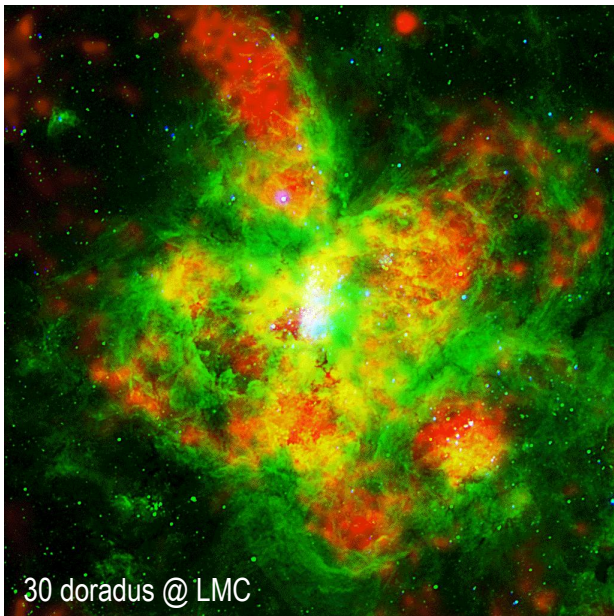
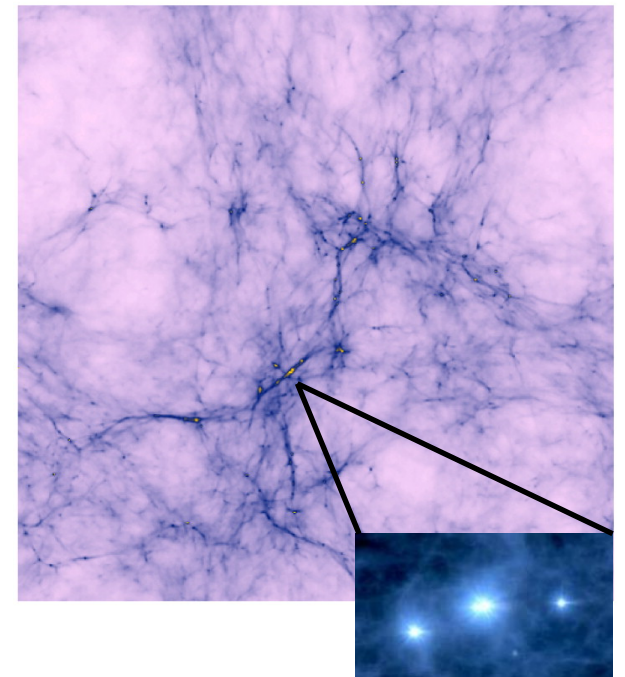


# 現在と初期宇宙 での星形成



細川 隆史  
(東京大学)



# 全体目次

## I. 銀河系での星形成

### 1. 低質量星( $\sim 1M_{\odot}$ )の形成過程 (normal case)

標準形成シナリオと前期/後期段階の概念

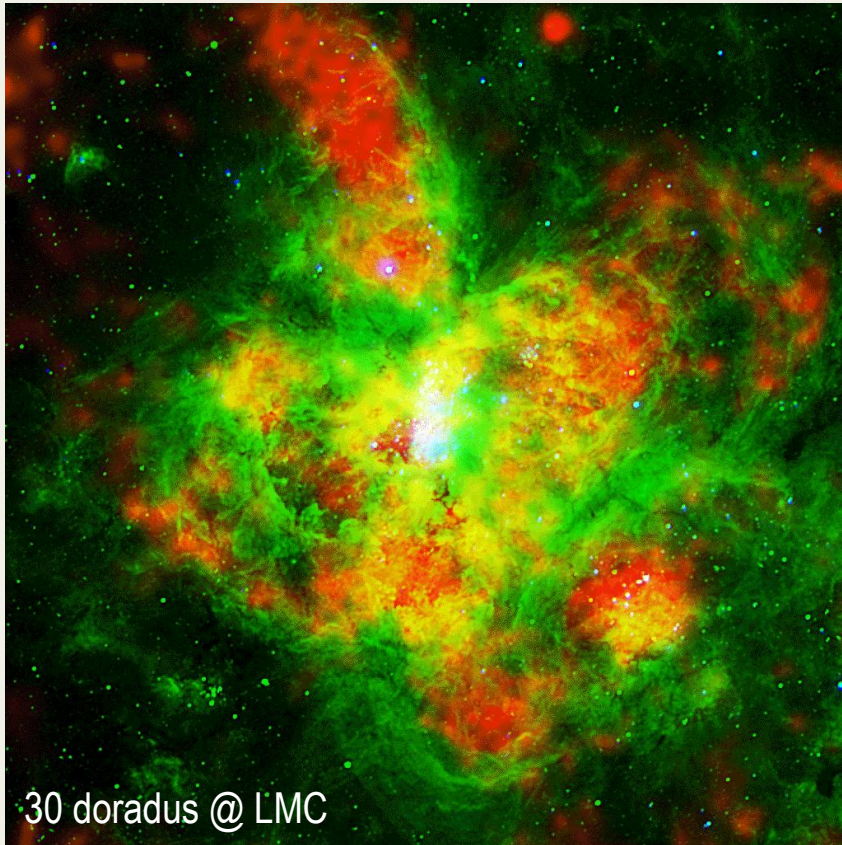
### 2. 大質量星( $> \sim 10M_{\odot}$ )の形成過程 (extreme case)

形成不可能問題と解決策

## II. 初期宇宙での星(初代星/ファーストスター)形成

- 前期/後期段階: 銀河系との類似点と相違点
- 典型的な星質量はいくらか?
- 観測可能性の展望と銀河系の星形成との関わり

# I. 銀河系での星形成

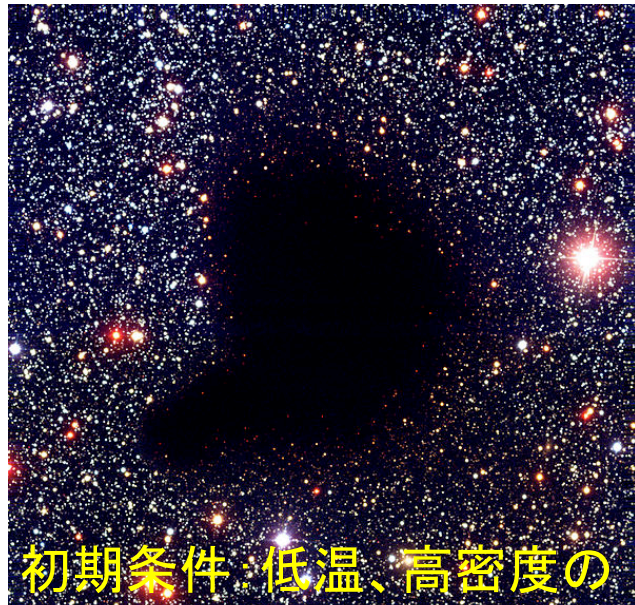


銀河系では無数の星が日々生まれている

いったいどうゆう過程で星は生まれるのか？  
星の質量による違いはあるのか？

# 星( $\sim 1M_{\odot}$ )形成

最初と最後の方の姿はわりとよく観測からわかっている

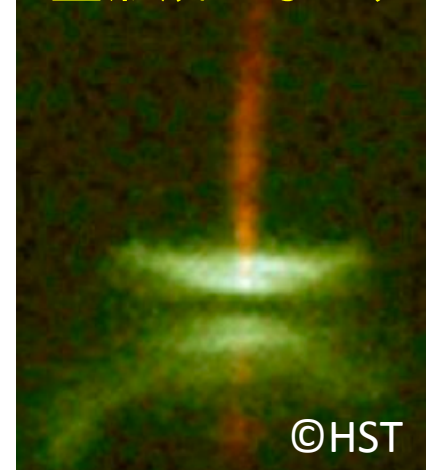


この間の星形成過程  
はガス雲に深く埋もれ  
ていて観測困難

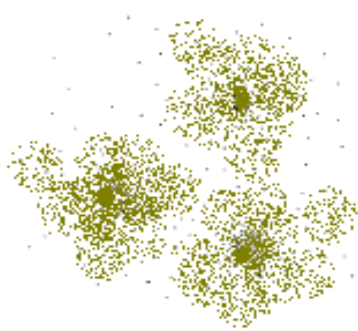
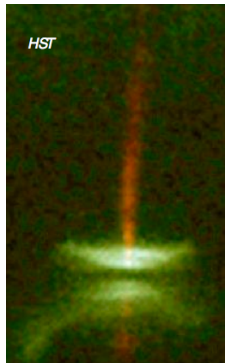
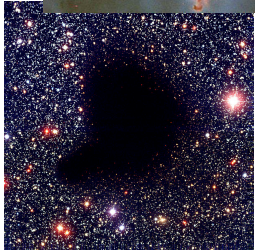


“星形成のなごり”

