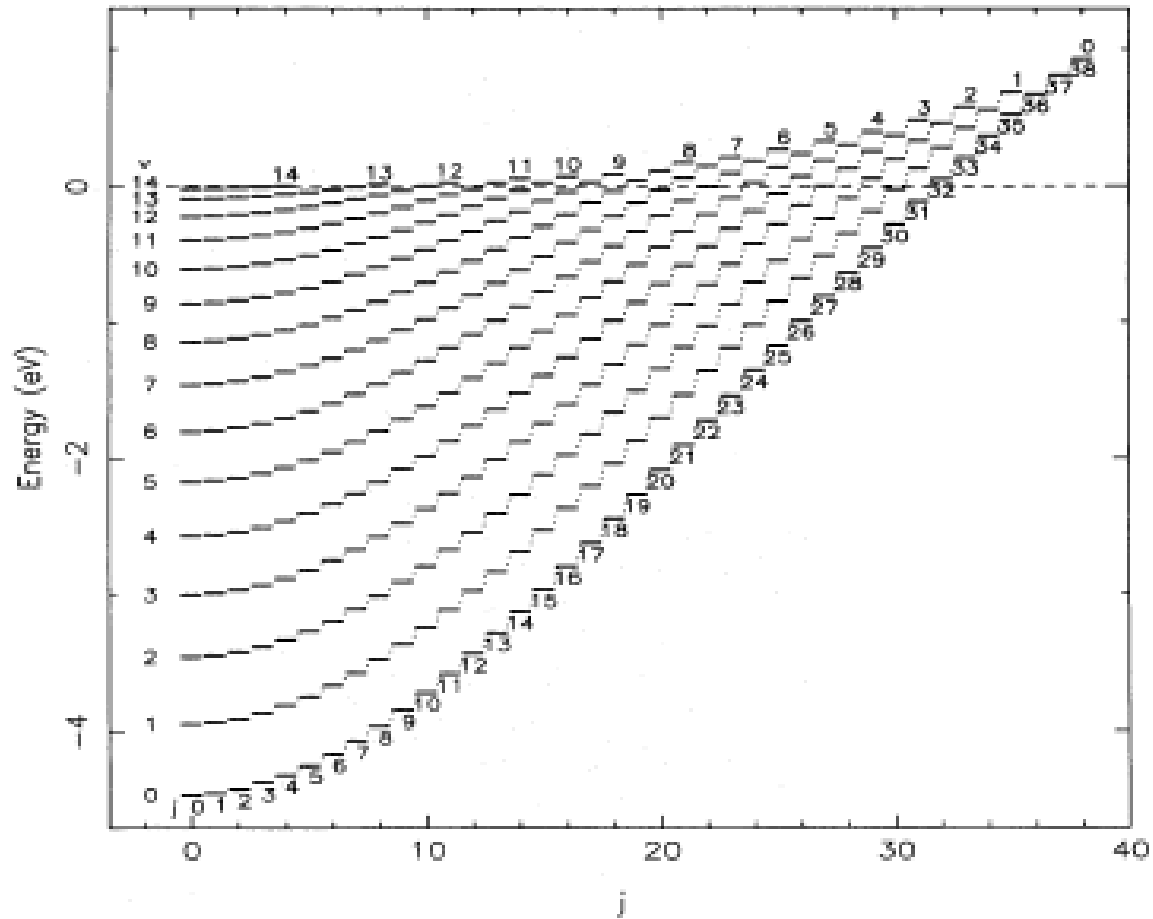


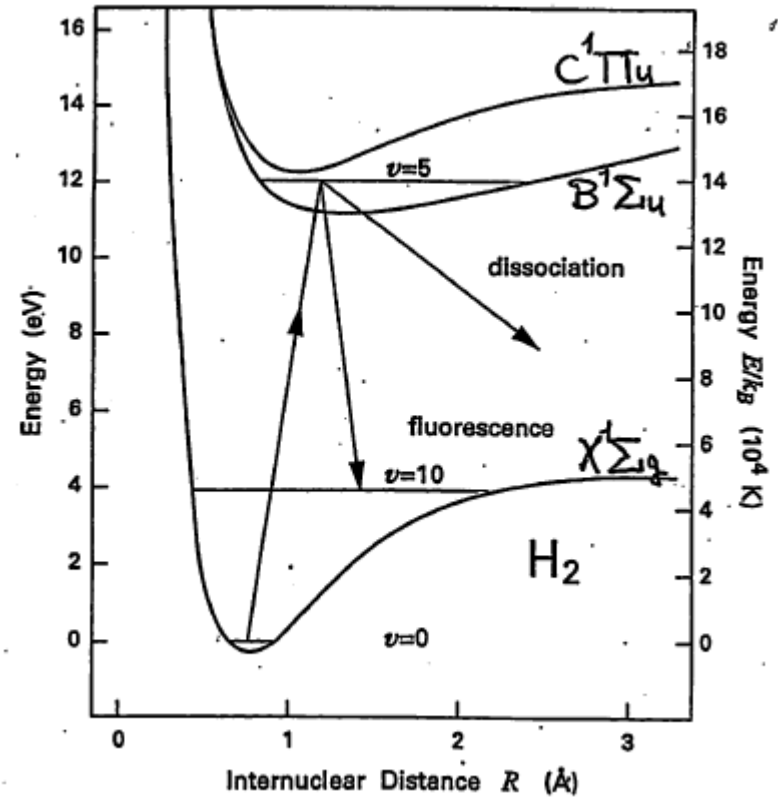
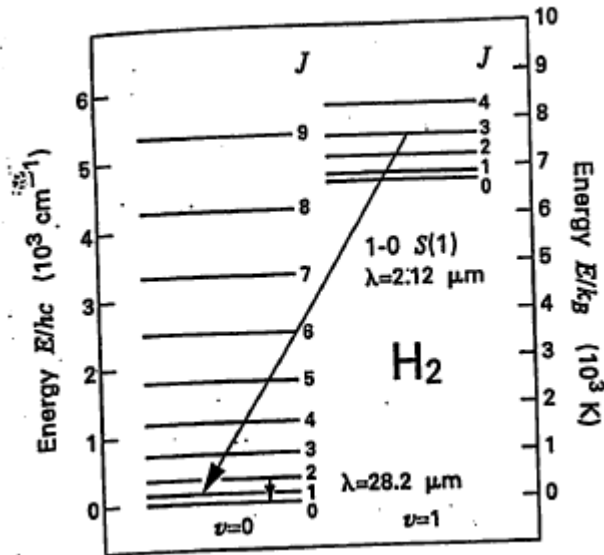
3. 始原ガス中での 微視的物理過程

H2 分子の振動・回転準位

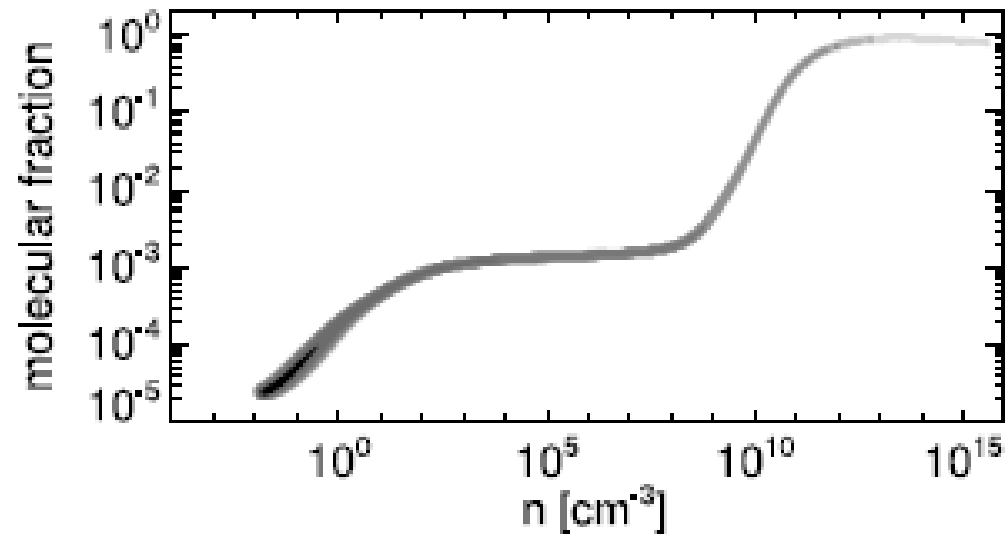
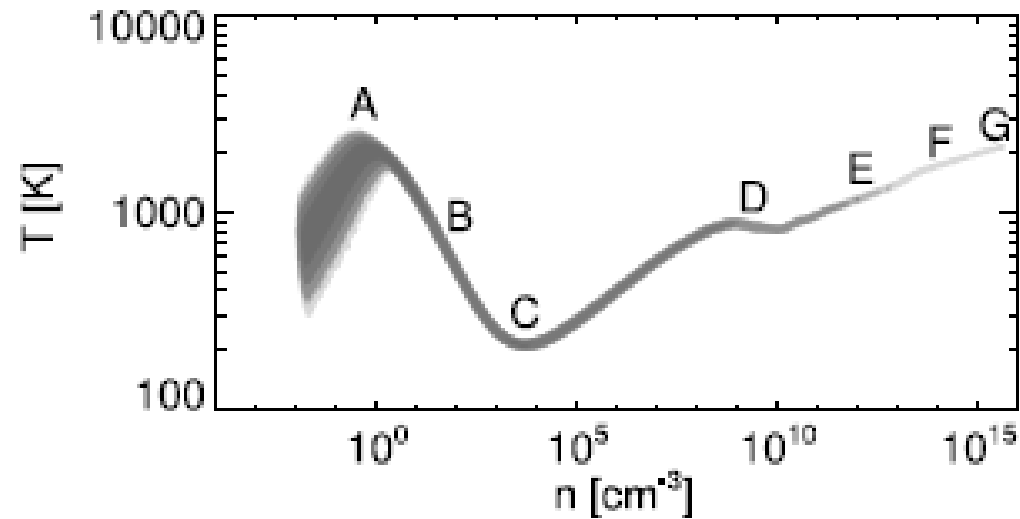


Martin et al. 1996

H₂のエネルギー準位と遷移



H₂割合の進化



H₂形成の式を解く

$$\frac{dx_e}{dt} = -\alpha x_e^2 n \qquad t_{rec} = \frac{n(e)}{\alpha n(e)n(H^+)} = \frac{x_e n}{\alpha x_e^2 n^2} = \frac{1}{\alpha x_e n}$$

$$x_e = \frac{x_e(0)}{1 + t/t_{rec}(0)}$$

$$\frac{df}{dt} = k_f x_e n \qquad f = f(0) + \frac{k_f}{\alpha} \ln \left(1 + \frac{t}{t_{rec}(0)} \right)$$

$t > t_{rec}(0)$ で $f(0)$ が小さい時、

$$f \approx \frac{k_f}{\alpha} \approx 4 \times 10^{-4} \left(\frac{T}{10^3 \text{ K}} \right)^{1.57} \qquad k_f \approx 1.4 \times 10^{-18} T^{0.93}$$
$$\alpha \approx 1.88 \times 10^{-10} T^{-0.64}$$

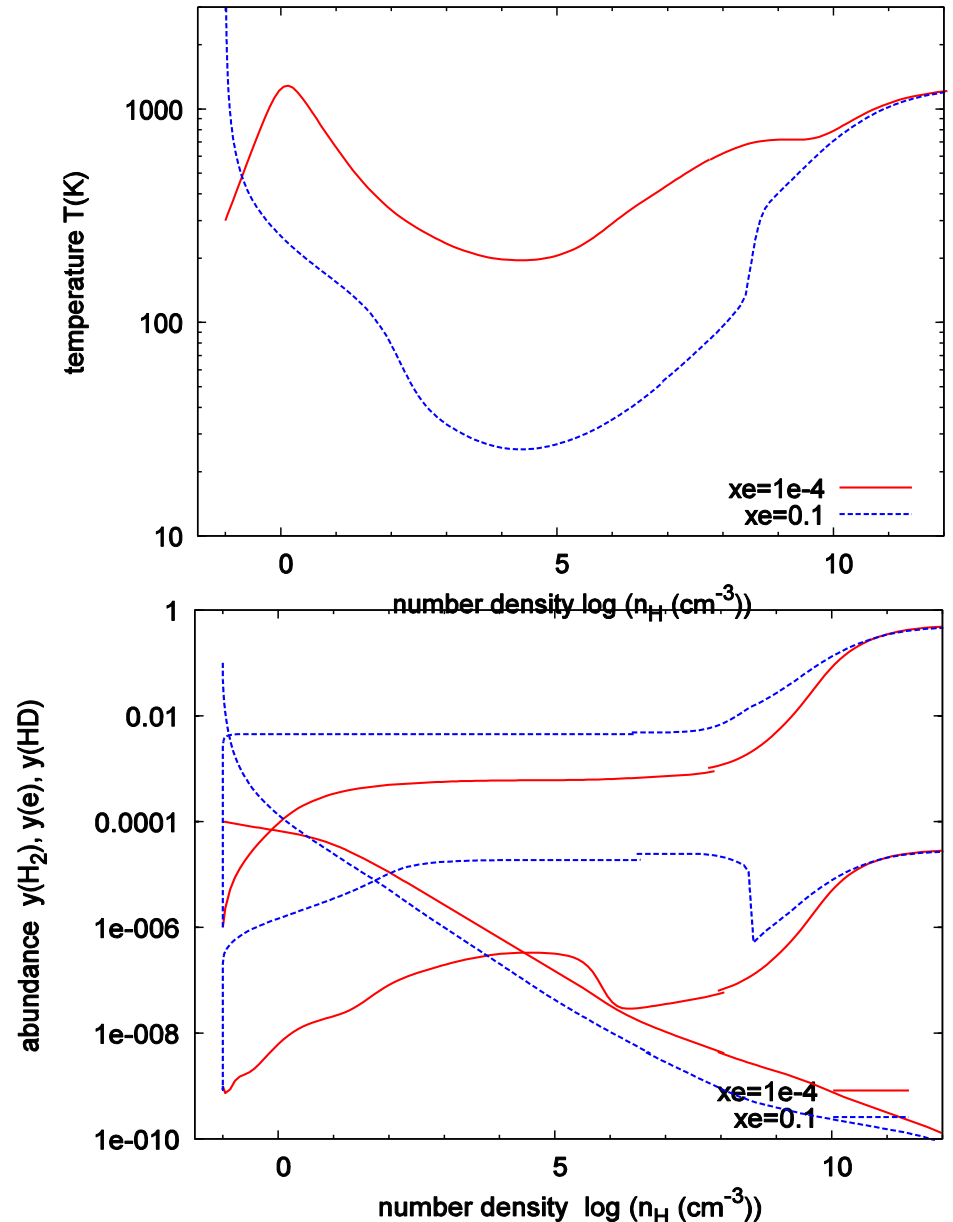
時刻 $t_{rec}(0)$ くらいでこの量に達し、以後はlog的にしか増加しない。
初期の電離度にもあまり依存しない。

初期の電離度の差の効果

自由落下する雲内では

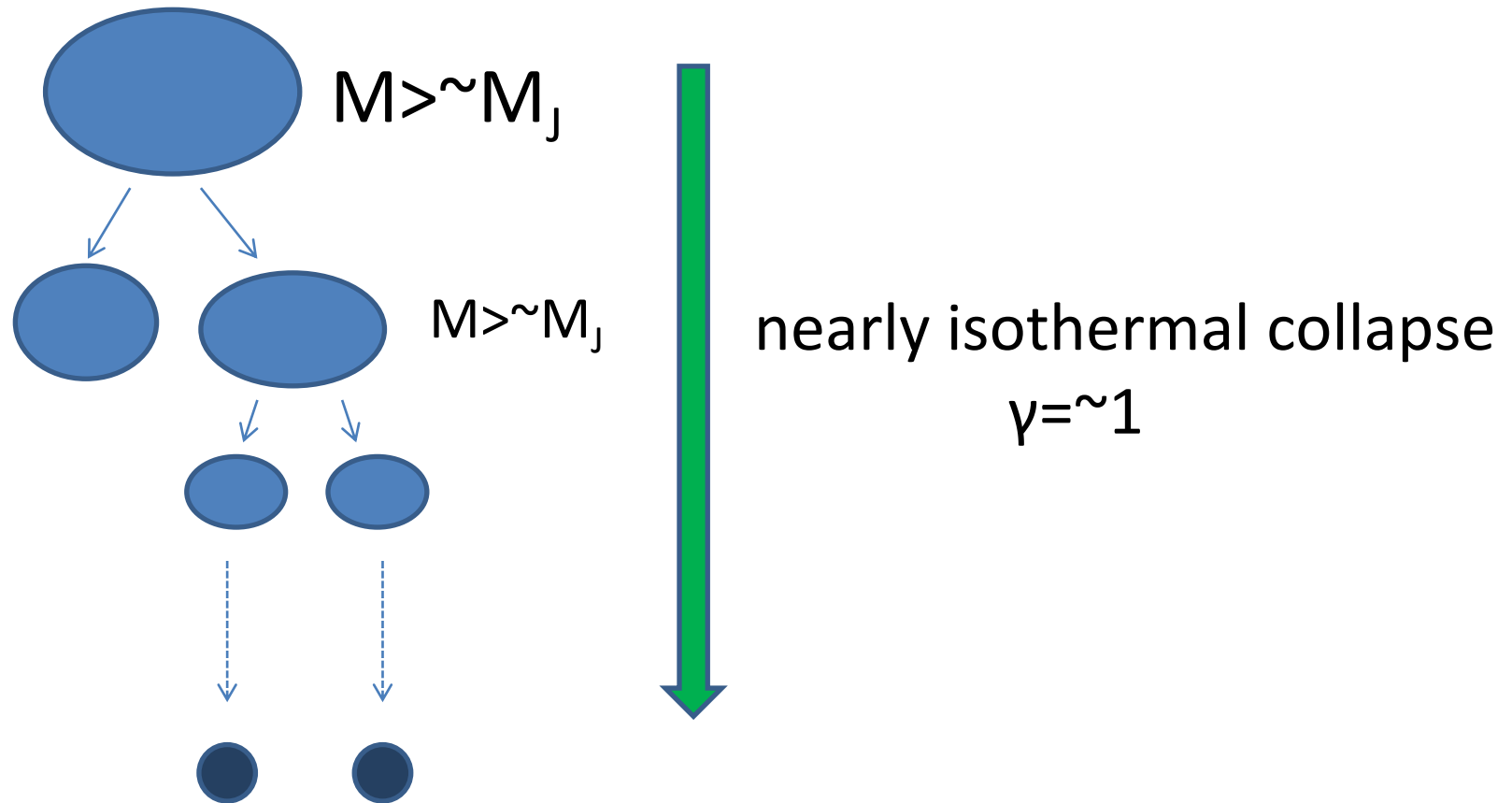
$$f \approx \frac{k_f}{\alpha} \ln \left(1 + \frac{t_{ff}}{t_{rec}} \right) \bigg|_0$$

- 初期の電離度の差は $t_{rec} \propto 1/x_e$ を通して、log的にH₂の量に影響
- 電離度が高いガス中ではその分H₂はたくさんできる。



4. 自己重力雲の分裂過程

Hoyle's hierarchical fragmentation

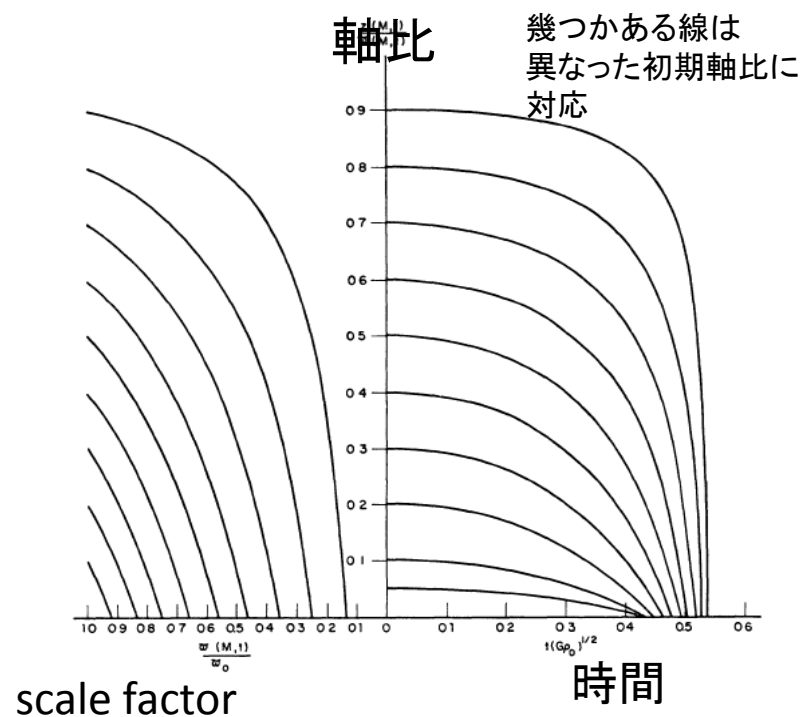
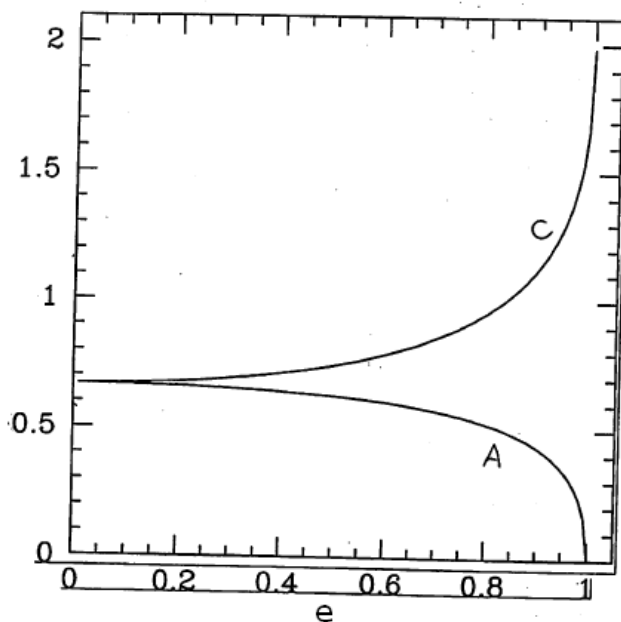


