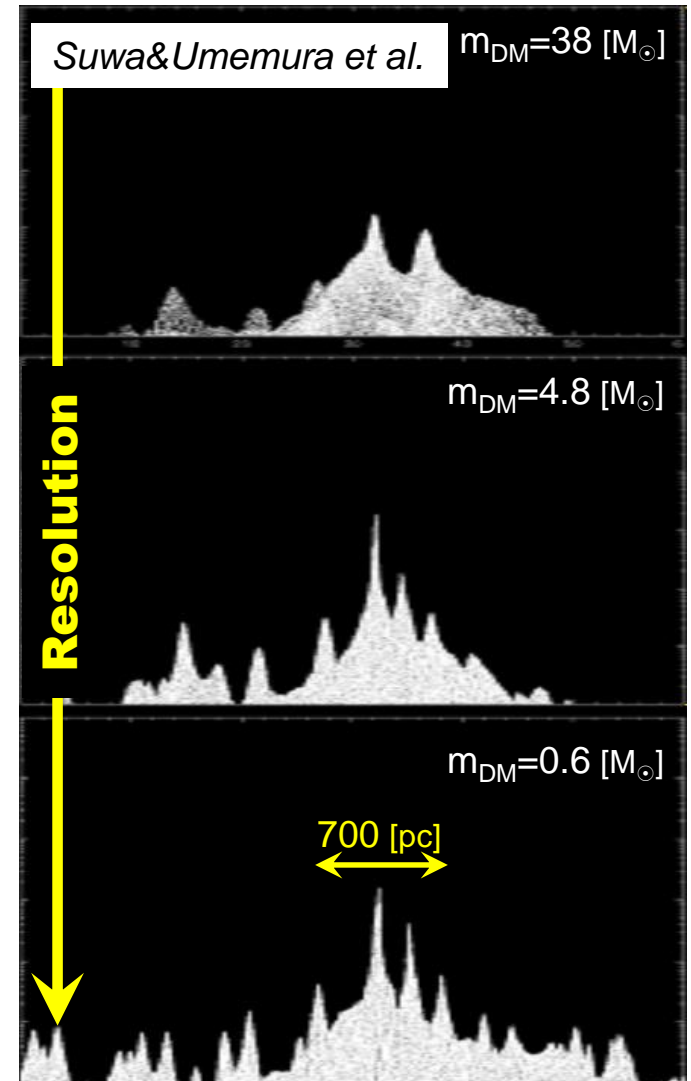
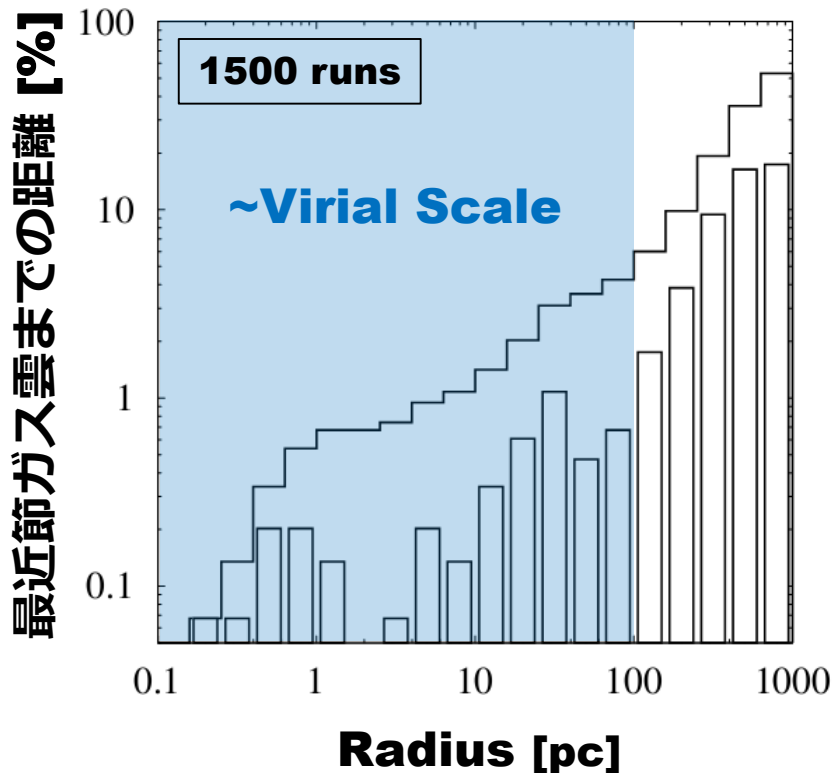
“one star per one halo”とは限らない



DMはいつまで重要か

$n_H \sim 10^4 \text{ [cm}^{-3}\text{]}$ まで $\rho_{DM} > \rho_{Gas}$
(ガス雲のジーンズ不安定段階)

