

初代星・初代銀河形成研究会
@鹿児島大
1月23日(2014)

低金属度星の形成

大向一行（東北大）

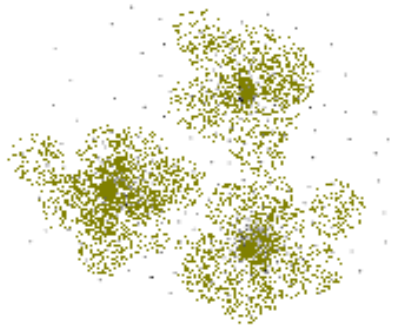


Outline

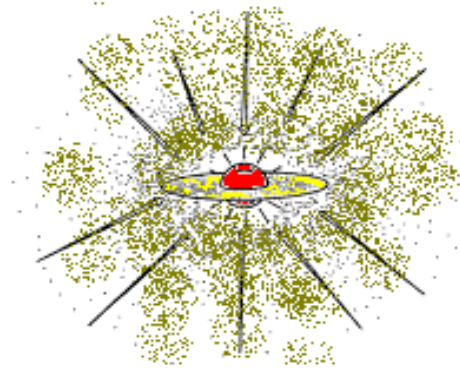
- 星間ガスから原始星へ
 - 熱進化とダイナミクス 分裂スケール
 - ダストの役割
 - 微細構造線の役割
- 原始星形成後の降着進化
 - 原始星の進化
 - 降着円盤の分裂可能性
 - 上限質量、輻射フィードバック

星形成の標準シナリオ

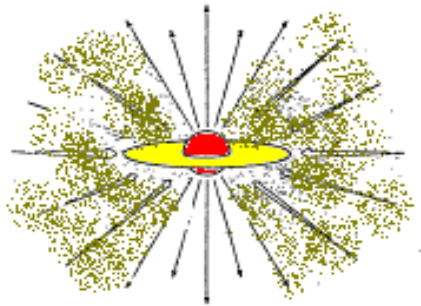
Shu, Adams & Lizano (1987)



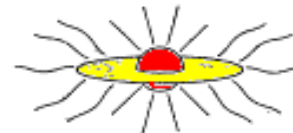
A. Dense cores form within molecular clouds.



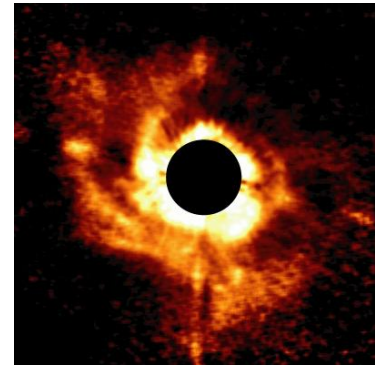
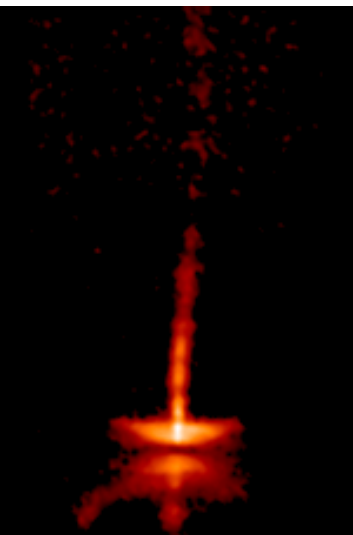
B. A protostar forms at the center of a core, growing in mass by accretion of ambient matter.



C. A stellar wind breaks out, creating a bipolar flow



D. The infall terminates, revealing a newly formed star with a disk.

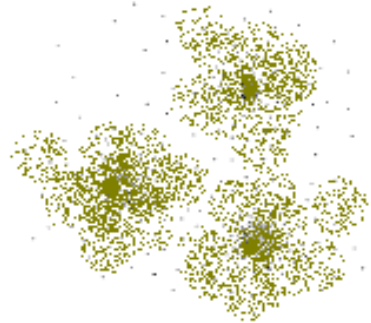


© NAOJ

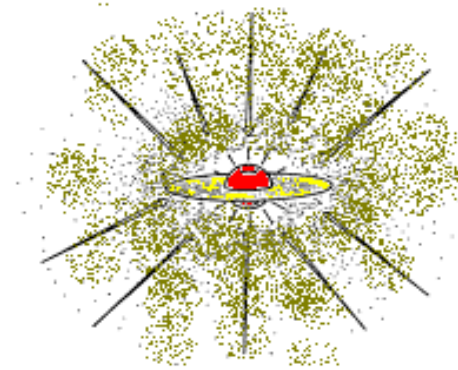
低金属度星でも基本的に同様と信じられている。

熱進化と分裂スケール： 高密度コアから原始星への進化

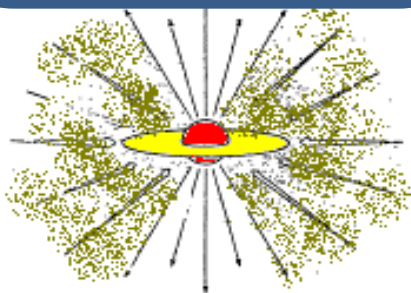
Shu, Adams & Lizano (1987)



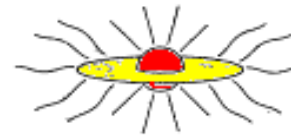
A. Dense cores form within molecular clouds.



B. A protostar forms at the center of a core, growing in mass by accretion of ambient matter.



C. A stellar wind breaks out, creating a bipolar flow



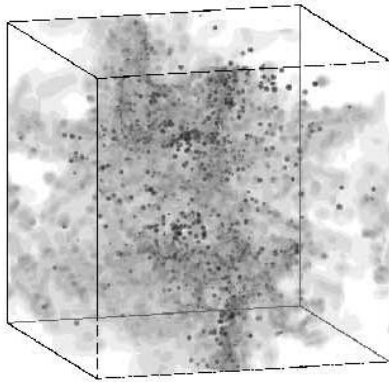
D. The infall terminates, revealing a newly formed star with a disk.

Fragmentation and thermal evolution

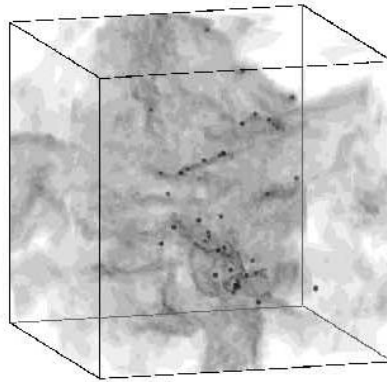
Effective ratio of specific heat

$$\gamma := d \log p / d \log \rho$$

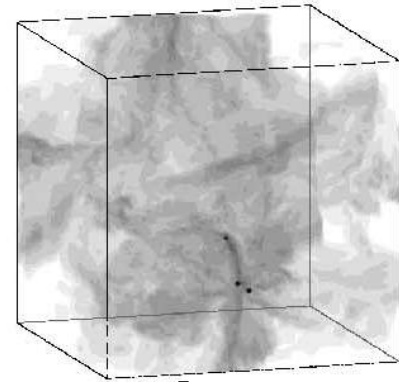
$$\gamma = 0.2$$



$$\gamma = 1 \text{ (isothermal)}$$



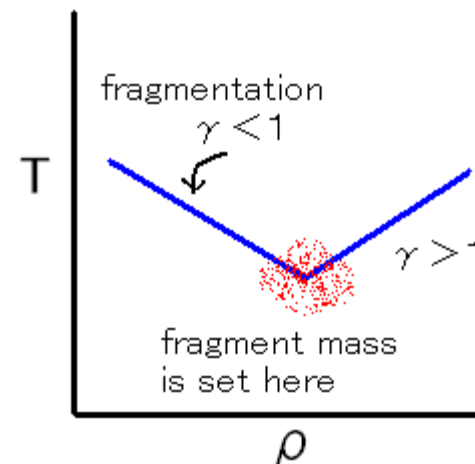
$$\gamma = 1.3$$



Li et al. 2003

- $\gamma < 1$ vigorous fragmentation,
 $\gamma > 1$ fragmentation suppressed
- The Jeans mass at $\gamma \sim 1$ (T minimum) gives the fragmentation scale.

$$M_{\text{frag}} = M_{\text{Jeans}} @ \gamma = 1$$

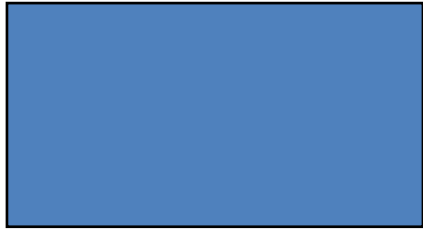


Fragmentation and thermal evolution

(e.g., Larson 2005)

$$\gamma = d \log p / d \log \rho$$

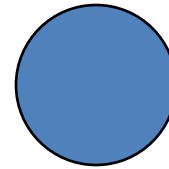
If $\gamma > \gamma_{\text{crit}}$, the collapse stops