When $\gamma > 4/3$ (i.e., becomes optically thick),
the fragmentation terminates. “opacity-limited fragmentation”

now obsolete! (正しくないことが分かっている)

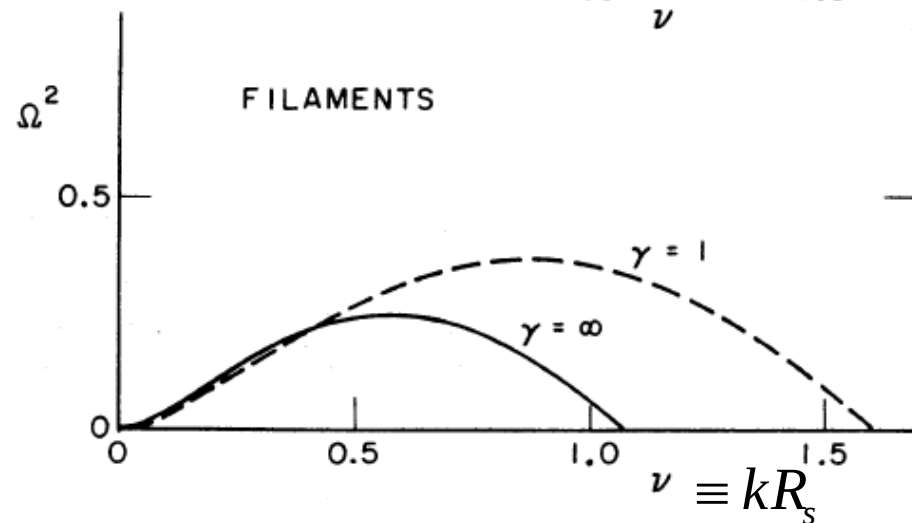
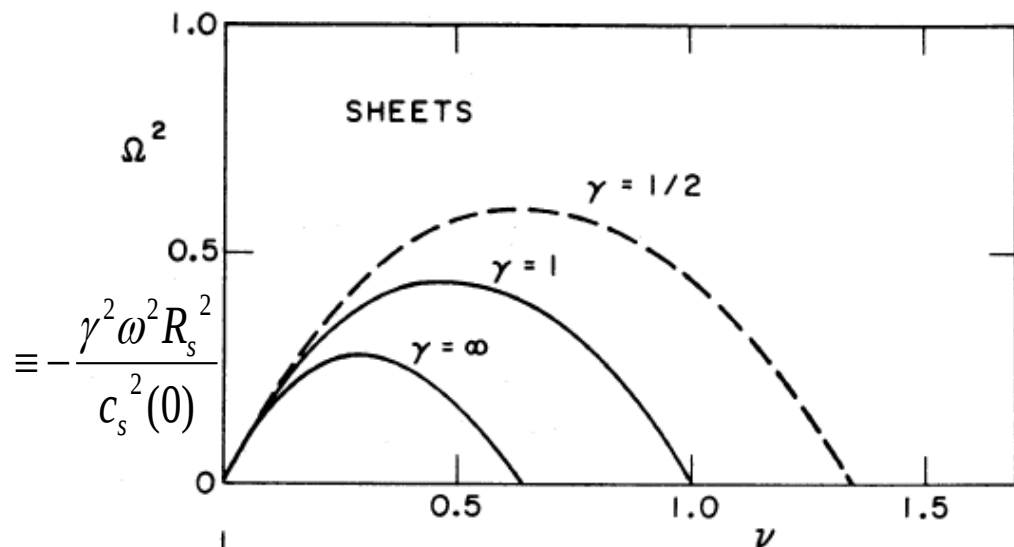
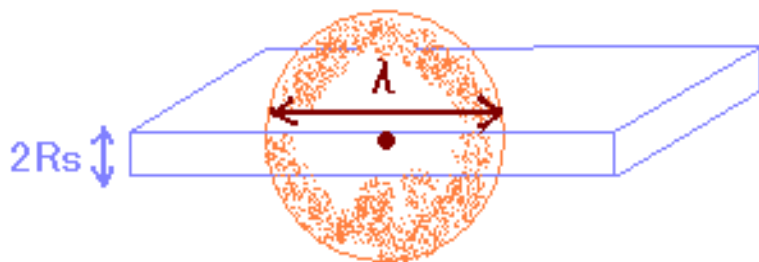
自己重力ellipsoidのコラプス

Oblate雲の場合



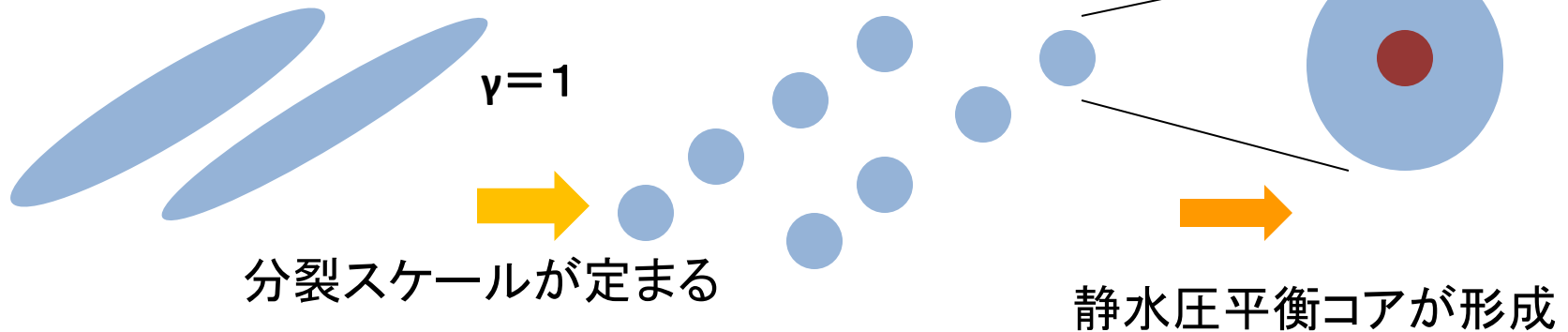
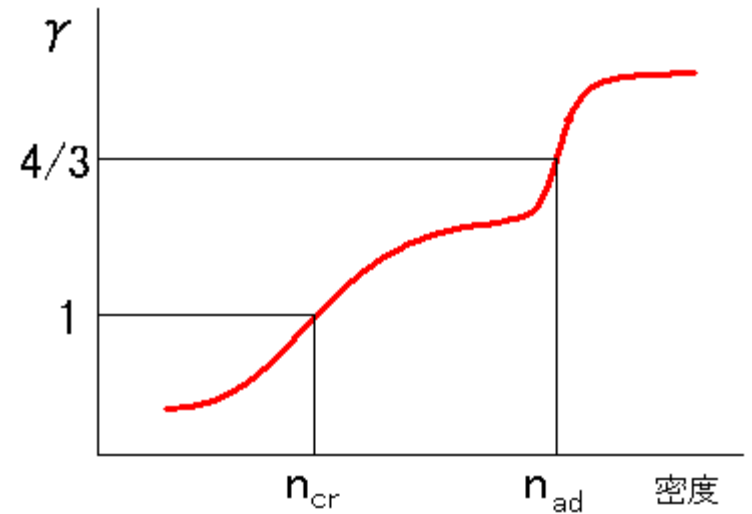
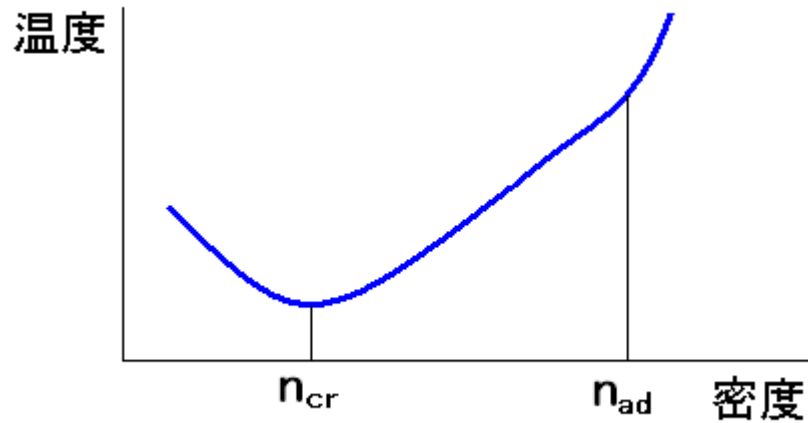
Lin, Mestel, & Shu (1965)

シート、フィラメントの重力不安定性



- 厚み $\sim R_s$ 以上の波長の揺らぎでは、平均密度が低くなり、不安定性の成長が遅くなる。
- 厚み(ジーンズ長さ)程度の揺らぎが一番速く成長し、分裂する。

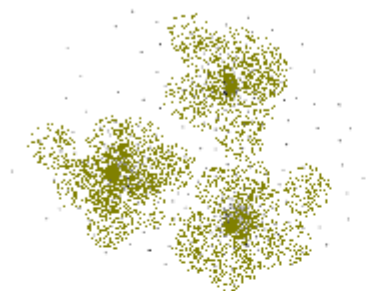
熱進化と動的分裂過程



5. 最初の星の形成

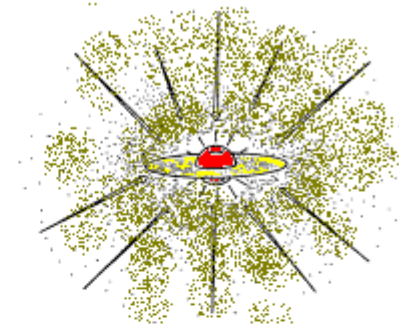
星形成の進み方

1. 分子雲コアの収縮

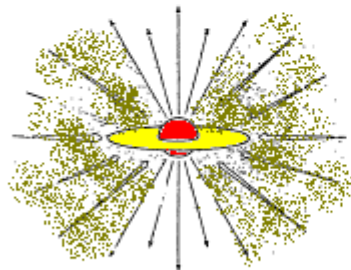


A. 分子雲中で
高密度コアが生まれる

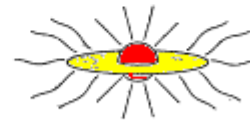
2. 原始星の降着進化



B. 高密度コアの中心に原始星が誕生、
外層の降着により質量が増加



C. 星風が噴き出し、
双極流を作る。



D. 質量流入が終了し、若い星とその
円盤が見えるようになる。

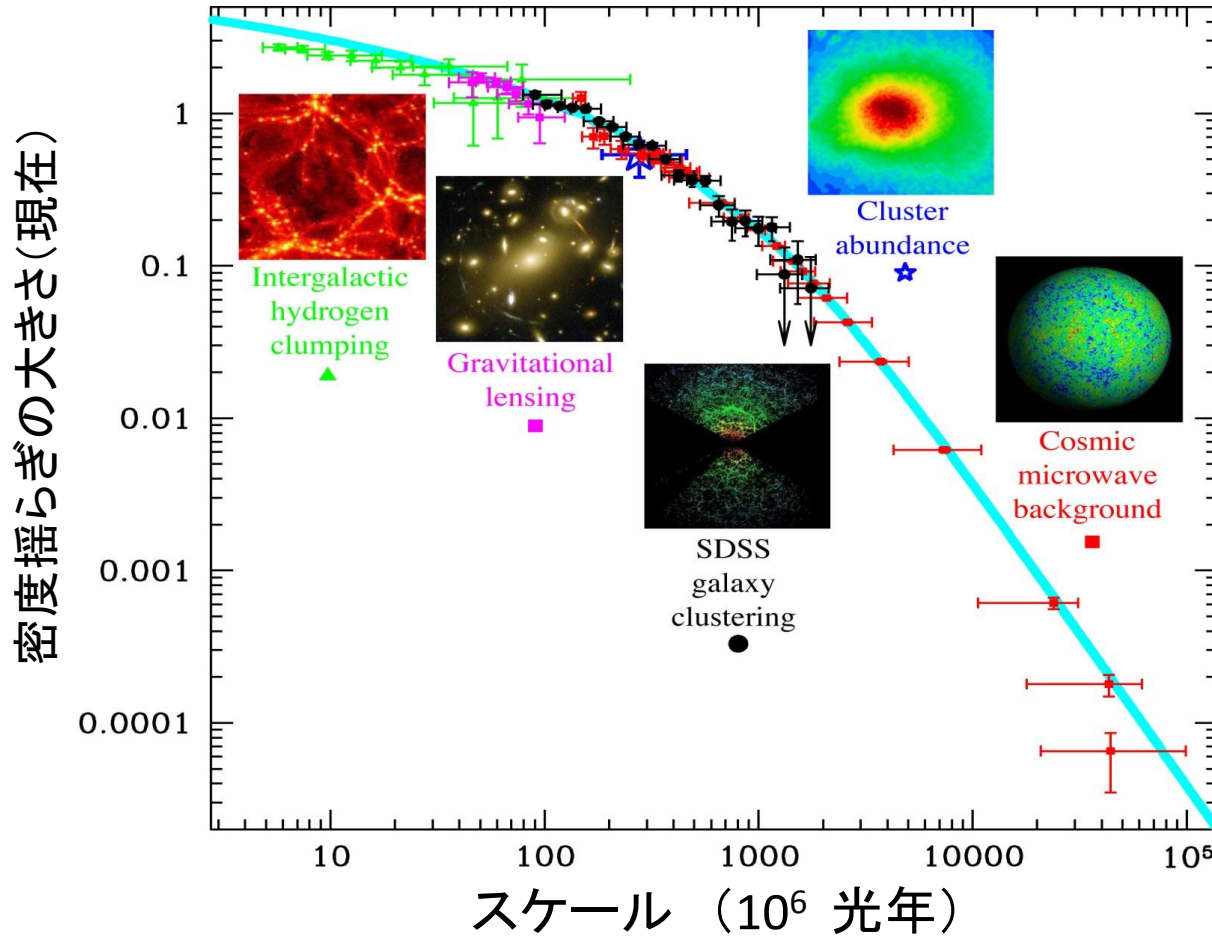
Shu, Adams & Lizano (1987)

3. 前主系列進化(KH収縮)

初代星形成

初期条件＝原始密度揺らぎ

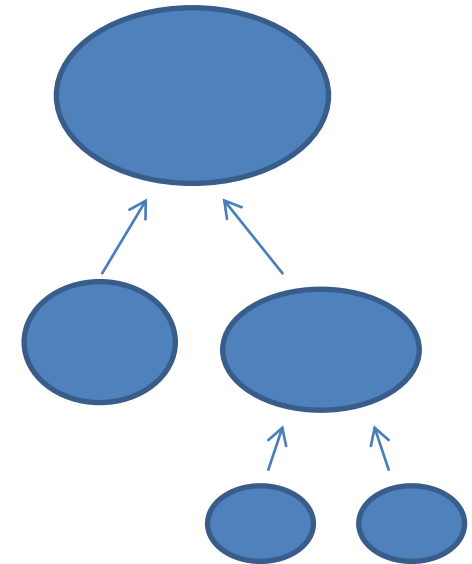
密度揺らぎスペクトル



Tegmark et al. 2004

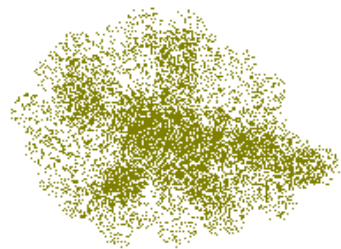
● Cold dark matterモデルでは、小スケールの揺らぎが大きい

● 階層的構造形成
小天体が最初に形成され、その合体により大天体が形成(ボトムアップシナリオ)



光る天体の形成

ダークハロー内で星が出来る条件は？



星間ガス

数密度 $\sim 1-100\text{cm}^{-3}$

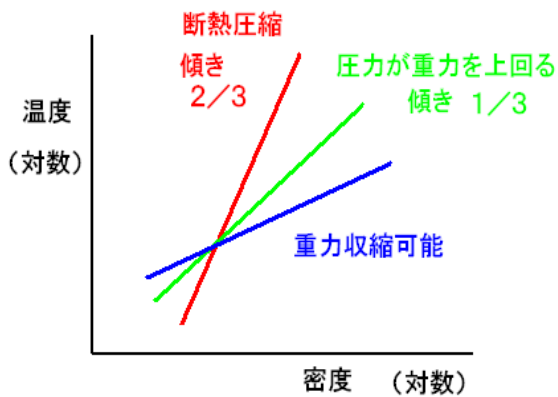


原始星

$>10^{20}\text{cm}^{-3}$

星形成過程

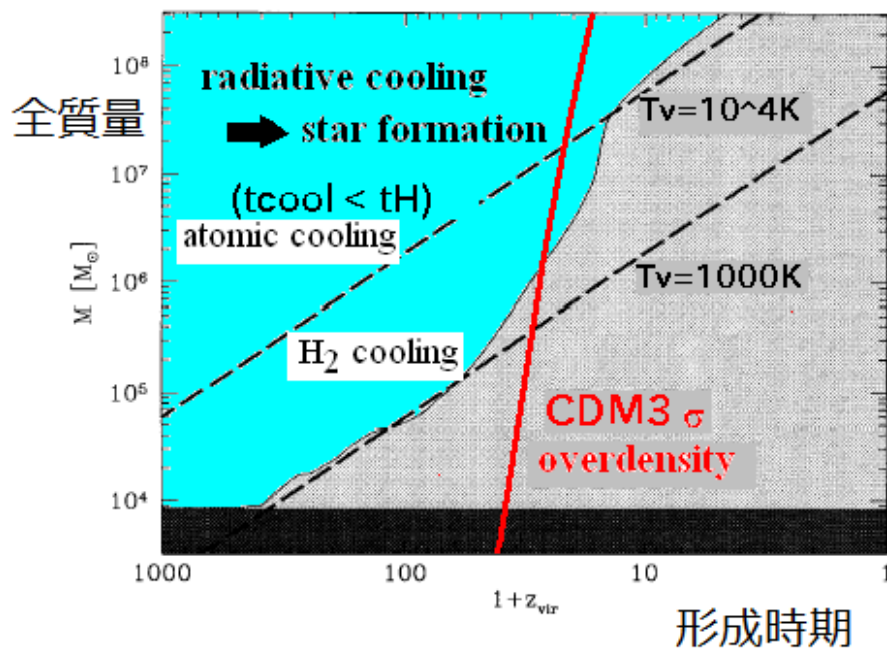
20桁の密度の圧縮



- 圧縮すると一般に温度が上昇する
- 輻射冷却が効率よく進まないと圧力が増して収縮できない。

輻射冷却が重要。

最初の光る天体の形成



Tegmark et al. 1996

- 階層的構造形成

小天体が最初に形成

- 星形成が起こる条件

物質が集まってショック加熱した後(ビリアル化)、さらに収縮して星になるには輻射冷却が必要



初代天体 (3 σ の場合)