“one star per one halo”とは限らない



初代星形成 (2/3) – 前期段階

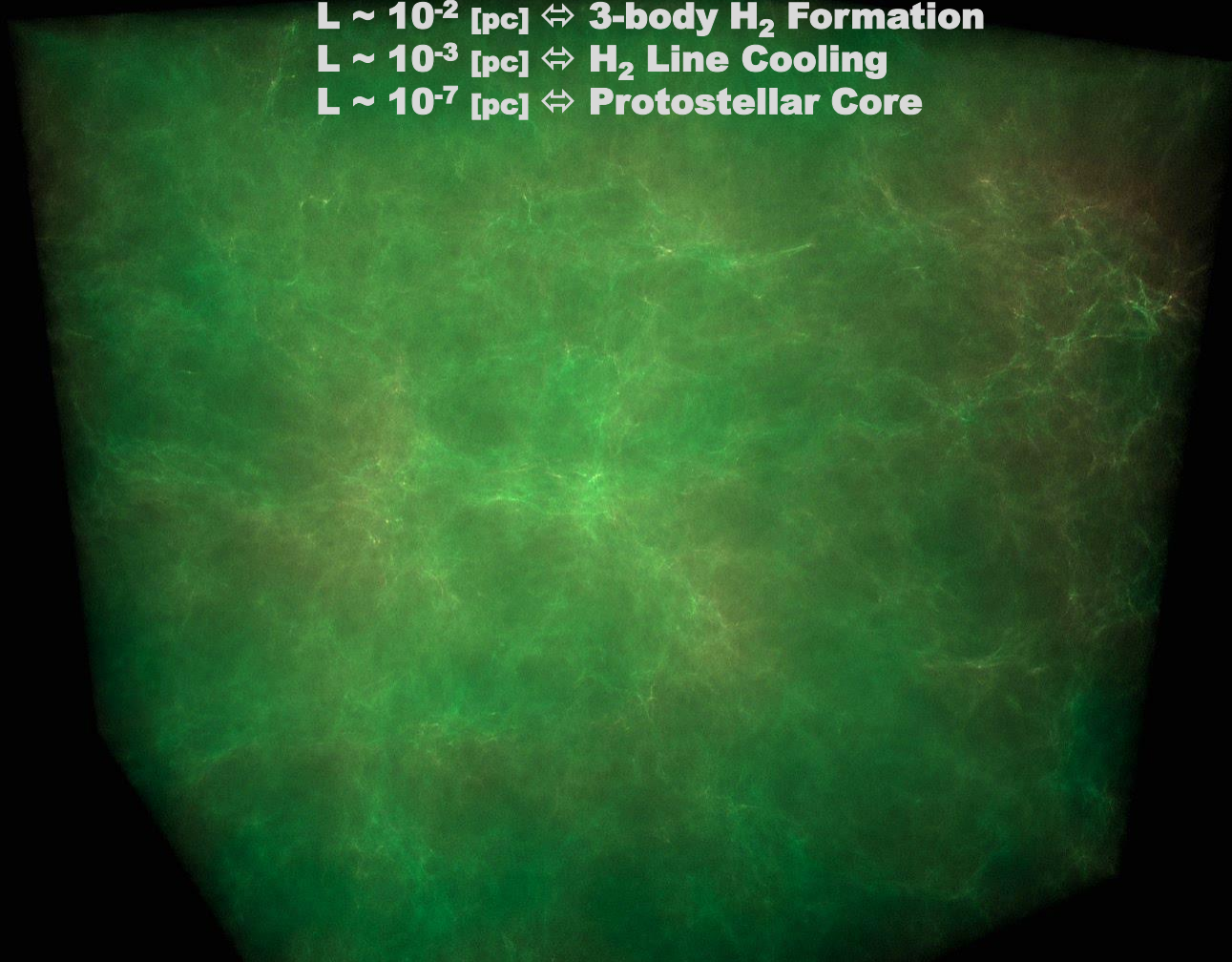
Primordial Star-Forming Gas Cloud

L ~ 1 [pc] ⇔ Loitering Phase

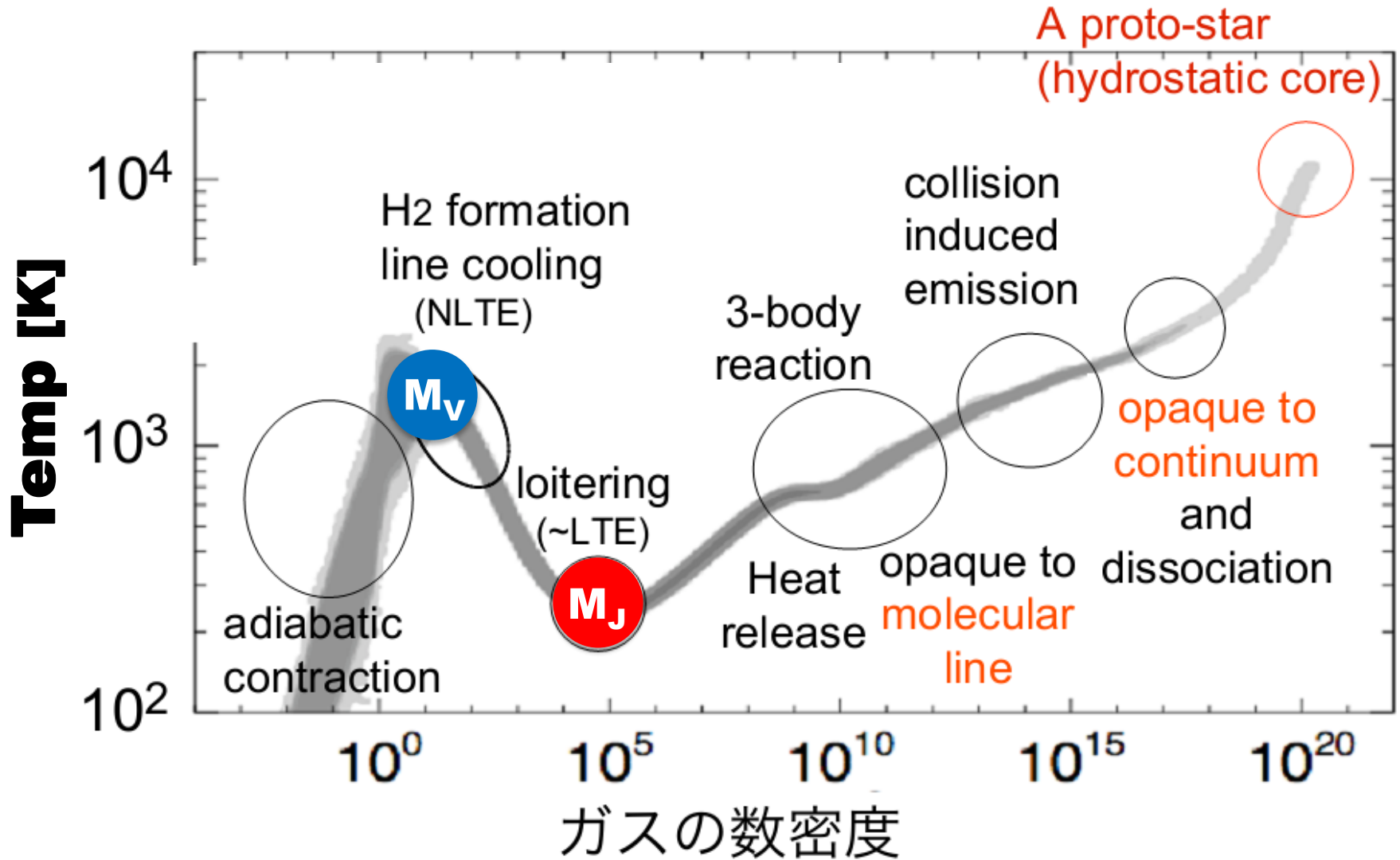
L ~ 10⁻² [pc] ⇔ 3-body H₂ Formation

L ~ 10⁻³ [pc] ⇔ H₂ Line Cooling

L ~ 10⁻⁷ [pc] ⇔ Protostellar Core



収縮進化：ガス雲→原始星コア

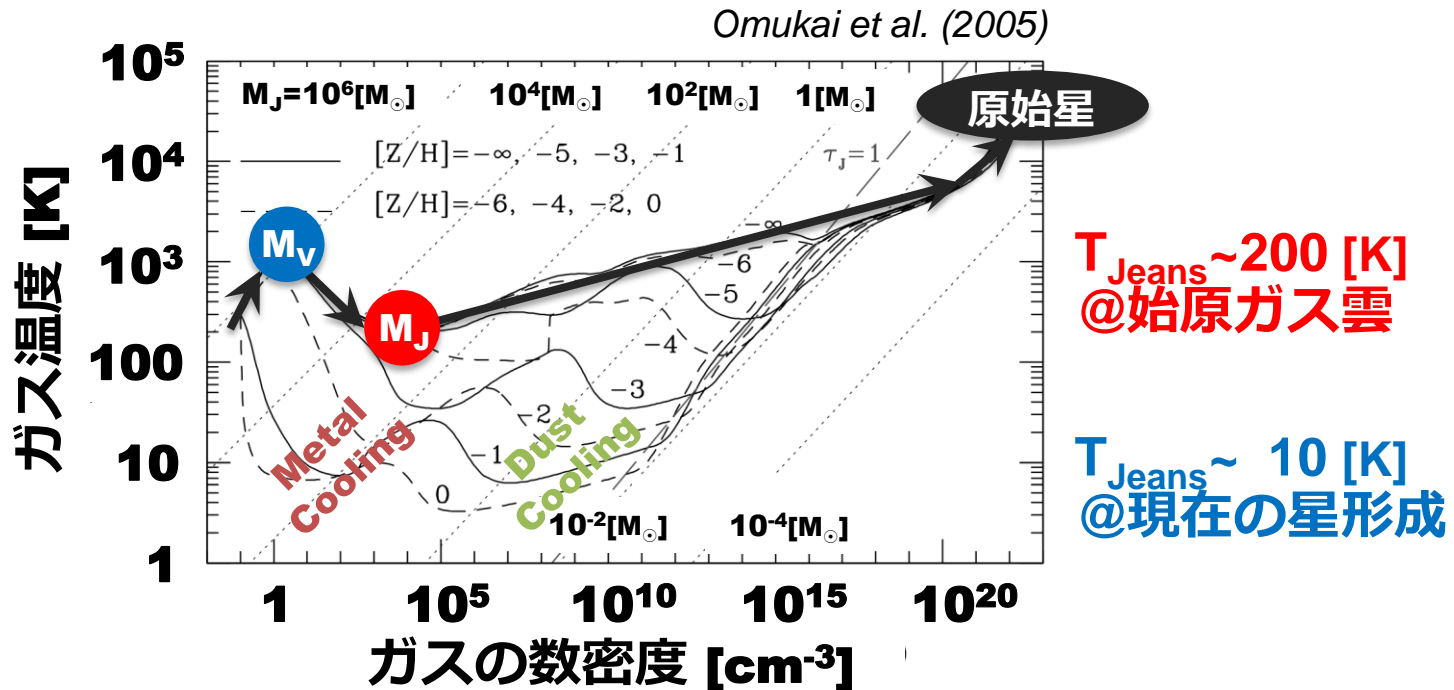


始原ガス雲の熱進化

原始星への降着率はガス雲の熱進化に左右される
重力不安定ガス塊が自由落下する場合

$$M_{\text{Jeans}} \approx 1000 \left(\frac{T_{\text{Jeans}}}{200 \text{ K}} \right)^{3/2} \left(\frac{n_{\text{H}}}{10^4 \text{ cm}^{-3}} \right)^{-1/2} M_{\odot}$$

$$\dot{M} \simeq M_{\text{Jeans}}/t_{\text{ff}} \propto T_{\text{Jeans}}^{3/2}$$



熱進化の赤方偏移平均

熱進化に赤方偏移依存性 (高温@high-z → 低温@low-z)

low-zガス雲ほど収縮に時間がかかり、その分冷却が進む

→ 降着率が形成時期に依存： $\dot{M} \sim \frac{M_{Jeans}}{t_{free-fall}} \propto T_{Jeans}^{1.5}$

low-zでHD冷却が有効に

~100[K]まで冷えると

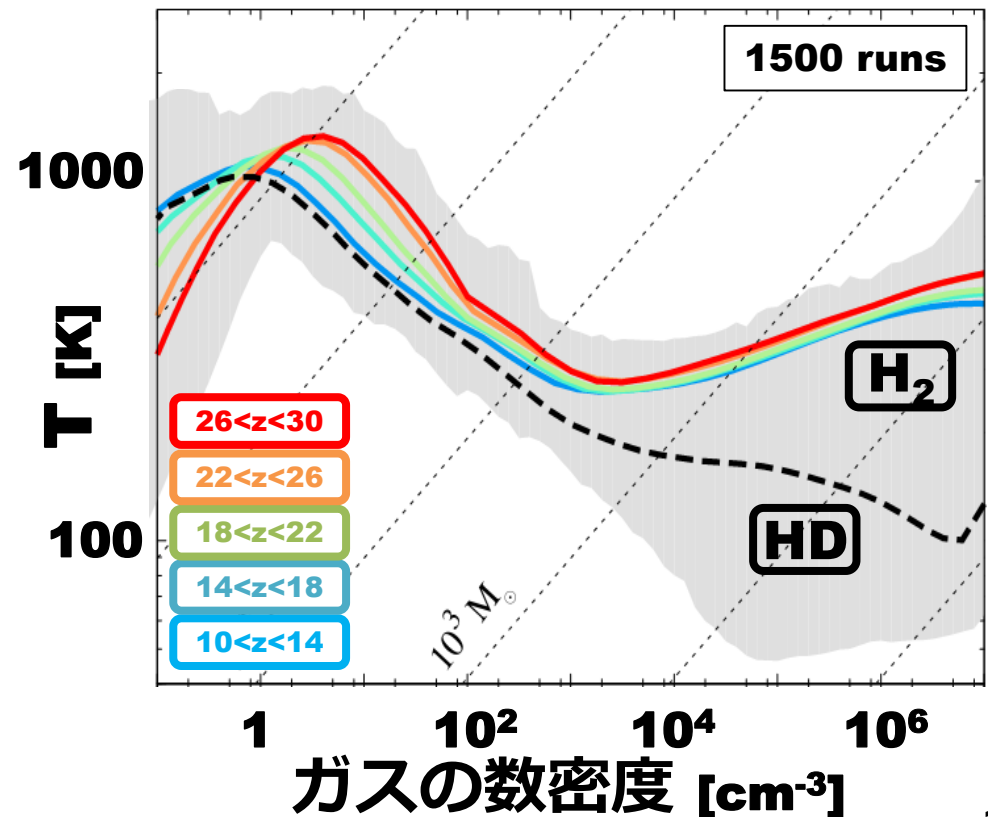
HD形成が始まる

→ HD冷却は<100[K]で

効率が良い

→ CMB温度まで冷却

$$T_{CMB} = 2.73(1+z) \text{ [K]}$$



ガス雲分裂

始原的ガス雲のジーンズ質量は大きい

→ ガス雲が分裂すると、連星形成・星質量低下

極めて高い計算分解能が必要

(*Turk+'09*)

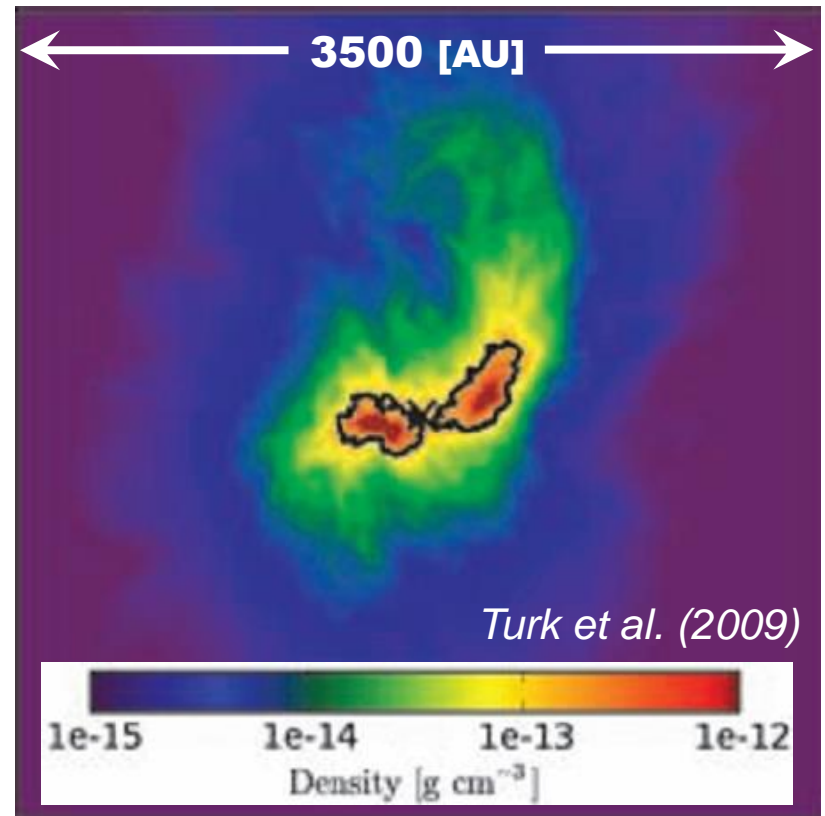
熱力学的不安定を正しく扱う

→ multiline,

multifrequency

ray-tracing scheme (*Greif'14*)

→ 簡易版(*TreeCol; Hartwig+'14*)

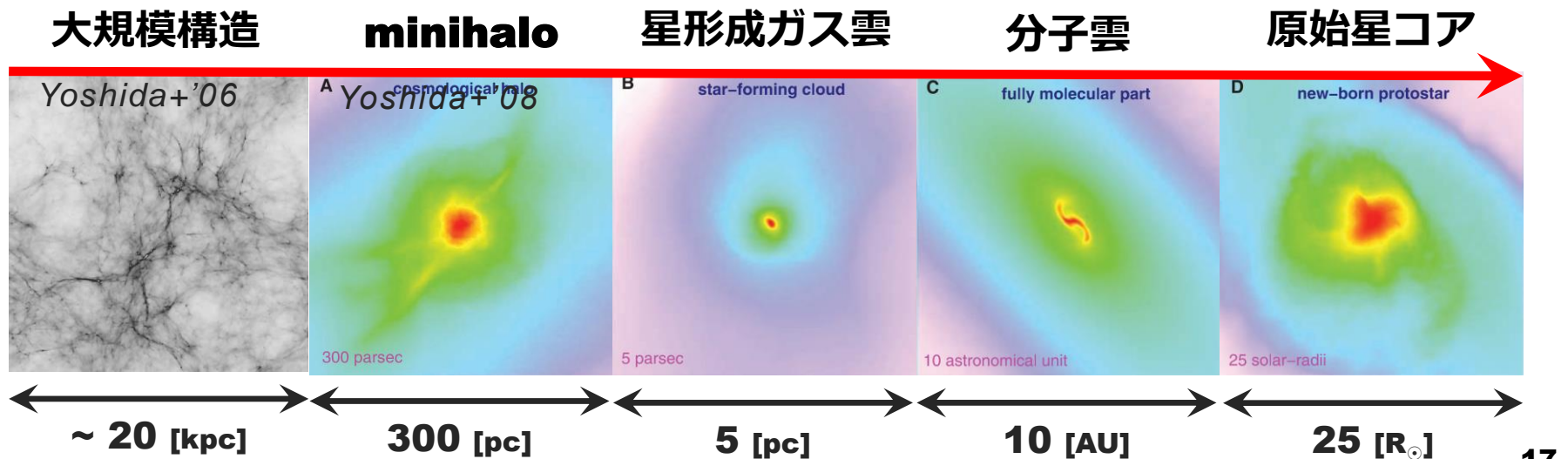


数値シミュレーション (前期段階)

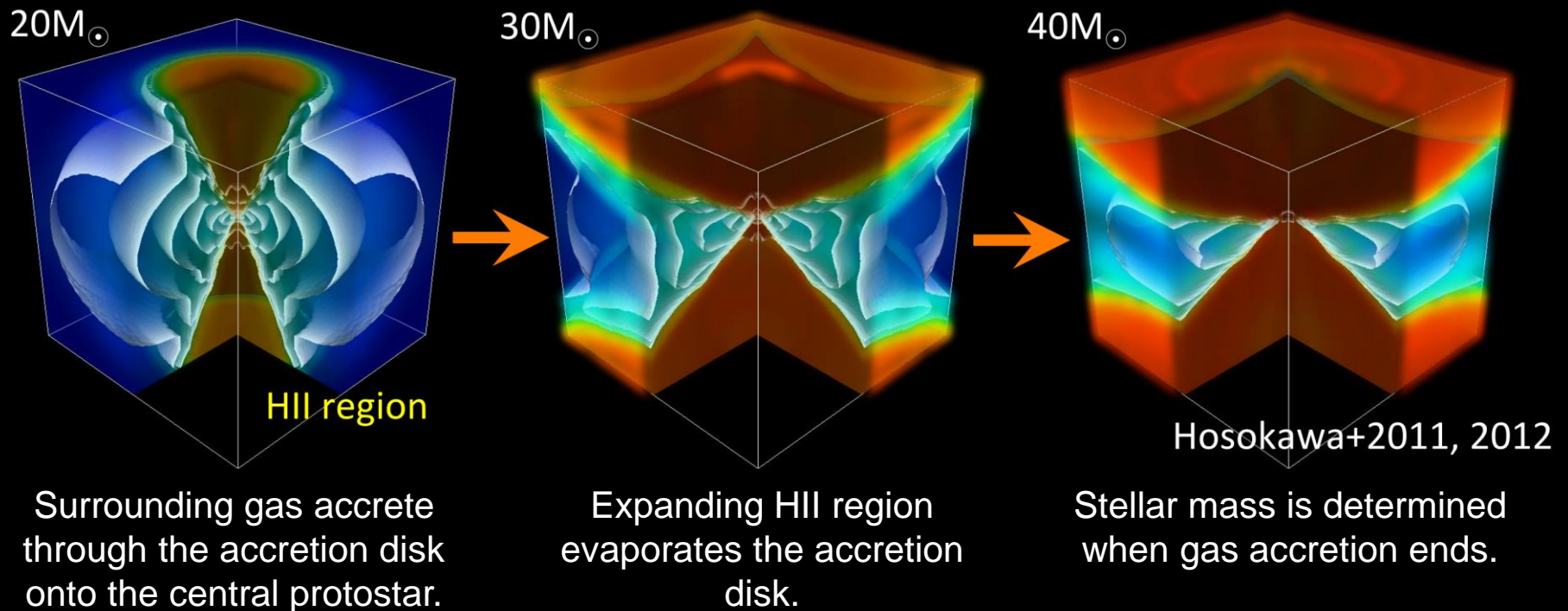
始原的密度揺らぎ

- DM minihalo ... $M_{\text{vir}} = 10^5 - 10^6 [M_{\odot}]$ @ $z = 20 - 50$
- 星形成ガス雲 ... $M_{\text{Jeans}} \sim 1000 [M_{\odot}]$
- 原始星コア ... $M_{\text{core}} \sim 0.01 [M_{\odot}]$