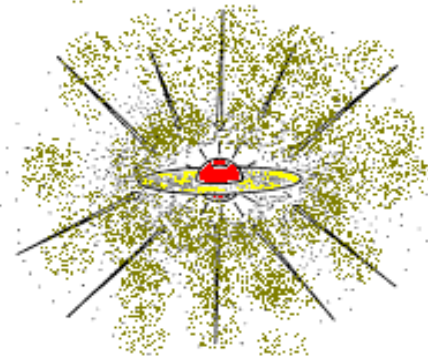
この間をつなぐ形成シナリオ  
を示すのが理論の役割



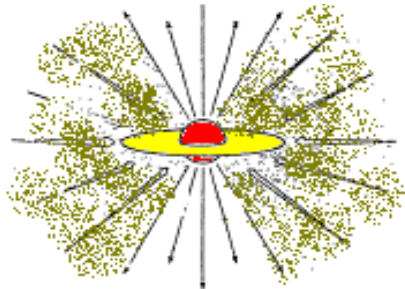
# 星形成の標準シナリオ



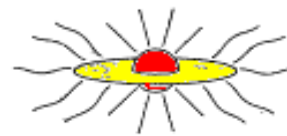
①分子雲中の高密度部分  
(~太陽質量)の重力崩壊



② 原始星の形成と  
原始星への質量降着

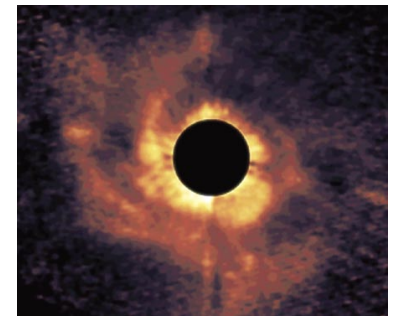


③星からのフィードバック  
による降着の終了



④降着円盤の残骸で  
惑星系形成へ

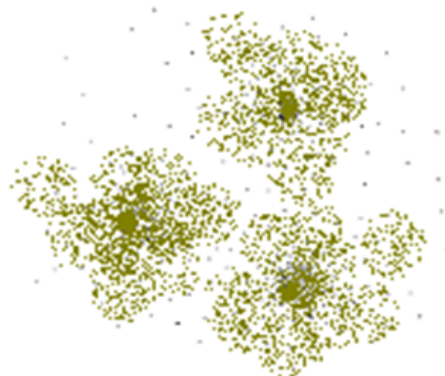
林, Larson, Shuら  
により80年代に確立



①の後半から③の前半までの観測がとても少ない = 理論の出番  
①: 前期段階、②③: 後期段階 (力学平衡にある星ができる以前と以後)

# 前期段階 (重力収縮期)

どのような条件下でガス雲の重力収縮が起こるか？


$$\text{ジーンズ質量: } M_J = K \frac{c_s^3}{G^{3/2} \rho^{1/2}}$$

(球対称)

状態方程式:  $P \propto \rho^\gamma$  とすると、 $T \propto \rho^{\gamma-1}$

$$M_J \propto \rho^{(3\gamma-4)/2}$$

$\gamma < 4/3$ :  $\rho \uparrow \Rightarrow M_J \downarrow$ ; 不安定  $\rightarrow$  collapse

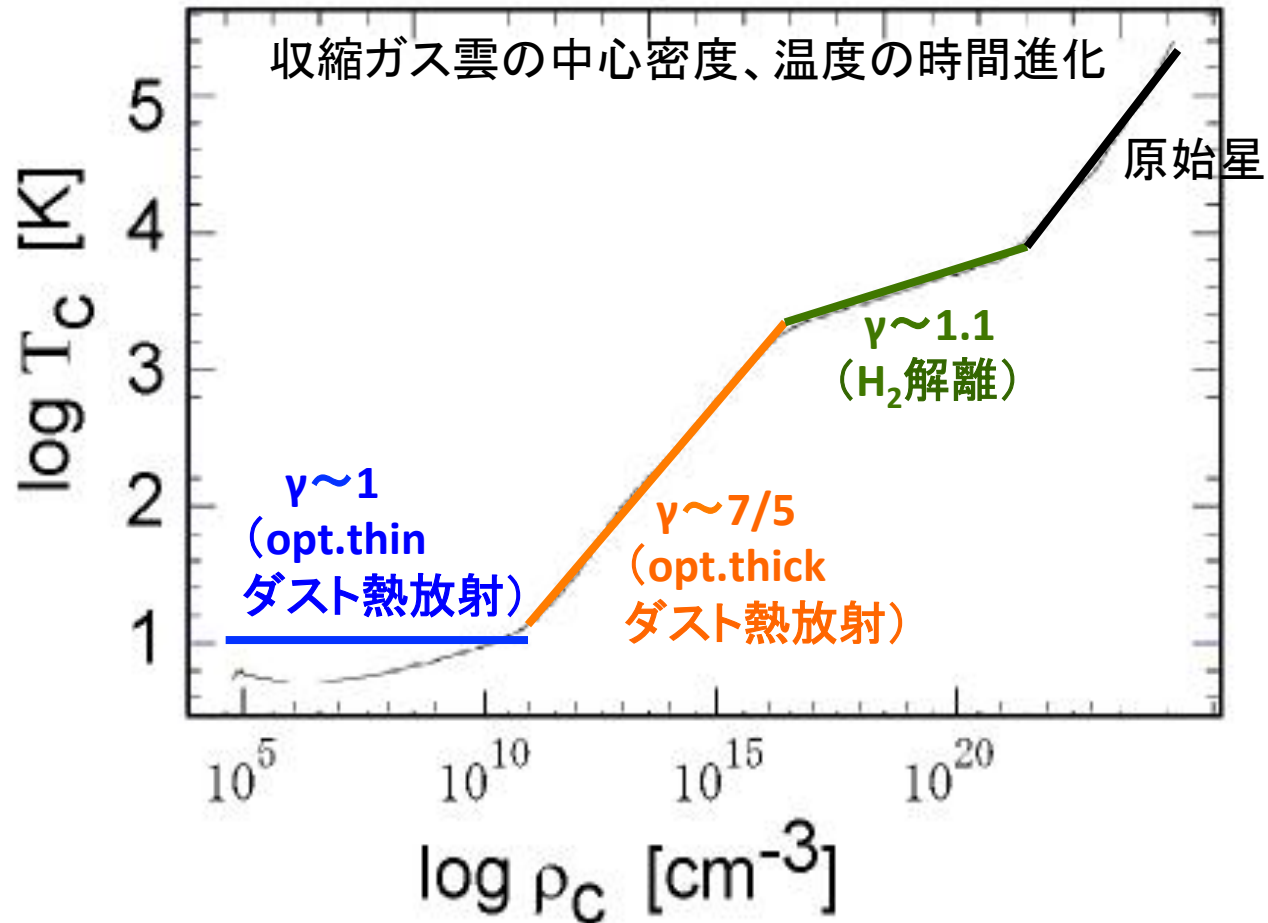
$\gamma > 4/3$ :  $\rho \uparrow \Rightarrow M_J \uparrow$ ; 安定

$\gamma = 4/3$  が critical

状態方程式( $\gamma$ ) は 輻射輸送+内部熱過程(化学反応) により決まる。

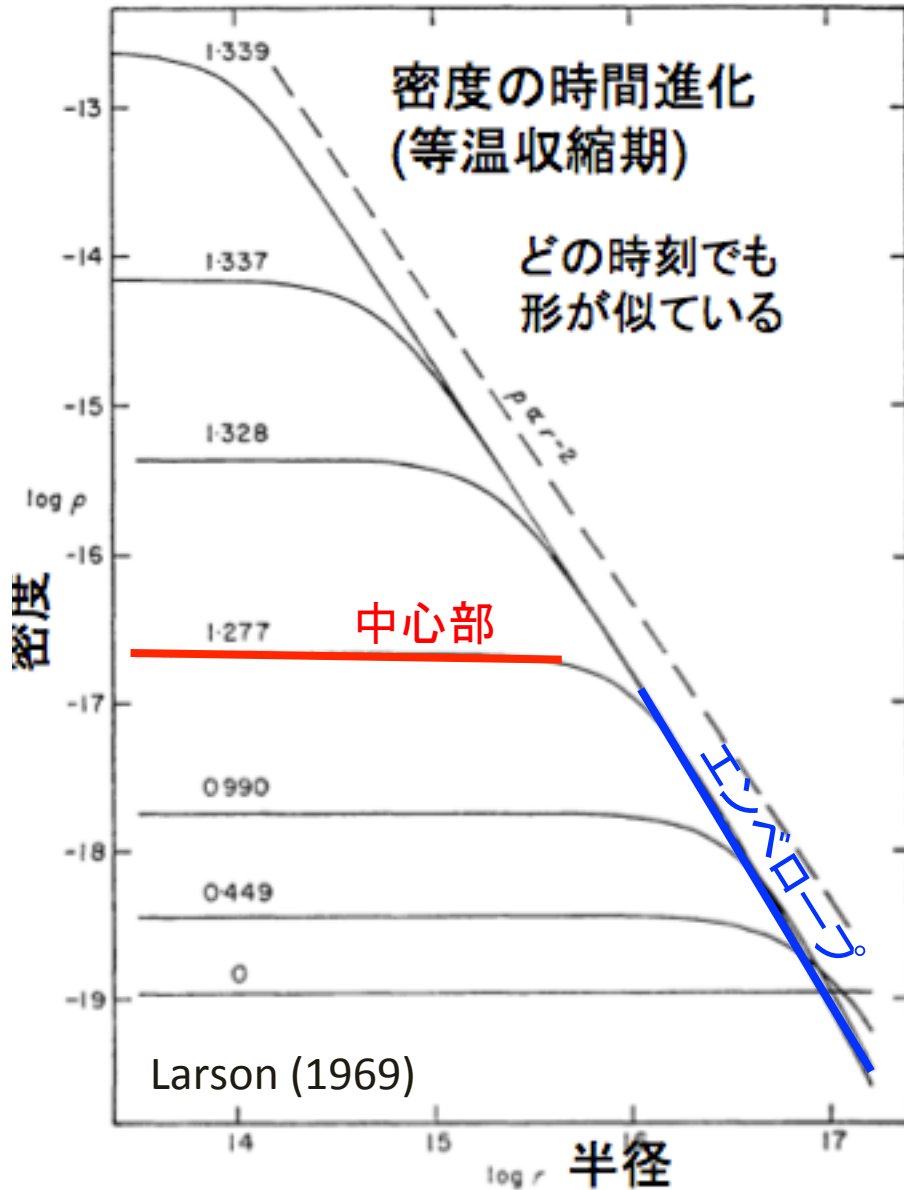
# ダスト放射冷却による崩壊

ガス粒子は $\mu\text{m}$ サイズのダスト粒子とひんぱんに衝突し、同温度になっている。  
ダスト粒子が熱放射して冷えると、ガスも冷却



第一収縮  $\rightarrow$  第一コア  $\rightarrow$  第二収縮  $\rightarrow$  原始星  
 $\gamma \sim 1$  ( $< 4/3$ )  $\quad \gamma \sim 7/5$  ( $> 4/3$ )  $\quad \gamma \sim 1.1$  ( $< 4/3$ )