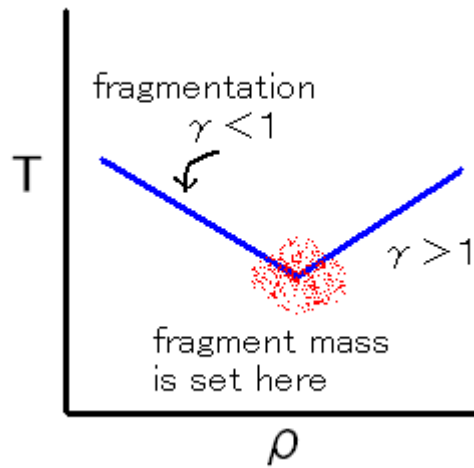
sheet: $\gamma_{\text{crit}} = 0$



filament: $\gamma_{\text{crit}} = 1$



sphere: $\gamma_{\text{crit}} = 4/3$

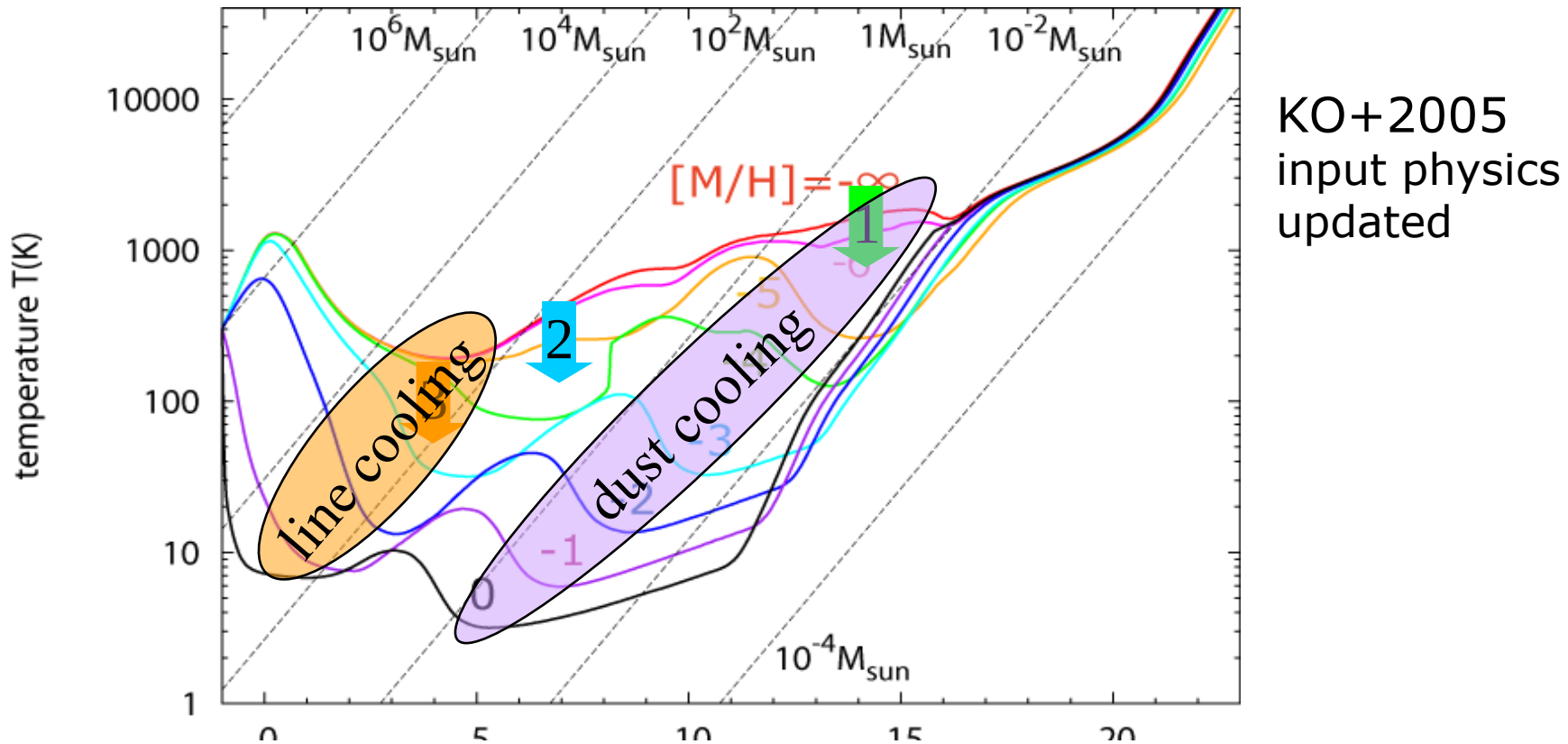


Initially the cloud takes complicated shape.
Before the fragmentation, it is filamentary.
As a thumb rule,

Fragmentation occurs while $\gamma < 1$, and stops while $\gamma > 1$

Thermal evolution of clouds with different Z

- 1) Cooling by dust thermal emission: $[M/H] > -5$
- 2) H_2 formation on dust : $[M/H] > -4$
- 3) Cooling by fine-str. lines (C and O): $[M/H] > -3$



Low-mass fragments are formed only in the dust-induced mode.

How much dust is needed?

✓ **Primordial stars** (Pop III.1,2 stars)

theoretically predicted to be massive($\sim$ several $10M_{\text{sun}}$)

✓ **Stars in the solar neighborhood** (Pop I)

typically low-mass($0.1-1M_{\text{sun}}$)

Low-mass Pop II stars exist in the halo.

● transition of characteristic stellar mass in the early universe from massive to low-mass

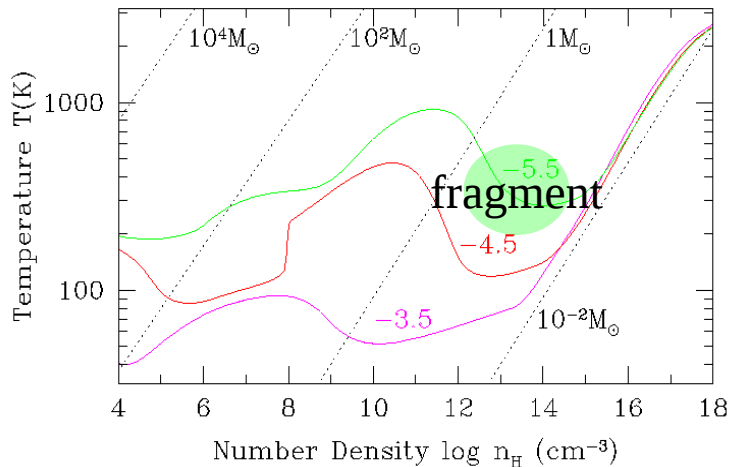
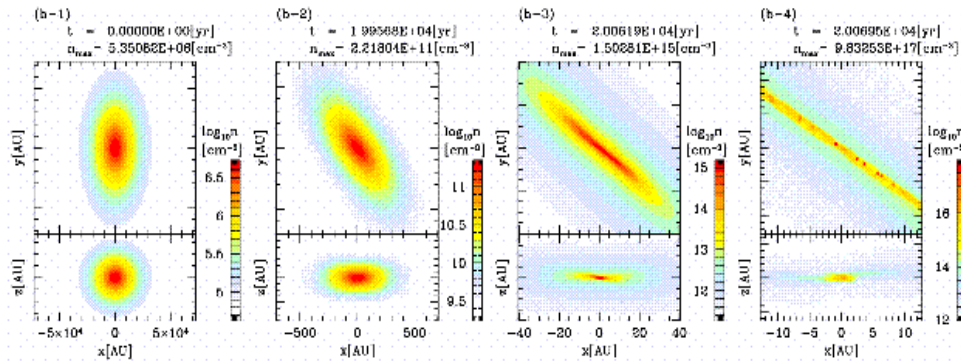
Pop III-II transition

● This transition is probably caused by accumulation of a certain amount of metals and dusts in ISM **critical metallicity**

Dust-induced fragmentation

Tsuribe & K.O. (2006; 2008)

$[Z/H] = -5.5$ ($Z = 3 \times 10^{-6} Z_{\text{sun}}$)



With gas-dust ratio

$Z > \sim 10^{-6} Z_{\text{sun}}$
(first dust: smaller grains)

→ long filament forms
during dust-cooling
phase

→ fragmentation into low-
mass ($0.1-1 M_{\text{sun}}$) objects

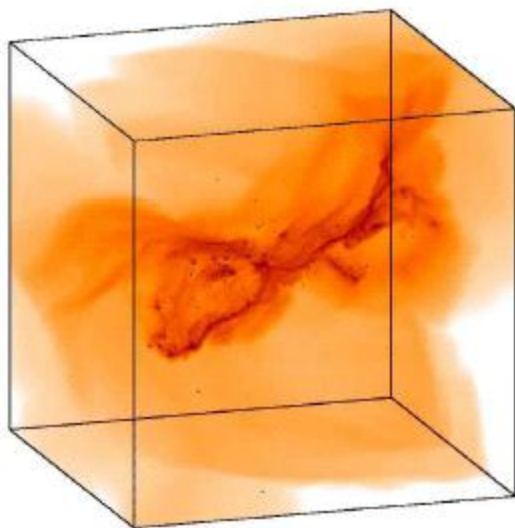
Standard dust

$$Z_{\text{cr}} \sim 10^{-6} - 10^{-5} Z_{\text{sun}}$$

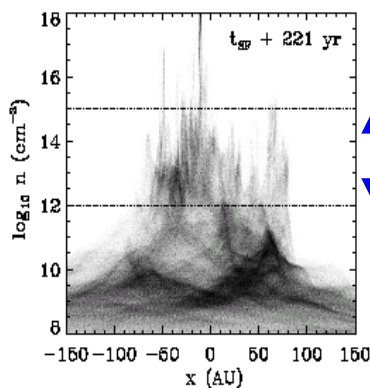
First dust

ダスト冷却による分裂過程 (乱流的な初期条件)

$[Z/H]=-5$



$t = t_{\text{SF}} + 420 \text{ yr}$

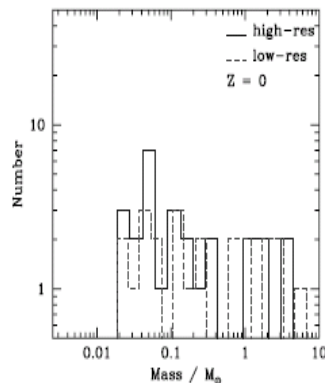
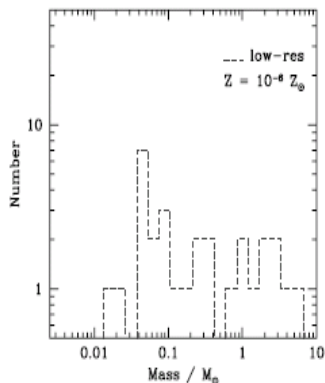
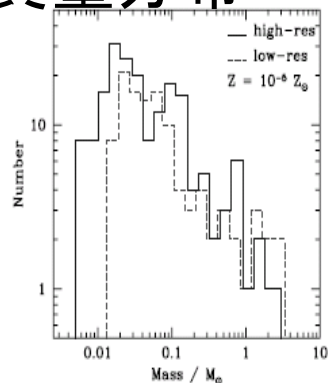


dust
cooling

Clark, Glover, & Klessen
(2008)

状態方程式を密度の関数として与えて、
乱流的な初期条件から
星間雲の進化を計算。

質量分布



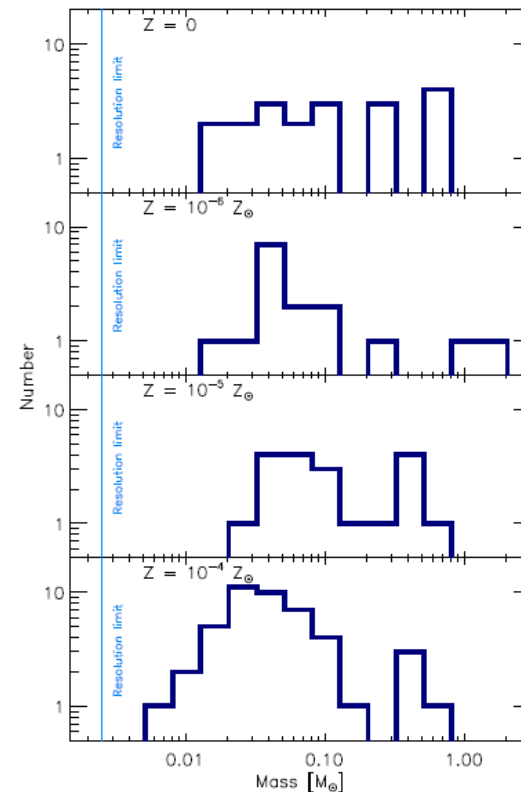
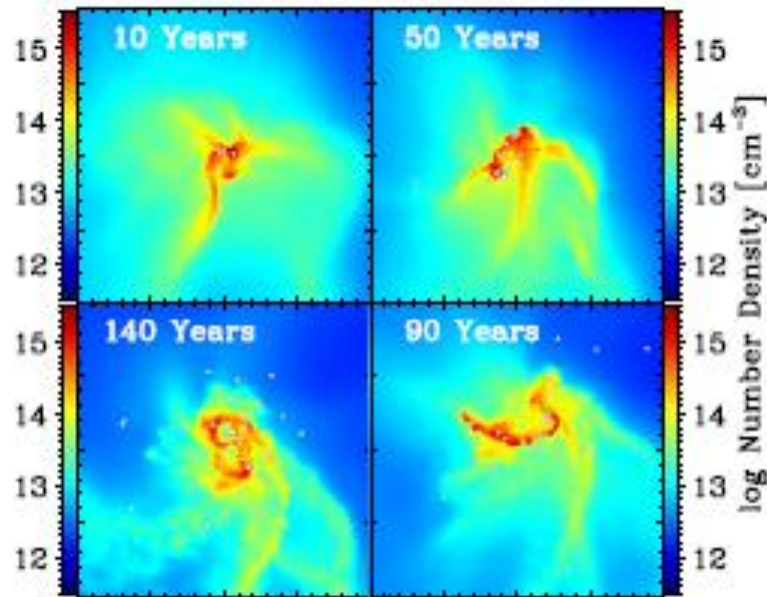
$[Z/H]=-5$ では小質量コアが
形成されている。