0.01 [M_{\odot}]の原始星コアが1000 [M_{\odot}]のガスに囲まれている



初代星形成 (3/3) – 後期段階



降着進化：原始星→主系列星

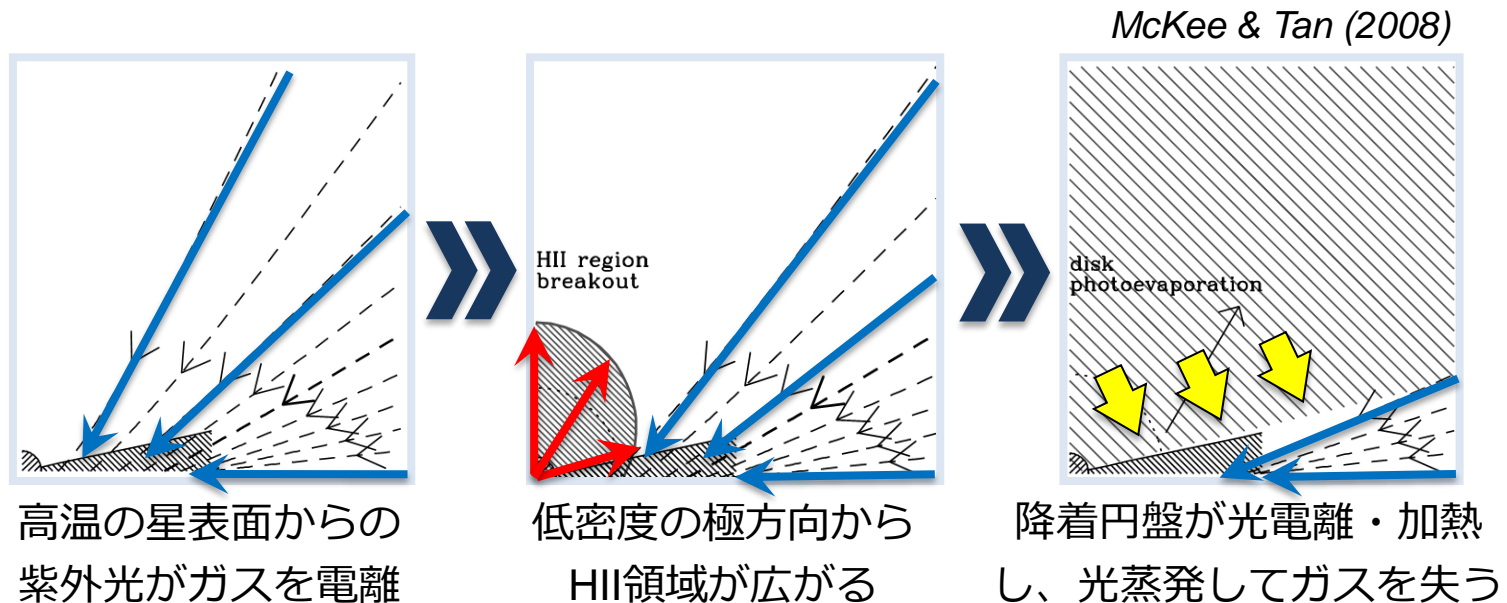
原始星の質量成長

UV輻射フィードバックが最終的に降着を止める (McKee&Tan'08)

降着率が高いと原始星は膨張

→ 表面温度が低下し ($T_{\text{eff}} \propto R_{\text{star}}^{-2}$)、UV光がでない

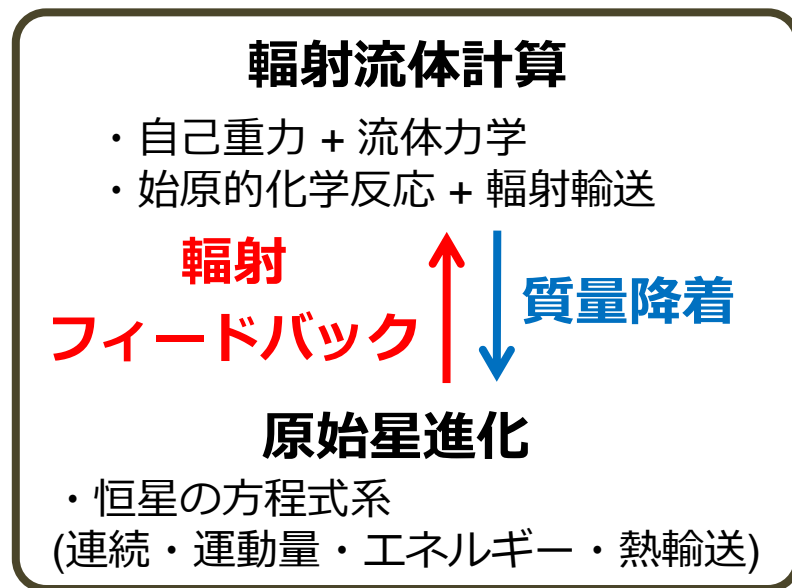
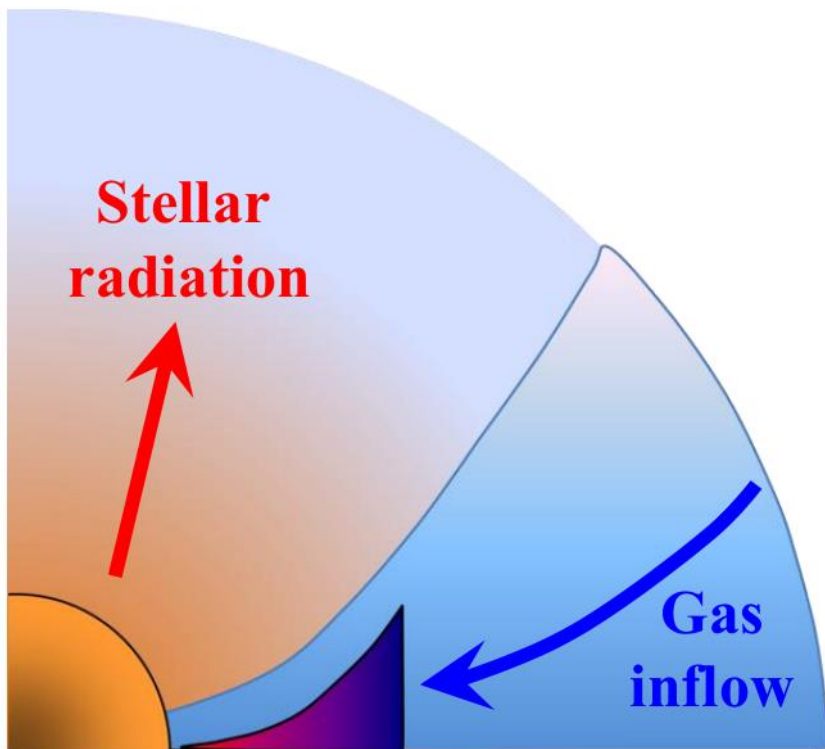
→ 原始星進化計算が必要 **細川講演**



原始星進化シミュレーション

輻射フィードバックによる降着の完了を調べる場合
→ 下図のようにシミュレーションを組み合わせる

原始星進化は解かず、降着円盤の時間進化に注目している
研究もある



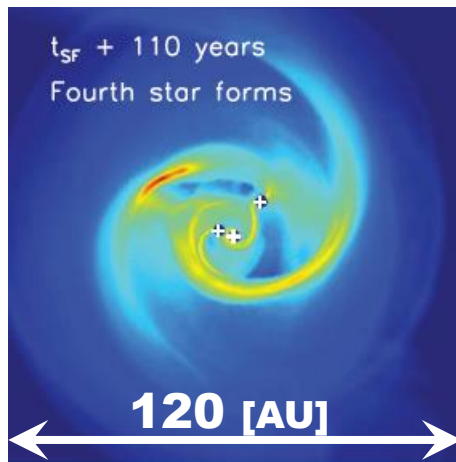
降着円盤の分裂

円盤計算 (Clark+'11; Greif+'11; Smith+'11; Stacy+'13)

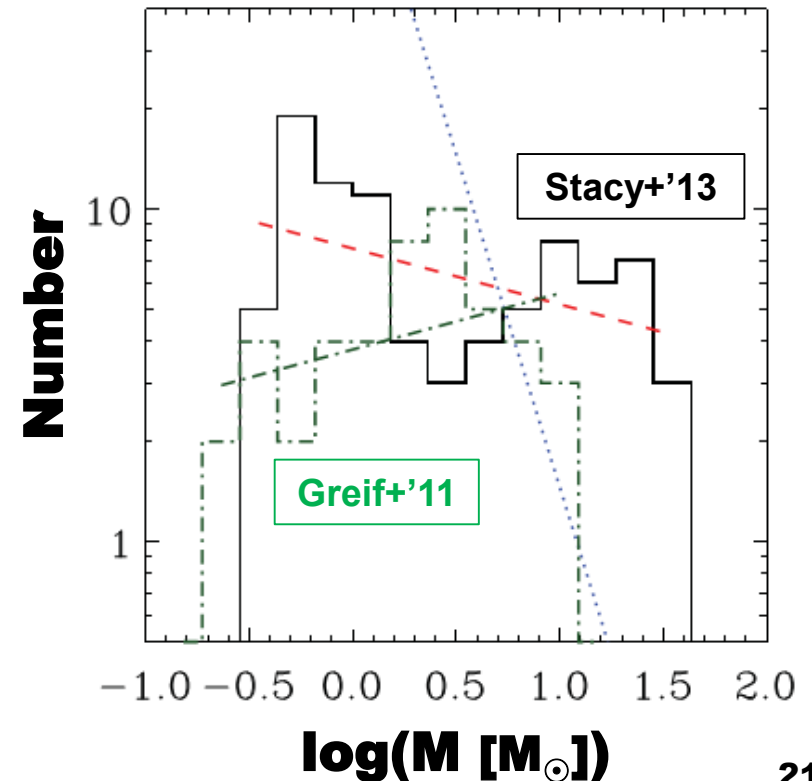
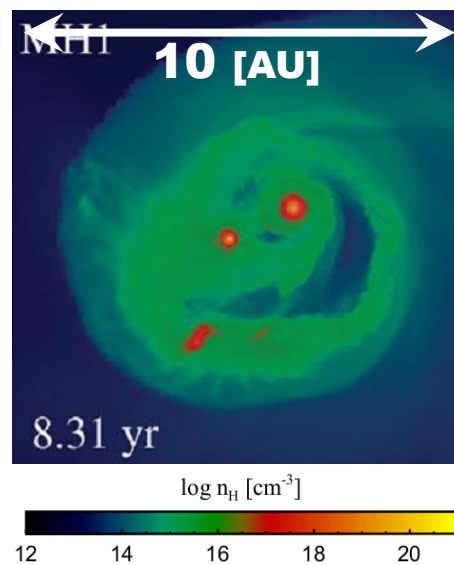
計算時間 = 数1000年 (with sink計算)

約10年 (without sink計算; Greif+'12)

Clark et al. (2011)
(With sink)



Greif et al. (2012)
(Without sink)



→ 計算分解能と計算時間の競争
(10万年ほど計算持続したい...)