# Run-away collapse



密度ほぼ一定の中心部分  
+  
そのまわりのエンベロープ部分( $\rho \propto r^{1/2}$ )

の構造を維持しつつ中心部の密度上昇

一様中心部の質量～ジーンズ質量

$$M_J \propto \rho^{(3\gamma-4)/2} \quad \gamma \sim 1$$

$\rho$ ↑とともに中心部の質量は減少

崩壊する中心部から見ると、周囲を置き去りにして崩壊が進むように見える

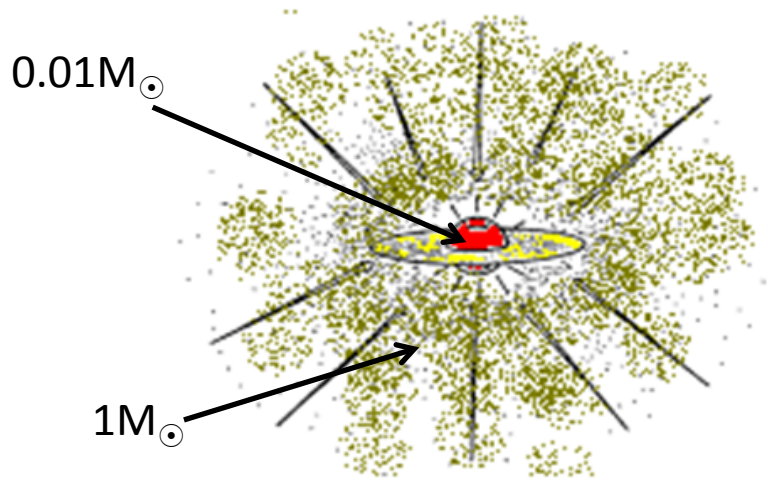


# 後期段階(質量降着期)

密度が0.01g/ccまで上がるとダスト冷却が効かなくなって崩壊が止まる

→ 星の赤ちゃん: 原始星の誕生

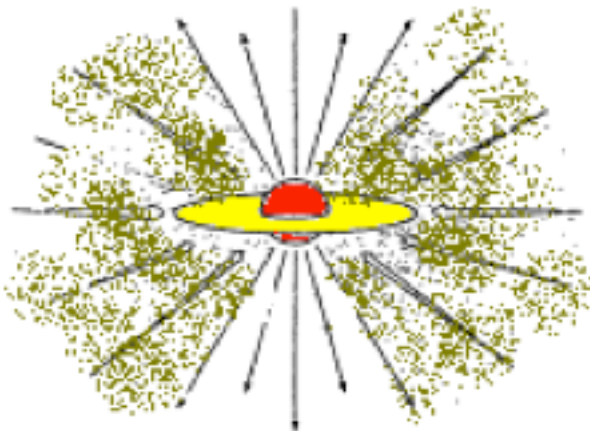
このとき、原始星質量 $\sim 0.01M_{\odot}$ 、周囲のエンベロープ質量 $\sim 1M_{\odot}$



原始星への降着率:

$$\dot{M} \sim \frac{M_J}{t_{ff}} = \frac{c_s^3}{G} \sim 2 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{yr} \left( \frac{T}{10K} \right)^{3/2}$$

Myrていどで星質量は $\sim 1M_{\odot}$ まで増加

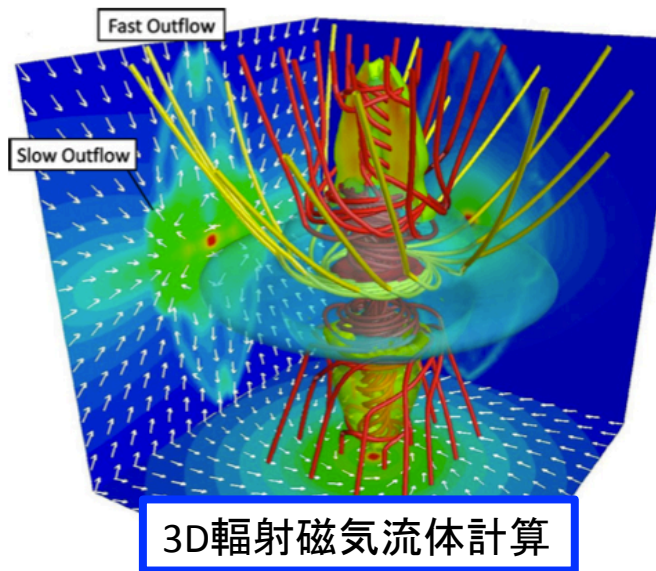


最終的には降着しつつある星からのフィードバック  
(アウトフローの噴出など)によって降着が止まり、  
星の質量が決定

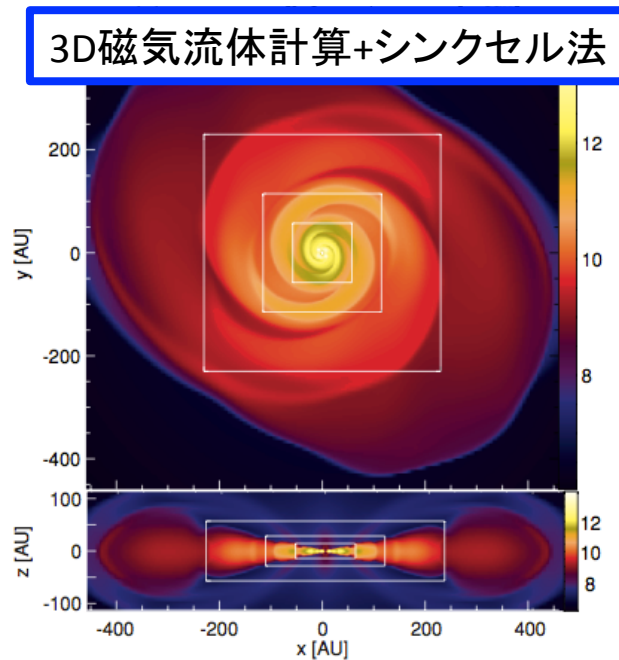
アウトフロー噴出 ← 磁場の効果  
(昨年度の町田さんの講演参照)

# Theory: Now & Then

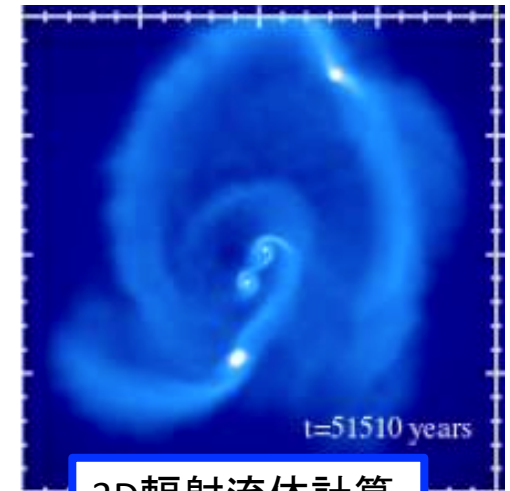
より現実的(+回転、磁場、輻射)、長期間、高解像度の数値シミュレーションがすすむ。日本人研究者の貢献大