$z \sim 30$, $M \sim 10^6 M_{\text{sun}}$

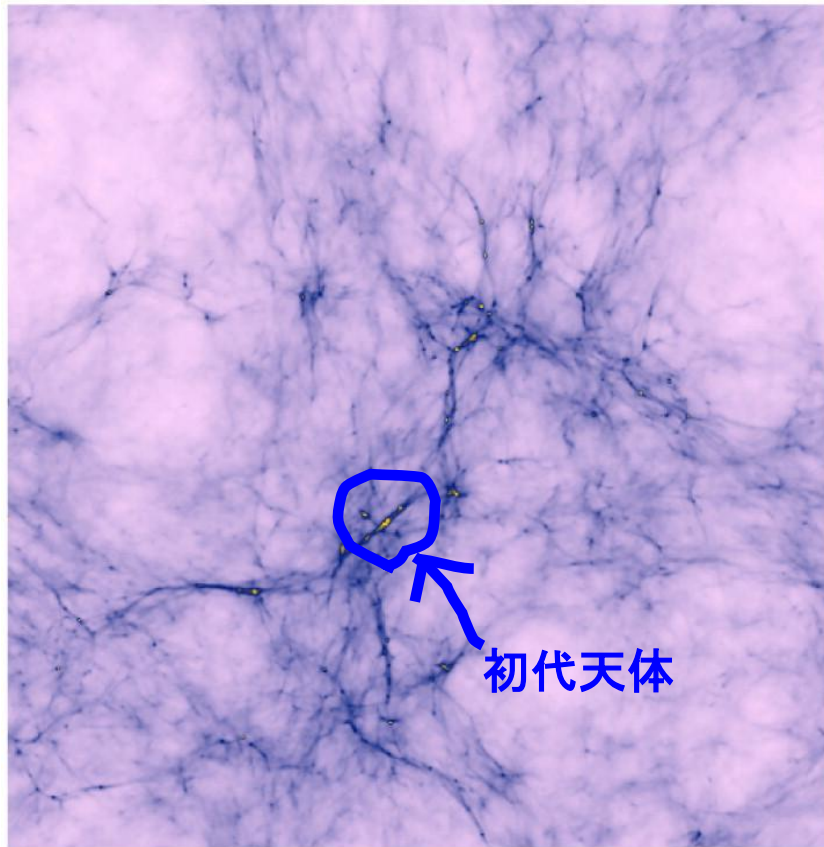
$T_{\text{vir}} \sim 3000\text{K}$

H_2 輻射により冷却

初代天体(ミニハロー)の誕生

Λ CDMモデル

密度揺らぎから初代天体の形成までシミュレーション



ヴィリアル温度が
1000K以上のハロー
(初代天体;
 $\sim 10^6 M_{\text{sun}}$, $z \sim 20-30$ で誕生)

600h⁻¹kpc

水素分子の回転遷移により
冷却、より高密度に

→ 星形成

Yoshida, Abel, Hernquist & Sugiyama (2003)

雲のコラプス時の温度進化

エネルギー方程式

$$0 \approx \frac{de}{dt} = -P \frac{d}{dt} \left(\frac{1}{\rho} \right) - \frac{\Lambda}{\rho} \equiv G_{comp} - L$$

熱平衡 (圧縮加熱と輻射冷却が釣り合う) が大体成り立つ

$$G_{comp} = \frac{P}{\rho^2} \frac{d\rho}{dt} = \frac{kT}{\mu m_H} \frac{1}{t_{dyn}} \propto \rho^{1/2} T$$

$$t_{dyn} \equiv \rho / \frac{d\rho}{dt}$$

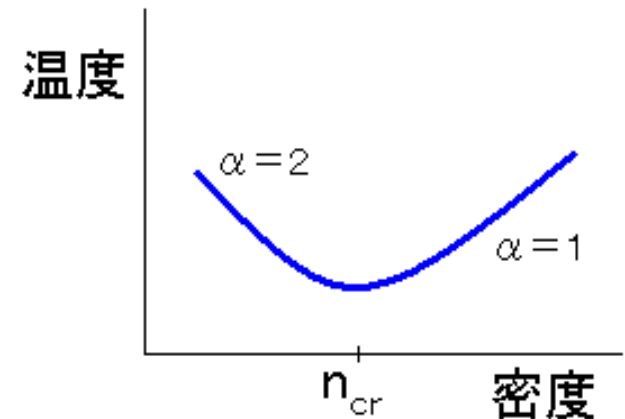
$$L \propto \rho^{\alpha-1} T^{\beta} \longleftarrow \Lambda \propto \rho^{\alpha} T^{\beta}$$

$$\alpha = \begin{cases} 2 (n < n_{cr}) \\ 1 (n > n_{cr}) \end{cases}$$

これから温度進化は

$$T \propto \rho^{\frac{3/2-\alpha}{\beta-1}}$$

α が $3/2$ より大きい (小さい) と $\gamma < 1$ ($\gamma > 1$)



分裂スケール

- $\gamma < 1$ ではフィラメント状コラプス。
- $\gamma > 1$ では球状コラプス (分裂しにくい)。

温度極小 $\gamma \simeq 1$ が分裂スケールを与える。

この時の密度は $n \simeq n_{\text{cr}}$ で、ジーンズ質量は

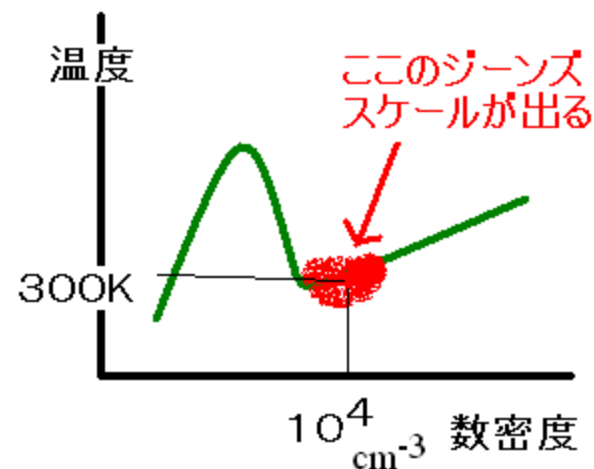
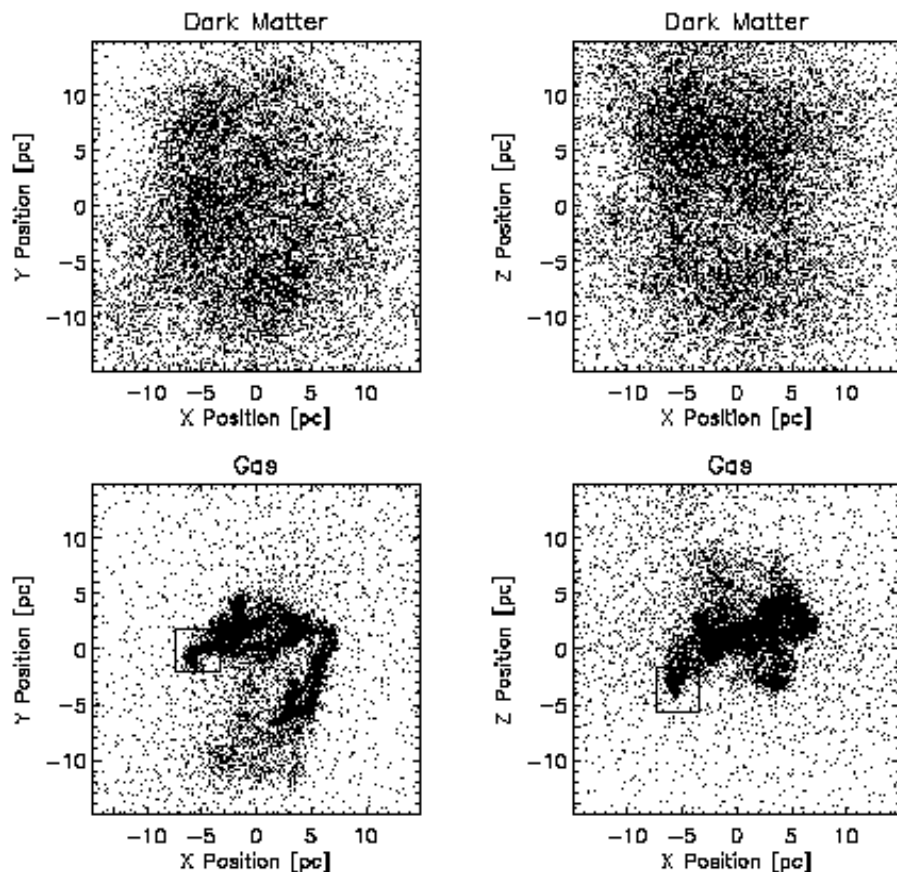
$$\lambda_{\text{frag}} \simeq \lambda_{\text{J}} = 1.85 \text{pc} \left(\frac{n_{\text{f}}}{10^4 \text{cm}^{-3}} \right)^{-1/2} \left(\frac{T_{\text{f}}}{200 \text{K}} \right)^{1/2} \quad (5.10)$$

$$M_{\text{frag}} \simeq M_{\text{J}} = \rho \lambda_{\text{J}}^3 = 1.75 \times 10^3 M_{\odot} \left(\frac{n_{\text{f}}}{10^4 \text{cm}^{-3}} \right)^{-1/2} \left(\frac{T_{\text{f}}}{200 \text{K}} \right)^{3/2} \quad (5.11)$$

典型的な値として、 H_2 冷却の場合の値 $(n_{\text{f}}, T_{\text{f}}) = (10^4 \text{cm}^{-3}, 200 \text{K})$ を用いた。

HD が重要になる場合は $(n_{\text{f}}, T_{\text{f}}) \simeq (10^5 \text{cm}^{-3}, 50 \text{K})$ を用いて、 $M_{\text{frag}} \simeq 70 M_{\odot}$ となる。

初代天体の分裂過程



初代天体の分裂スケール

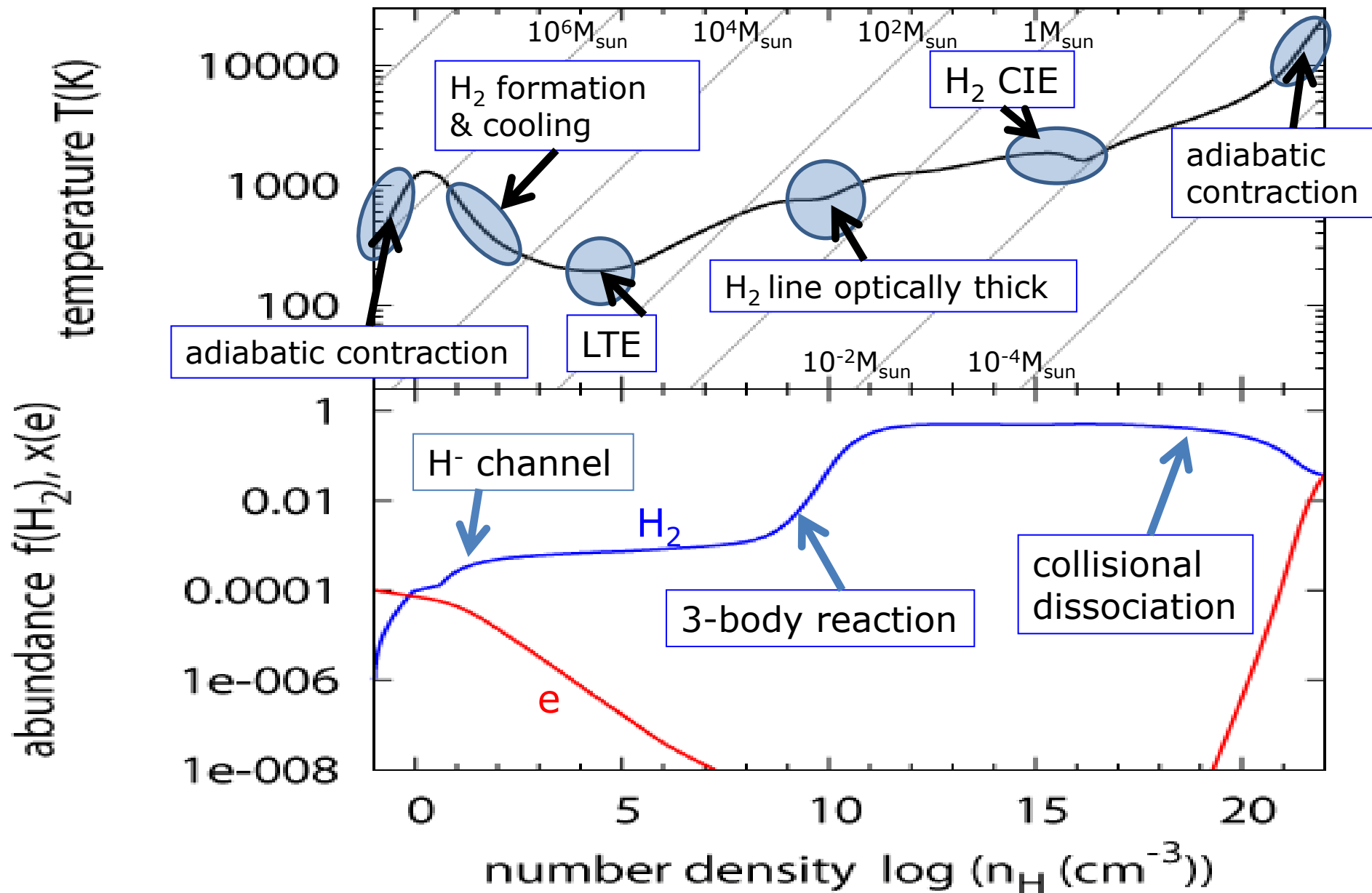
$\sim 1000 M_{\text{sun}}$

分裂片(高密度コア)

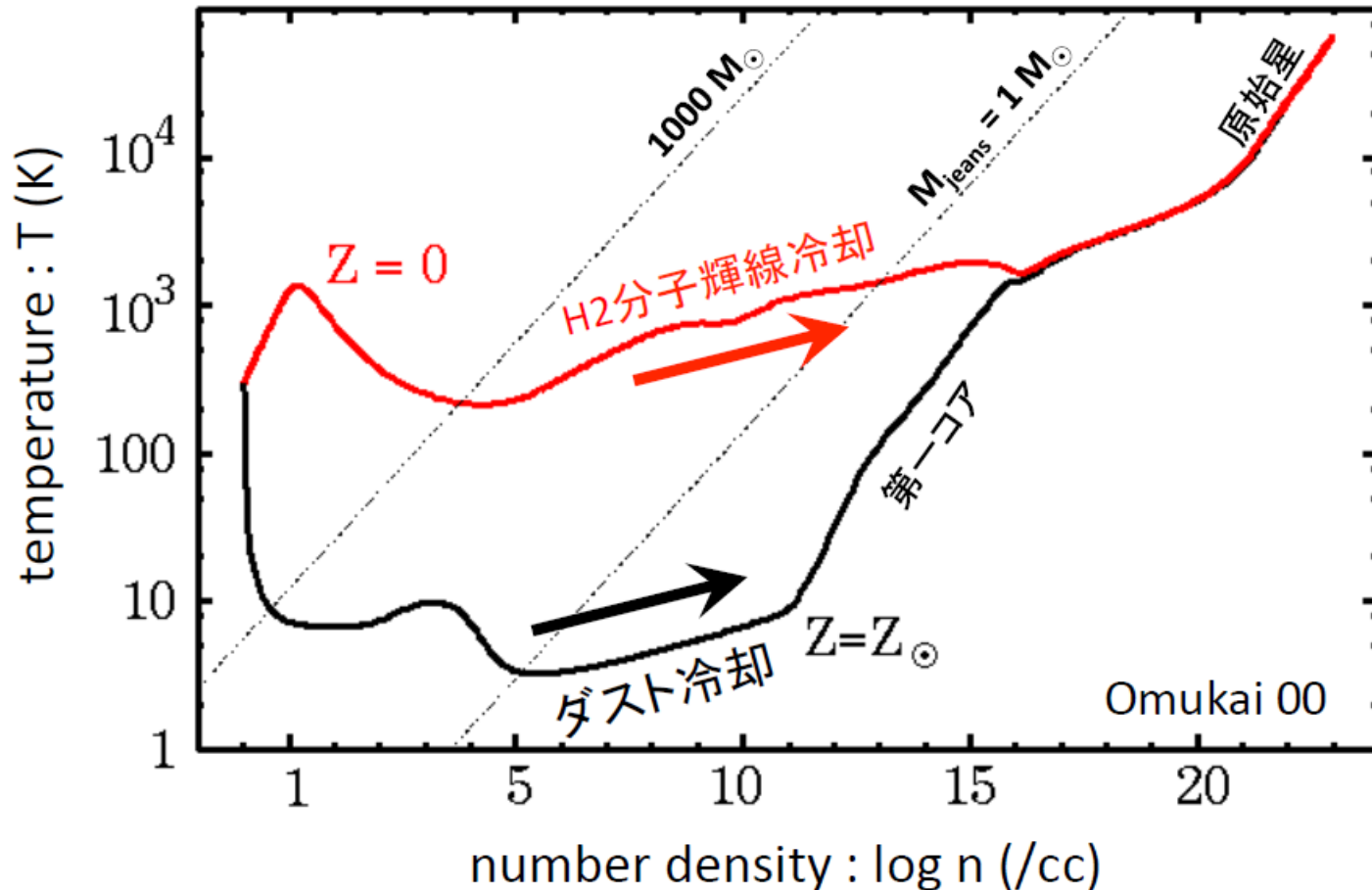
=「初代星のたまご」

Bromm et al. 2001

Thermal evolution of primordial gas in pre-stellar collapse



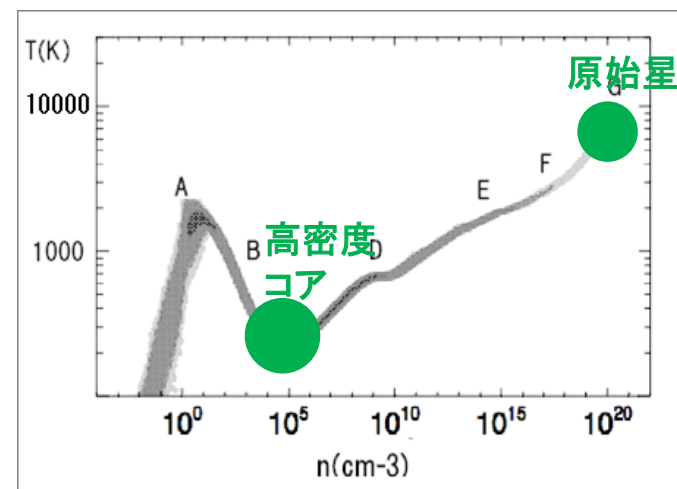
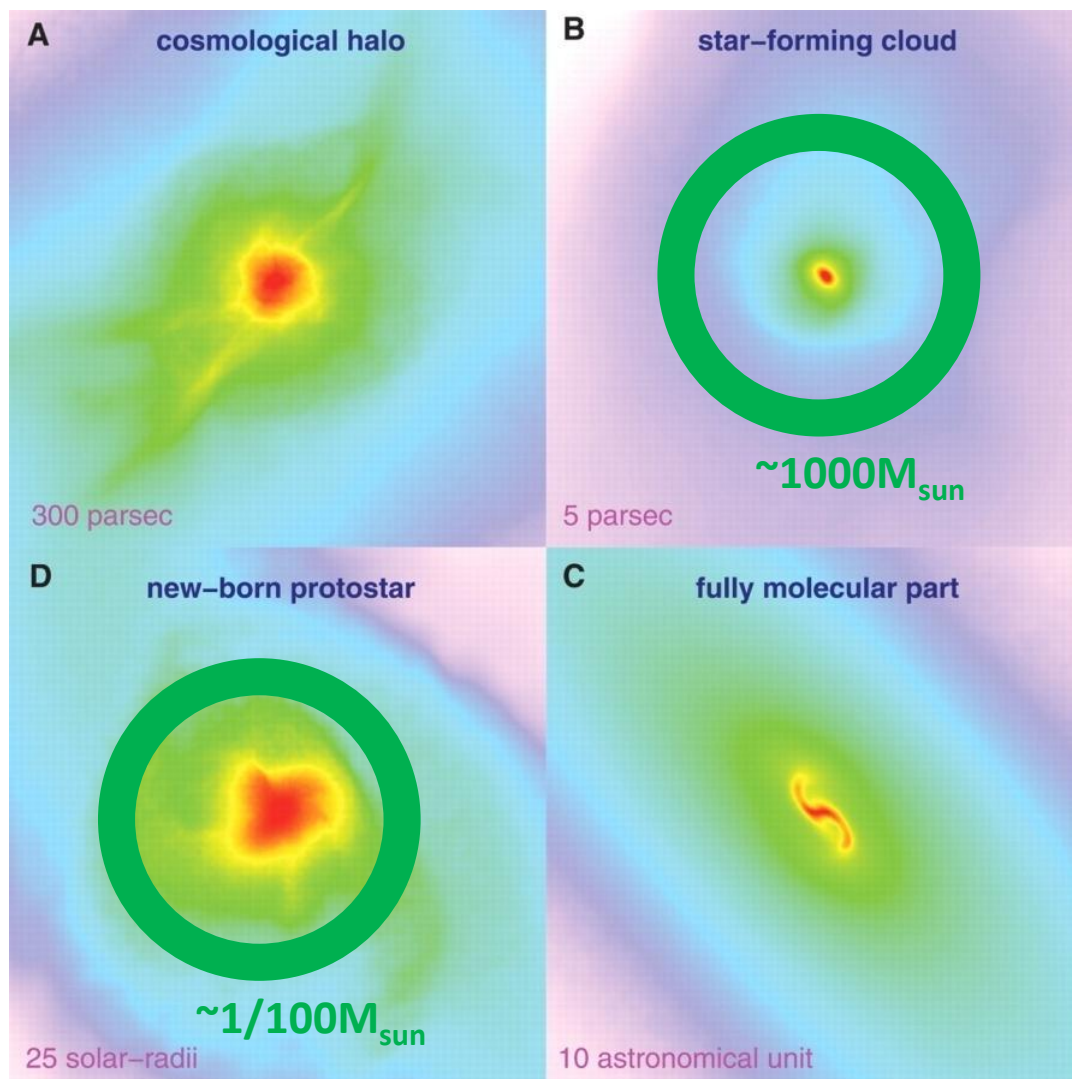
現在の星間ガスの熱進化との比較