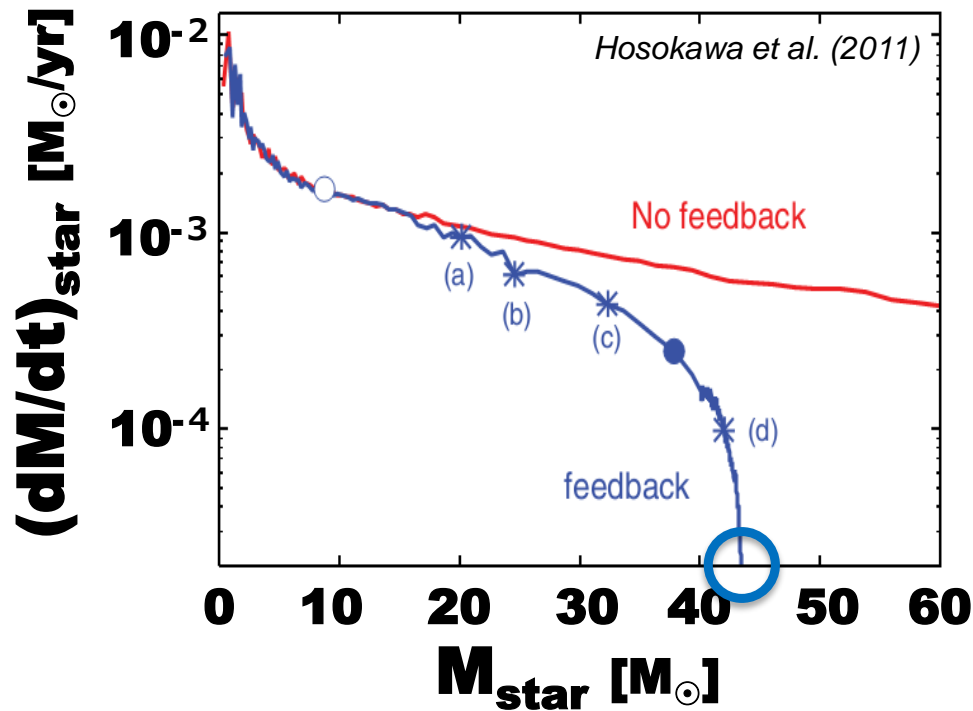
初代星質量：降着終了

Hosokawa+'11 ... 2次元軸対称RHD(格子法)+原始星計算 → 43[M_☉]

Stacy+'12 ... 3次元RHD(粒子法) + 原始星モデル → 30[M_☉]

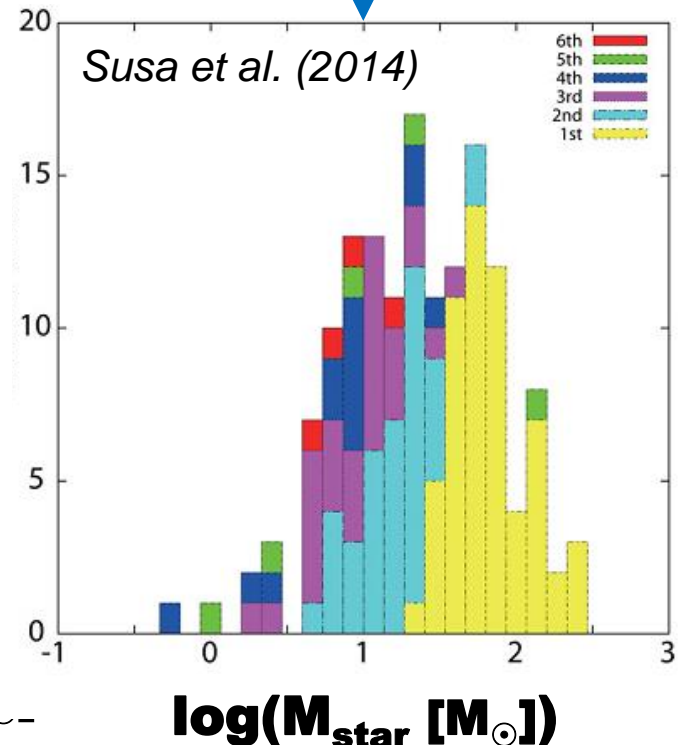
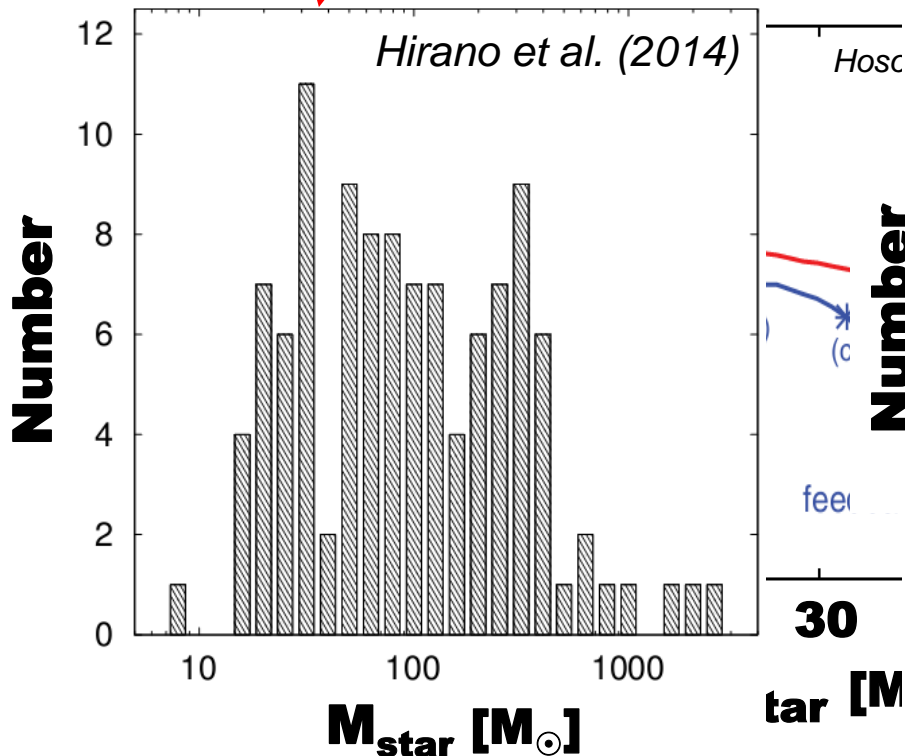
Susa'13 ... 3次元RHD(粒子法) + 原始星モデル → 60[M_☉]

→ 初期条件依存性を考慮するがある



初代星質量：降着終了

- Hosokawa+'11 ... 2次元軸対称RHD(格子法)+原始星計算 → 43[M_☉]
- Stacy+'12 ... 3次元RHD(粒子法) + 原始星モデル → 30[M_☉]
- Susa+'13 ... 3次元RHD(粒子法) + 原始星モデル → 60[M_☉]
- 初期条件依存性を考慮するがある

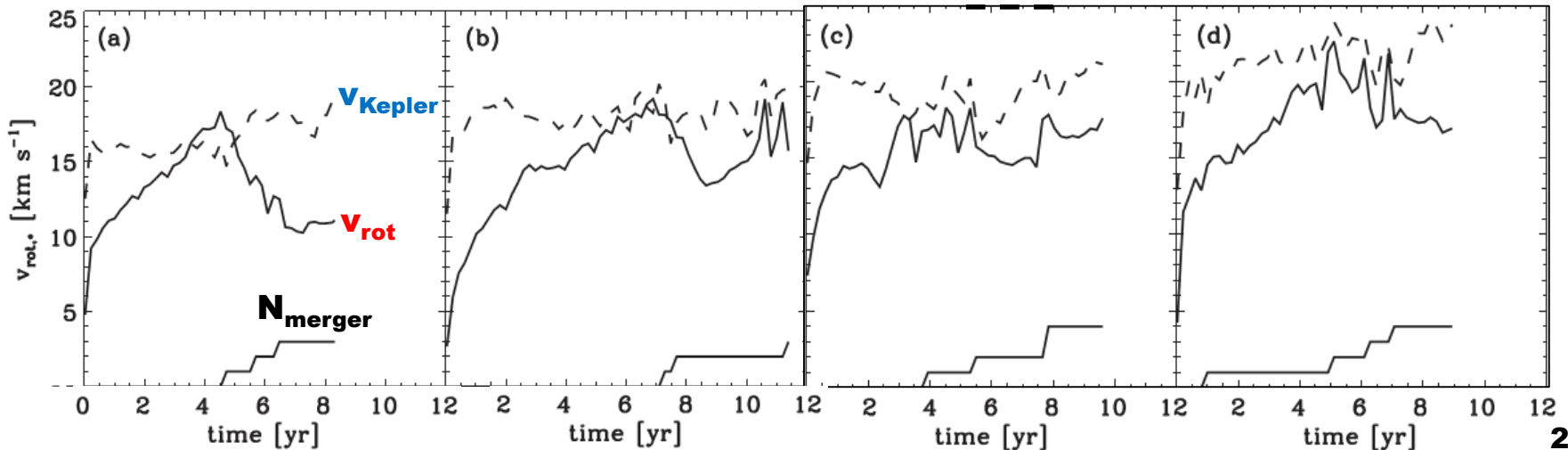
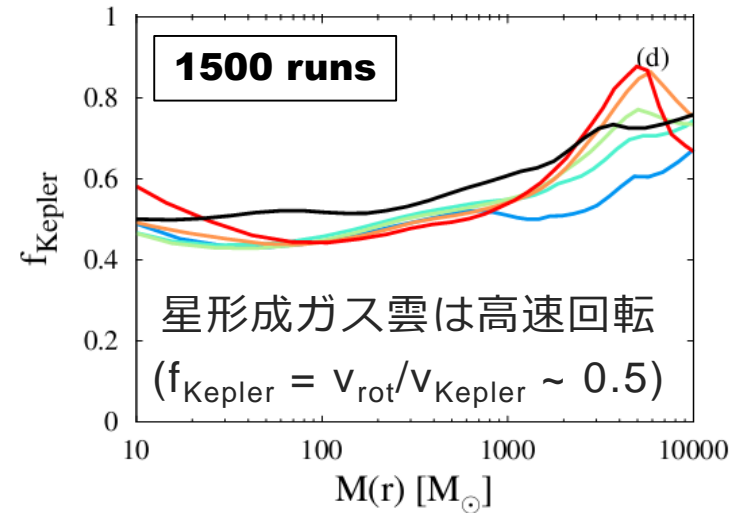


初代星の回転速度

初代星の進化・最期を左右する
もう一つのパラメータ

Greif+'12計算を解析 (Stacy+'13)

→ 星表面で $f_{\text{Kepler}} = 0.5 \sim 1$
(ただし原始星形成後10年まで)

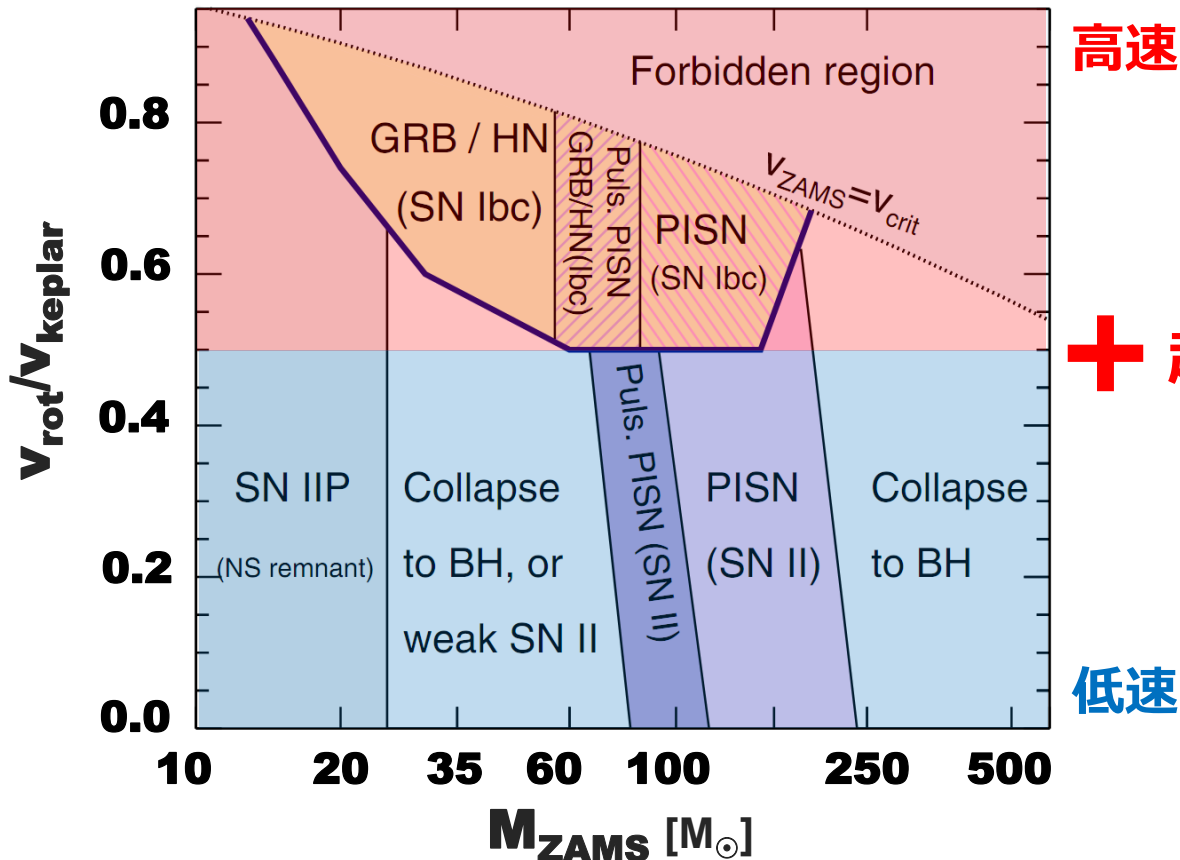


初代星の進化・最期

初代星の恒星進化計算 (e.g., Heger&Woosley'02)

→ 質量&回転速度への依存性 (Yoon+'12; Chatzopoulos&Wheeler'12)