富田+(2010,13): 前期段階  
ジェット、アウトフロー噴出



町田+(2010他): 後期段階  
原始星形成後の星周円盤形成

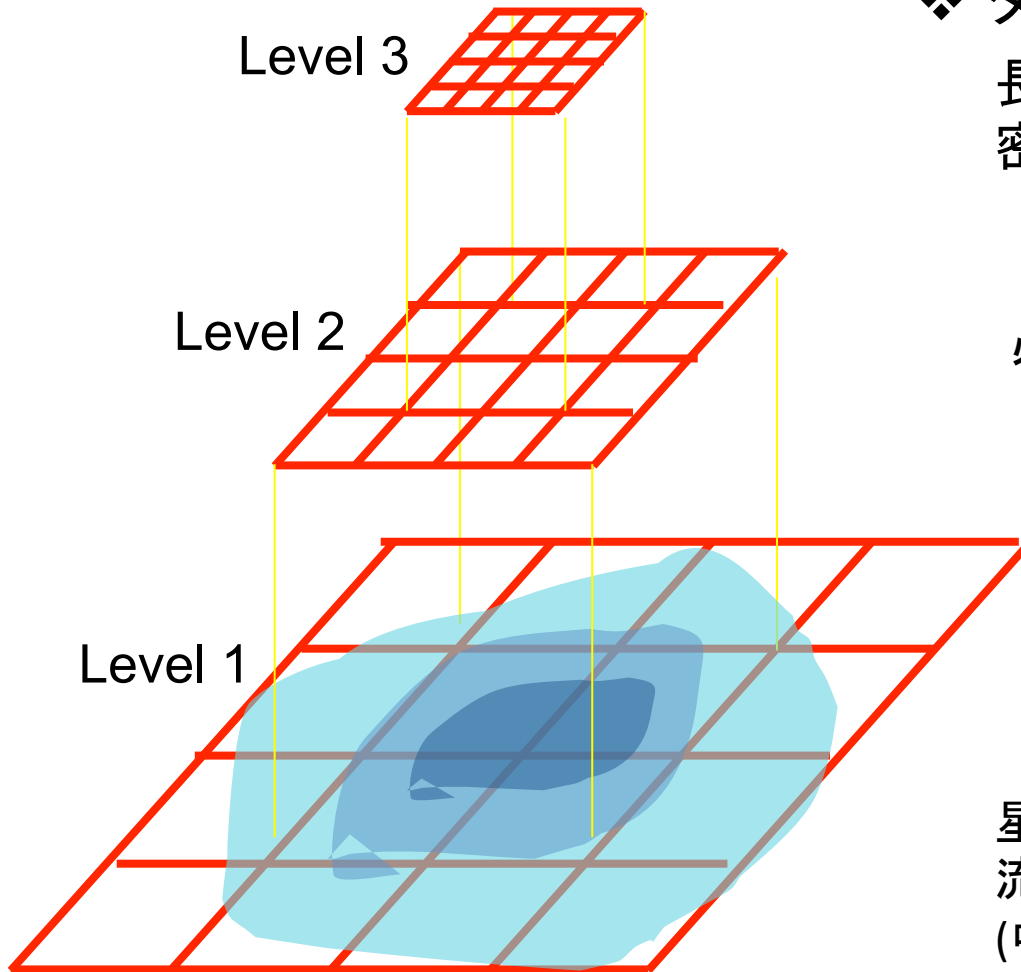


塚本+(2013他): 後期段階  
円盤形成と分裂  
→惑星形成へ

※主系列星誕生まではまだ長い道のり (これまで計算されている進化の10-100倍の時間)

# 星形成の数値シミュレーション

Adaptive meshの概念図



❖ ダイナミックレンジが非常に大きい。

長さ:  $0.1\text{pc} \rightarrow 1 R_{\odot}$  ; 6桁

密度:  $10^{-19}\text{g/cc} \rightarrow 10\text{g/cc}$  ; 20桁



必要なところだけ高空間分解能を実現  
(Adaptive mesh法、SPH)

❖ 時間スケールの違いはより深刻

ガス雲の自由落下時間:  $10^{5-6}$ 年

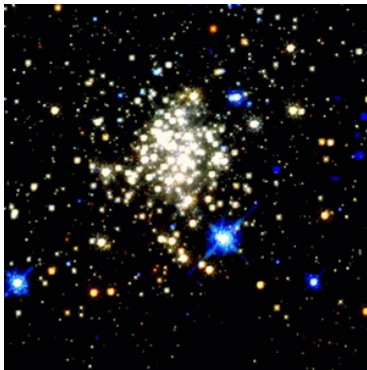
太陽表面現象の時間: 秒~分

星ができた後は星のごく近傍および内部を  
流体計算で同時に追うことは不可能  
(中心部はsinkなどに置き換えて回避)

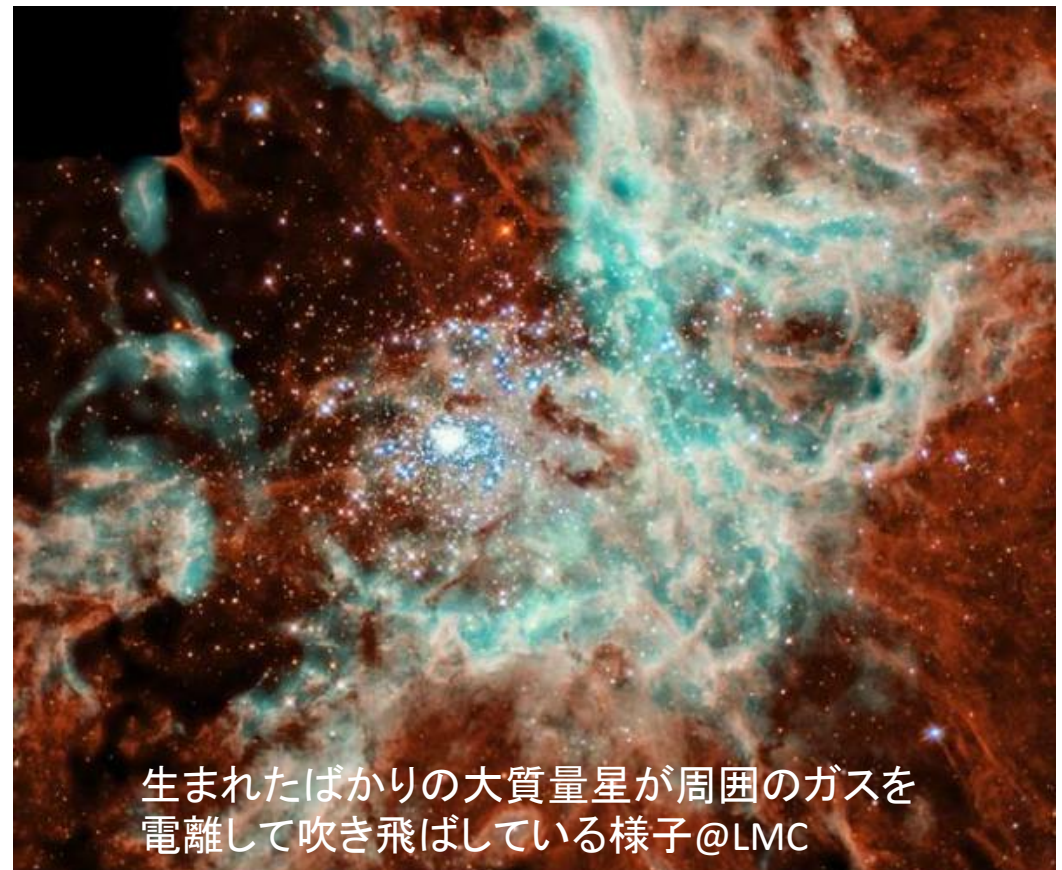
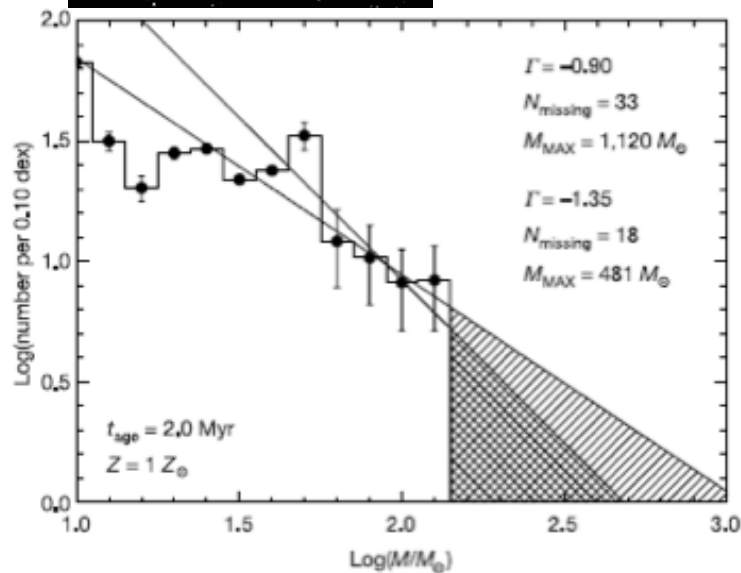
さらに、自己重力流体、磁場、輻射、化学/核反応などさまざまな物理過程が効く

# 大質量星 ( $>10M_{\odot}$ )

- OB型星: 極めて少数。最大 $150M_{\odot}$ まで(これ以上はなぜかない)
- 超新星爆発, 電離領域膨張などのfeedbackにより星間物質循環を支配
- 数が少ないので観測が難しい → 形成過程はじめ、いろいろ謎