ダスト冷却による分裂過程の数値計算

熱進化も整合的に取り扱ったもの

Dopcke + (2011, 12)

$$[M/H]_{\text{dust}} = -4$$

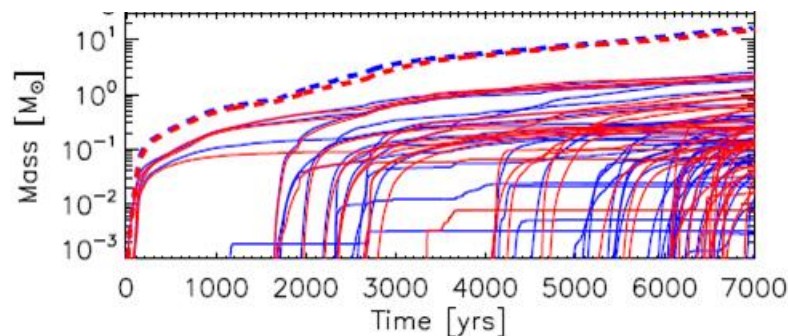


- 高密度 ($n \sim 10^{14} \text{cm}^{-3}$) でのダスト冷却により小質量の塊に分裂 $M_{\text{frag}} \sim 0.1 M_{\text{sun}}$
- わずかな重元素量 $[Z/H] = -4$ で典型的な星質量は低質量側に移動
- Pop II への移行は星質量の急激な変化というより、IMFの形の緩やかな変化として起こる。

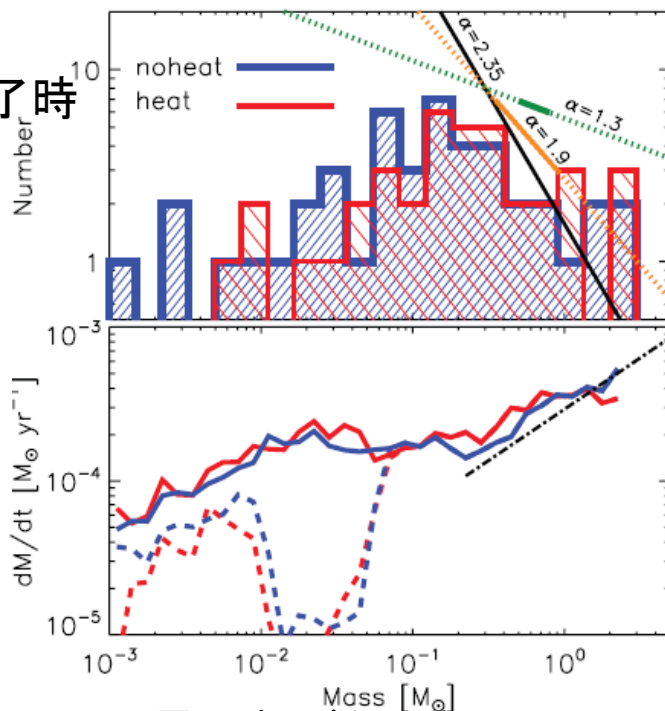
宇宙論的な初期条件からの計算

Safranek-Shrader + 2014

各sinkの質量増加歴



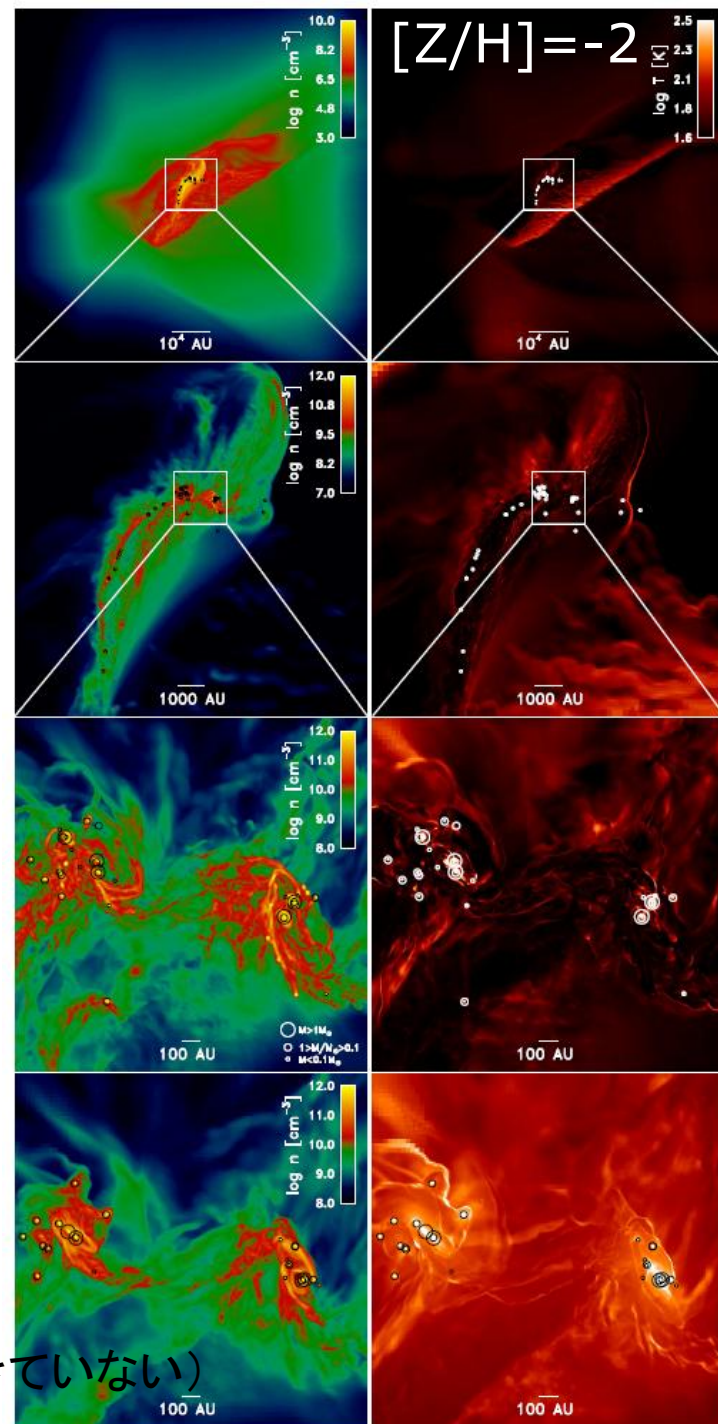
質量関数
@計算終了時
(7000年)



質量
降着率

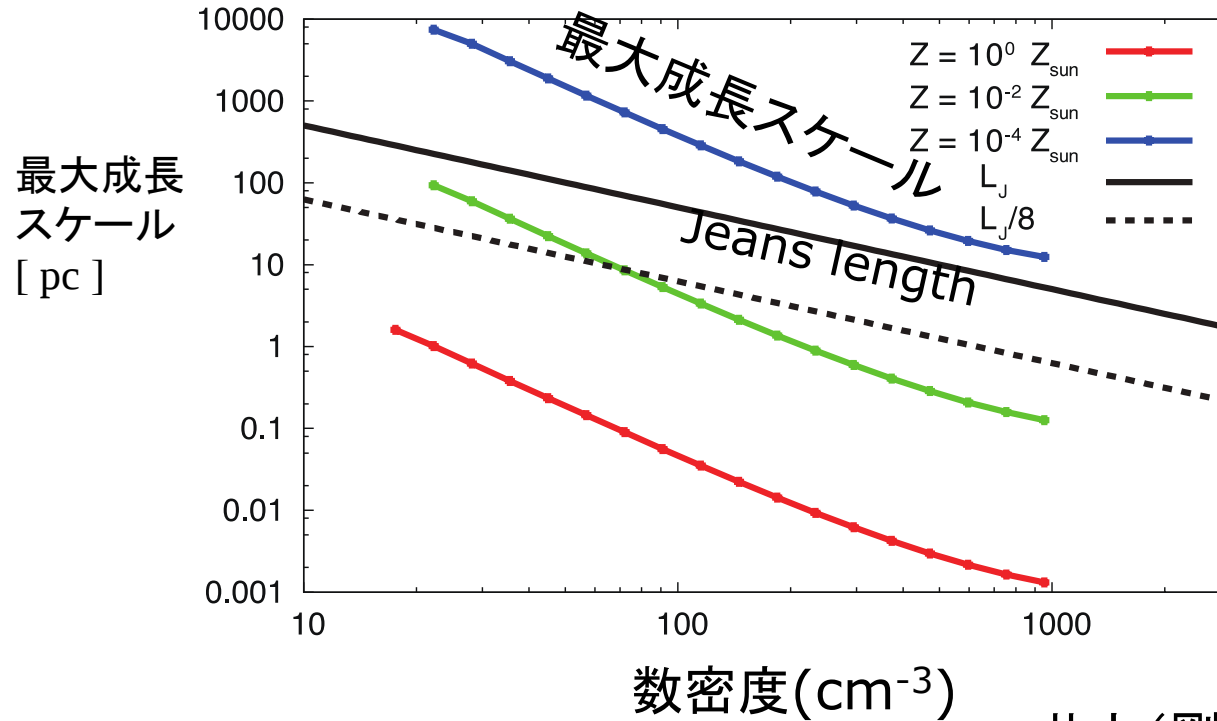
一見、それらしい質量関数が得られている。

(まだ原始星形成後、数千年くらいの進化しか追跡できていない)