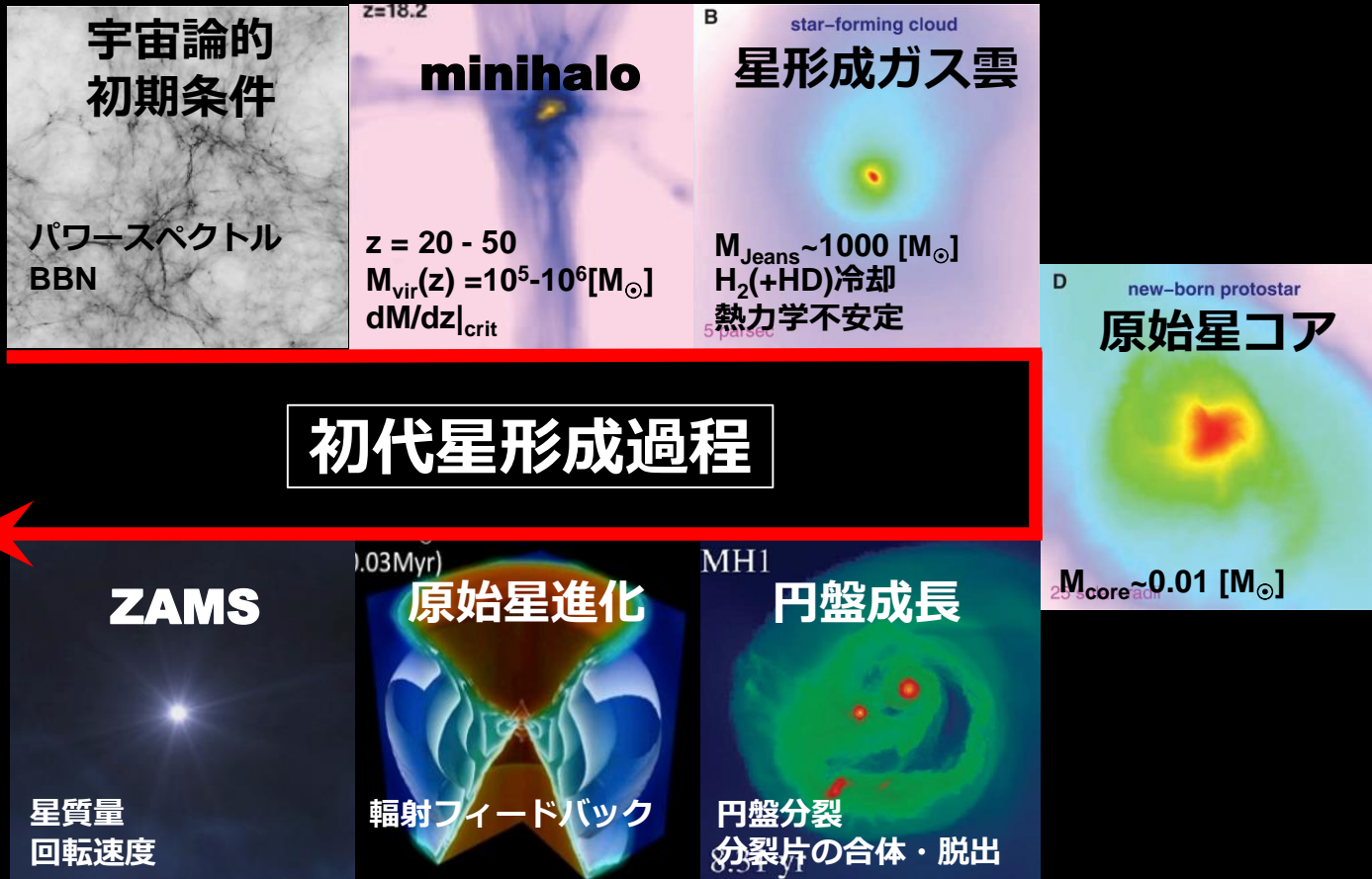
Yoon et al. (2012)



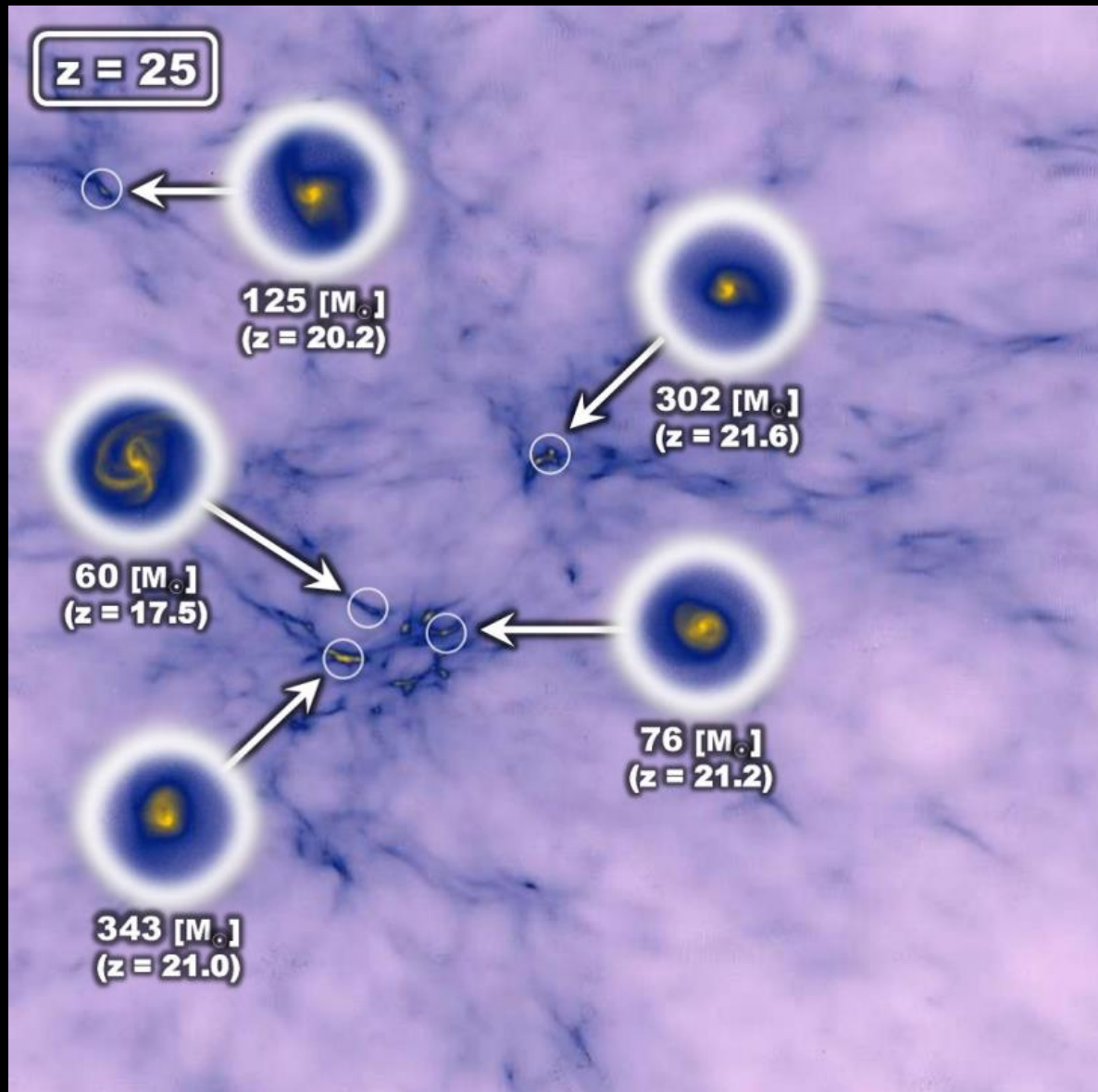
+ 超新星爆発計算

→ 化学組成

初代星形成 - 現状



初代星の初期質量関数

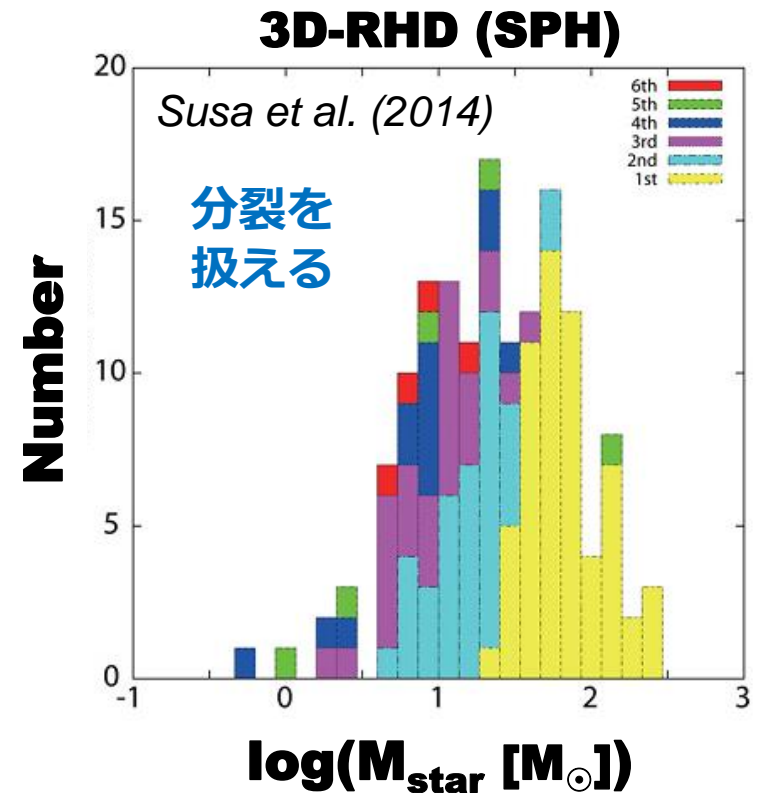
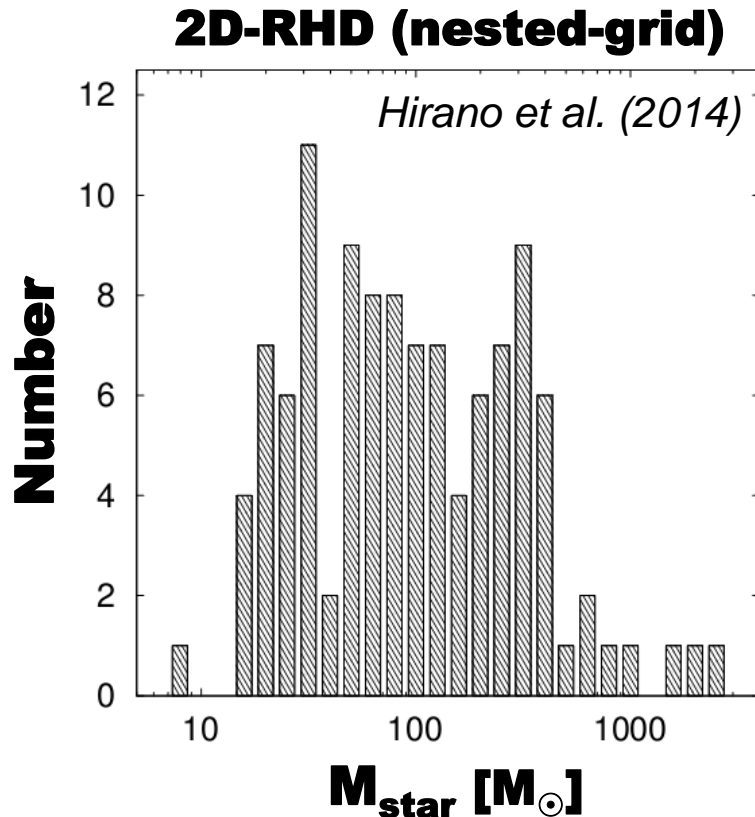


星質量分布

原始星降着進化計算を多数のサンプルで行う

→ 2例の報告, 質量範囲が異なる

(コードの違い + 物理過程の違い)