始原ガスは高温のまま(数100K)収縮。

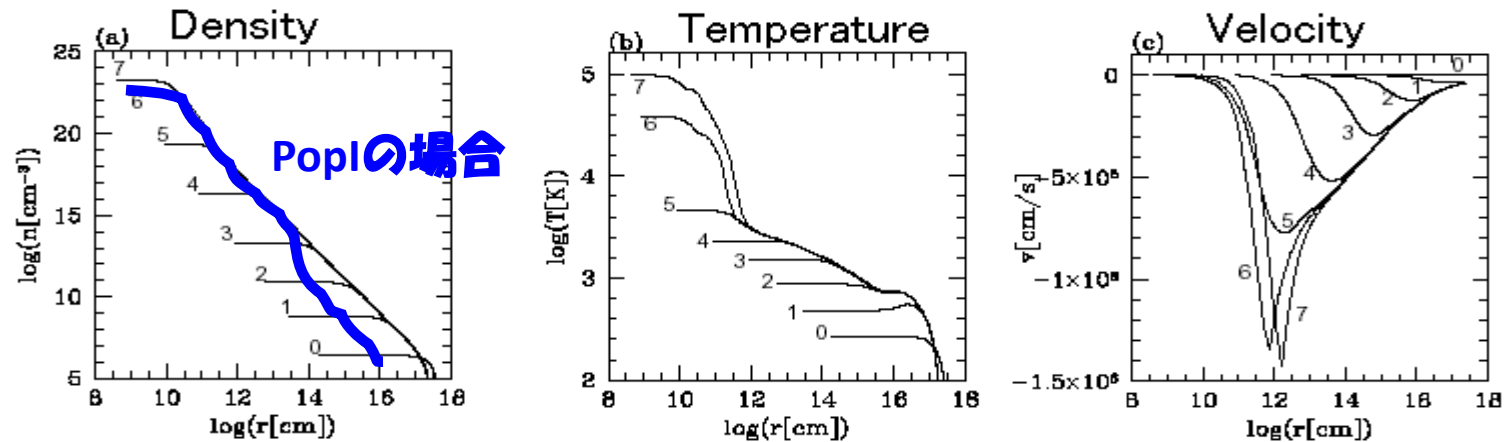
原始星が誕生

温度進化



- 水素分子冷却により数密度 $\sim 10^4 \text{ cm}^{-3}$ で、質量 $\sim 1000 M_{\text{sun}}$ の高密度コアが形成。
- その中で $\sim 10^{21} \text{ cm}^{-3}$ の原始星が誕生。
- 初期質量 $\sim 10^{-2} M_{\text{sun}}$

高密度コアから原始星への動的進化： 暴走的収縮



(K.O. & Nishi 1998)

自己相似的収縮
($n \sim 10^{20} \text{cm}^{-3}$ まで)

密度、温度、速度は現在の
星形成コアと比べて高い

図の0-7は時系列

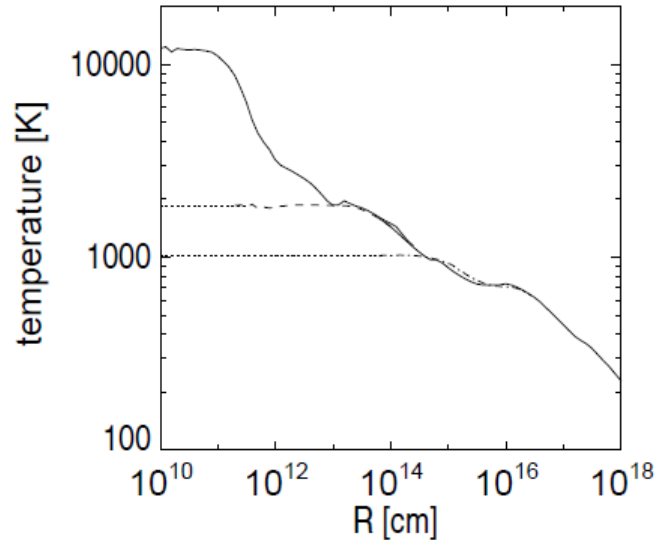
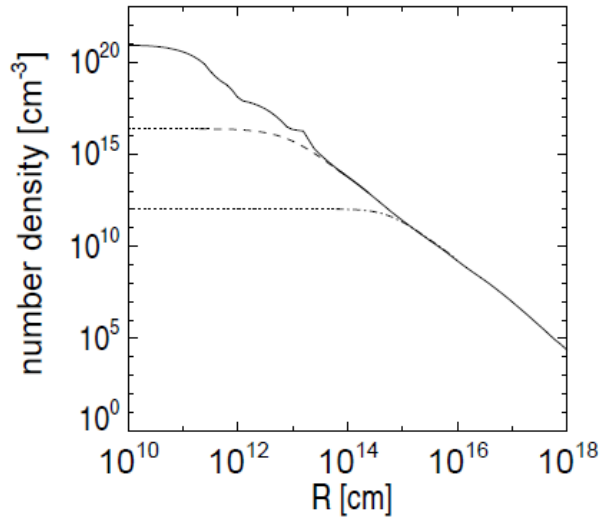
●原始星 (= 力学平衡なコア)

状態6; $n \sim 10^{22} \text{cm}^{-3}$, $M_{\text{star}} \sim 10^{-3} M_{\text{sun}}$

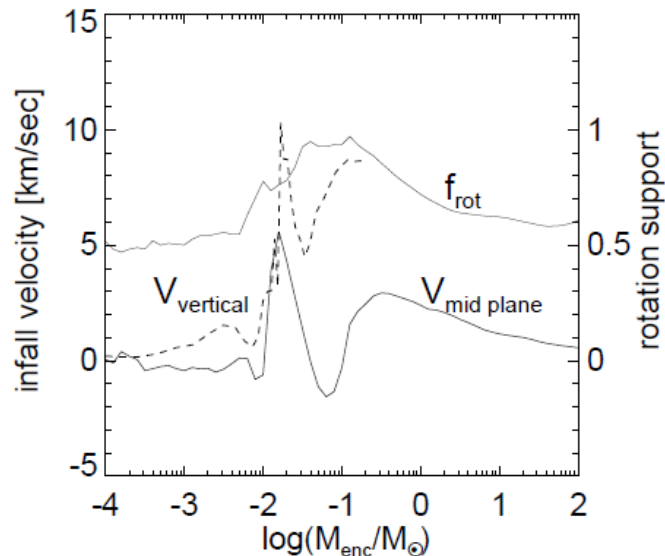
(~種族I星形成の場合と大体同じ)

●外層の温度、密度は種族Iの場合より高い

3次元計算では



密度、温度の進化は
1D計算とだいたい同じ

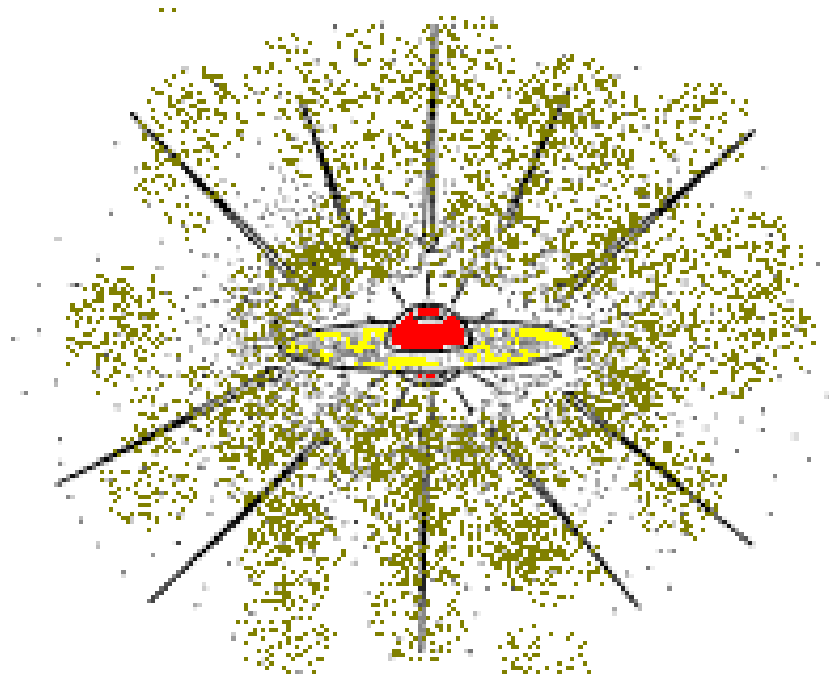


回転の効果

- ケプラー回転の~0.5程の回転速度を持ちながら収縮
- 原始星形成密度が球対称の場合より1桁ほど低くなる。

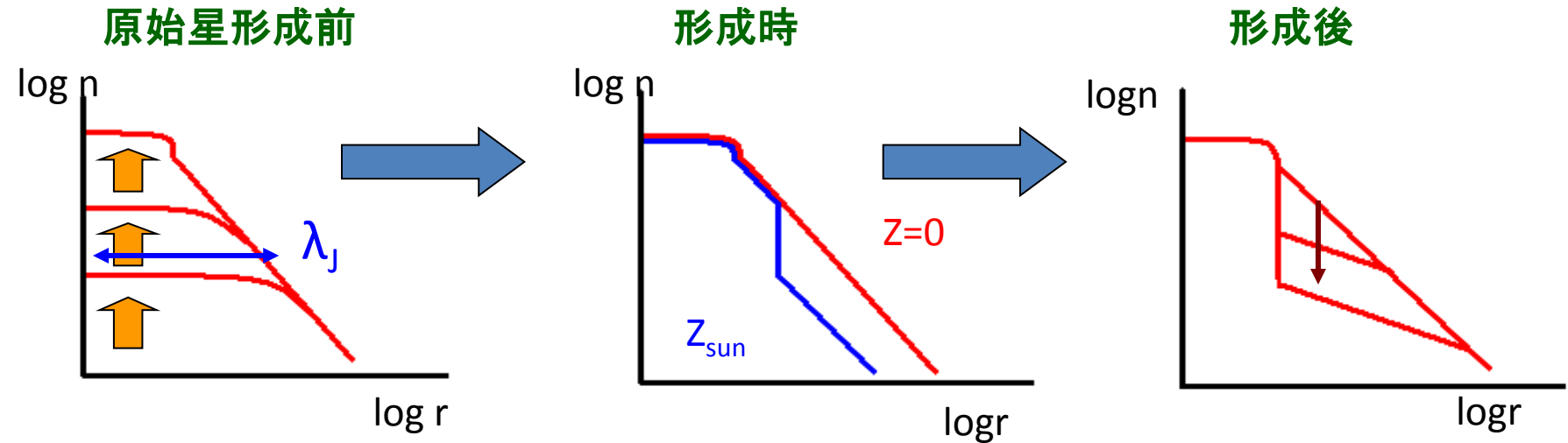
原始星の成長と星の質量

Collapse終了時: $10^{-2} M_{\odot}$ の原始星
 $10^3 M_{\odot}$ のガス



**最終質量は降着が
いつ終わるかで決まる。**

原始星への質量降着率



原始星形成後、外層がほぼ自由落下で降着する時

$$\begin{aligned}\dot{M} &\cong M_J / t_{ff} \cong (c_s t_{ff})^3 \rho / t_{ff} \\ &\cong c_s^3 / G \propto T^{3/2}\end{aligned}$$

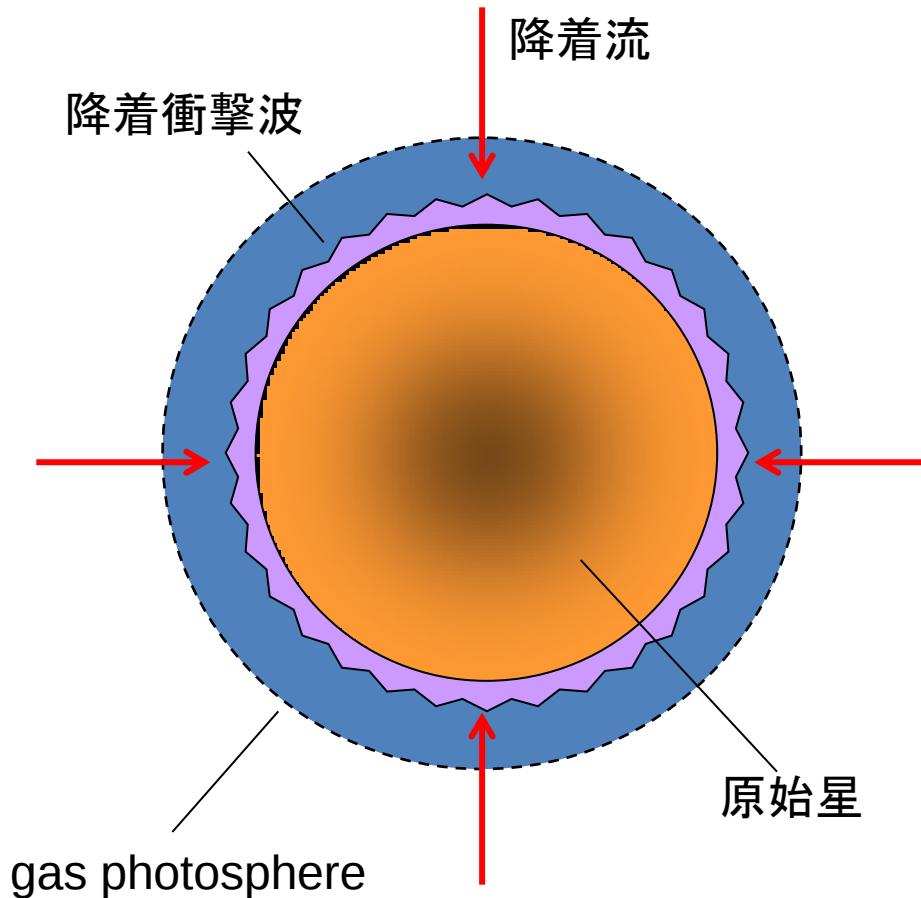
種族I (10K) で $\sim 10^{-6} M_{\text{sun}}/\text{yr}$,

種族III (1000K) では $\sim 10^{-3} M_{\text{sun}}/\text{yr}$

高温のガスによる星形成の際には降着率は大きい

原始星進化の計算

各金属量での降着率のもとで原始星の進化 (e.g., 半径, 光度) が
どうなるか原始星の構造を解いて調べる (e.g., Hosokawa & Omukai '09)



Basic eq.: 4 stellar structure eqs.

$$\text{Continuity : } \frac{\partial r}{\partial m} = \frac{1}{4\pi\rho r^2}$$

$$\text{Momentum : } \frac{\partial P}{\partial m} = -\frac{Gm}{4\pi r^4}$$

$$\text{Energy : } \frac{\partial l}{\partial m} = \epsilon_{\text{nuc}} + T \left(\frac{\partial s}{\partial t} \right)_m$$

$$\text{Heat transport : } \frac{\partial T}{\partial m} = -\frac{T}{P} \frac{Gm}{4\pi r^4} \nabla$$

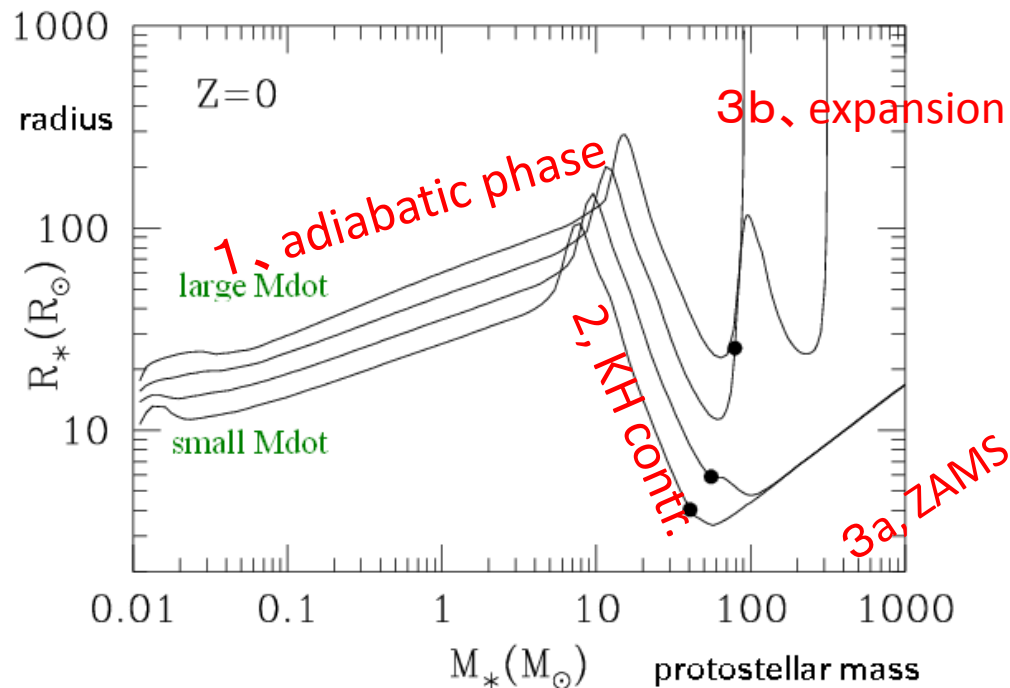
外部の定常降着流とshock条件で
接続

降着期の初代原始星進化

(K.O. & Palla 2001, 2003)

原始星の半径

仮定した降着率 $\dot{M} = 8.8, 4.4, 2.2, 1.1 \times 10^{-3} M_{\odot} / \text{yr}$



- 降着のため熱核反応が始まるのは大質量になってから
(CNサイクルによるH燃焼は $40\text{-}100 M_{\text{sun}}$ で開始)
- 降着率の低い場合 ($< 4 \times 10^{-3} M_{\text{sun}} / \text{yr}$) はZAMSになっても降着可能。
- 高い降着率の場合には輻射圧により星が急速に膨張

臨界降着率

$$\begin{aligned}\dot{M}_{crit} &= 4\pi c(1 - L_{ZAMS} / L_{Edd}) R_{ZAMS} / \kappa_{es} \\ &\approx 4 \times 10^{-3} M_{\odot} / yr\end{aligned}$$