低金属度ISMの物理状態

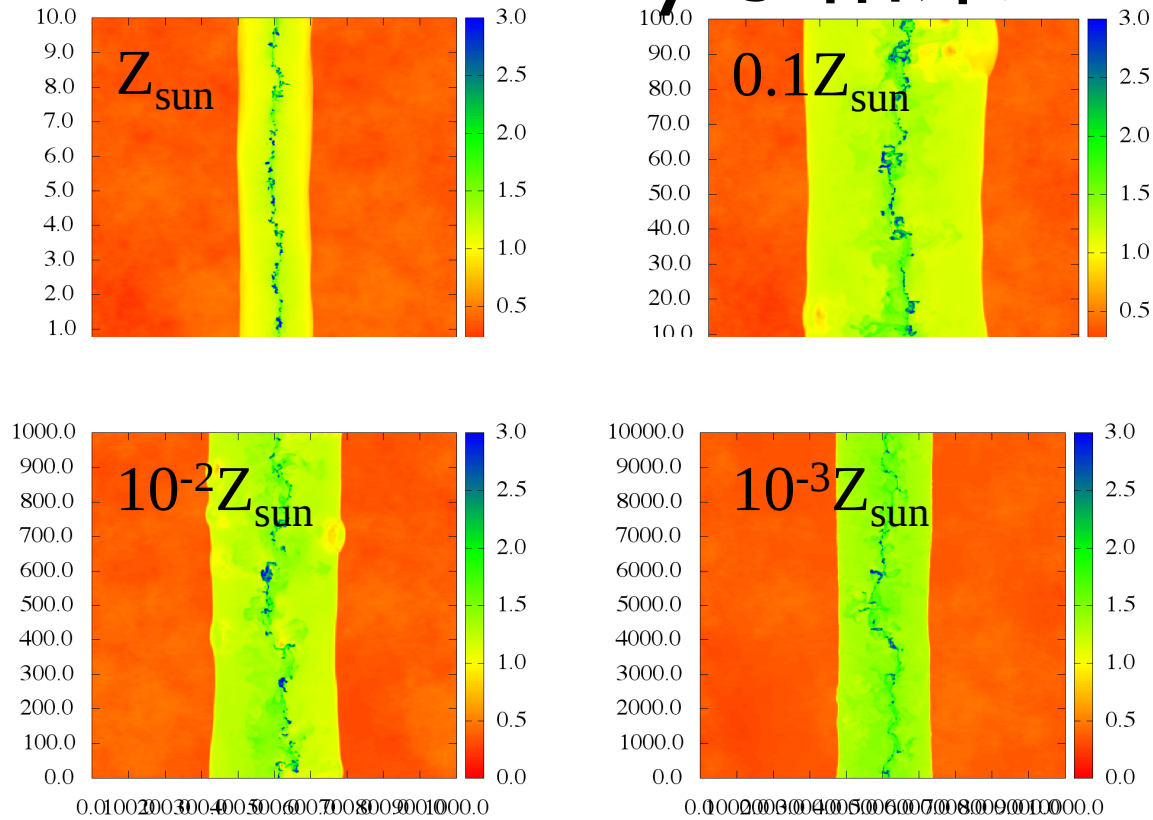
- ✓これまでの計算はジーンズスケールを分解することに主眼
 - ✓熱不安定の最大成長スケールは重元素が増えてくるとジーンズスケールより小さくなる
- ISMの状態を正確に求めるには熱不安定のスケールを分解することが必要



$p/k_B = 10^5 \text{ K cm}^{-3}$ で
等圧収縮、化学平衡

井上(剛) & 大向 in prep.

Preliminaryな結果



- 熱不安定起源の分裂が発生

(H_2 形成が抑制されすぎる設定になっている)

- より現実的な状況で現在計算中

おそらくある金属度 $[Z/H] = -(2-3)$ より金属度が大きいと熱不安定によるclumpyな状態、それ以下だと H_2 冷却により一様に近い状態とISMの状態に遷移が起こるのではと期待している。

ダストの性質などによる影響

ダストの役割:

- 熱放射による冷却
- 表面反応による化学反応の促進

ダストの性質:

- ✓ depletion factor (f_{dep}) → 冷却率、反応率
- ✓ サイズ分布、形状 (表面積 S) → 反応率、
冷却の開始密度は依存、その後の冷却率は依存せず
- ✓ 組成 → ダスト蒸発温度、高温時の表面反応率

収縮時のダスト成長の効果:

- ✓ ダスト同士の合体成長 (S のみ変化) は熱進化に影響を及ぼさない (平下 & 大向 2009)。
- ✓ ガス粒子の付着によるダスト成長 (f_{dep} 変化) は熱進化を変える。 (野沢 + 2012、千秋 + 2013)

→ 千秋くんの講演

Low-mass fragments by fine-structure-line cooling?

- Some studies claim that low-mass fragments are formed by fine-structure line cooling.

(Bromm & Leob 2003, Santoro&Shull2006, Frebel +2007, Ji + 2013)

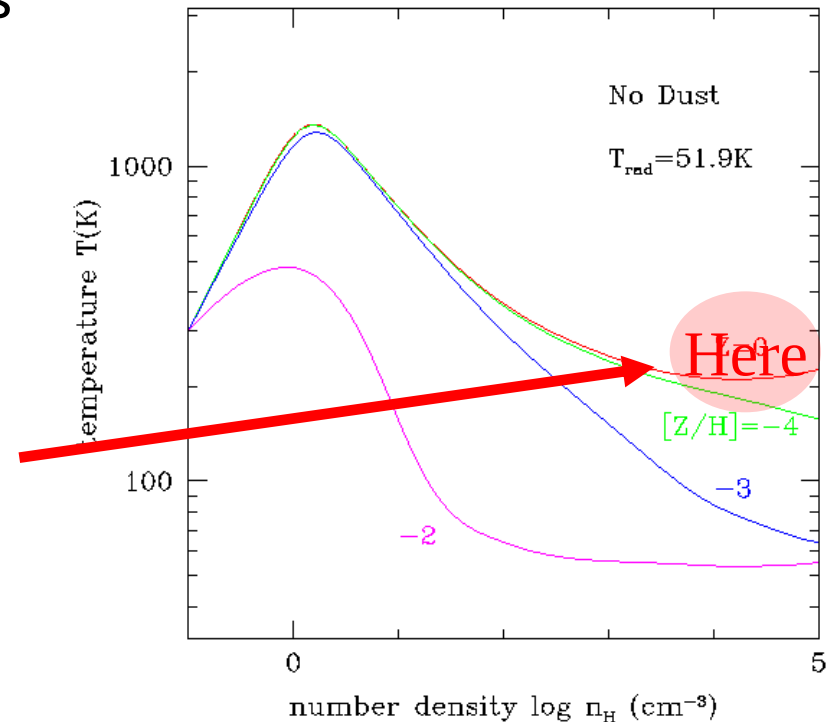
- Those arguments compare

Λ_{H2} vs $\Lambda_{\text{fine-str.}}$ @ T min of Z=0

$$\rightarrow Z_{\text{cr}} \sim 10^{-3.5} Z_{\text{sun}}$$

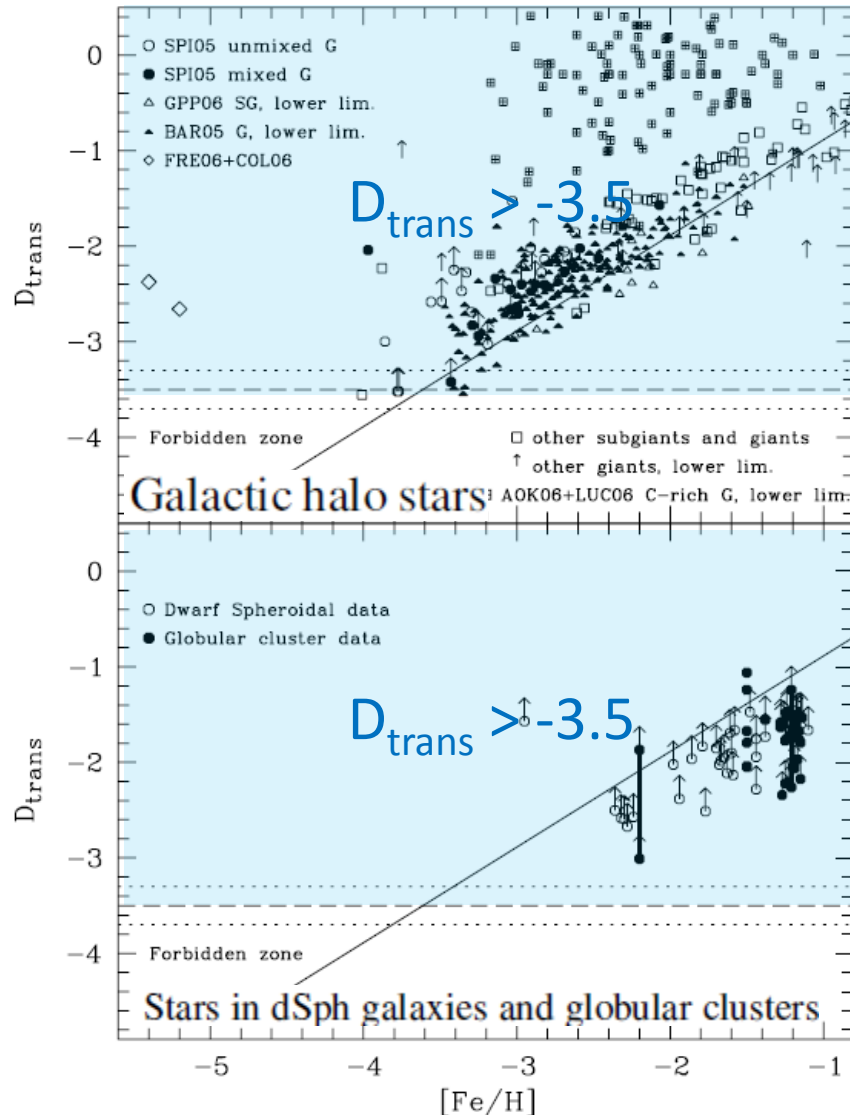
- This only assures

$$M_{\text{frag}} < M_{\text{frag}}(Z=0) \sim 1000 M_{\text{sun}}$$



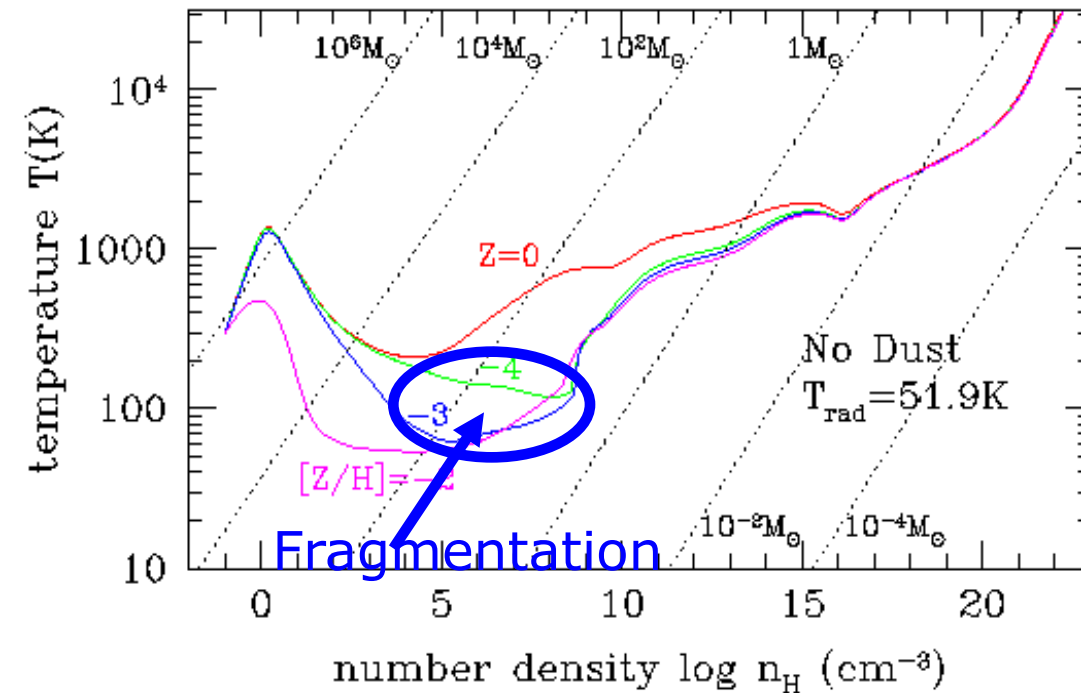
発展するfine-str. line 理論

Frebel, Johnson, Bromm 2007



- その後、 H_2 冷却よりC,Oのfine-str. Lineが冷却に効く基準として
 $D_{\text{trans}} > -3.5$
 という量が導入
- 当時の低金属度星はこの基準をうまく満たしていた。