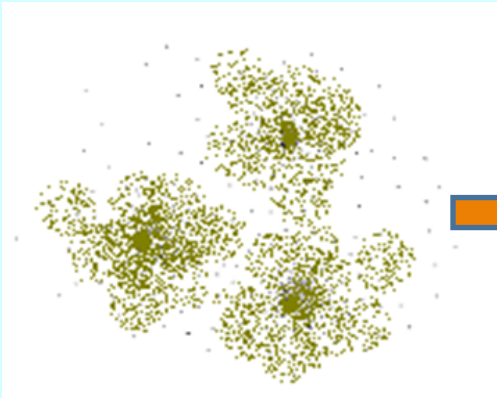
Arches星団と  
そのIMF



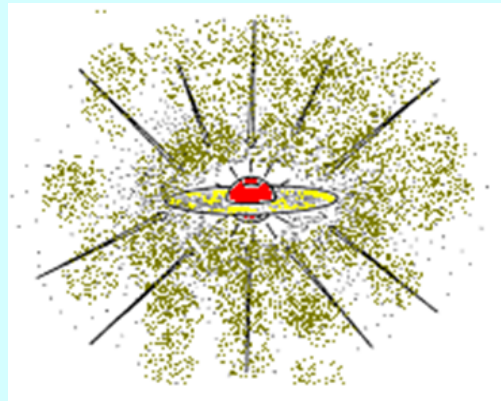
# 大質量星の形成問題

## 星形成の基本シナリオ

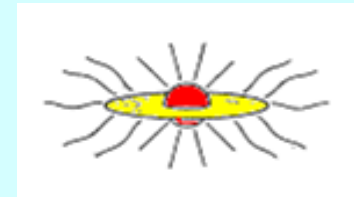
① 分子雲コアの  
重力崩壊



② 原始星の形成、  
原始星への質量降着



③ 降着の終了と  
星の誕生



**輻射圧障壁:** 後期段階(質量降着期)に原始星へのガス降着が輻射圧バリアにより跳ね返されてしまう

# 大質量星形成の問題点

大質量星には "barrier" がある

## 輻射圧バリア

降着流中のダストにはたらく輻射圧により降着が止められる

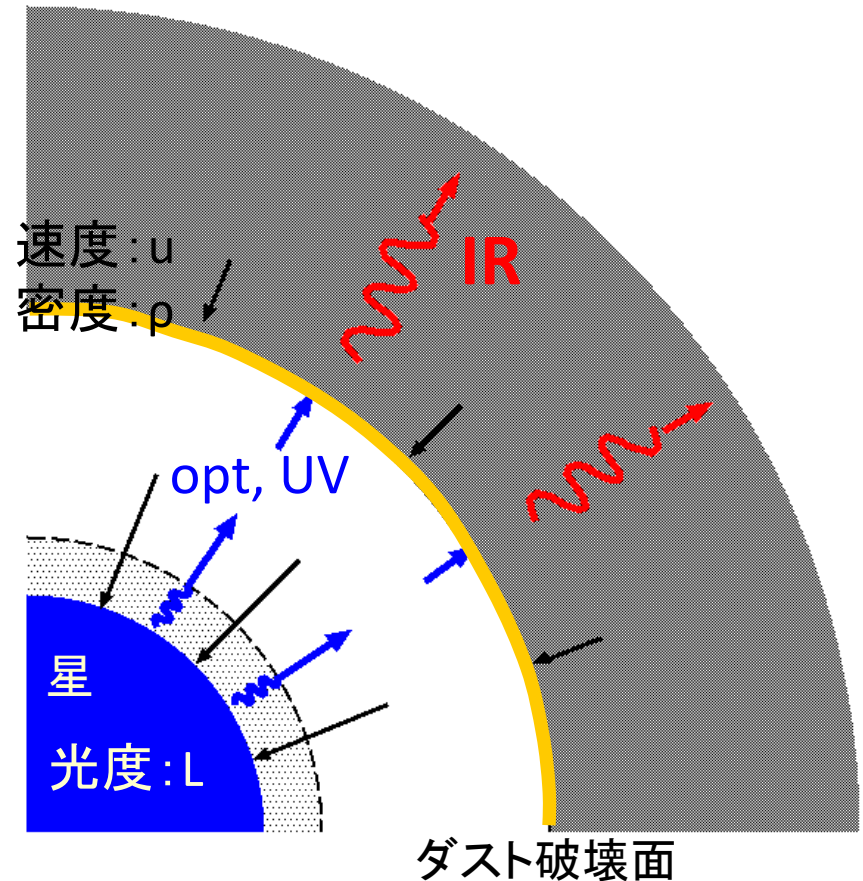
星からの輻射 (opt., UV) の大半がダスト破壊面で一度に吸収

$$\text{輻射圧: } \frac{L}{4\pi r^2 c} \quad \text{ラム圧: } \rho u^2$$

$$\text{降着できる条件: } \rho u^2 > \frac{L}{4\pi r^2 c}$$

これと連続の式  $\dot{M} = 4\pi r^2 \rho u$  を用いて

$$\dot{M} > \frac{L}{cu}$$



# バリアを破るには

低質量星の場合の降着率:

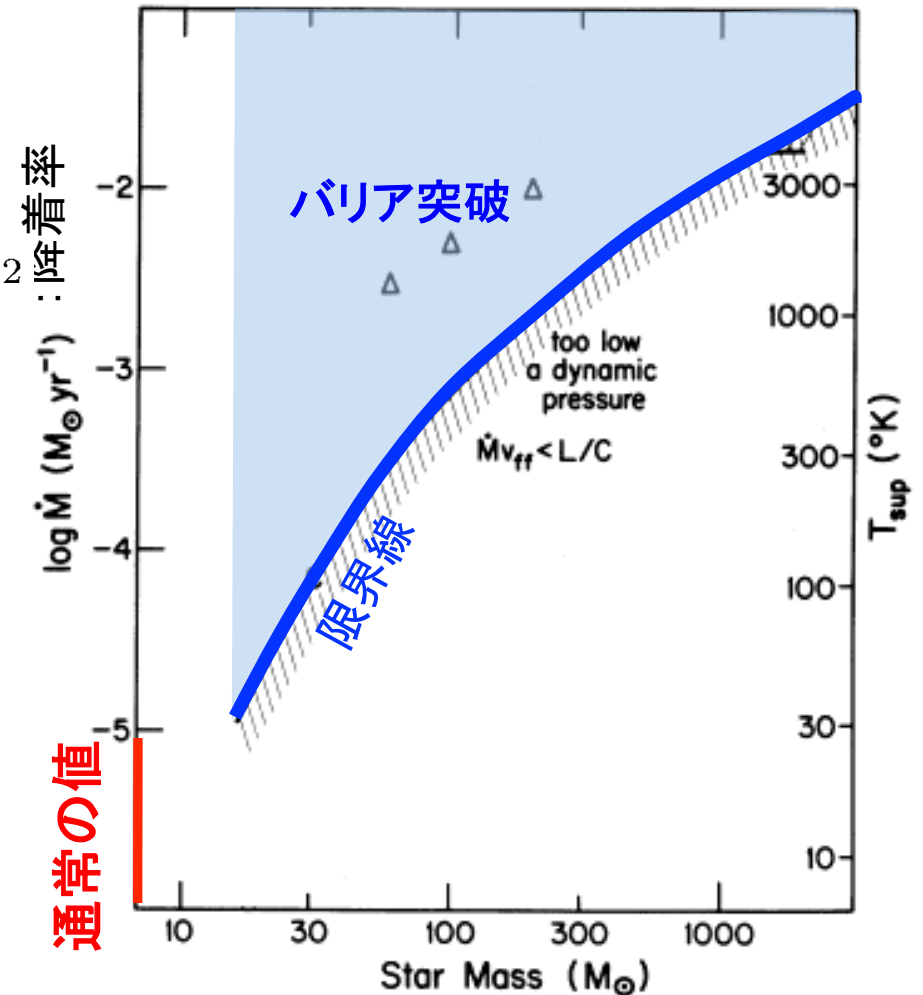
$$\dot{M} \sim \frac{M_J}{t_{ff}} = \frac{c_s^3}{G} \sim 2 \times 10^{-6} M_\odot/\text{yr} \left( \frac{T}{10K} \right)^{3/2}$$

これではバリアを突破できない

ただし、降着率が大きければ  
問題ない

そもそも大質量星形成の時の  
降着率はこの値でよいか？

降着率と星の上限質量



形成可能質量

Wolfire & Cassinelli (1986)

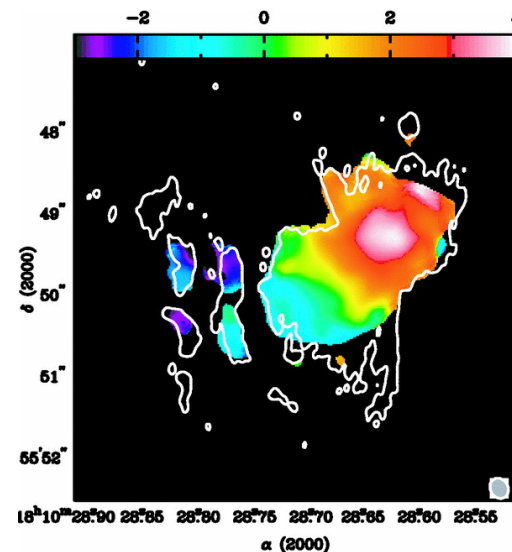
# 観測は大降着率を支持

## ❖ 大質量原始星への降着率を観測的に見積もる

➤ **Infall motion** (e.g., Sollins et al. 05, Beltran et al. 06)