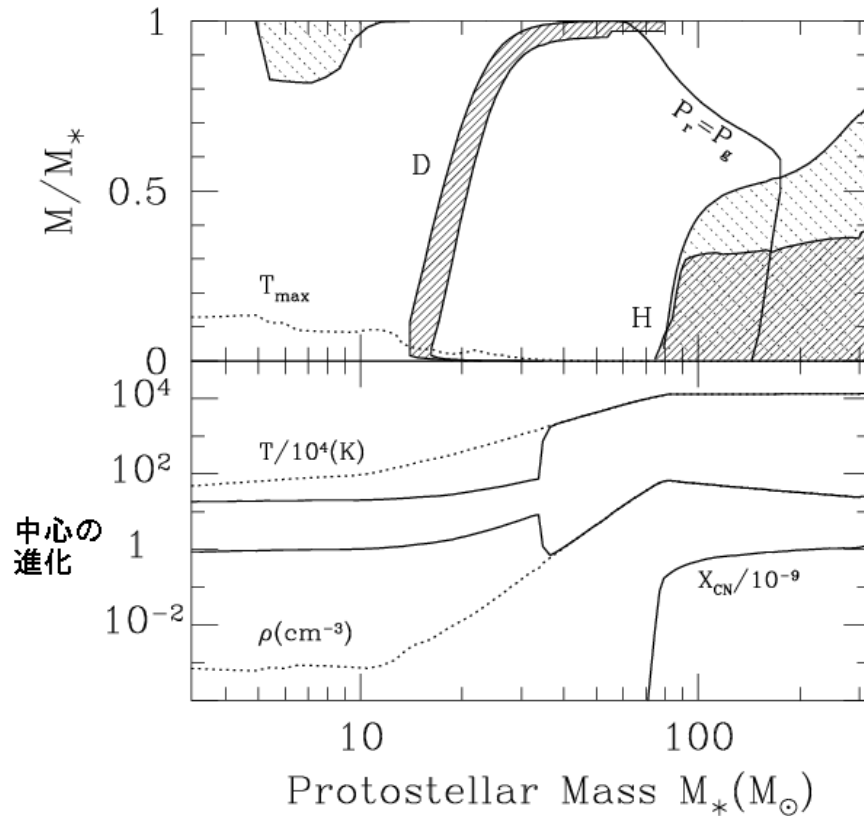
降着率が上の値以上の時、降着を続けながら主系列星に到達した際の光度

$$L_{tot} \cong L_{ZAMS} + GM_* \dot{M} / R_{ZAMS}$$

はエディントン限界を超えてしまうため、
この降着率のもとで主系列に達することはできない。
実際に起こるのはKH収縮が途中で止まってしまい、
星が巨星化する。

原始星内部構造の進化

$$\dot{M} = 4.4 \times 10^{-3} M_{\odot} / \text{yr}$$

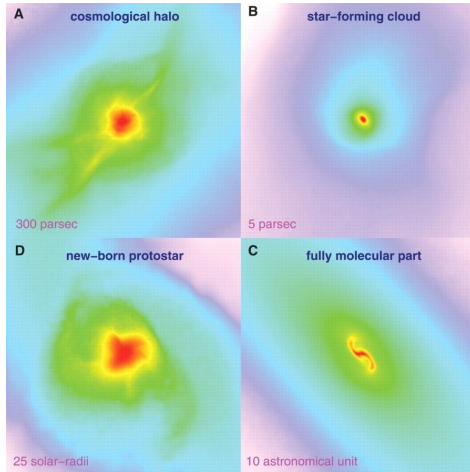


- 核燃焼は大質量まで起きない
- D燃焼、ppチェインは重要でない
- 約 $80M_{\text{sun}}$ でCNサイクルによるH燃焼
- $X_{\text{CN}} \sim 10^{-9}$ が生成
- 中心温度は高い
 $\sim 10^8 \text{K}$

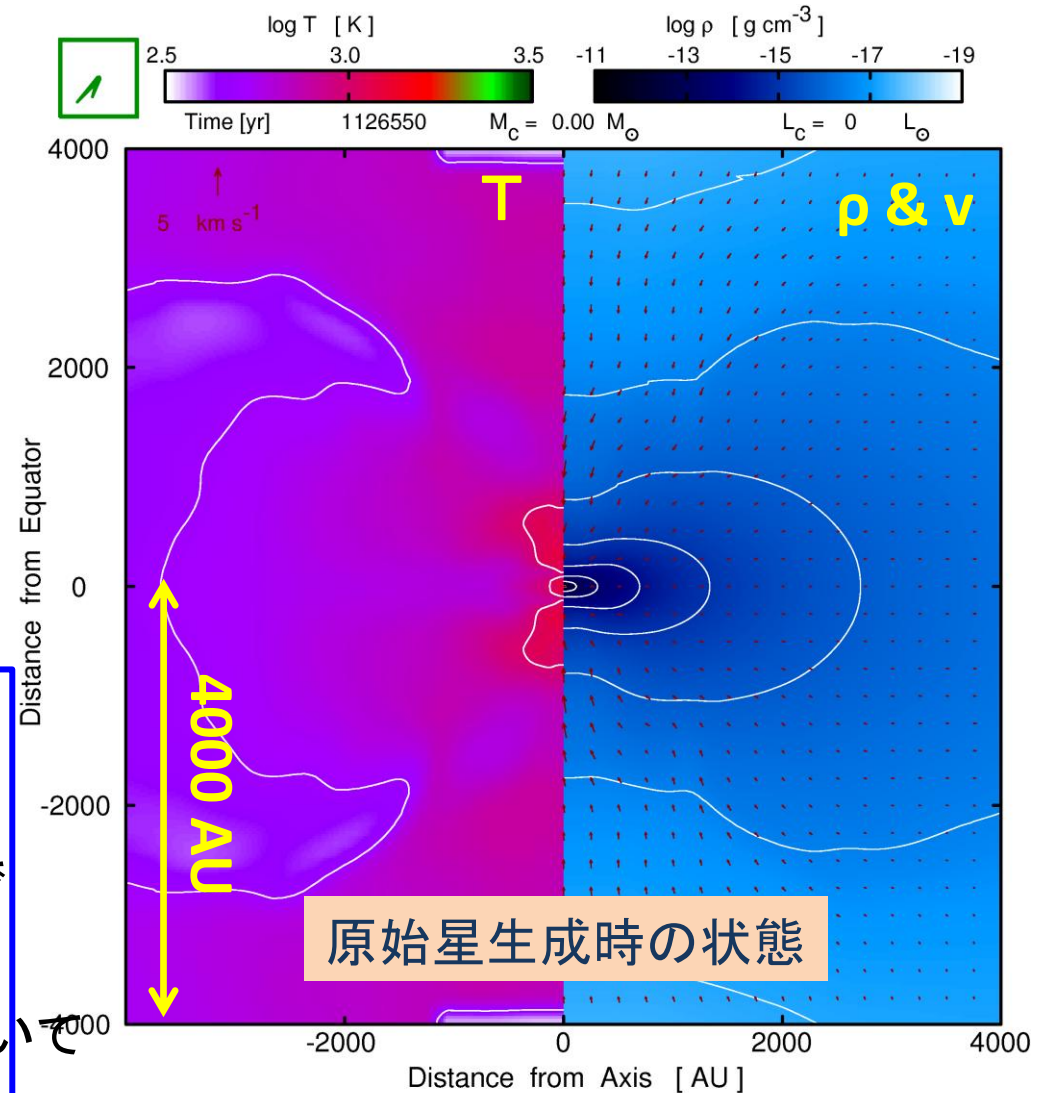
原始星の降着進化

細川+ 2011

宇宙論的シミュレーションから
初期条件を作る



- run-away collapse途中から開始
(中心密度 $n_c \sim 10^6 / \text{cc}$ の時)
- $n_c \sim 10^{12} / \text{cc}$ になるまで軸対称下で
collapse計算
- その後中心に10AUの星粒子を置いて
降着期進化に切り替え



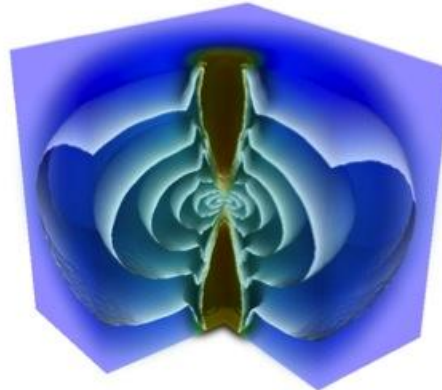
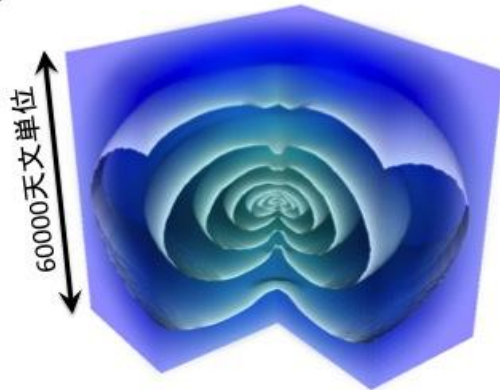
初代原始星の降着進化

降着エンベロープの構造
(密度: コントア、温度: 色)

細川、大向、吉田、Yorke
(2012)

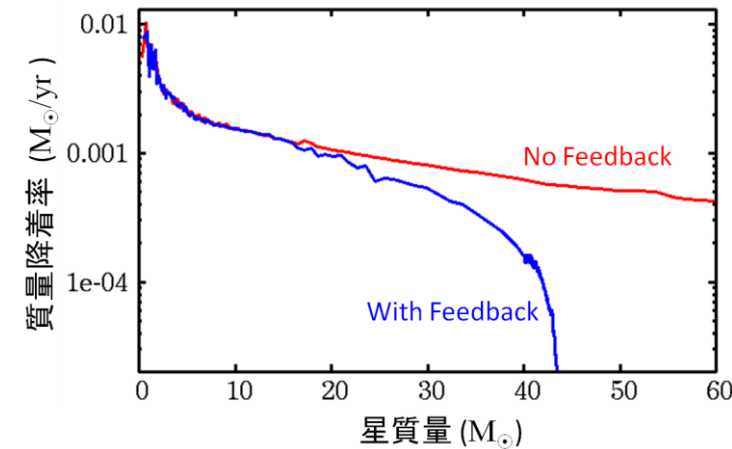
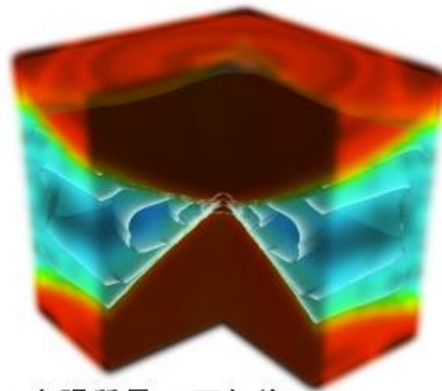
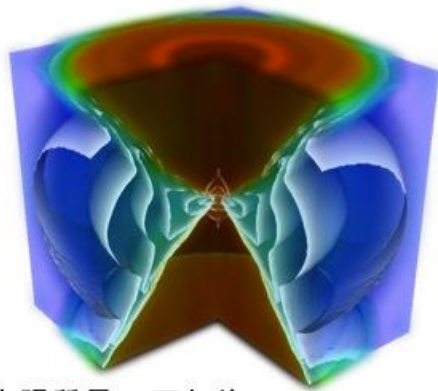
(a) 原始星形成時

(b) 25太陽質量 (2万年後)

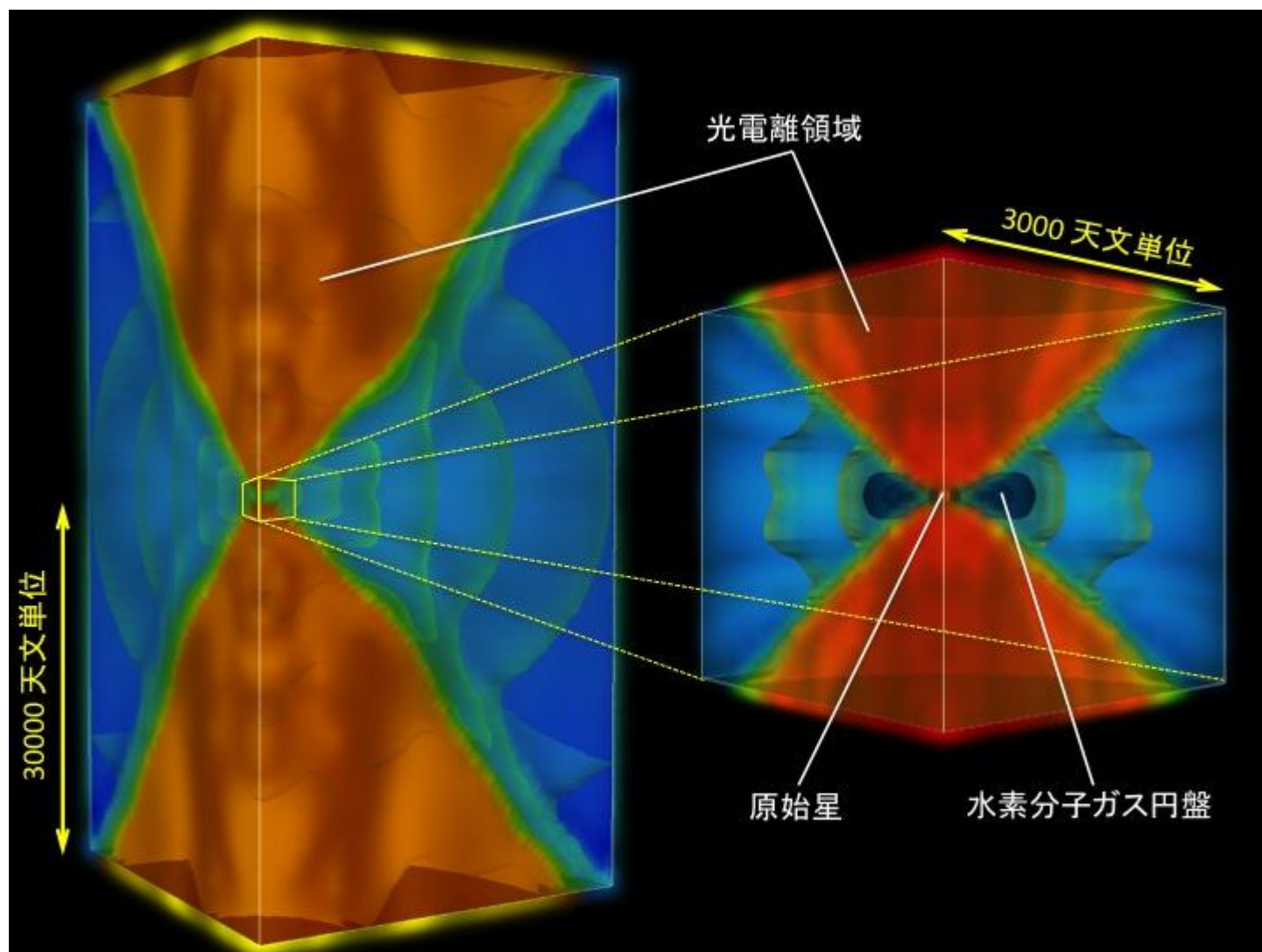


(c) 32太陽質量 (3万年後)

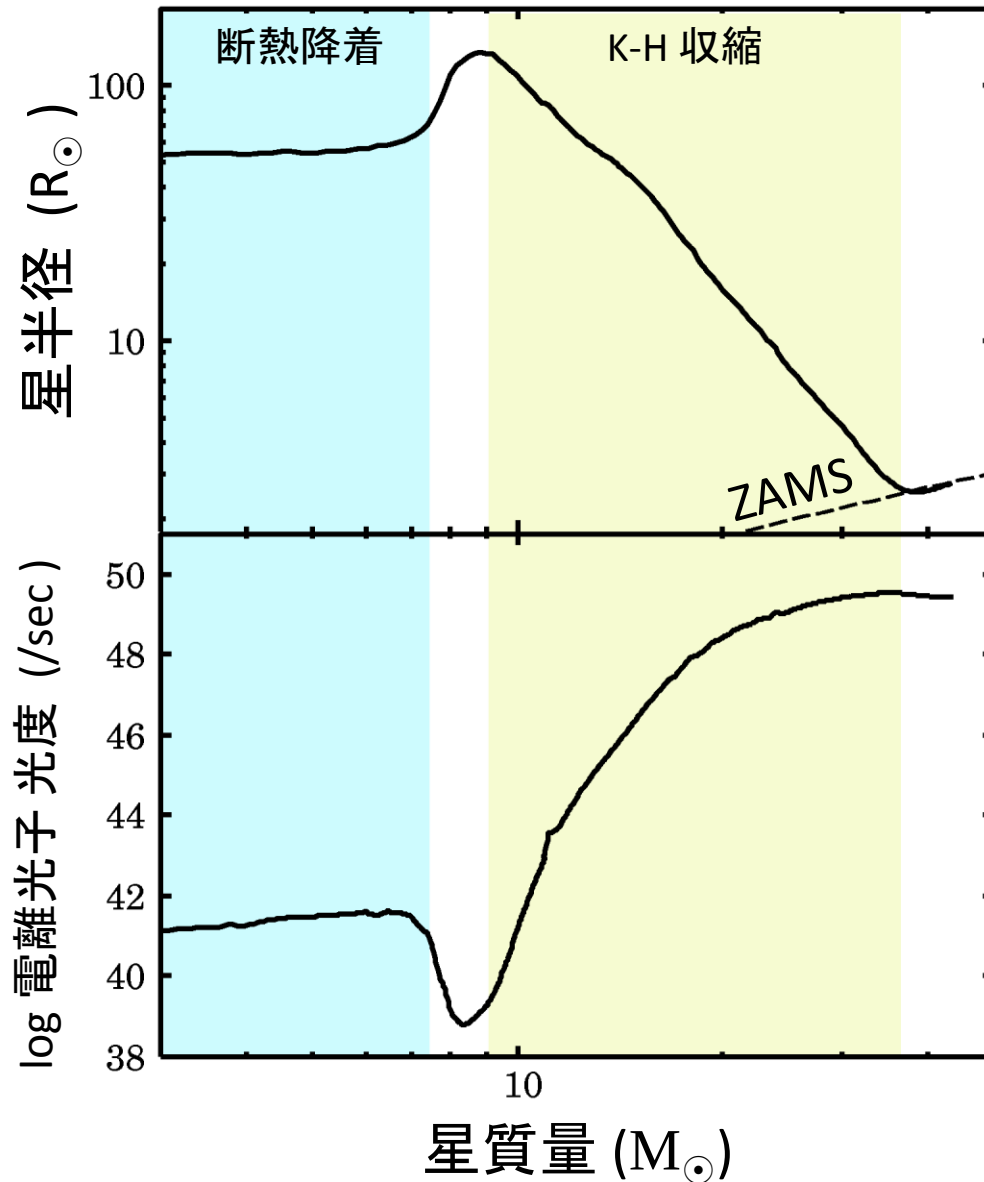
(d) 42太陽質量 (7万年後)



HII領域の成長により、
降着止まる。
→初代星は
約40太陽質量



原始星の進化

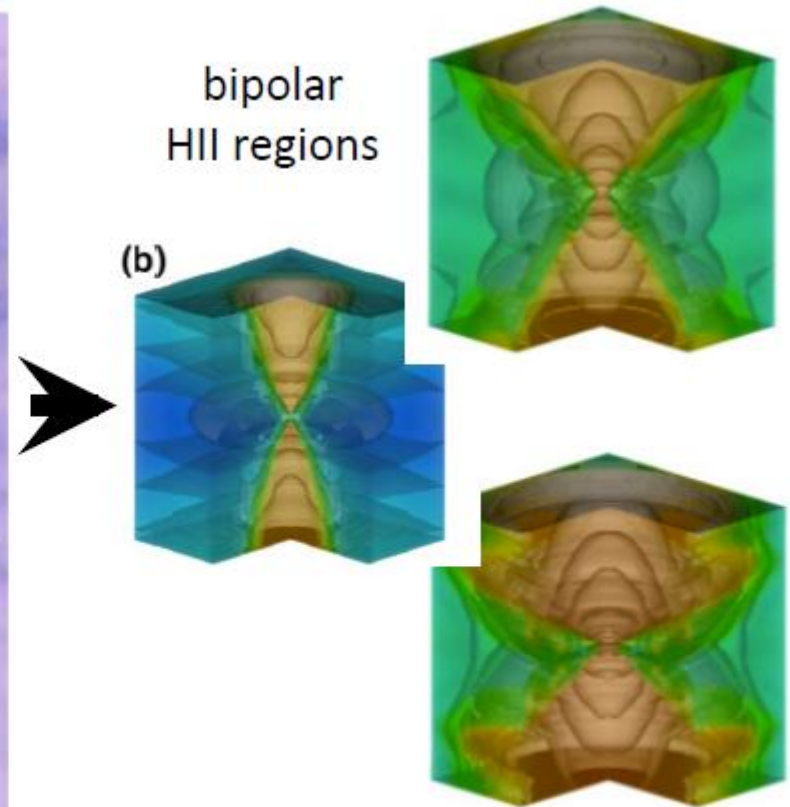
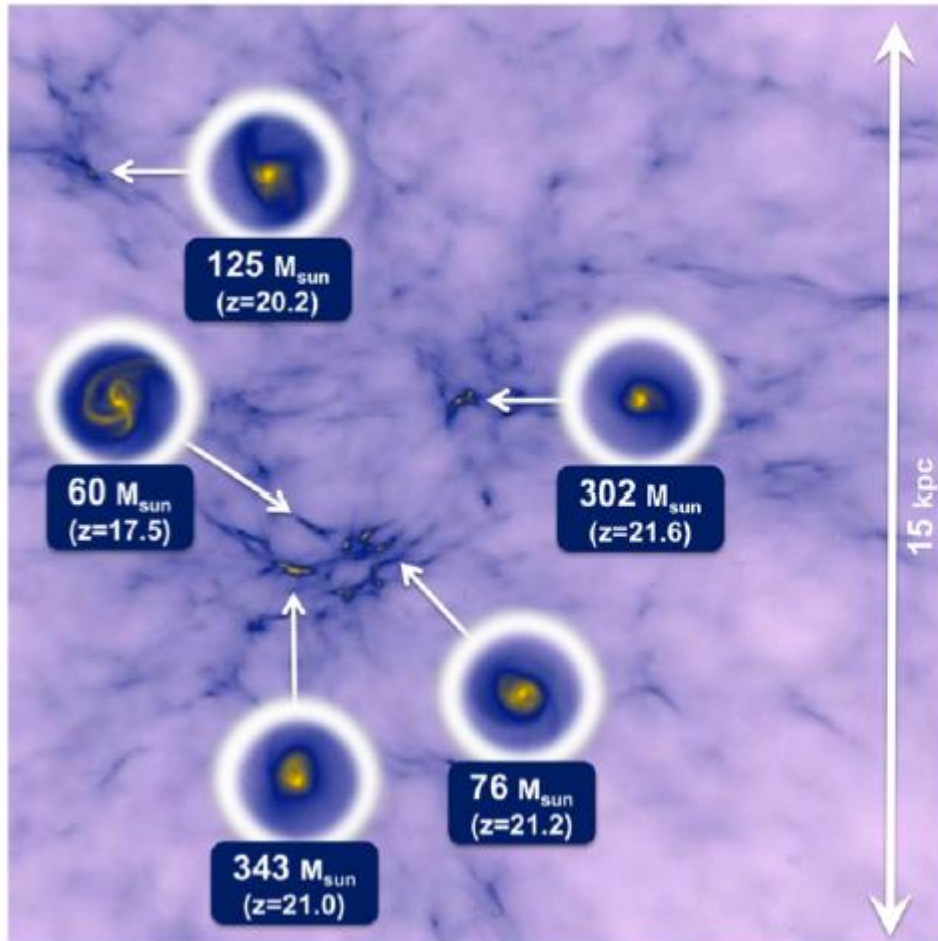