ガス雲の物理的性質 ⇔ 星質量

降着進化計算のサンプル数を増やすのは困難

→ 星質量を左右する物理量を探す

星形成の物理量と相関

ジーンズ不安定ガス雲

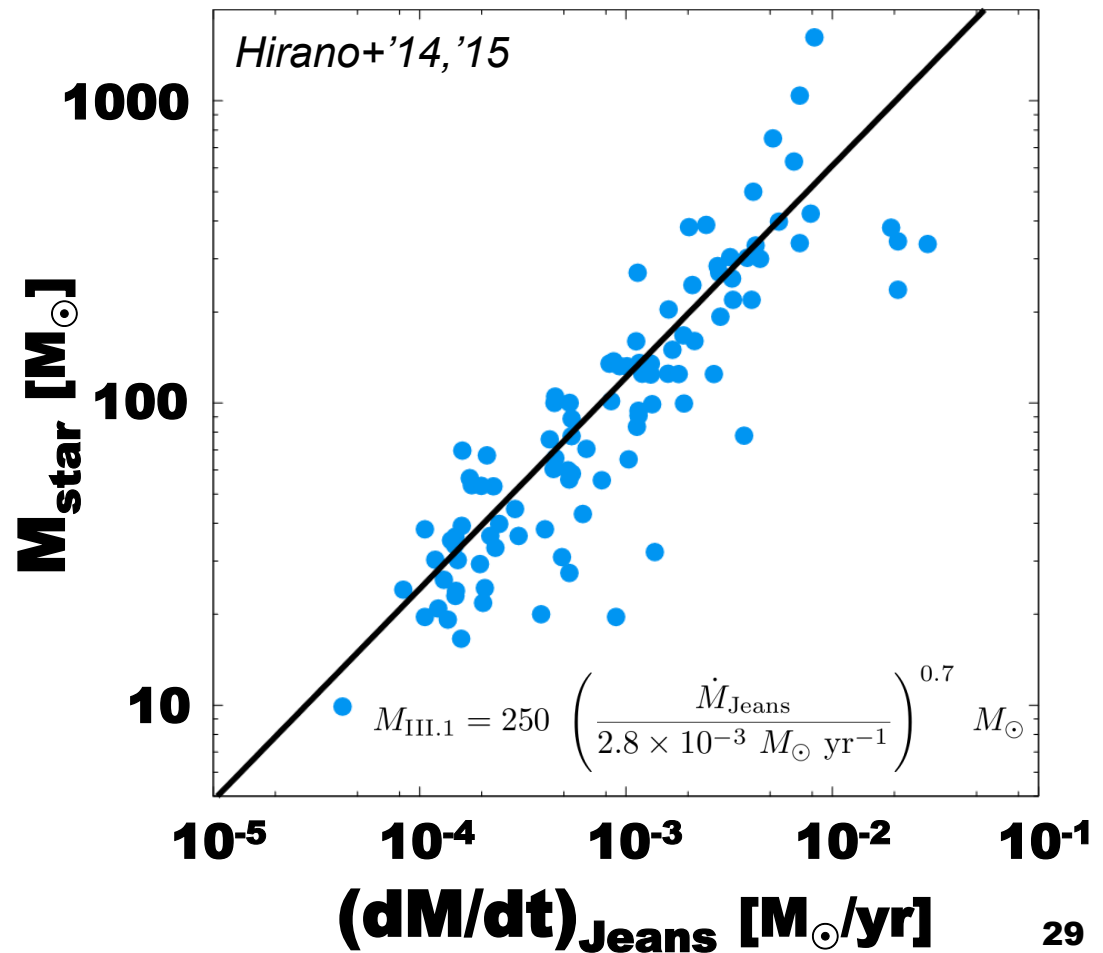
の質量落下率：

$$(4\pi R^2 \rho v_{rad})_{Jeans}$$

星質量を推定可能

パラメータ分布から

星質量分布が決まる



大規模な宇宙論的サンプル

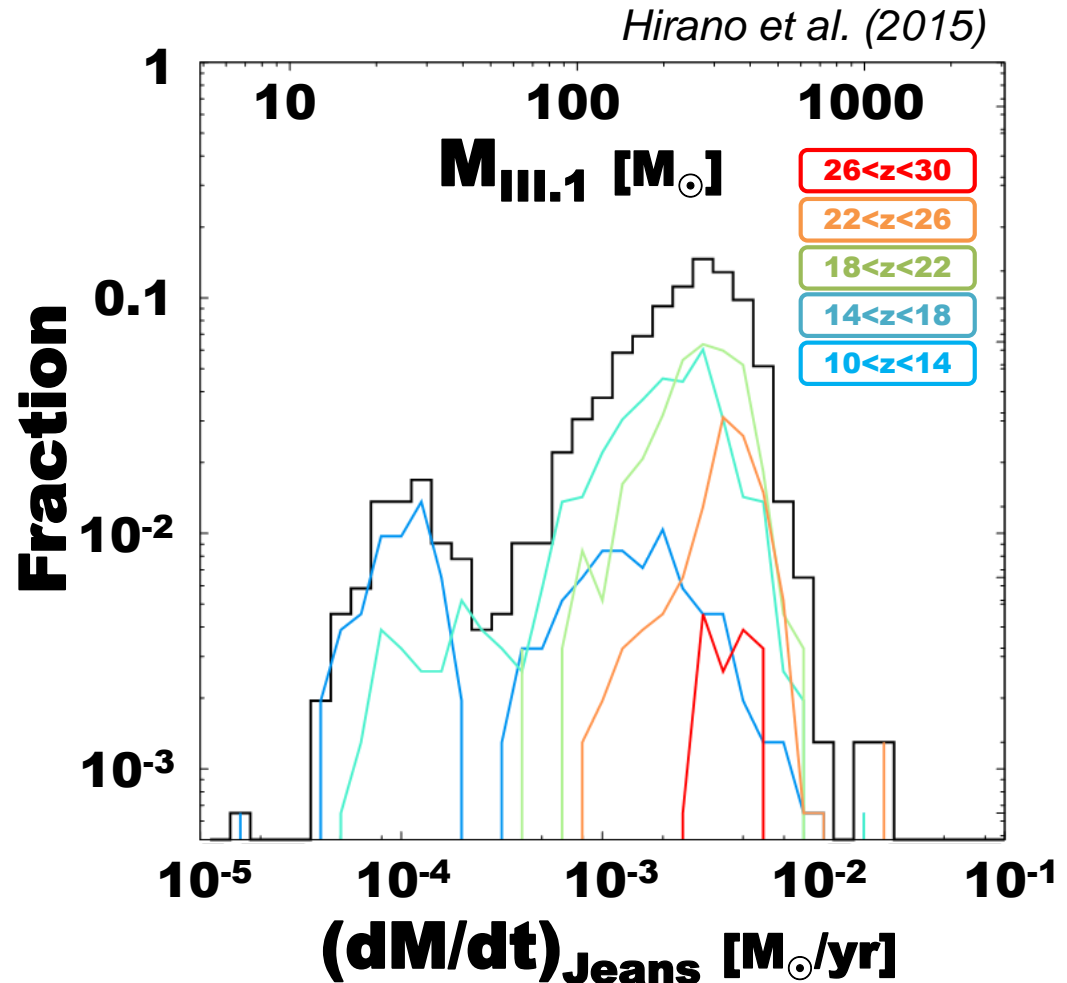
前期段階の途中(ジーンズ不安定)まで計算

→ 星質量分布に変換

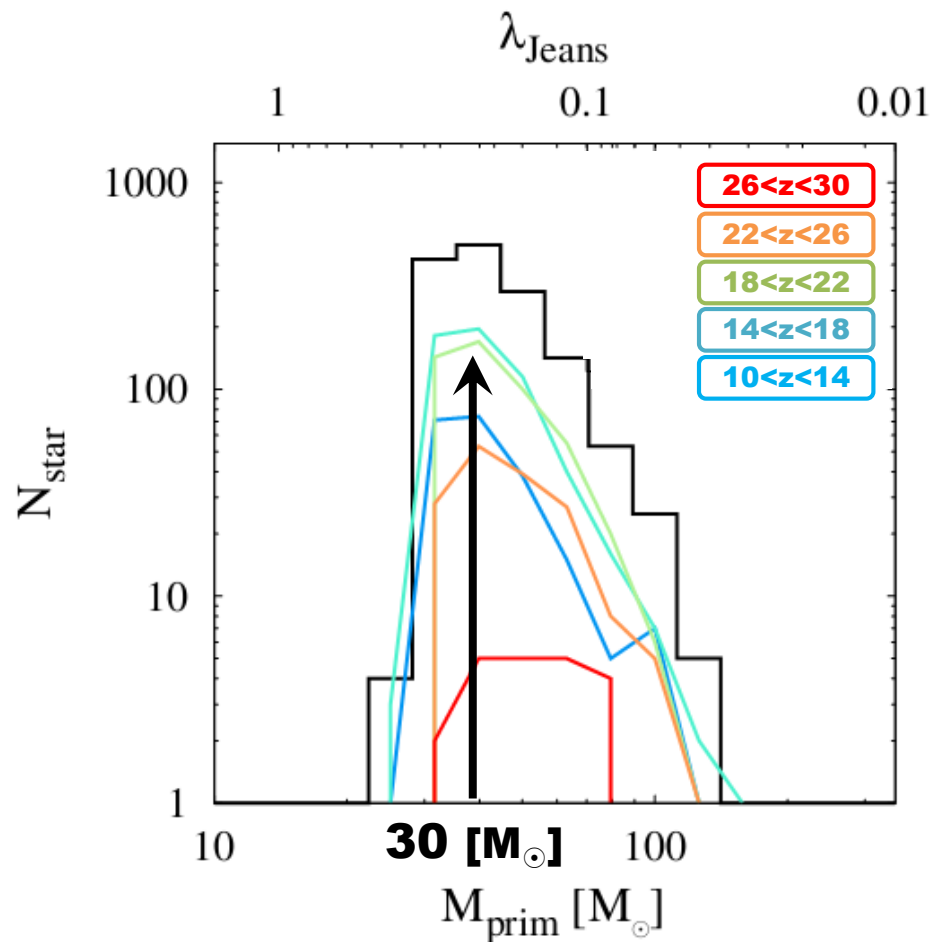
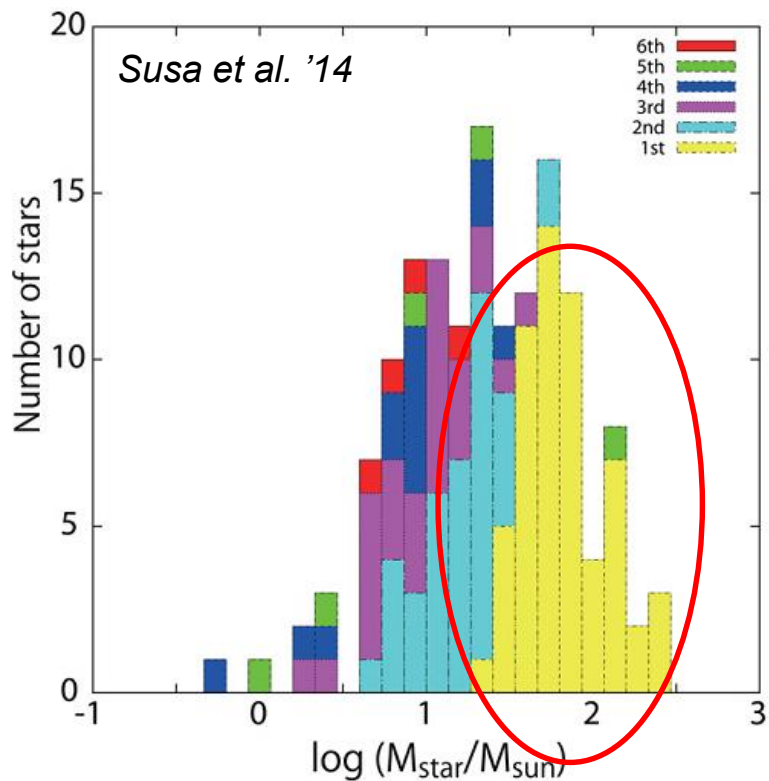
➤ 平均質量

➤ 赤方偏移依存性を示唆

降着進化シナリオが更新された場合も、新たな関係式が与えられると質量分布を再構築可能

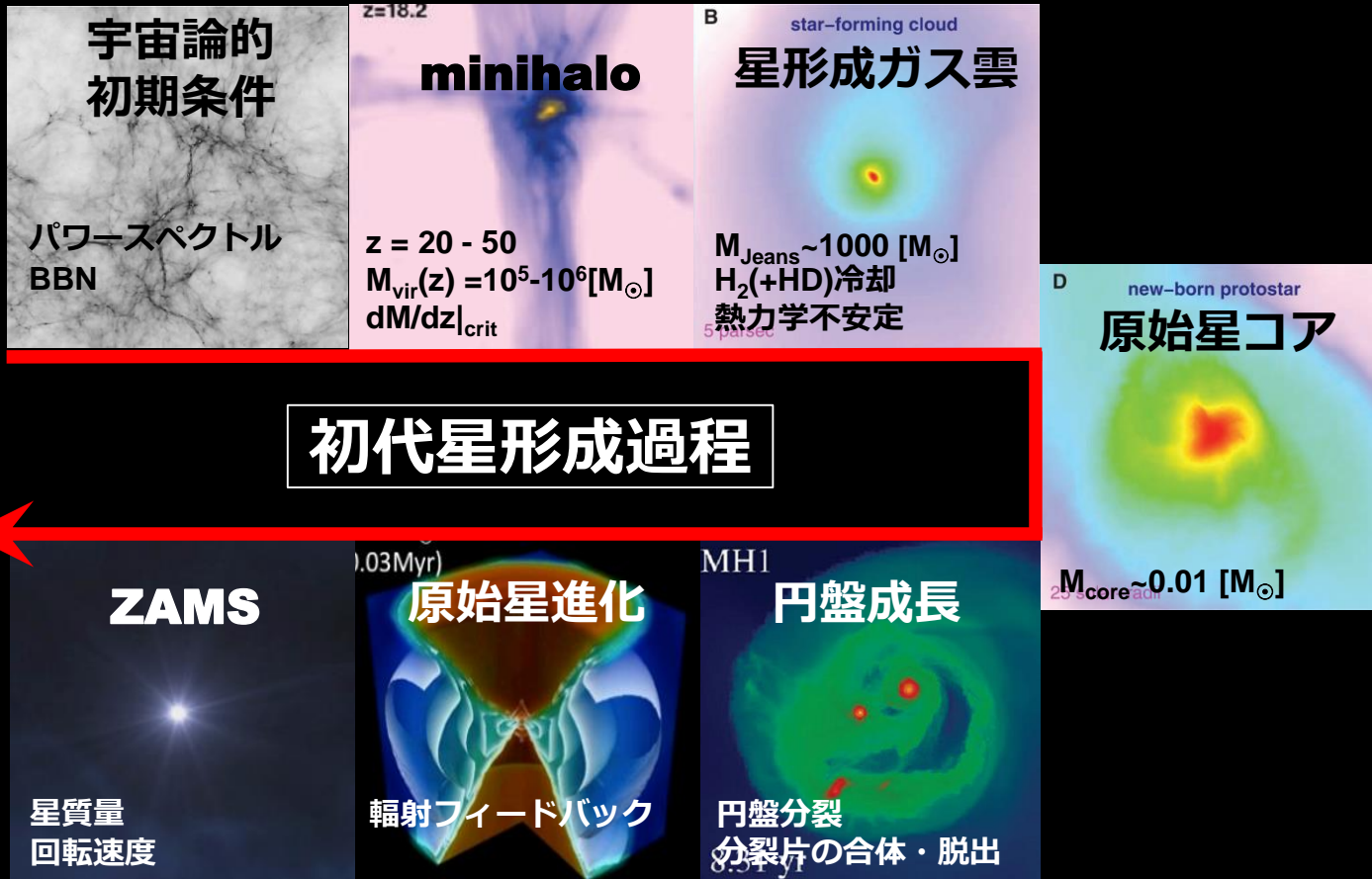


相関が更新した場合



$$M_{\text{prim}} \sim 14 \lambda_{\text{Jeans}}^{-0.7} M_{\odot}$$

初代星形成 - 現状 + 課題(前期段階)