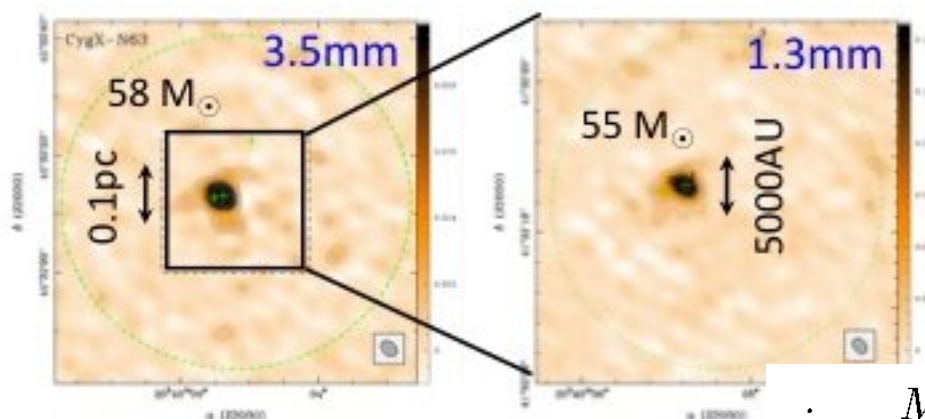
分子輝線/再結合線 profile  $\Rightarrow$  infall motion  
 $\Rightarrow$  **降着率**

大降着率 ( $> 10^{-4} M_{\odot}/\text{yr}$ ) を示唆



## ❖ 初期条件を観測的に探る

Bontemps et al. 10



mm波=低温ダスト観測

大質量分子雲コア  
 ( $M_{\text{core}} \gg M_{\text{jeans}}$ )

(c.f. 低質量星形成:  $M_{\text{core}} \sim M_{\text{jeans}}$ )

$$M_{\text{core}} \sim 100 M_J$$



$$\dot{M} \sim \frac{M_{\text{core}}}{t_{\text{ff}}} \sim 100 \frac{c_s^3}{G} \sim 2 \times 10^{-4} M_{\odot}/\text{yr} \left( \frac{T}{10 \text{ K}} \right)^{3/2}$$



# 数値simulationの進展

観測される大質量ガス雲が初期条件

Krumholz et al. '07, 09: 3次元輻射流体計算

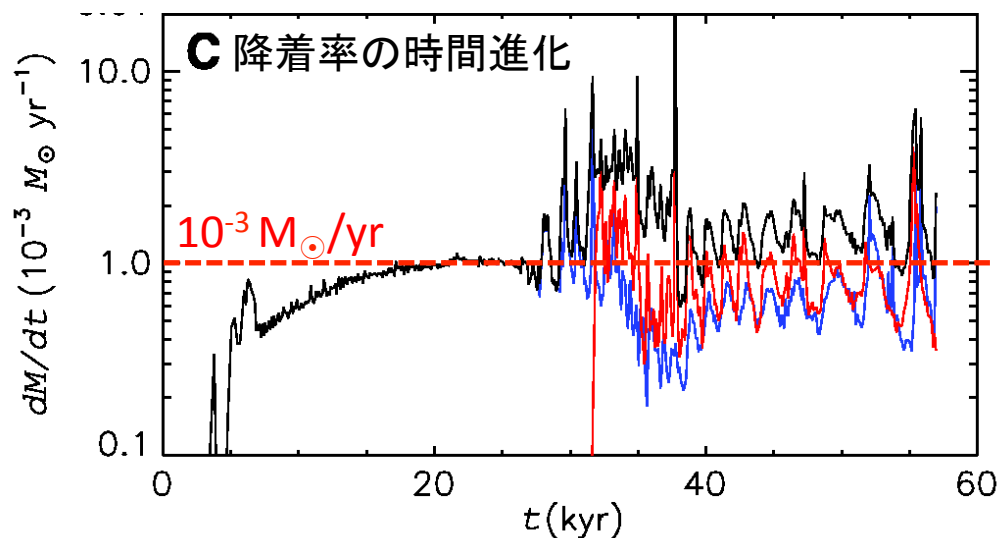
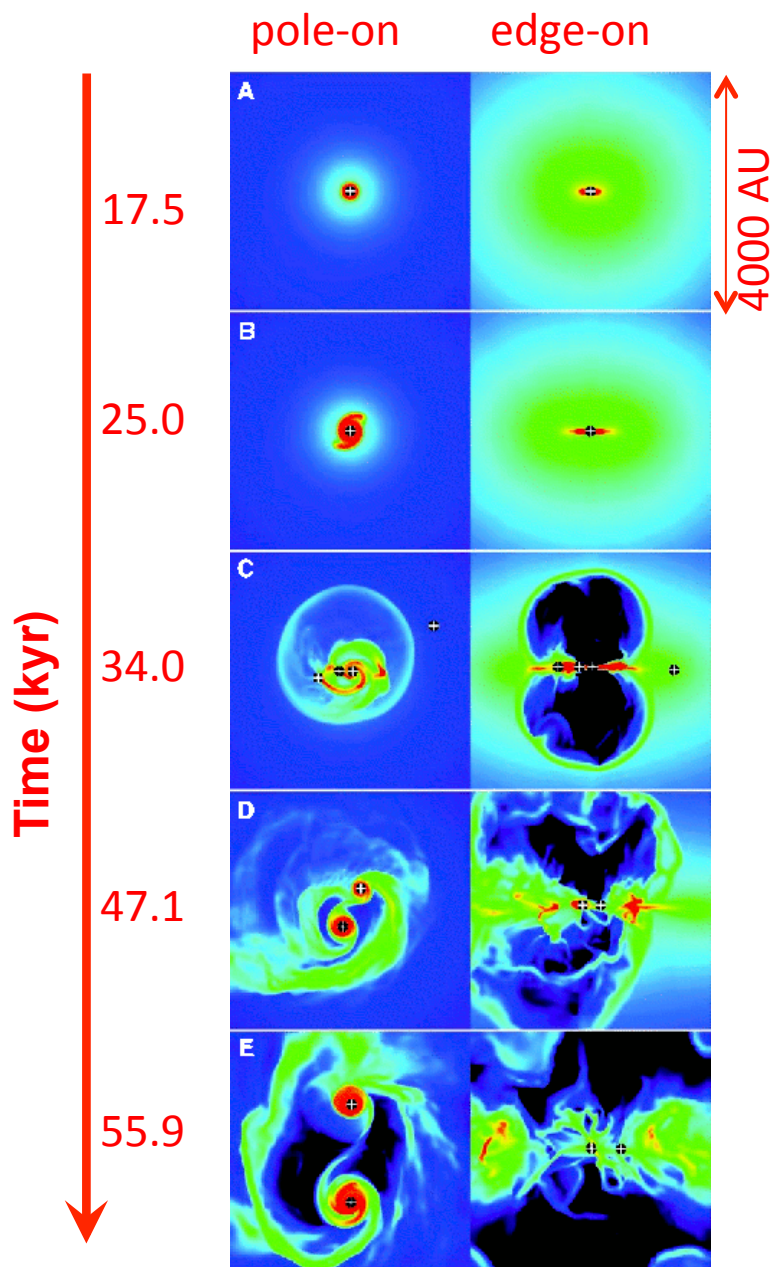
大質量ガス雲

( $100M_{\odot}$ , 20K, 0.1pc)



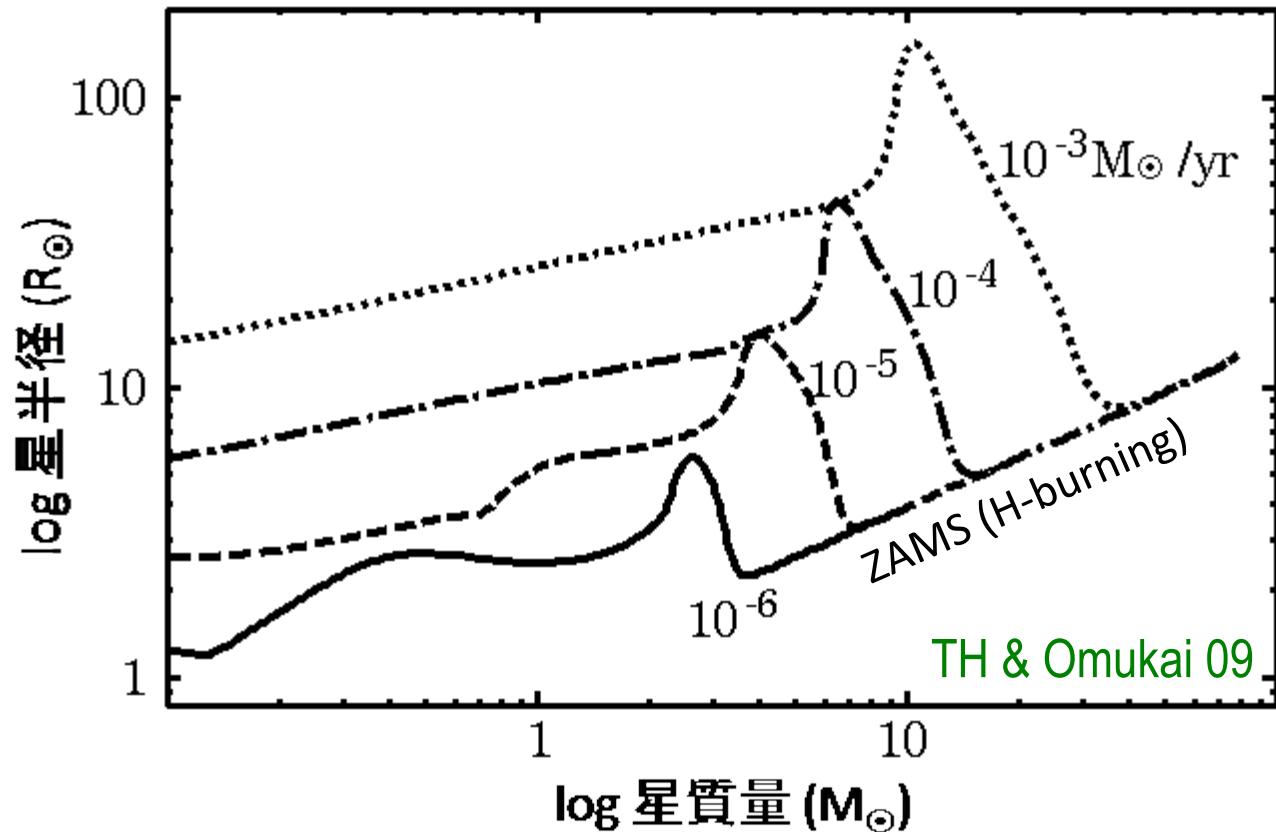
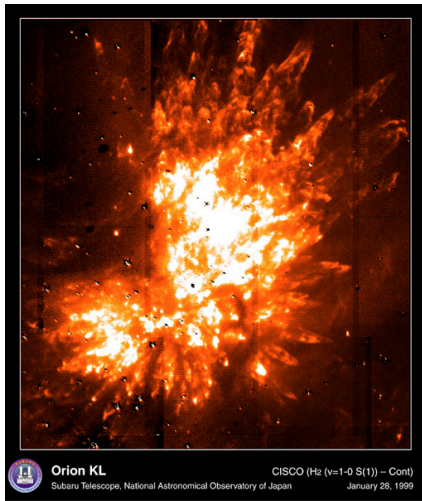
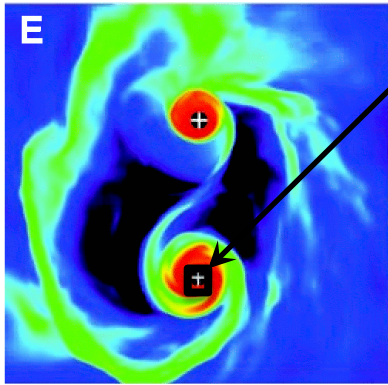
O型星どうしのbinary