- 主系列到達以前にも強いfeedback
- Kelvin-Helmholtz収縮期 (有効温度&UV光度 急上昇) 急激にUV feedbackが働き降着を止める。
- ~40 M_{sun} で熱核反応 (CNサイクル)による熱生成のため収縮が止まる →主系列星へ到達

統計的研究: IMFへ

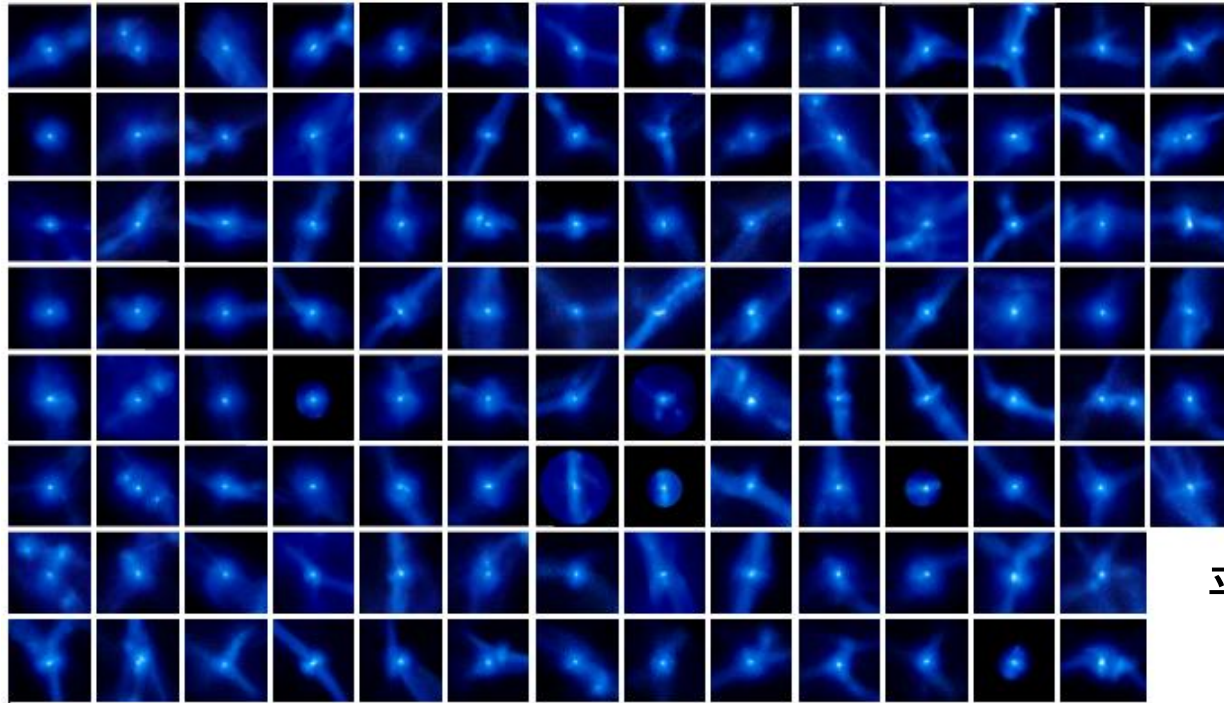
3D宇宙論シミュレーション
+ 2D輻射流体
星形成シミュレーション

Hirano et al. (+KO)
2014, 2015
studied
>100-1000 halos

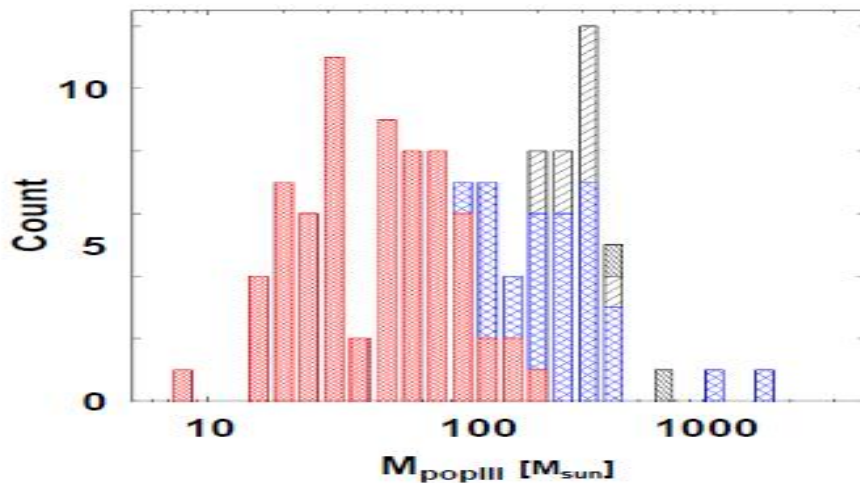


The UV feedback finally shuts off the
mass accretion in all the cases

Pop III IMF



平野ほか(2014)



“100 First Stars”

シミュレーション

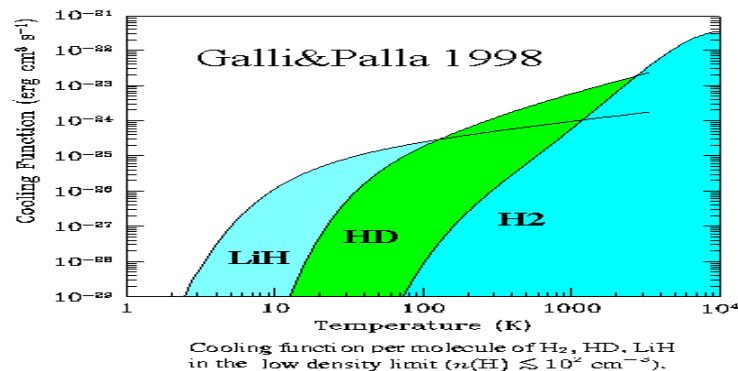
•質量は太陽の数十から数百倍に広く分布

第二世代の始原星 (種族III.2星)

始原ガスからは大質量星しかできないのか？

- 始原組成でも、一旦電離を経験したガスは熱進化が変わる (Uehara & Inutsuka 2002)。
- HD形成、冷却が重要になる。
 - 1) 電離 $\rightarrow$ H₂が多量(個数比 10^{-3} 程度)に形成(e触媒)
 - 2) H₂冷却で、普通より低温(<150K)となりHD形成 (HDの方が少し(421K)安定なため)
 - 3) HD冷却によりさらに低温になる(CMB温度近くまで冷却)。

冷却関数



HD formation

in primordial star-forming clouds

formation reaction

$D^+ + H_2 \longrightarrow HD + H^+ + Q(488K)$: exothermic
this and inverse reactions are approximately in equilibrium:

$$n(HD)/n(H_2) = 2 \exp(488K/T) \times [D]/[H]$$

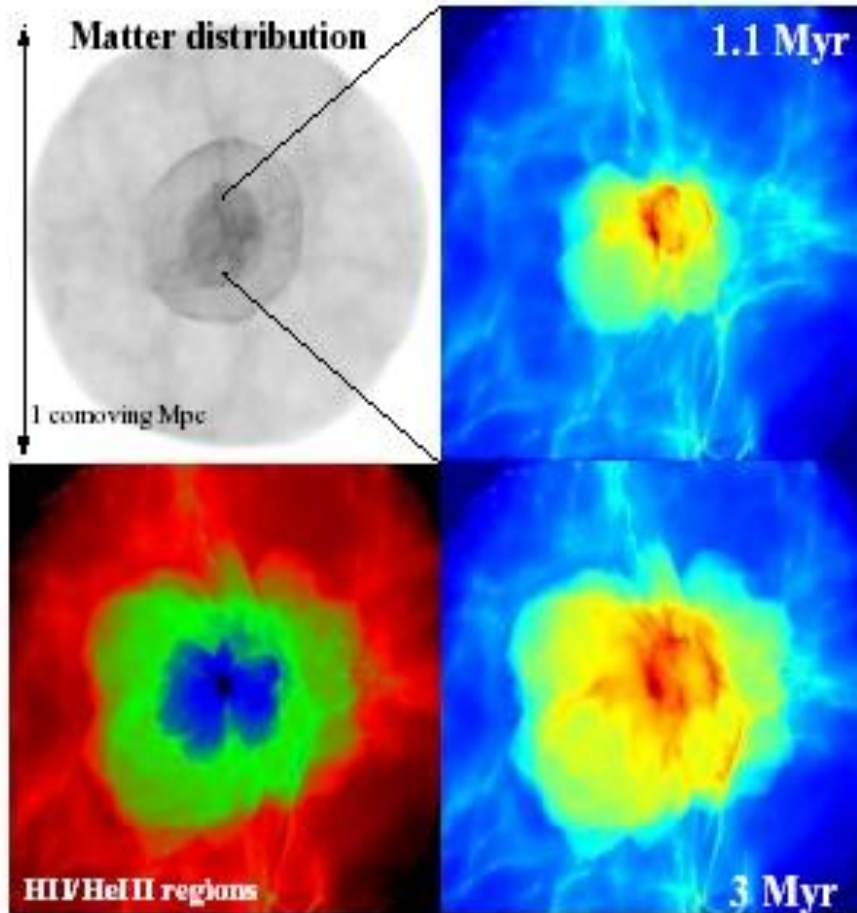
large HD fractionation in low temperature
($T < 150K$) environment

→ efficient HD cooling

How such low temperature can be attained
before HD cooling?

Primordial SF form pre-ionized gas

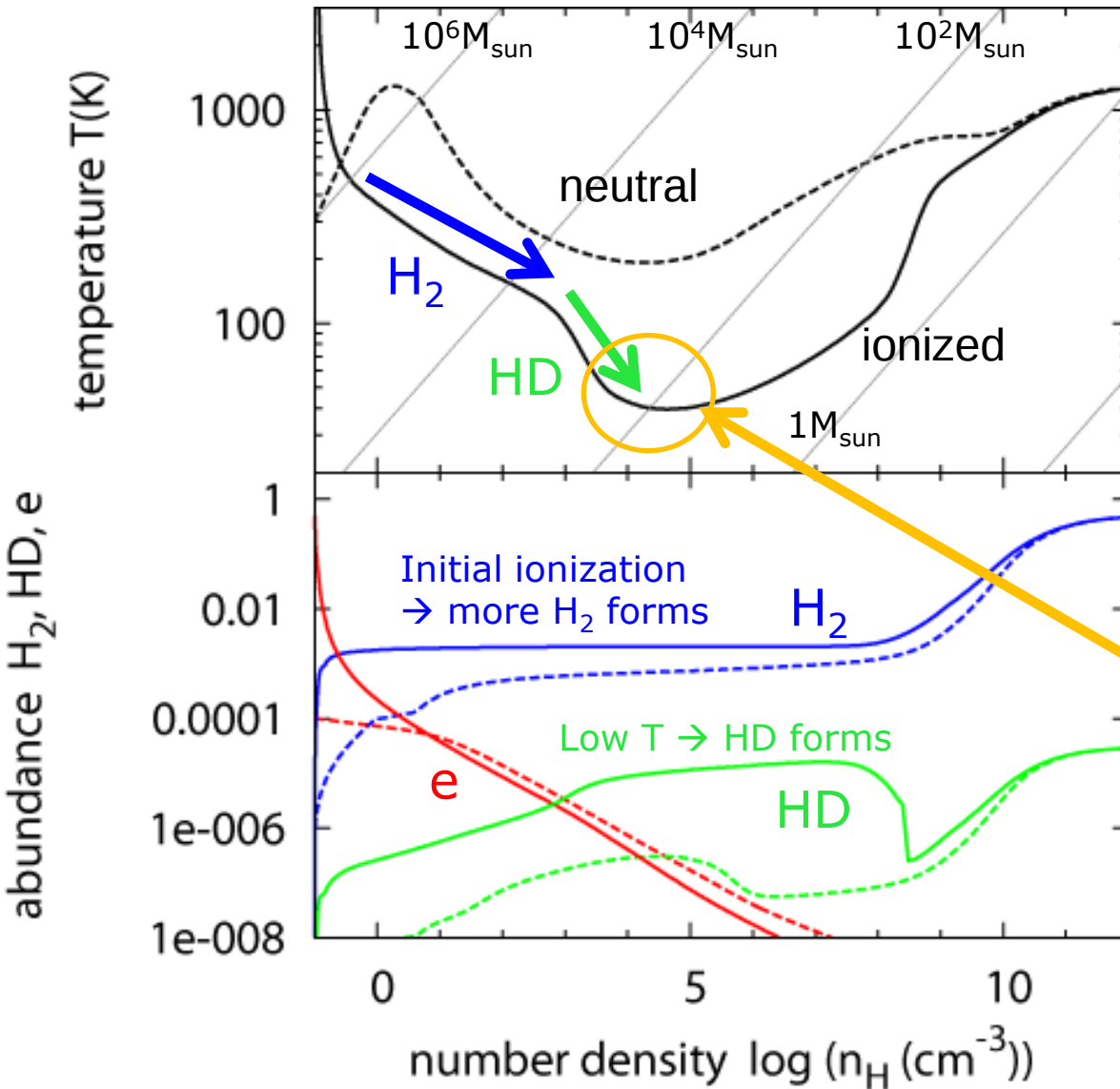
Relic HII Region



- First Star creates an HII region.
- After the death of the first star, recombination proceeds in the relic HII region
- Another episode of star formation commences (**Pop III.2 stars**)

Yoshida, Oh, Kitayama, & Hernquist (2007)

Pop III.2 (HD-mode): Star formation from pre-ionized gas



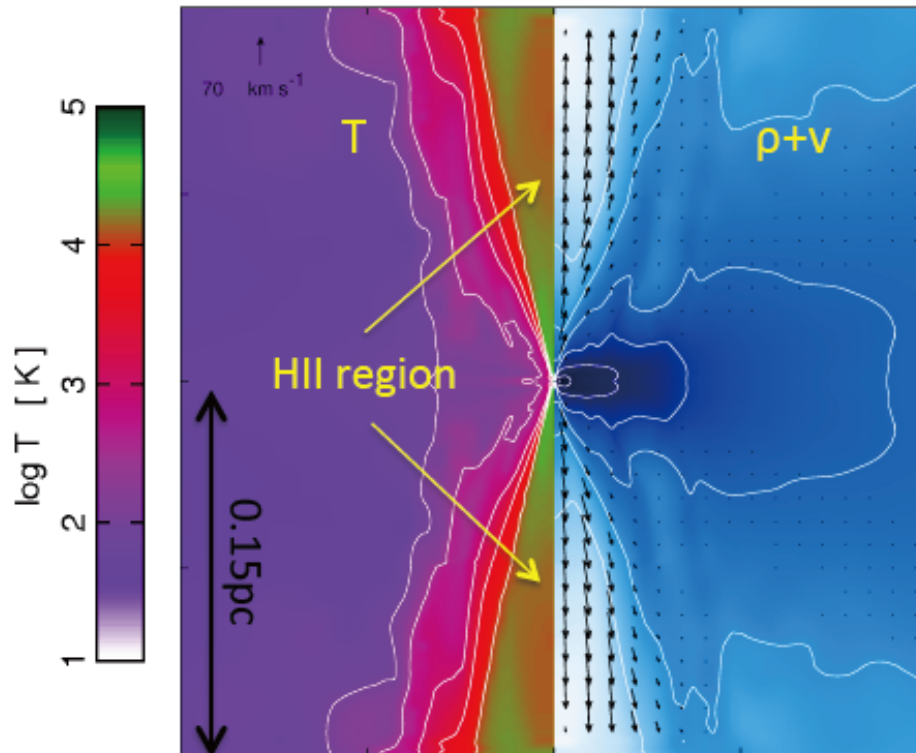
Uehara & Inutsuka 2002
Nagakura & KO 2005
Johnson & Bromm 2006
Yoshida, KO, Hernquist 2007
McGreer & Bryan 2008

- Ionized environments
e.g., relic HII region,
SN blast wave,
structure formation shock
- HD formation and cooling
- An order of magnitude smaller
dense core mass scale
($\sim$ several $10 M_{\text{sun}}$)

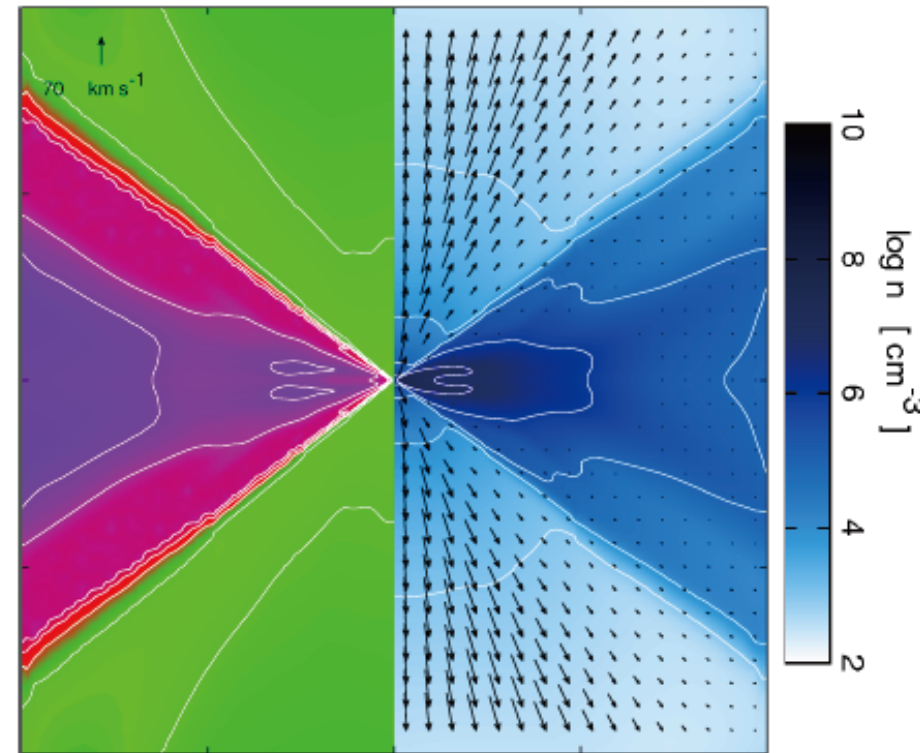
Pop III.2 case

❖ Cosmological initial setting (data from Yoshida+ 07)