重元素がすべて気相にある場合(ダストなし)



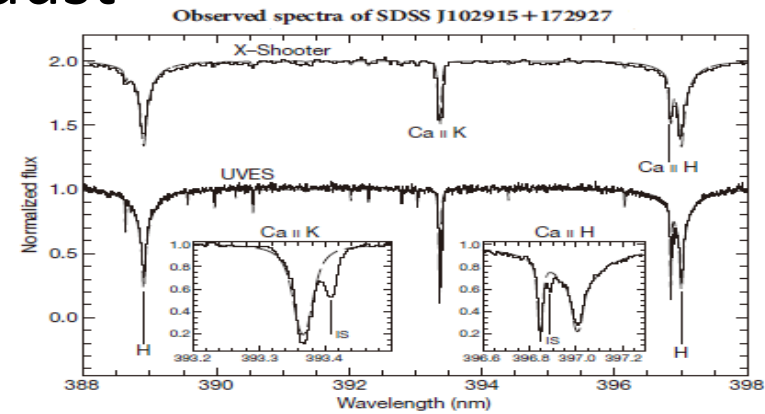
- With only metal-line cooling, T increases for $n > \sim 10^8 cm^{-3}$
- Fragmentation mass $\sim 10-100 M_{sun}$
- Dust is indispensable for low-mass star formation (unless formed as a satellite of the main star)

Recent discovery in support of the dust fragmentation theory

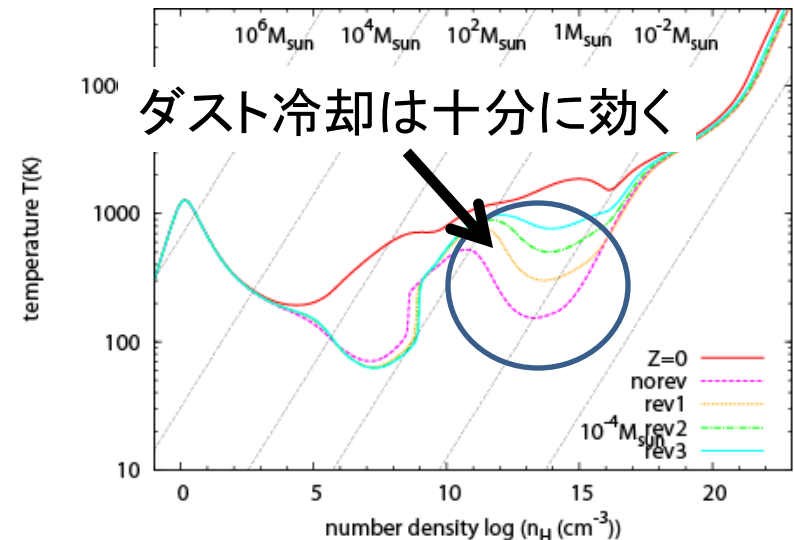
- cやOも含めた重元素量がこれまで見つかった中で一番少ない

$$Z = 4.5 \times 10^{-5} Z_{\text{sun}}$$

- ダスト理論ではOKだが、微細構造線理論では $D_{\text{trans}} < -3.5$ になって、駄目(そもそも後者では小質量星は出来ない)。



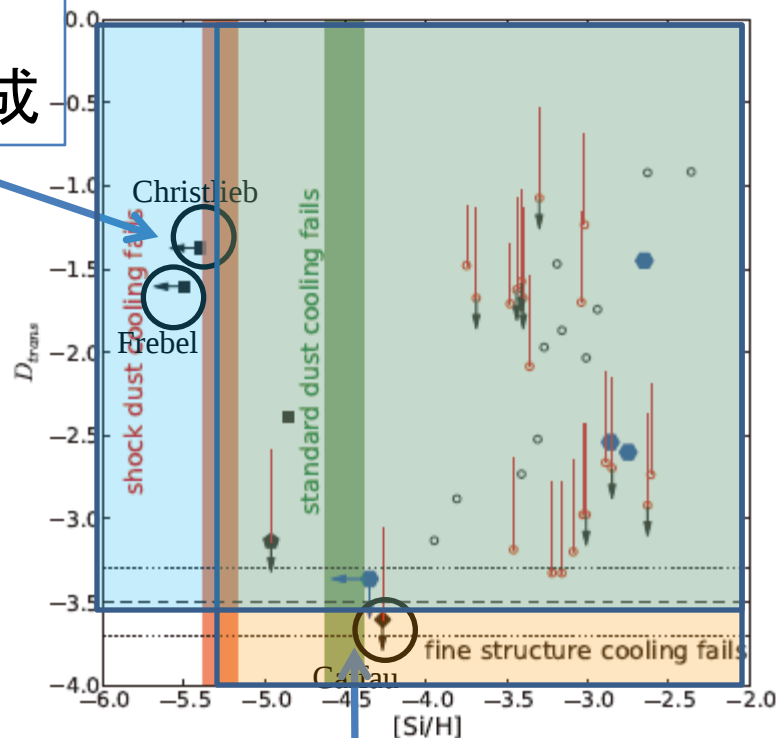
Caffau + 2011



さらに発展するfine-str. line 理論

Ji + 2013

これらは
fine-str. lineで形成

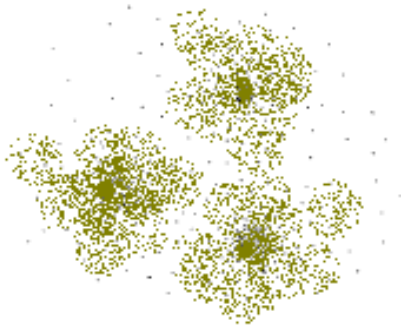


これはダスト冷却で形成。

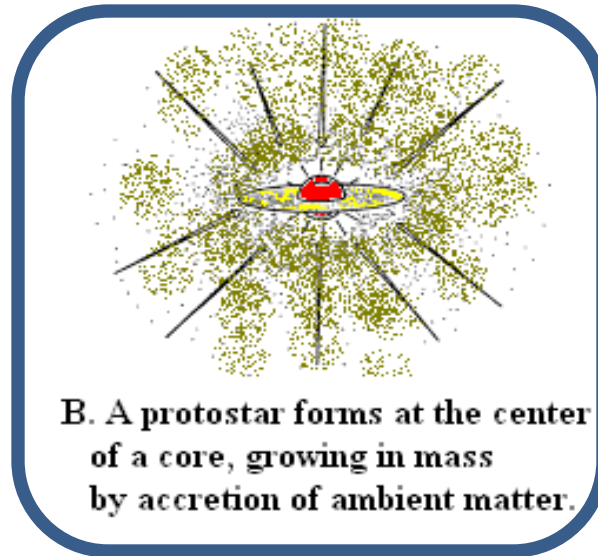
ただし彼らのモデルは
ダストがシリケイトを主成分とし、
炭素質のものは少ないと仮定

原始星の降着進化

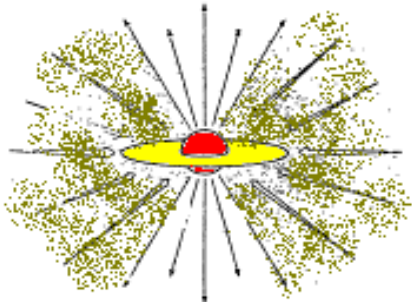
Shu, Adams & Lizano (1987)



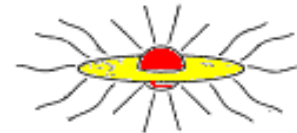
A. Dense cores form within molecular clouds.