( $41.5M_{\odot} + 29.2M_{\odot}$ )



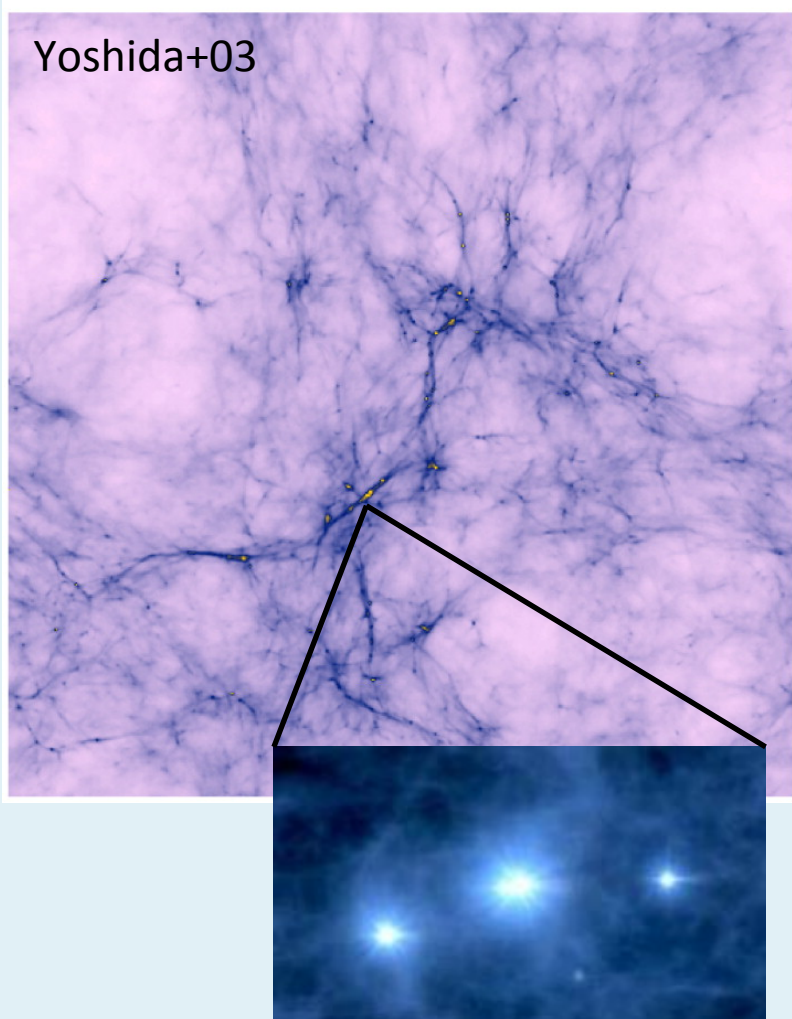
大降着率 + 非球対称降着で輻射圧問題なし

# Simulationもよいが。。



- 降着率が大きいと原始星の半径大 ( $> 100R_{\odot}$ ), ZAMSに達する質量大
- 大半径  $\rightarrow$  低  $T_{\text{eff}}$ : 観測的特徴を予言, 観測とも合致 (Orion KL)

# II. 初期宇宙での星形成

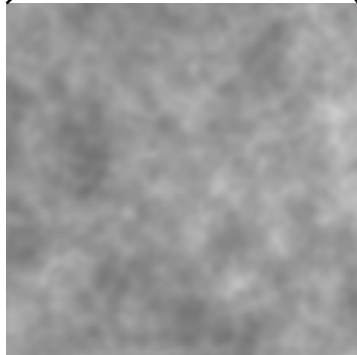
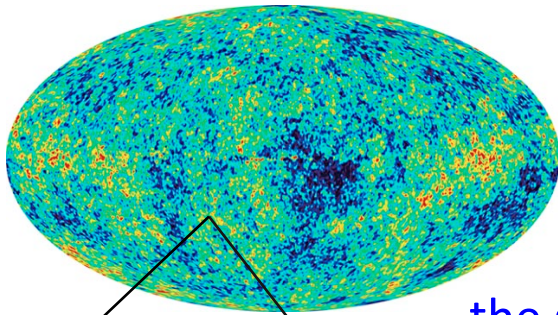


宇宙にはじまりがある以上、いつかどこかで宇宙最初の星(天体)が生まれたはずである

いつ、どうやって最初の星が生まれたのか？  
一体どんな星だったのか？

# A “well-defined” problem

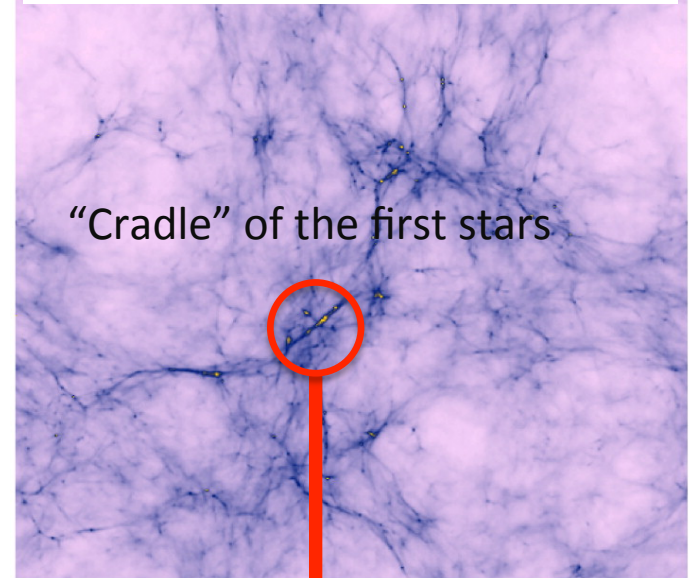
CMB → 初期宇宙密度ゆらぎ



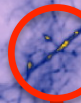
the standard cosmology predicts when and where the first stars would form

- ❖ Large-structure forms via gravitational instability
- ❖ Evolution of baryons: gas dynamics, chemistry, radiative processes...