(I) $M_*=14.5M_\odot$, $t=0.045\text{Myr}$

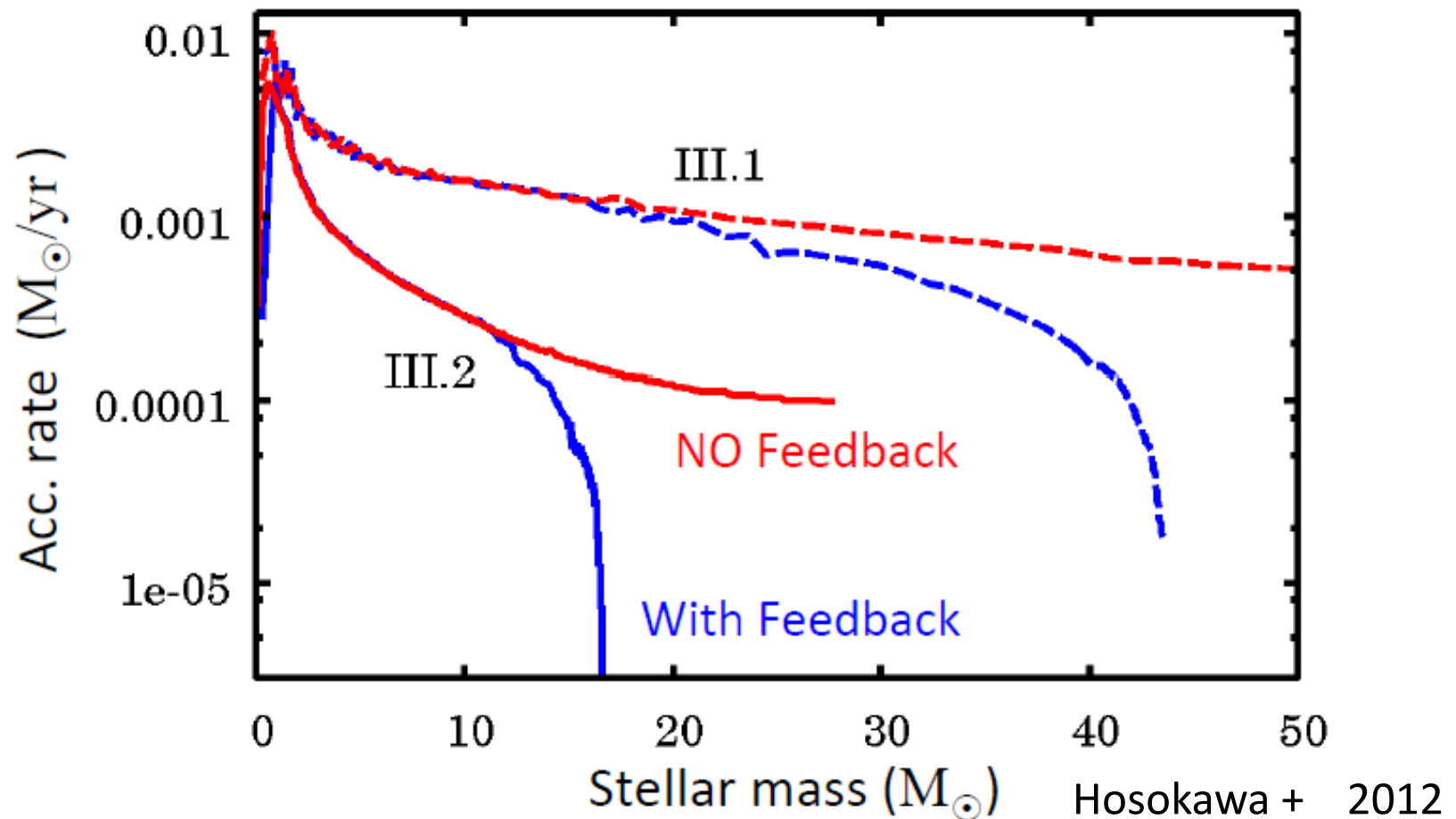


(II) $M_*=16.5M_\odot$, $t=0.1\text{Myr}$



- HII region forms at the lower stellar mass compared to Pop III.1 case
- Evolution timescale is similar to that in Pop III.1 case ($\sim 0.1\text{Myr}$)

Accretion Histories

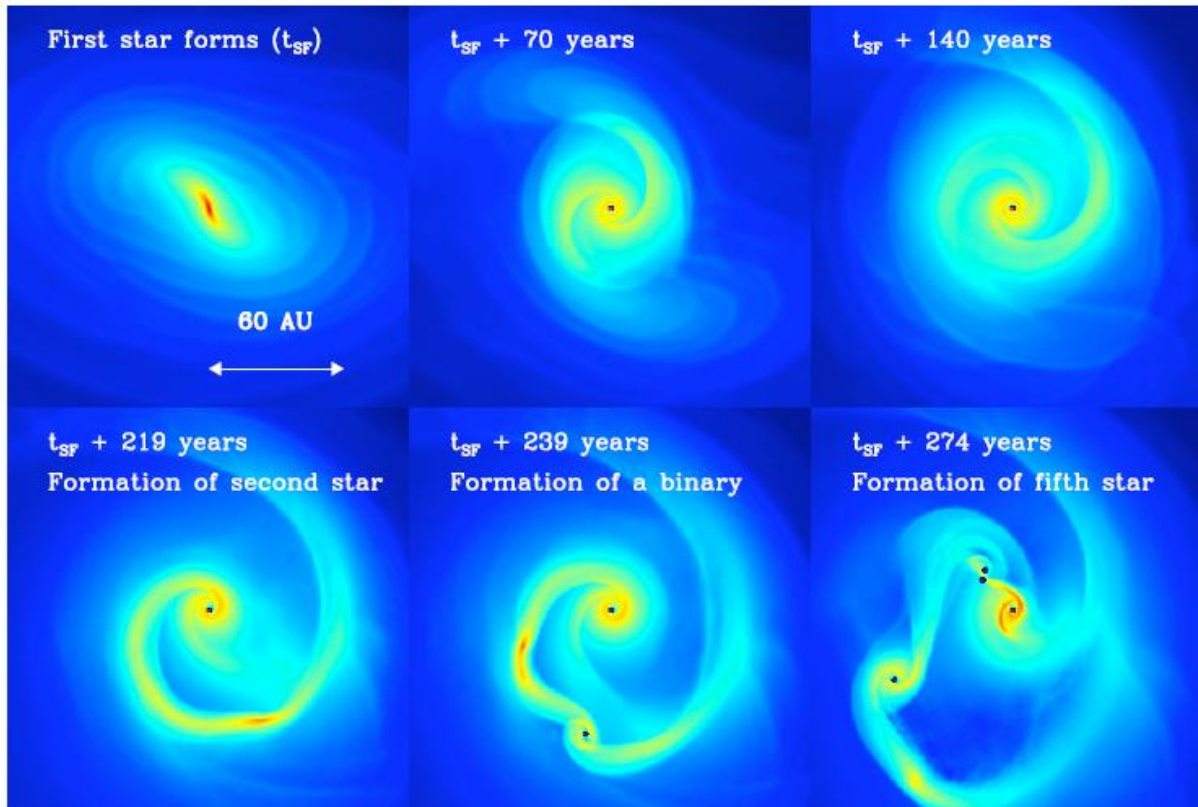


- Pop III.2: accretion rates are lower than Pop III.1 (←lower T)
- $17 M_{\odot}$ star forms about 0.1 Myr after the protostar's birth
- Pop III.2: less massive than Pop III.1, but only by a factor of **a few**

The Formation and Fragmentation of Disks around Primordial Protostars

Paul C. Clark,^{1*} Simon C.O. Glover,¹ Rowan J. Smith,¹ Thomas H. Greif,²
Ralf S. Klessen,^{1,3} Volker Bromm⁴

2011 Science

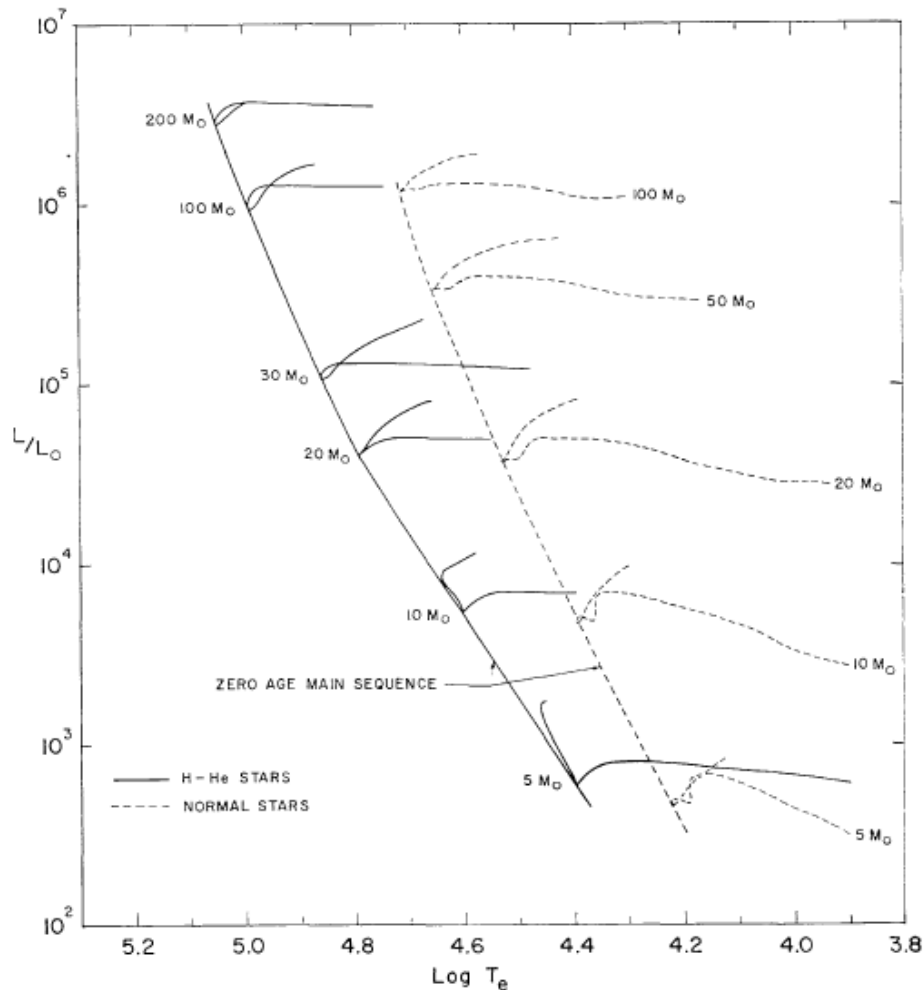


初代星周りの円盤
どんどん重くなって分裂
→近接多重星形成

今回のウリは
原始星からの輻射加熱の
効果も入れた点
(でもoptically thin,
一定降着率で見積もるなど
簡単な入れ方)

この計算では主星が
生まれた後にその周りの
円盤内で分裂

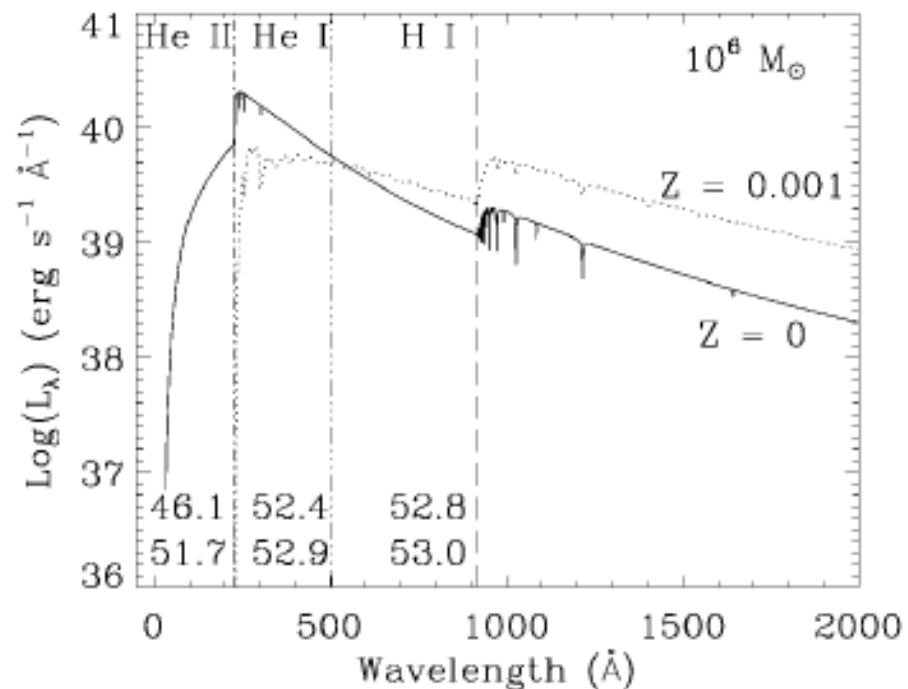
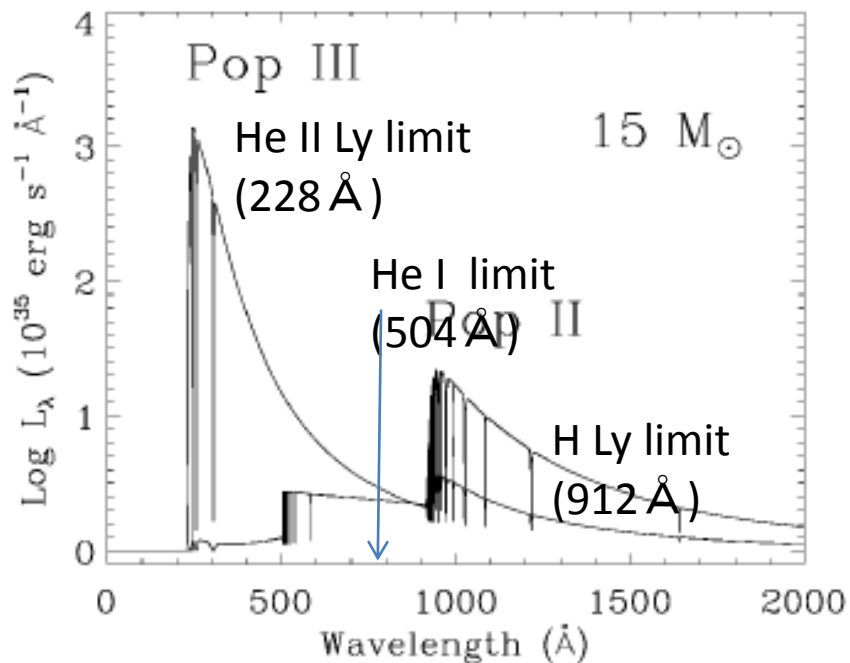
種族III主系列星の特徴



- <20 Msun ppチェーン、
- >20 MsunではCNOサイクルで水素核燃焼。
- 核燃焼効率が悪いいため、中心が高温 $\sim 10^8$ Kになる。
- 星半径が小さくなる。
- 有効温度が高い 10万度ほど
→ 非常に大きなHII領域が形成、Heも電離

Ezer&Cameron 1971

スペクトルと電離光子放出率

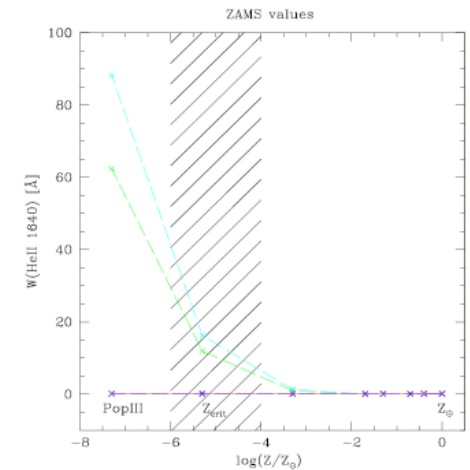
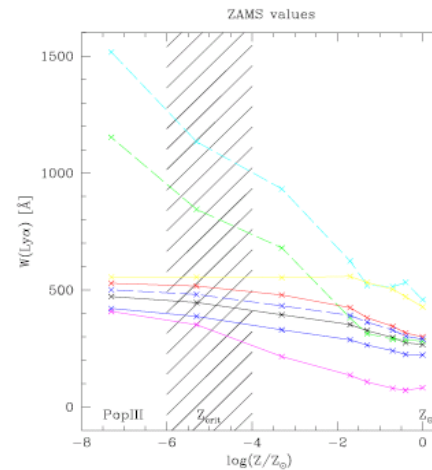
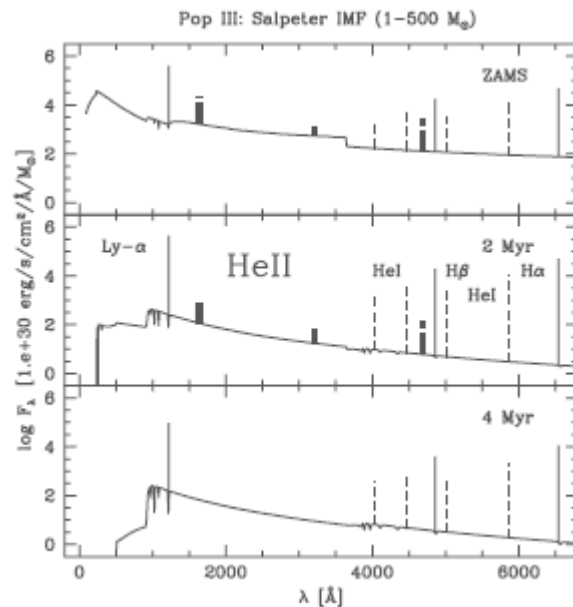


Tumlinson & Shull (2000)

種族III星団の観測的特徴

非常に強いH Ly α 、HeII 1640 Å 輝線

Schaerer2000,2008



黒: Salpeter 1-100 $M_{\odot}$
 緑: 1-500 $M_{\odot}$
 水色: 50-500 $M_{\odot}$

種族III銀河候補天体

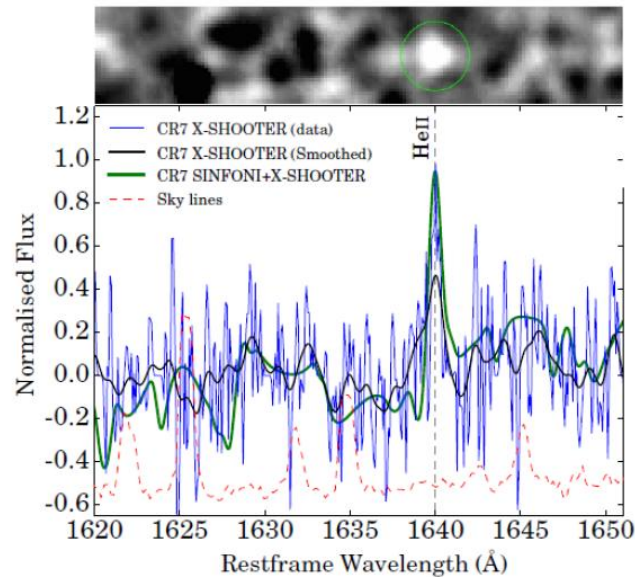
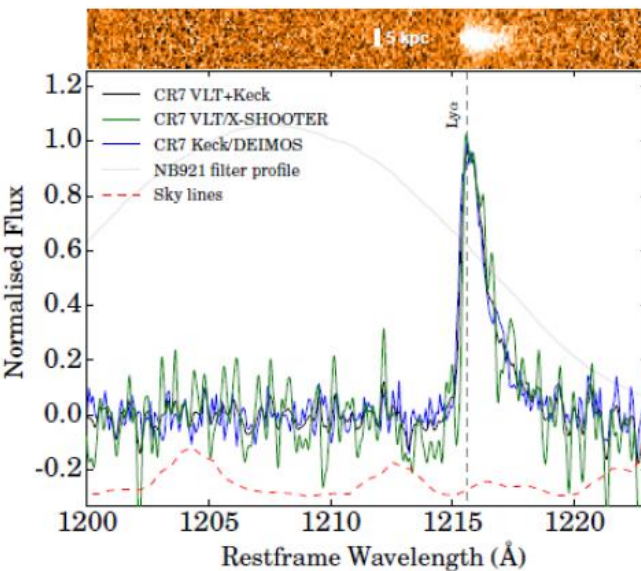
“CR7” (COSMOS Redshift 7)



$z=6.6$ のLAE ($z>6$ のものとしては一番明るい)

HeII $\lambda 1640$ 輝線も検出 $\rightarrow$ 種族III星!?