B. A protostar forms at the center of a core, growing in mass by accretion of ambient matter.



C. A stellar wind breaks out, creating a bipolar flow

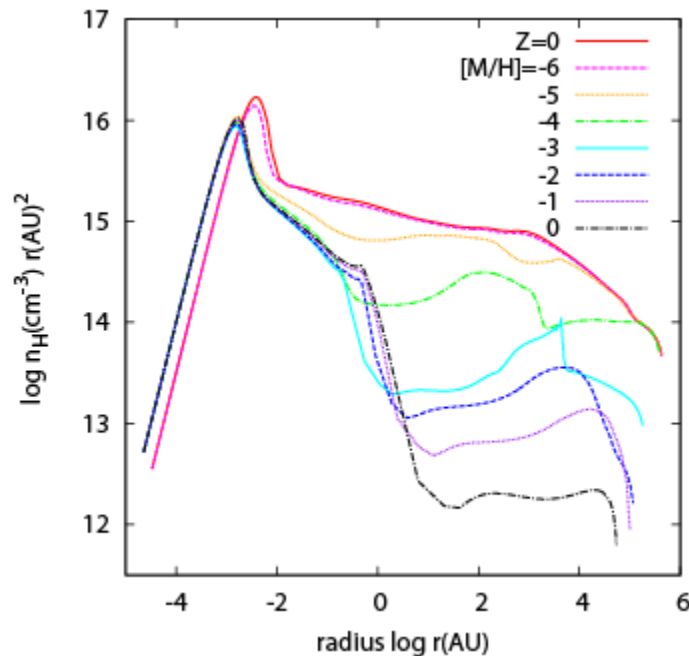


D. The infall terminates, revealing a newly formed star with a disk.

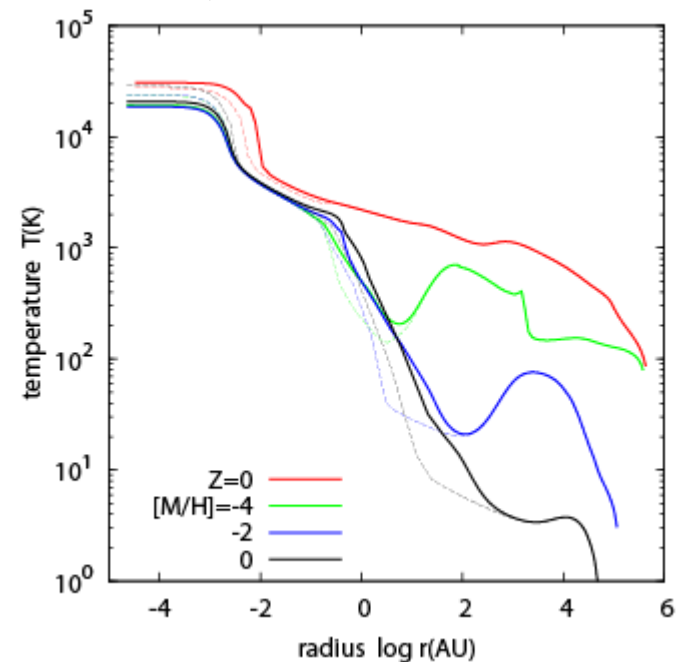
低金属度の原始星エンベロープ構造

大向、細川、吉田 2010

密度($\times r^2$)分布



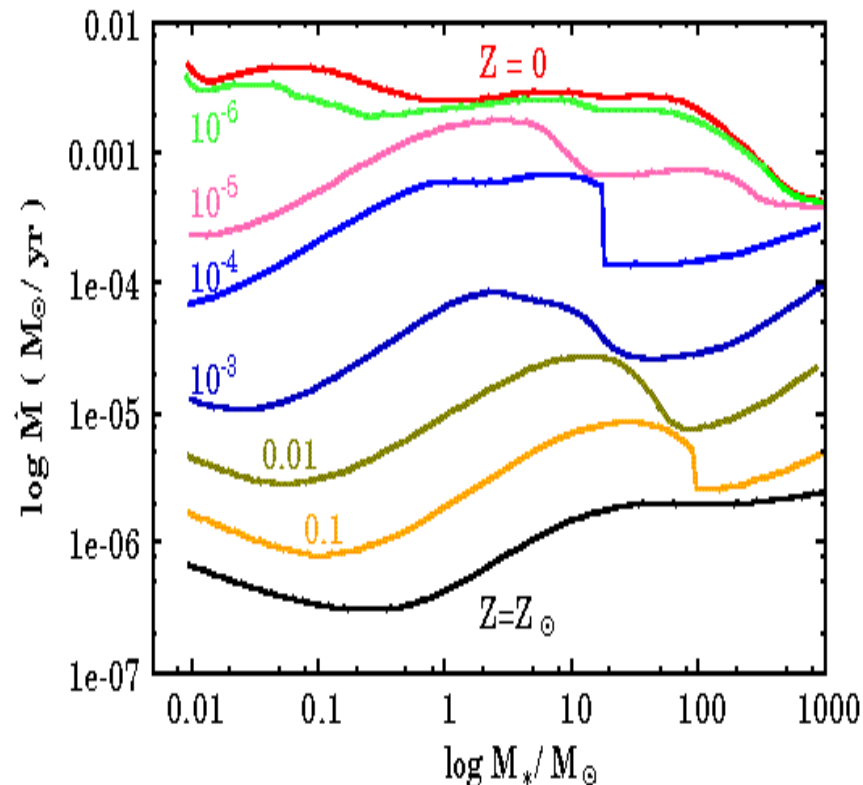
温度分布



>AUスケールでは、低金属度ほど高温、高密度となる
(←冷却剤の量が少なく高温となる
高温ガスの圧力に重力が抗して収縮するためには高密度となる)

低金属度星の降着率

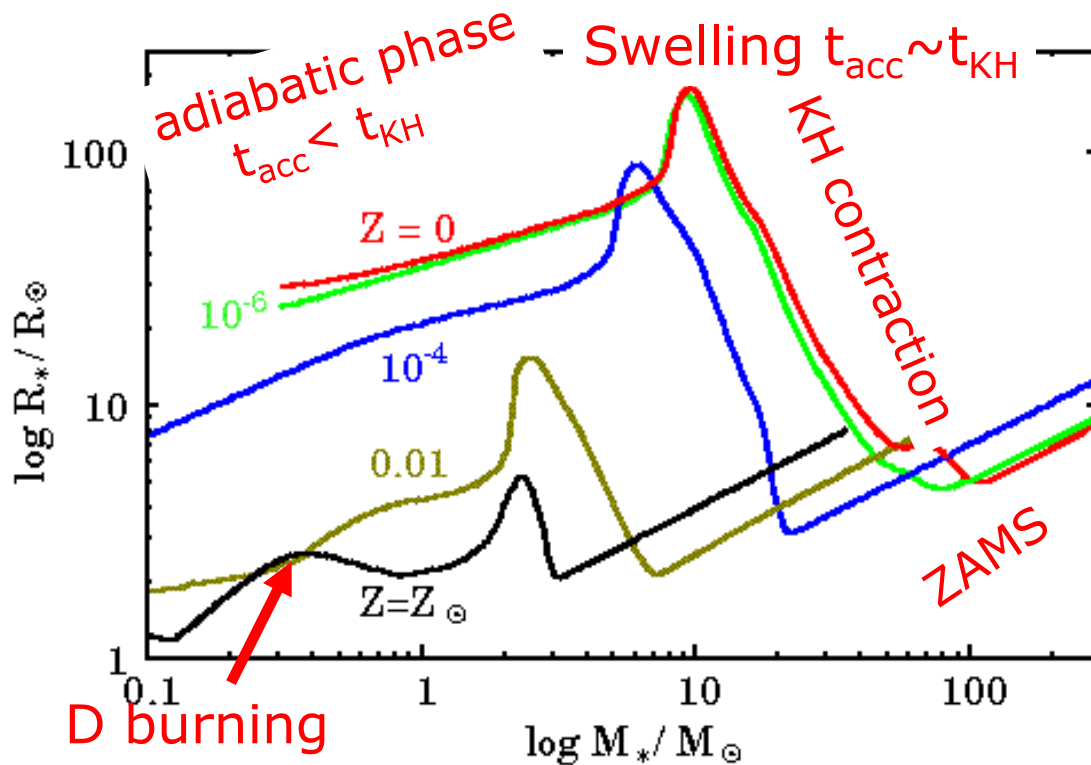
細川& 大向 2009



- 質量降着率
$$\frac{dM_*}{dt} \sim \frac{M_{\text{Jeans}}}{t_{\text{ff}}} \sim \frac{c_s^3}{G} \propto T^{3/2}$$
- 金属度が低いと
→ 星形成ガスの温度が高い
→ 原始星への降着率も高い

低金属度星の原始星進化

細川& 大向 2009



4つの進化段階:

1. Adiabatic phase
2. Swelling
3. KH contraction
4. Zero-Age Main Sequence (ZAMS)

Accretion time

$$t_{\text{acc}} = M_*/(dM_*/dt)$$

KH timescale

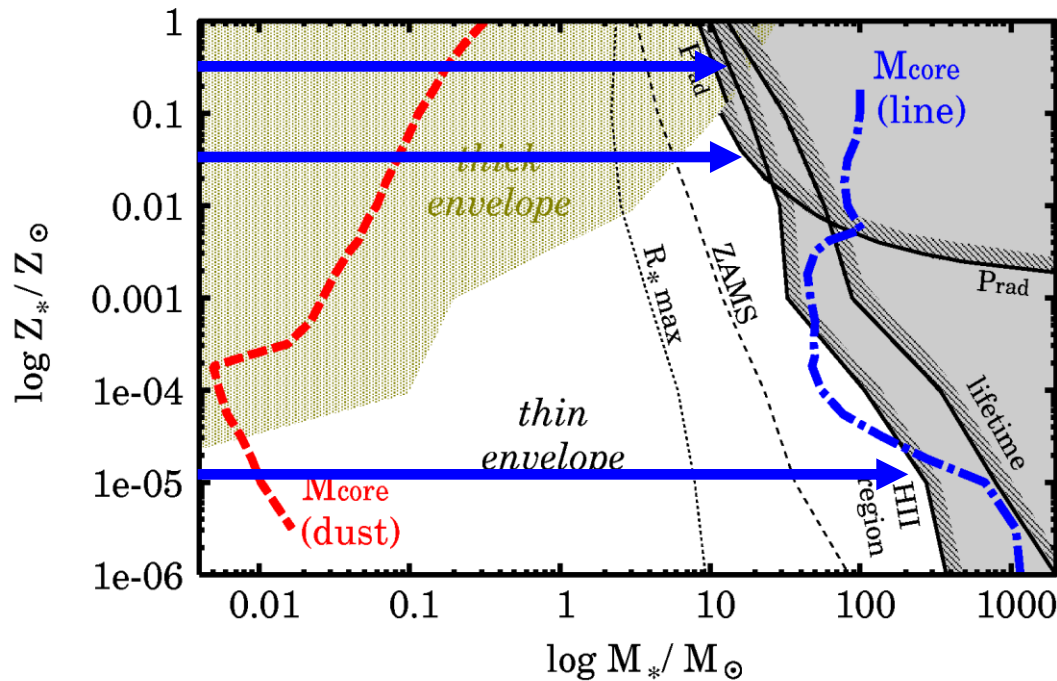
$$t_{\text{KH}} = (GM_*^2/R_*)/L_*$$

For lower metallicities (= higher accretion rate):

- ✓ Protostars have larger radii
- ✓ Protostars are more massive at the onset of H burning.