Baryon Stream Velocity

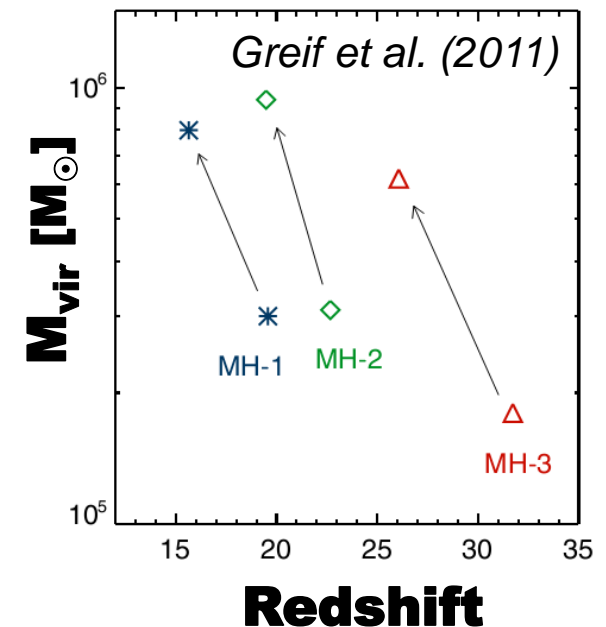
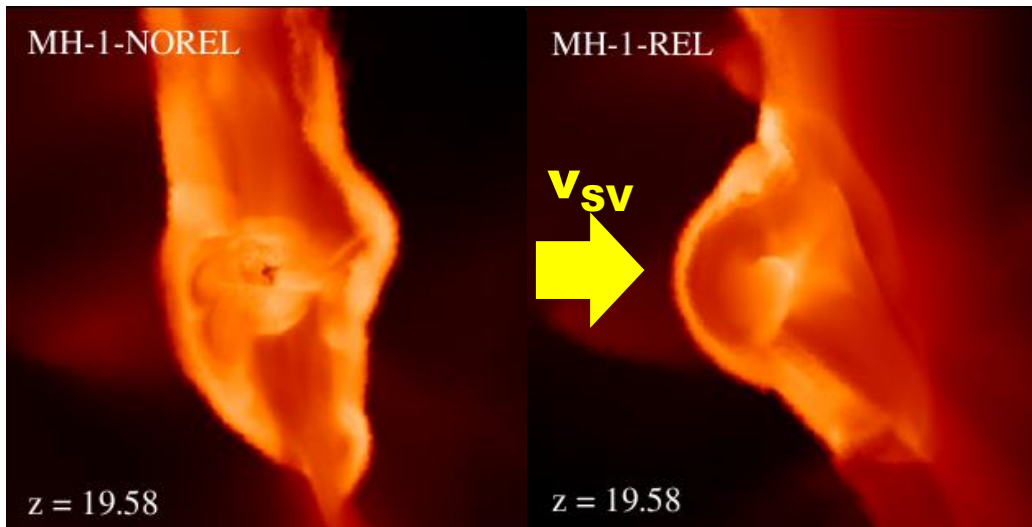
“再結合時のバリオンとDMに相対速度” (*Tseliakhovich & Hirata 2010*)

→ Minihaloへのガス収縮を阻害し、初代星形成が遅れる

(*Maio+'11; Stacy+'11; Greif+'11; Naoz+'12; O'Leary&McQuinn'12; Richardson+'13*)

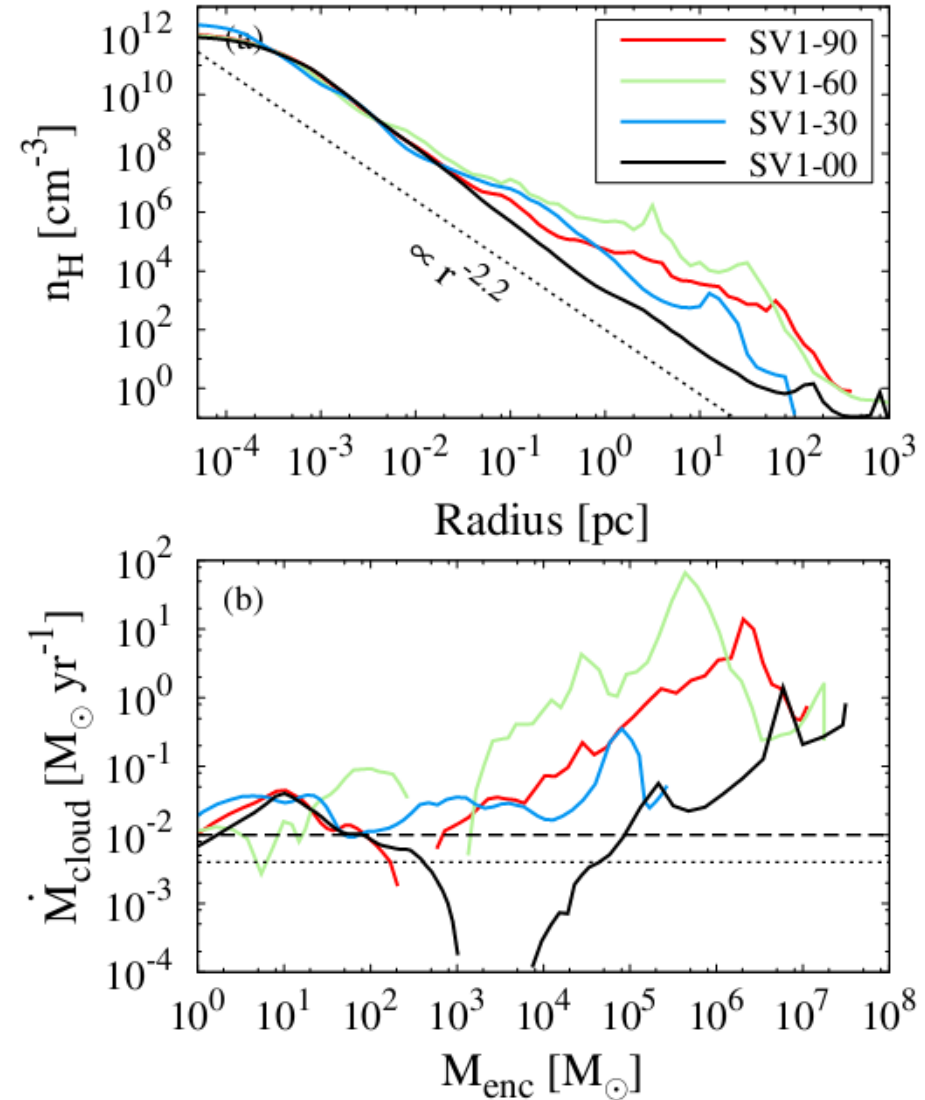
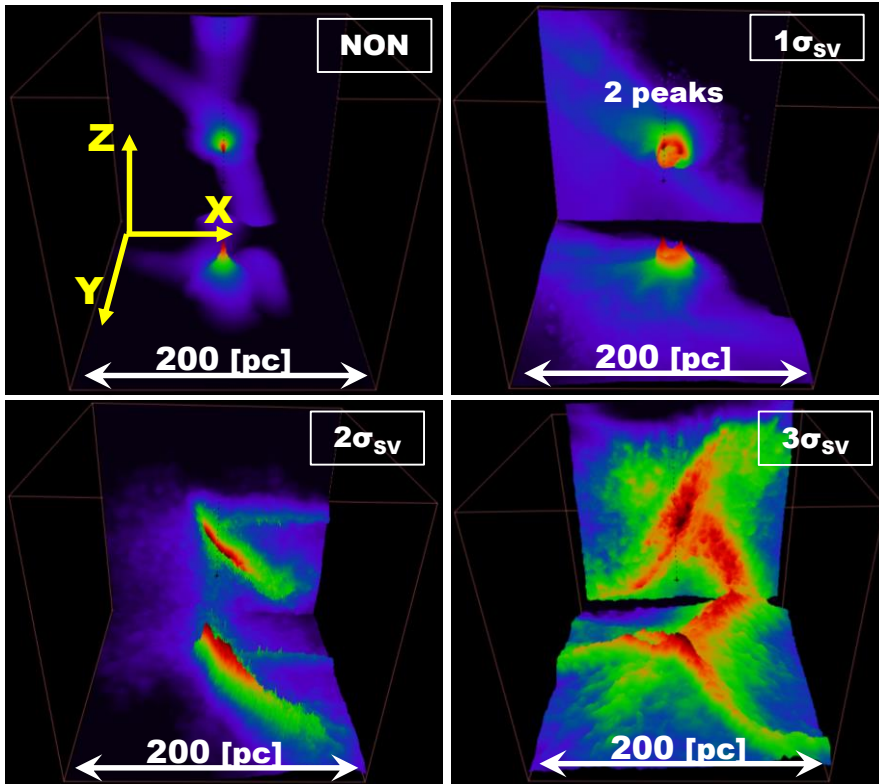
再結合前のバリオン-光子結合が原因

→ 数Mpc(comoving)スケールでcoherent



$v_{sv} = 1\sigma_{sv}, 2\sigma_{sv}, 3\sigma_{sv}$

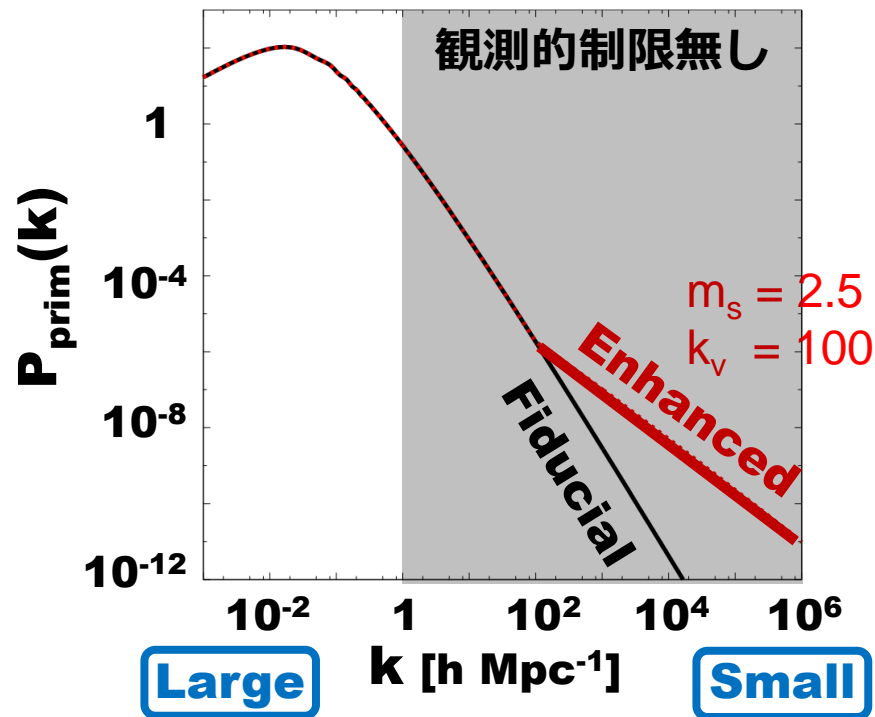
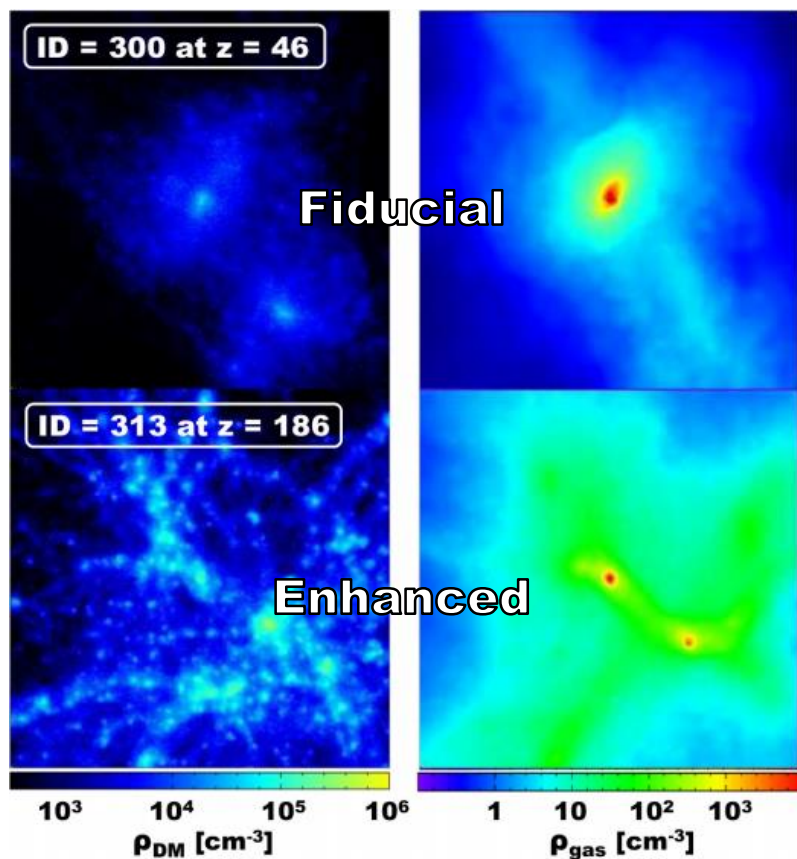
Model	v_{sv}^{rec} (km s^{-1})	$z_{collapse}$	M_{vir} (M_{\odot})	R_{vir} (pc)
SV1-00	0	34.6	1.6×10^5	26
SV1-30	30	27.9	1.9×10^6	76
SV1-60	60	20.1	2.8×10^7	293
SV1-90	90	17.3	4.7×10^7	464



小スケールの始原的密度揺らぎ

初代星形成スケールの揺らぎパワースペクトルは観測制限がまだない (外挿している)