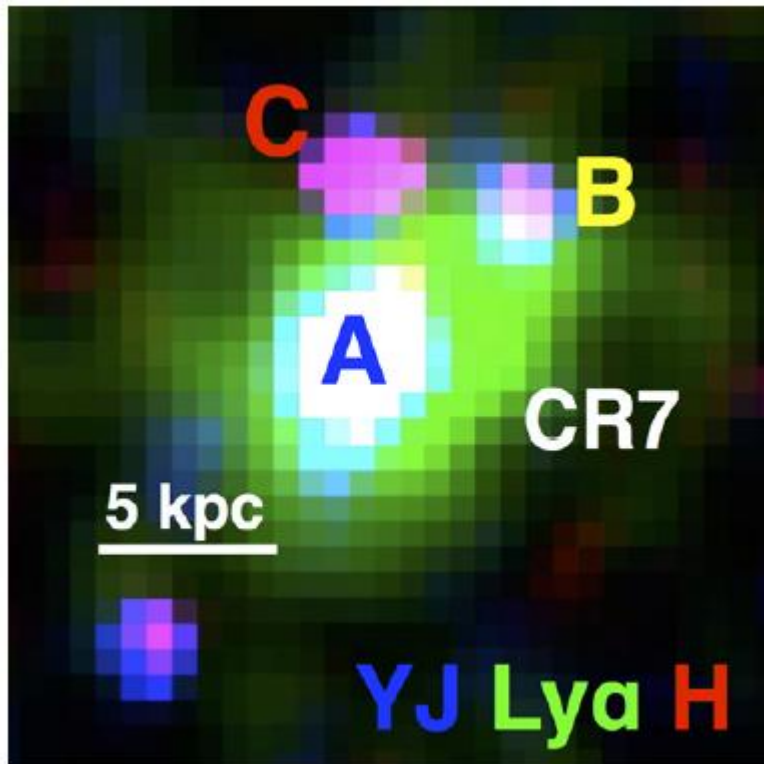
連続波からはnormal enriched populationを示唆
(質量はこちらの方が多い)



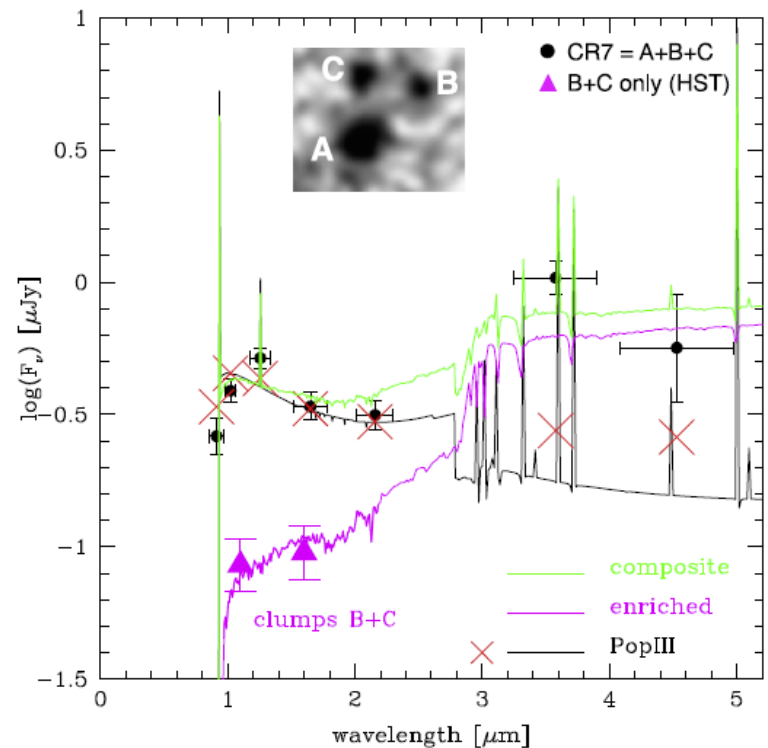
Sobral + 2015

Measurement ^a	CR7
$z_{\text{spec}} \text{ Ly}\alpha$	$6.604^{+0.001}_{-0.003}$
β UV slope	-2.3 ± 0.08
$\text{Ly}\alpha$ (FWHM, km s^{-1})	266 ± 15
$\text{Ly}\alpha$ ($\text{EW}_{0,\text{obs},Y}$, $\text{\AA}$) ^b	211 ± 20
$\text{Ly}\alpha$ ($\text{EW}_{0,\text{obs,spec}}$, $\text{\AA}$)	>230
$\text{Ly}\alpha$ ($\text{Log}_{10} L$, erg s^{-1})	43.93 ± 0.05
$\text{Ly}\alpha/\text{N v}$	>70
$\text{He II}/\text{Ly}\alpha$	0.23 ± 0.10
He II (EW_0 , $\text{\AA}$)	80 ± 20 (>20)
He II (FWHM, km s^{-1})	130 ± 30
$\text{He II}/\text{O III}] 1663$	>3
$\text{He II}/\text{C III}] 1908$	>2.5
Photometry	CR7
z	25.35 ± 0.20
NB921 2" aperture	23.70 ± 0.04
NB921 MAG-AUTO	23.24 ± 0.03
Y	24.92 ± 0.13
J	24.62 ± 0.10
H	25.08 ± 0.14
K	25.15 ± 0.15
$3.6 \mu\text{m}$	23.86 ± 0.17
$4.5 \mu\text{m}$	24.52 ± 0.61

HSTによる観測
3つの成分に分解



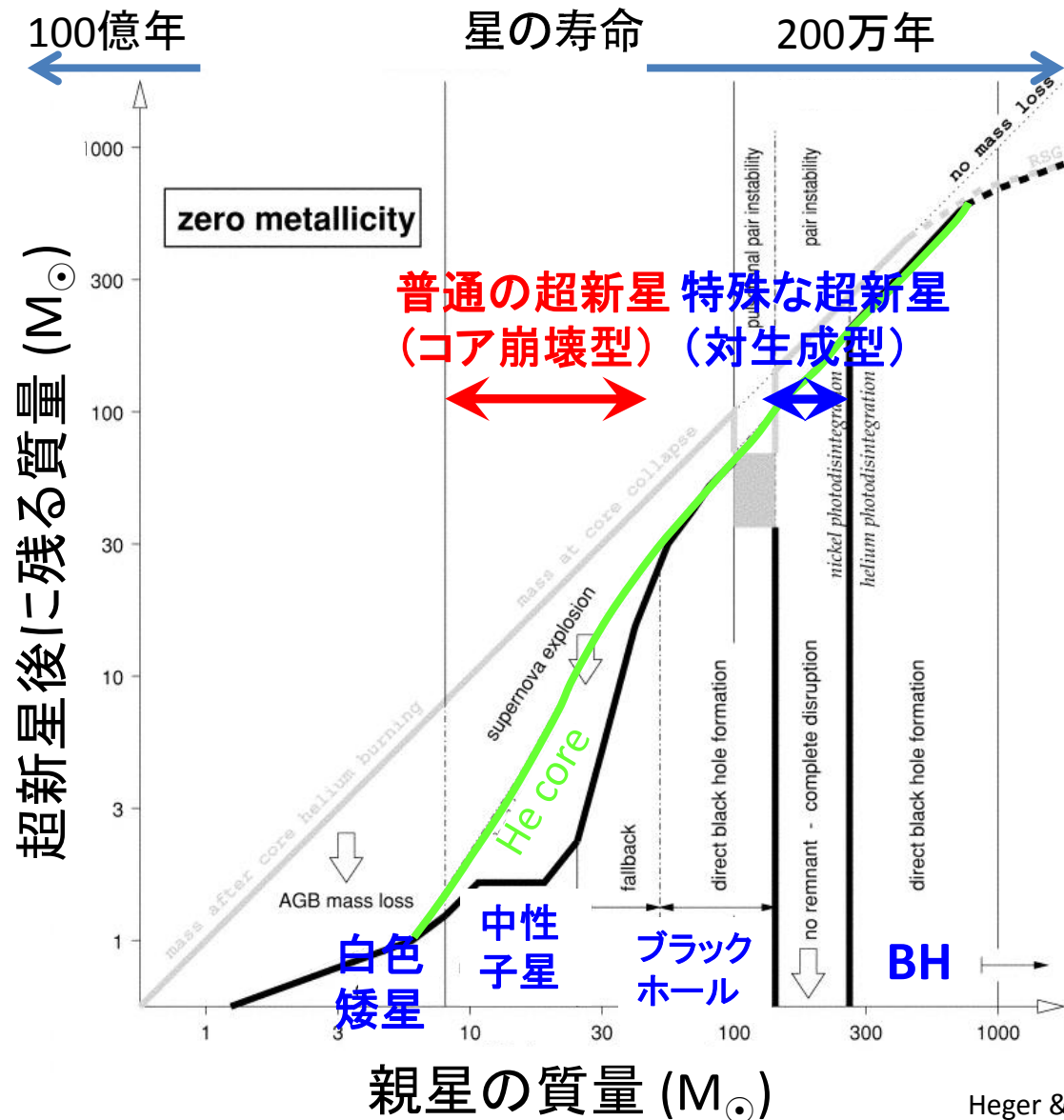
AはPop III星団
(16Myr, $\sim 10^7 M_{\text{sun}}$, top-heavy IMF)
B+C enriched銀河
($1/5 Z_{\text{sun}}$, 360Myr, $1.6 \times 10^{10} M_{\text{sun}}$)
としてフィットできる



最近、重元素があるのではないかという指摘もある(Bowler+ 2016)

6. 重元素汚染の影響と 第二世代星

初代星 = 宇宙最初の重元素源



質量は星の運命を決める

✓ 重い星は太く短い一生
→ 重い初代星はもう存在しない

✓ 重元素放出

□ コア崩壊型超新星
太陽質量の8－40倍

□ 対生成型超新星
太陽質量の150－260倍

重元素と第二世代の星

初代星の超新星爆発で、重元素が放出、周りの始原ガスと混合

重元素が混ざったガスから第二世代の星が生まれる。



その後

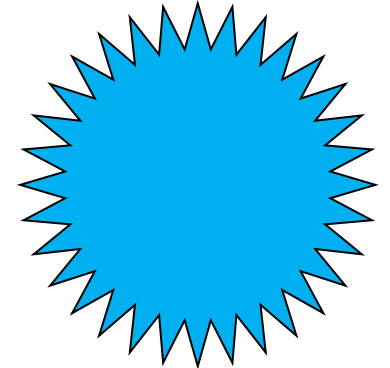


- 第二世代星が低質量だと現在まで、生き残っている
- 第二世代星の重元素は初代星から放出

星の種族III/II 遷移

✓ 宇宙の初代星（種族III星）

理論から典型的に大質量（太陽の数10倍）と予想されている。
（連星形成の際に小さいものも出来るかもしれない）



✓ 太陽近傍の星（種族II, I星）

典型的に低質量（太陽の0.1-1倍）



→宇宙の歴史の中で、典型的な星質量が大質量から小質量へと
遷移が起こった(種族III/II遷移)



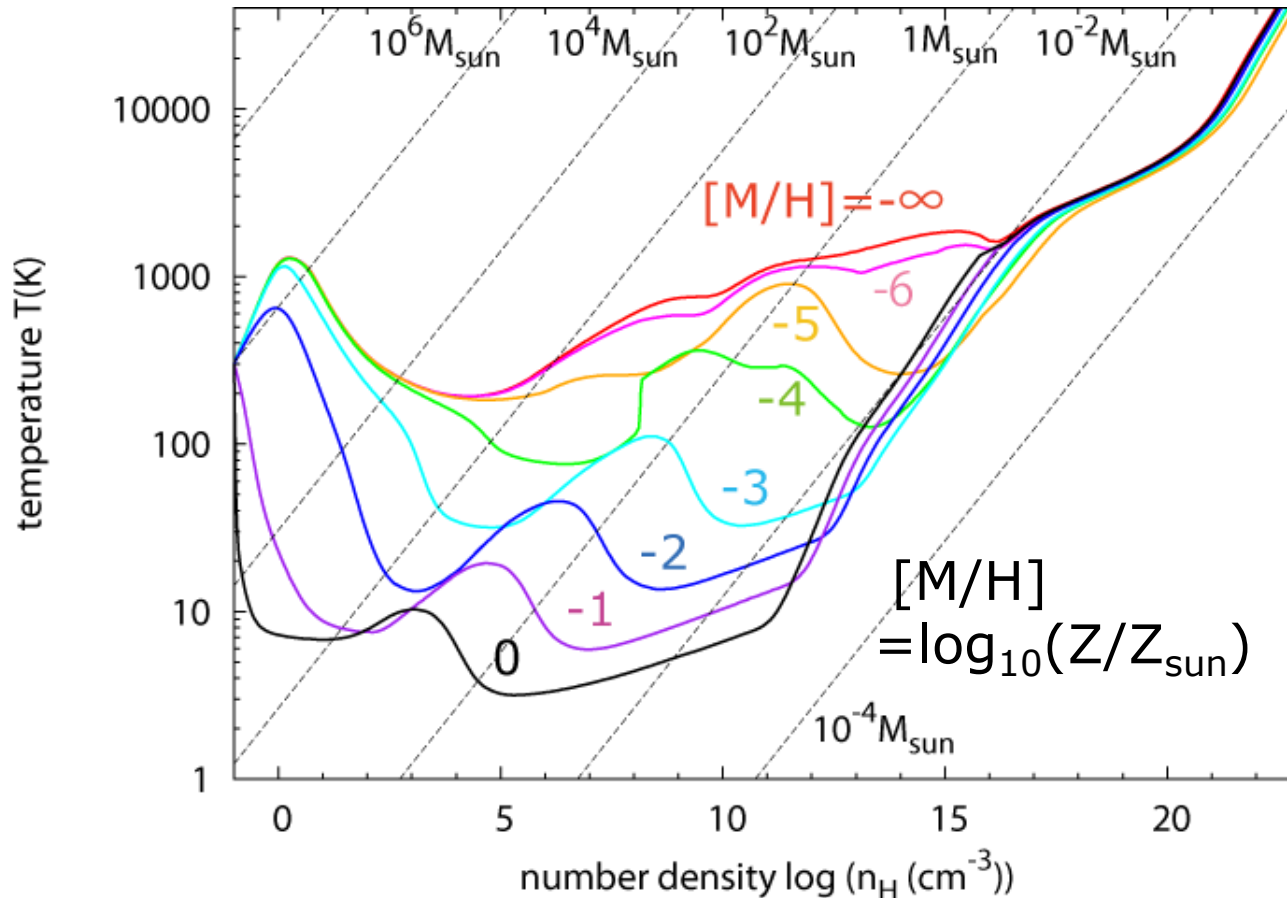
これはどのようにして起こったのか？

星間ガス中への重元素の蓄積とそれによる冷却（たぶん）

磁場、乱流、外部輻射の効果など

（具体的な機構は不明なのであまり真面目に考えられていない）

Thermal Evolution of clouds with different Z



one-zone model
 ● collapses in
 the free-fall
 timescale

$$t_{\text{dyn}} = dp/(dp/dt) = t_{\text{ff}}$$

● core size
 ~ the Jeans
 length

● dust/metal ratio
 same as local ISM

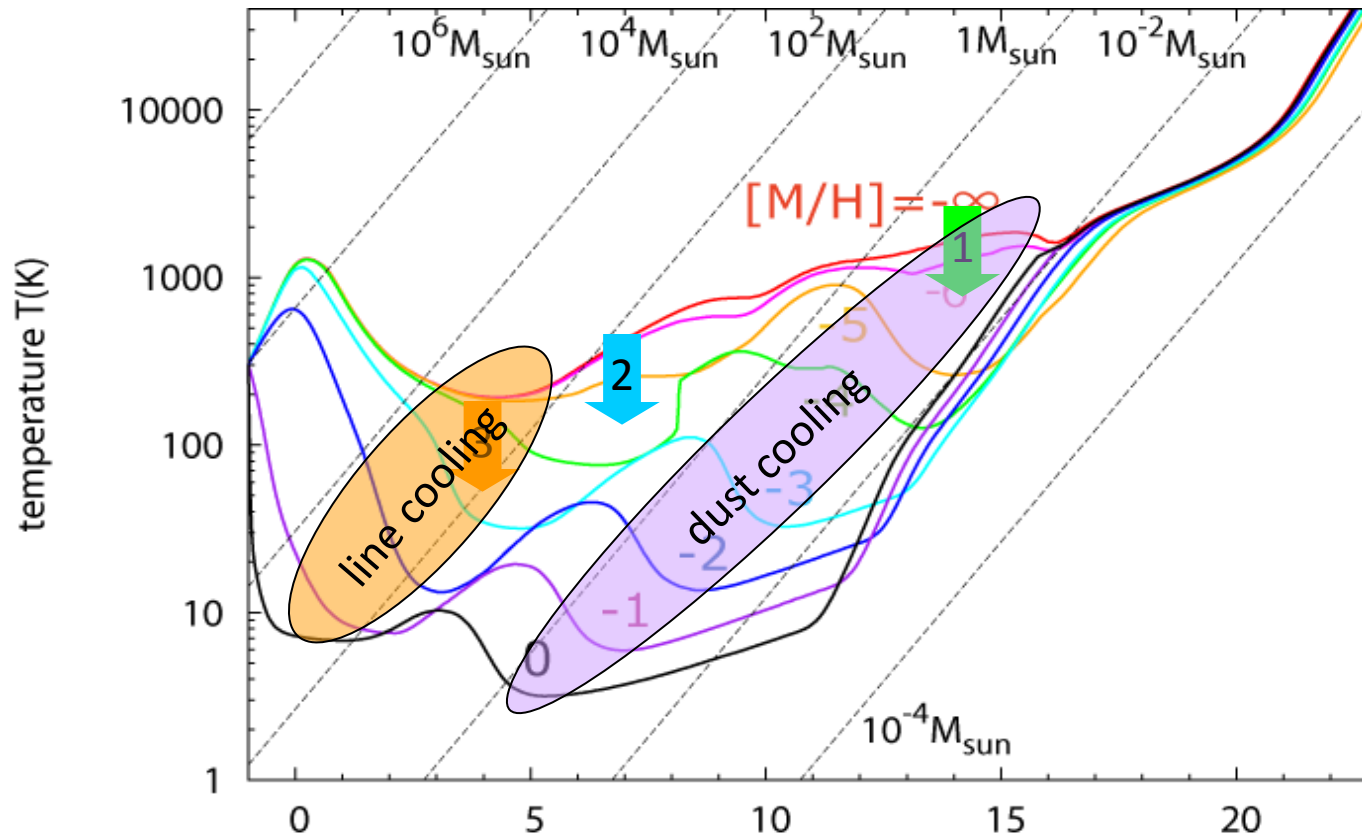
K.O., Tsuribe, Schneider & Ferrara (2005)

低金属度ガスの熱進化

- 1) ダストの熱放射による冷却: $[M/H] > -5$
- 2) ダスト表面反応による H_2 形成 & 冷却: $[M/H] > -4$
- 3) 微細構造線による冷却 (C と O): $[M/H] > -3$

$$[M/H] := \log_{10}(Z/Z_{\text{sun}})$$

KO+2005

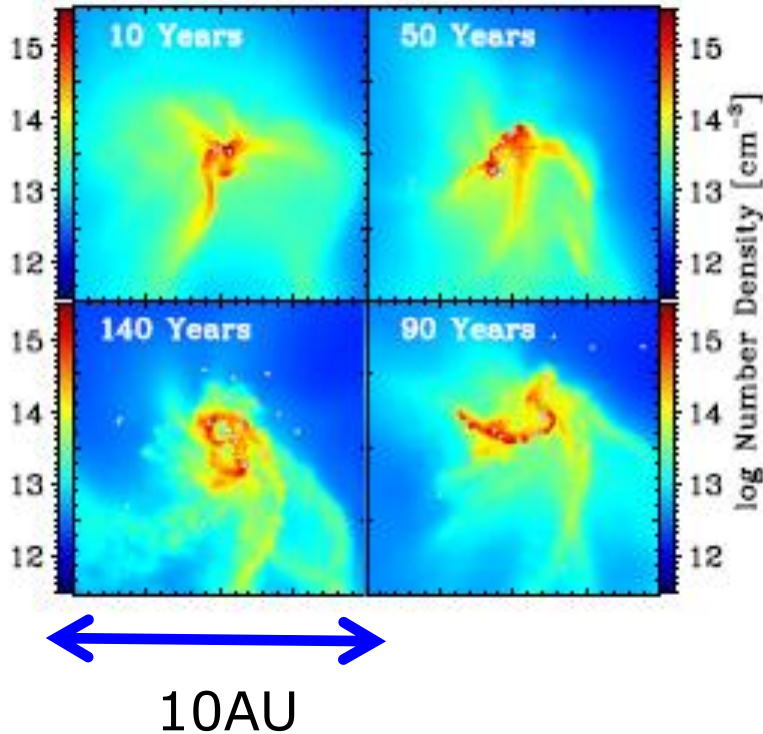


低質量 ($< 1 M_{\text{sun}}$) の分裂片は
ダスト冷却によってのみ形成される

臨界金属度:

どれくらいの重元素があればよいのか？

$[M/H] = -4$ Dopcke + (2012)



わずかな重元素量
 $Z > 10^{-5} - 10^{-4} Z_{\text{sun}}$
でも、



ダスト冷却により
小質量の塊
($\sim 0.1 M_{\text{sun}}$)に分裂

第二世代星以後は小質量星を多く含むだろう