降着により成長できる 星の上限質量は？

球対称の場合



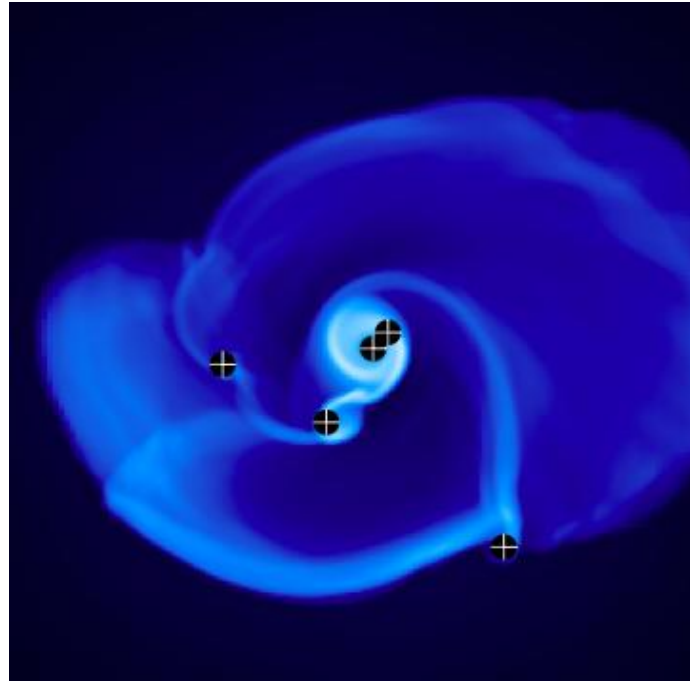
細川&大向 2009

低金属度ガスからの星形成
高い降着率
低いopacity
→フィードバック弱い
大きい上限質量

●ダストへの輻射圧による上限
> $0.01 Z_{\text{sun}}$; $10\text{-}40 M_{\text{sun}}$

●電離水素領域の膨張による上限
< $0.01 Z_{\text{sun}}$; $40\text{-}300 M_{\text{sun}}$

降着円盤が分裂して 小質量星の星団ができるか？

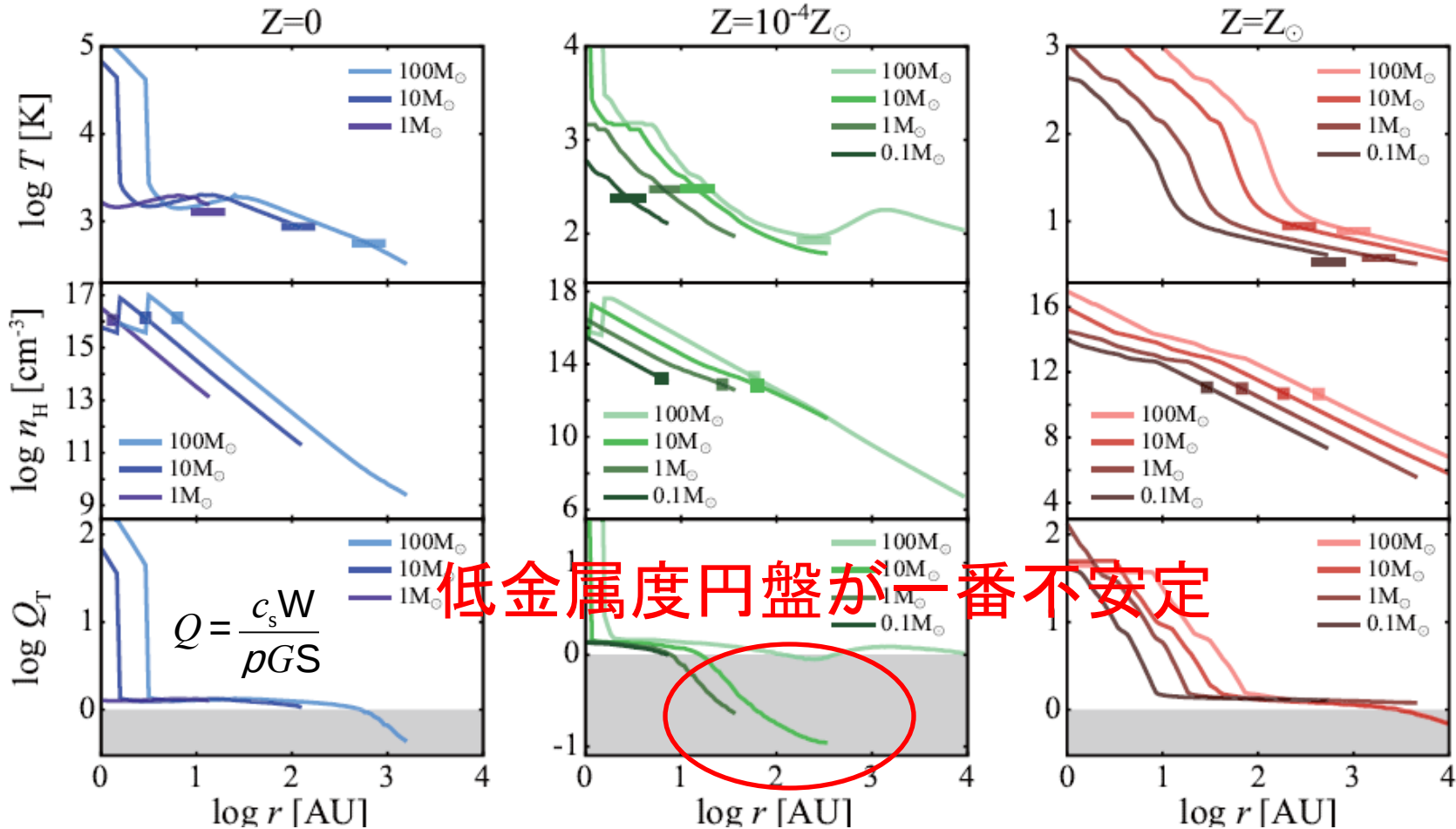


Kratter+10

円盤構造と金属度

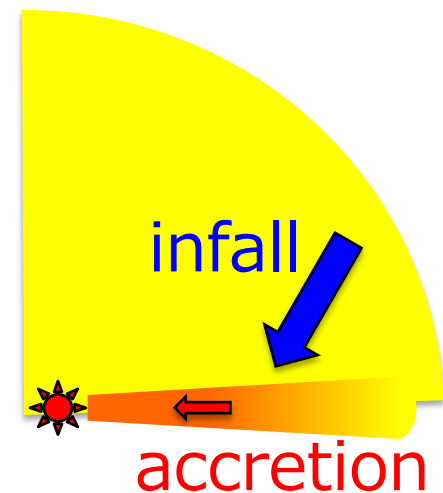
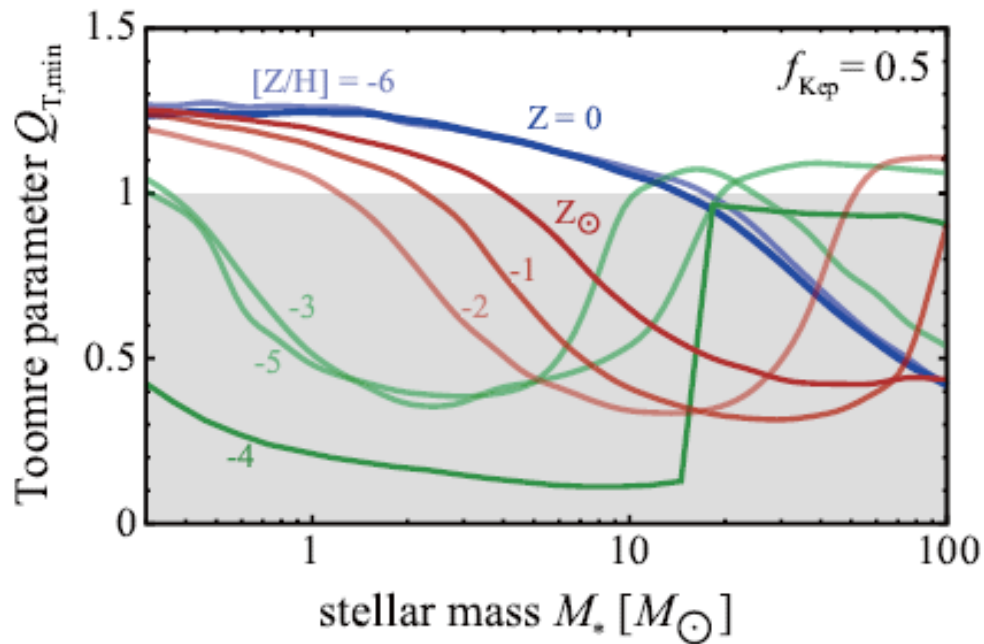
Tanaka & Omukai 2014

$f_{\text{Kep}} = \Omega / \Omega_{\text{Kep}} = 0.5$ とした



- 低金属度ガスの原始星円盤が最も不安定→たくさんに分裂
- 少しのダストがあると小質量星がたくさん出来るというシナリオを補強。

低金属度円盤が不安定な理由



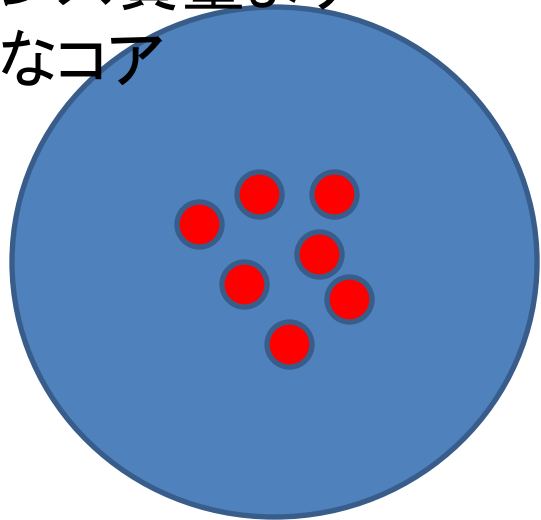
$$Q \sim \frac{c_{\text{s,disk}}^3/G}{c_{\text{s,core}}^3/G} \sim \frac{\rho_{\text{disk}}}{\rho_{\text{core}}} \frac{a_{\text{disk}}^3}{a_{\text{core}}^3} \frac{\Omega_{\text{core}}^3}{\Omega_{\text{disk}}^3} \sim \frac{\rho_{\text{disk}}}{\rho_{\text{core}}} \frac{a_{\text{disk}}^3}{a_{\text{core}}^3} \frac{1}{Q^3} \Rightarrow Q \sim \left(\frac{\rho_{\text{disk}}}{\rho_{\text{core}}} \frac{a_{\text{disk}}^3}{a_{\text{core}}^3} \right)^{3/2}$$

- ✓円盤は $T_{\text{disk}} < T_{\text{core}}$ のとき不安定
- ✓ダスト冷却は高密度で効くので、円盤はエンベロープより低温となる

原始星からの輻射加熱による 周囲のガスへの影響

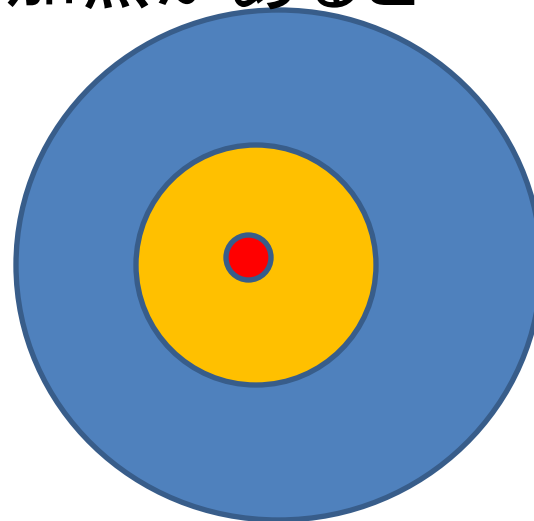
原始星による輻射加熱はその領域で形成される星のIMFに影響すると考えられている (Krumholz 2006)。