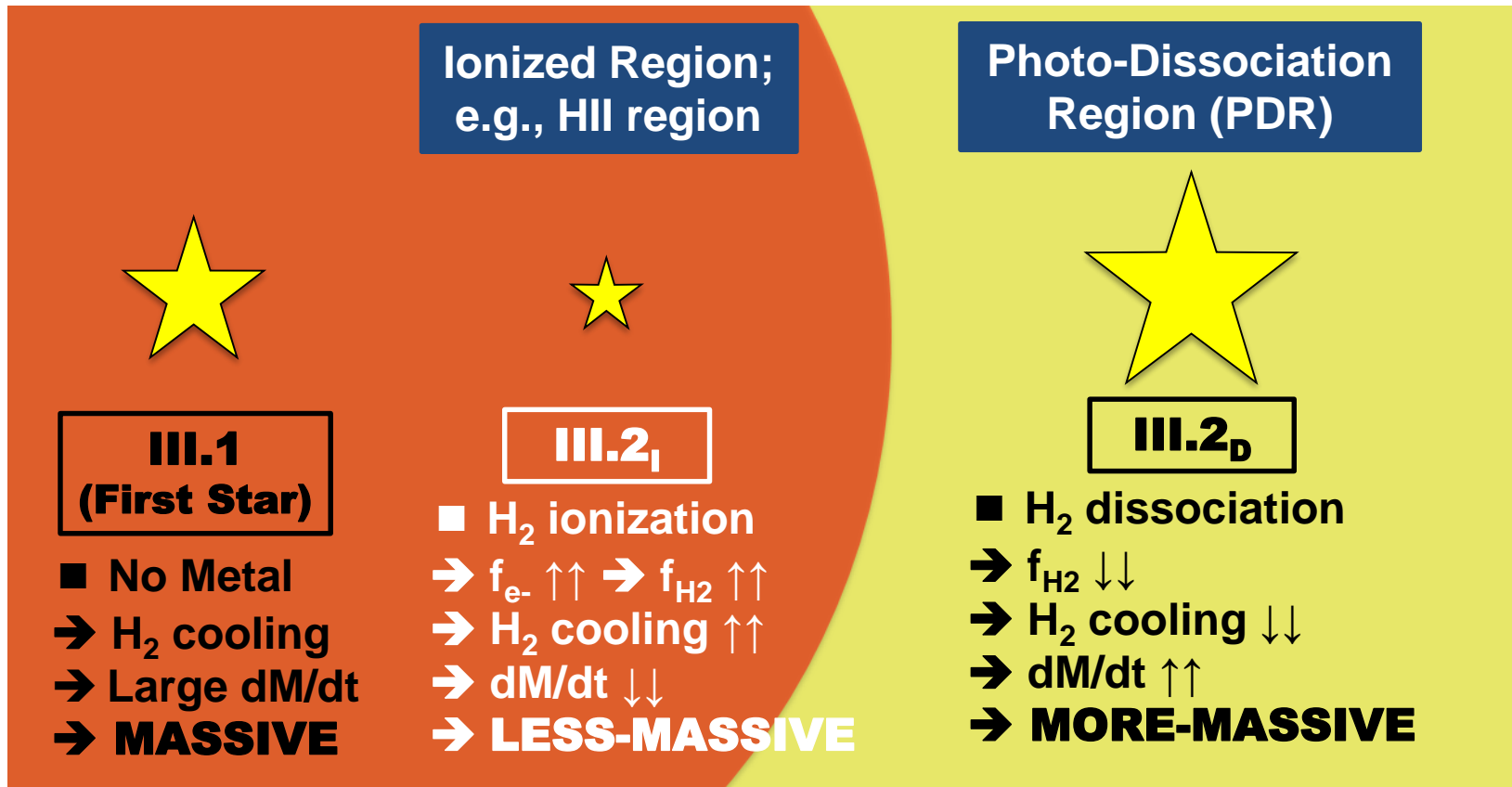
→異なる宇宙論モデル or Warm DMなどで変わる可能性



Sub Populations of Pop III

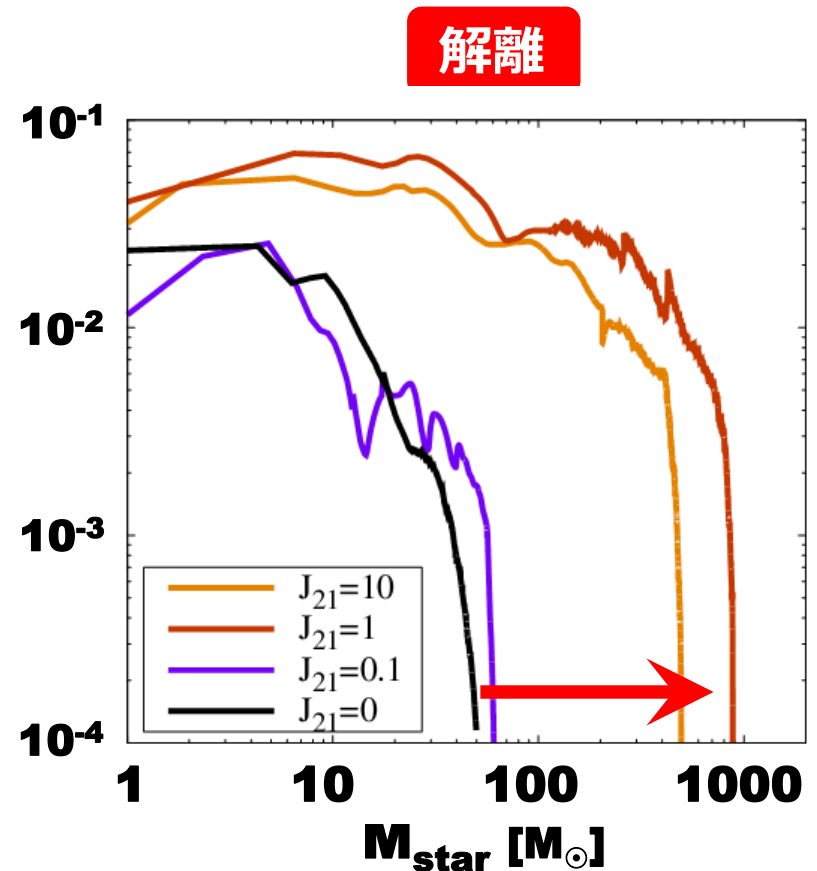
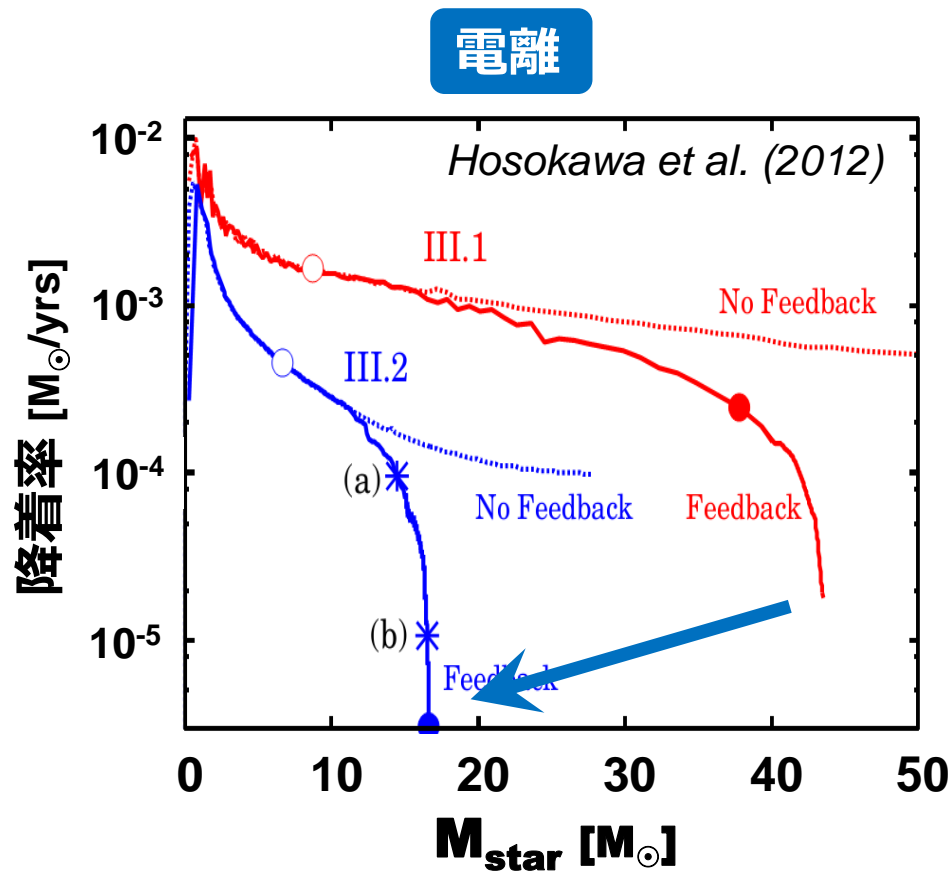
Pop III.1 stars ... いわゆる”初代星”

Pop III.2 stars ... 外部輻射によって変性した始原ガス雲
(電離, 解離, X線, 宇宙線)



Pop IIIの質量(分布)

どのsub classを形成するか、ガス雲の相対関係を考慮
→星質量分布がより広がる

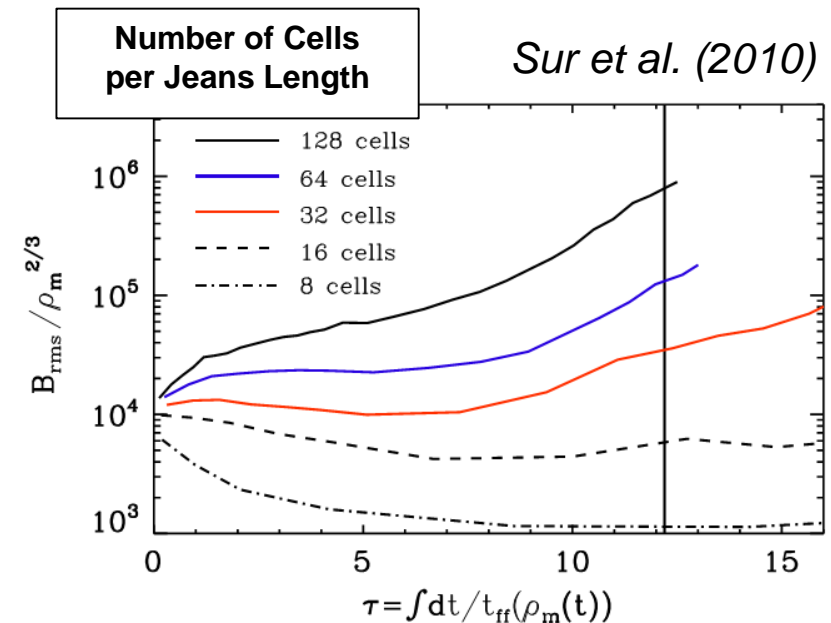


初代星形成と磁場

乱流による磁場増幅

(Turbulent Dynamo)

数値計算結果が収束せず、
解像度を上げるほど強磁場に
→磁場の散逸スケールまで
分解しなければならない



磁場の影響 (Machida+'06,08; Machida&Doi'13)

アウトフロー or ジェット：ガスの吹き飛ばし，磁場拡散
収縮期の分裂抑制：角運動量輸送(磁気制動;円盤形成せず)
降着期の分裂：弱磁場で星団形成，強磁場で単独星形成

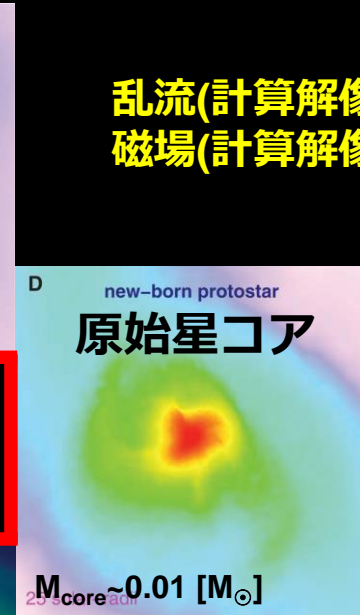
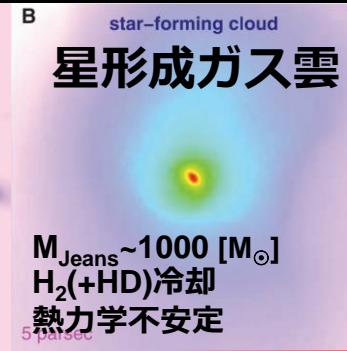
初代星形成全体にわたり影響，質量分布を左右しうる

初代星形成 - 現状 + 課題(前期段階)

Stream Velocity
小スケールスペクトル

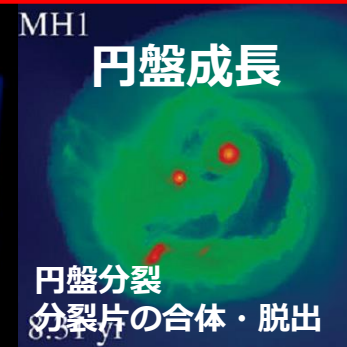
Pop III.1 or III.2
反応率の不定性

DM Annihilation



乱流(計算解像度)
磁場(計算解像度)

初代星形成過程



まとめ

初代星形成過程の数値シミュレーション

宇宙論的初期条件 ~ 主系列星段階

降着期進化を詰める段階

初代星の初期質量関数

星形成過程をモデル化して計算の省力化

宇宙論的サンプルより初代星(形成)の系統的性質を探る

宇宙論的サンプル作成時の課題

宇宙論的初期条件・外部輻射・磁場

前期・後期段階進化をそれぞれ詰める → 併せてIMF