ジーンズ質量より
大きなコア

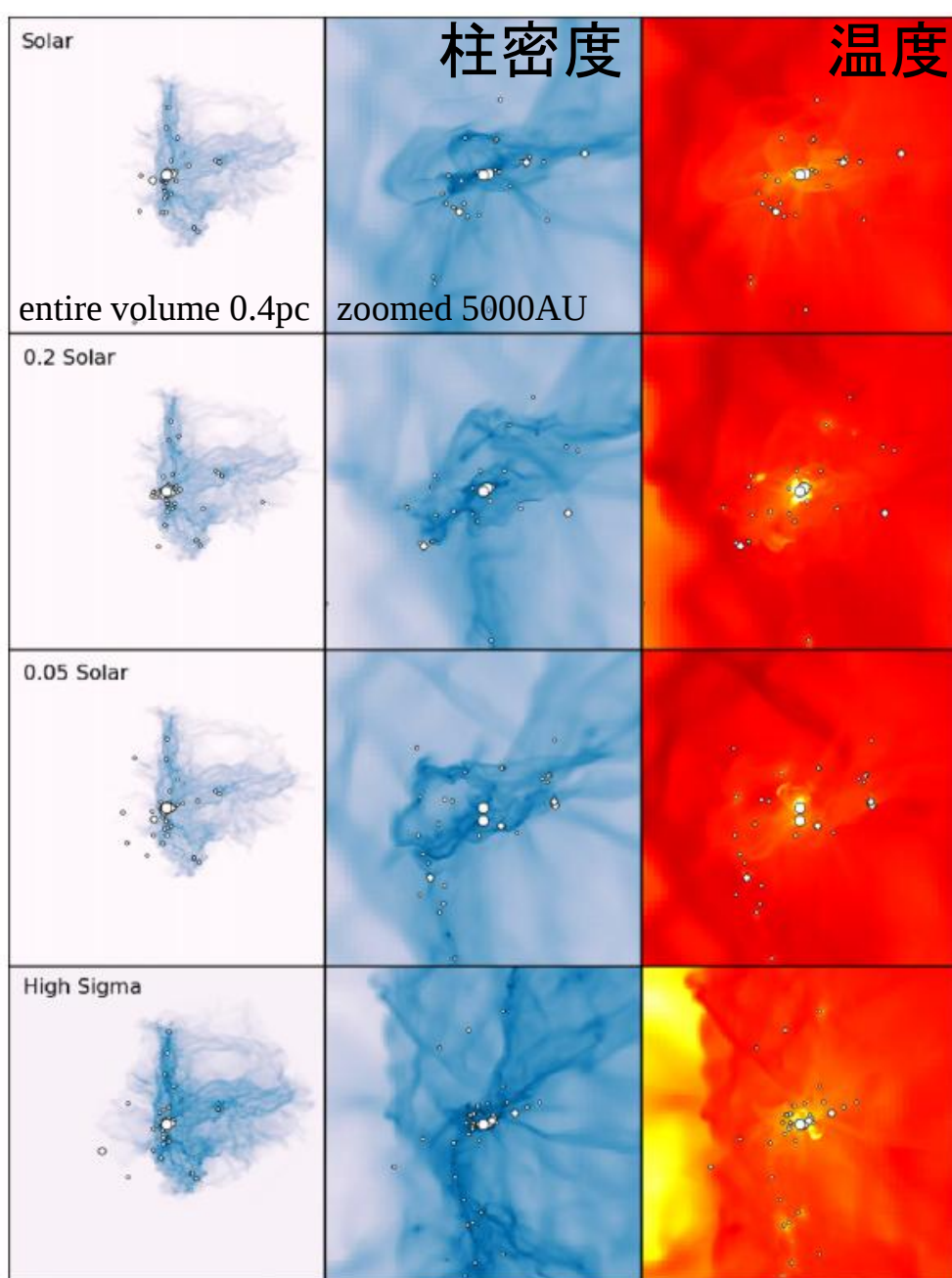


多数の小質量コアに
分裂しそうにおもえる

輻射加熱があると



原始星輻射による加熱のため、
周囲のガス中でのジーンズ質量が
増加し、分裂が抑制される。

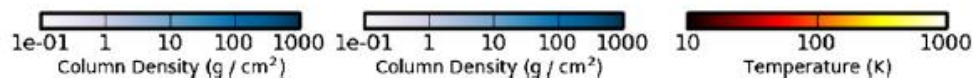


大質量形成領域的な条件
 $(300M_{\text{sun}})$ からの
 数値計算結果
 (Myers, Krumholz, Klein & McKee 2011)

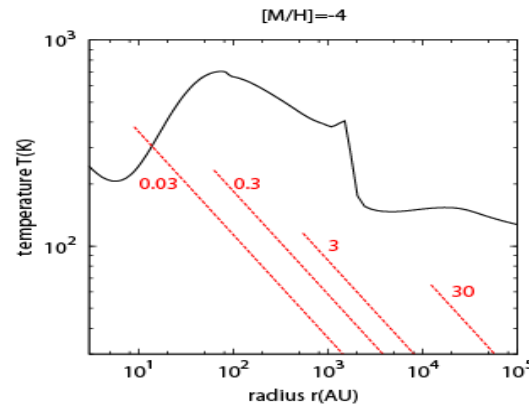
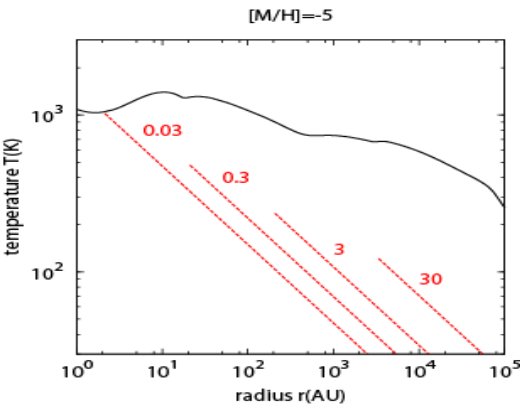
図は $0.5t_{\text{ff}}$ 後の状態
 (星になった質量の合計 $\sim 40M_{\text{sun}}$ 、
 中心星 $\sim 10M_{\text{sun}}$)

金属度が20倍違うにも関わらず、
 エンベロープの温度、密度構造はよく似ている。

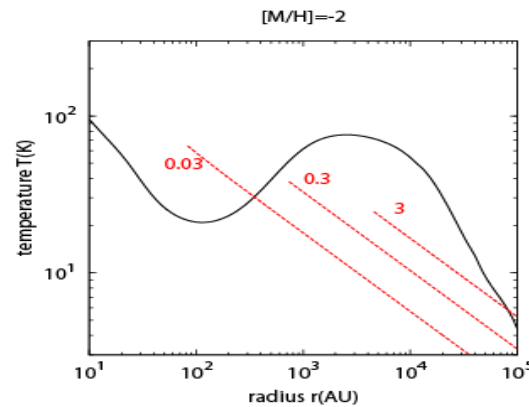
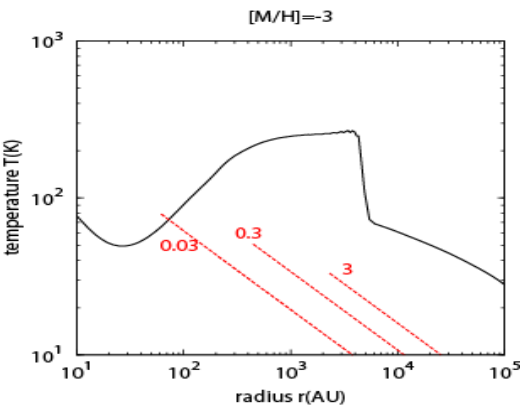
加熱率、冷却率ともにopacity (Z)
 に比例するので、平衡温度は Z
 によらなくなる。



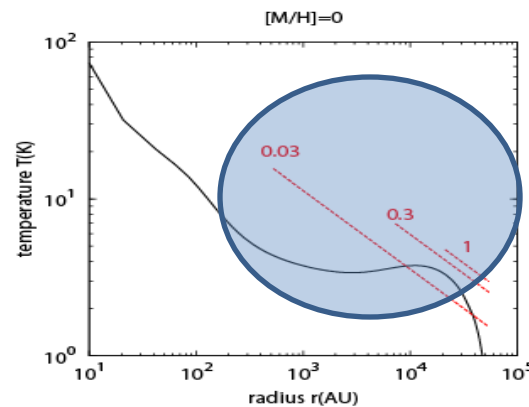
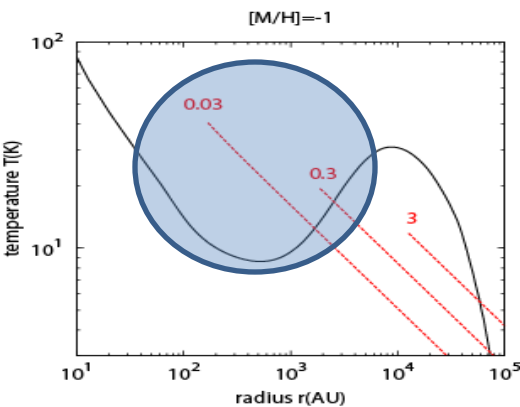
原始星からの輻射加熱の効果



もともとのガス温度(黒線)と
原始星輻射の加熱による
ダスト温度(赤線)
赤線の内端は希薄波の位置を示す。



•[M/H]<-2ではもともと温度が
高く加熱の効果は無視できる。
→エンベロップ温度は金属度に
依存



•[M/H] > -1では
(とくに初期に)原始星による
加熱は重要
→エンベロップ温度は金属度によ
らない

まとめ

低金属度ガスの熱進化について

微細構造線による冷却([CII], [OI])

- ✓ 低密度で重要、高密度($> \sim 10^5 \text{cm}^{-3}$)では効率が下がる。
- ✓ ジーンズ質量は $> 10 M_{\text{sun}}$ にしか下がらず、低質量クランプの形成はできない。
- ✓ この冷却が重要になると熱不安定性により星間媒質がclumpyな多相構造をもつようになる。

ダストの役割

- ✓ 表面反応による H_2 形成($> 10^{-4} Z_{\text{sun}}$)
- ✓ 熱輻射による冷却
高密度($> \sim 10^8 \text{cm}^{-3}$)で重要。
この冷却による分裂時にジーンズ質量は $\sim 0.1 M_{\text{sun}}$ となるので、低質量クランプの形成が可能。
- ✓ ダストによる分裂がおこる重元素量(臨界金属度)は $[Z/H]_{\text{cr}} \sim -5$ と低く、
現在見つかっている最も重元素が少ない低質量星の金属度($5 \times 10^{-5} Z_{\text{sun}}$)
とも整合的

まとめ

低金属度原始星の降着期の進化について

- ✓ 原始星形成後の降着率は重元素が多いほど小さくなる。
- ✓ そのため、形成される星の上限質量も重元素が多いほど小さくなると考えられる(まだ球対称定常での議論しかなされていない)。
- ✓ 原始星周囲の降着円盤は 10^{-5} - $10^{-3}Z_{\text{sun}}$ で特に不安定で多くの小さな塊に分裂すると思われる。これより重元素量が多い場合、少ない場合は比較的安定。
- ✓ 原始星エンベロープへの加熱は低金属度 $<10^{-2}Z_{\text{sun}}$ ではあまり重要ではない(ガスがもともとから高温なため)。一方、それより金属度が高いガスでは輻射加熱の効果によりエンベロープ温度は金属度によらなくなる。