ダークマターの大規模構造



“Cradle” of the first stars



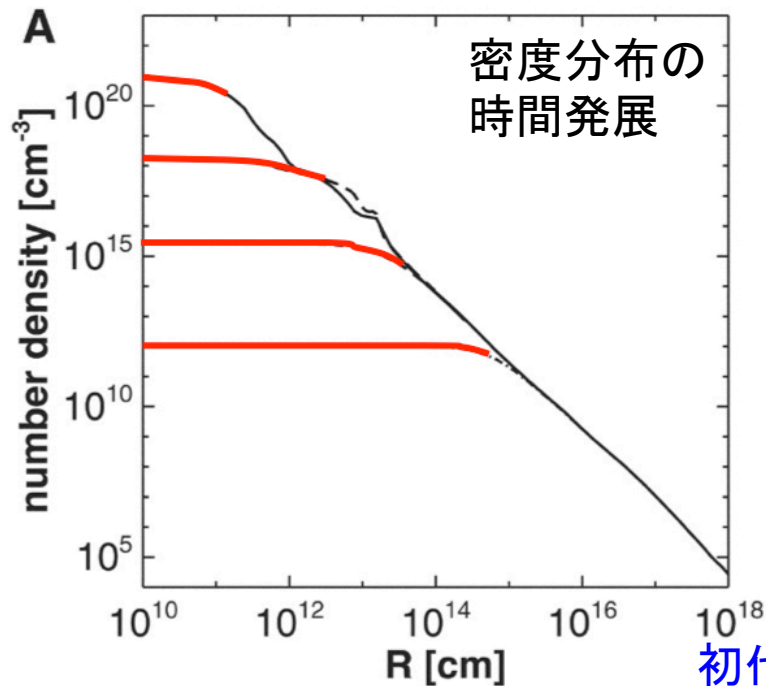
星形成  
プロセス



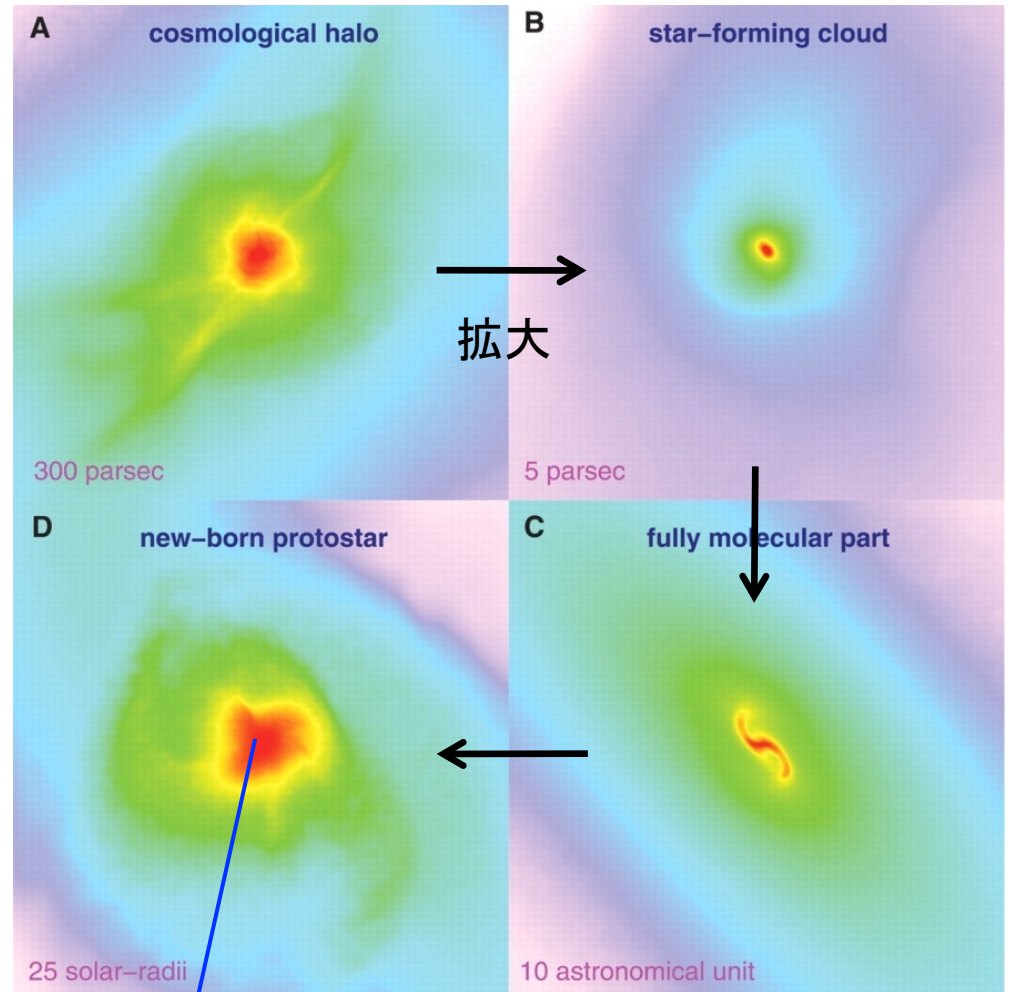
宇宙初代星

# 初代星形成の前期段階

ダークハロー中巨大ガス雲  
( $\sim 1000M_{\odot}$ )の重力崩壊



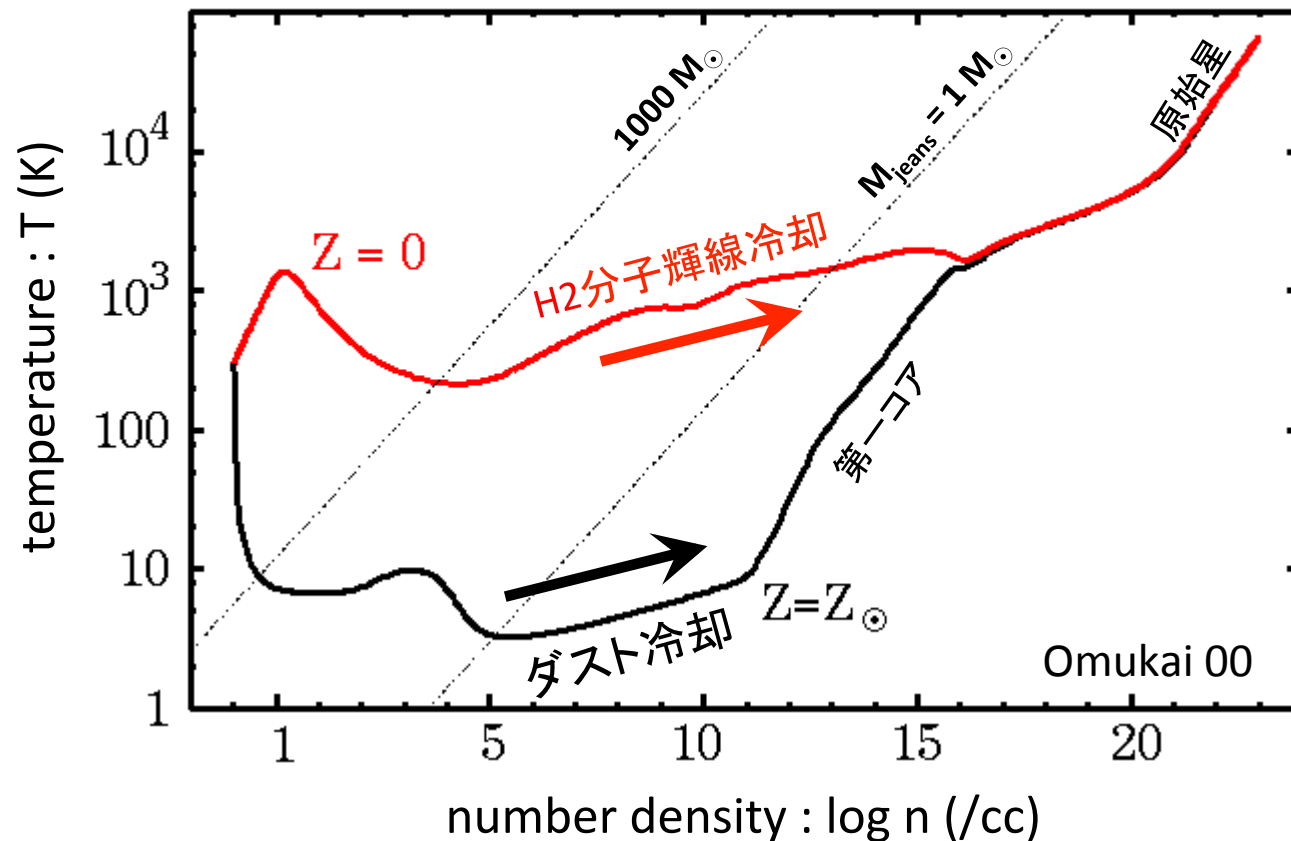
吉田、大向、Hernquist (2008), Science  
数値シミュレーション 密度分布の射影図



初代星原始星:  $\sim 0.001$ 太陽質量

# 銀河系との違い

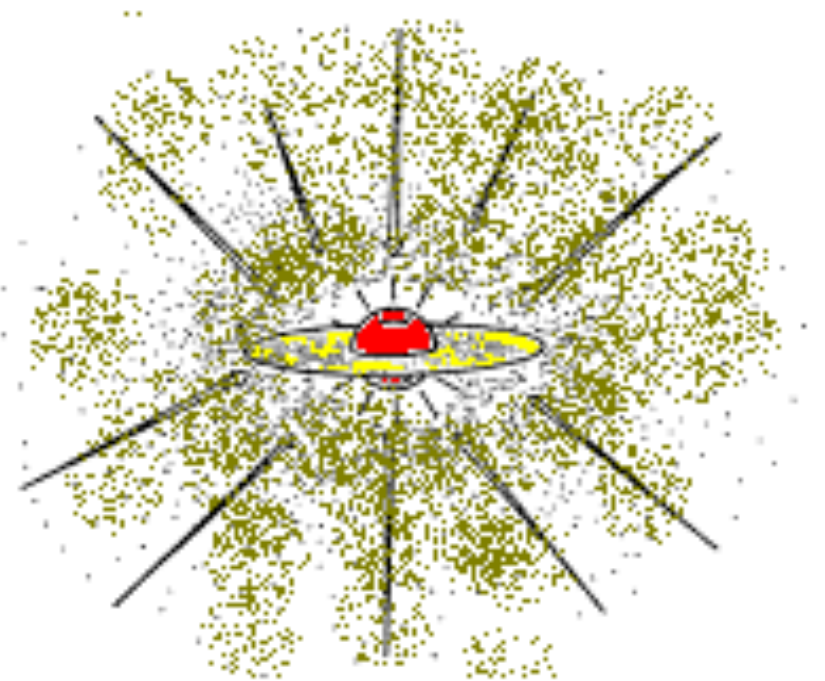
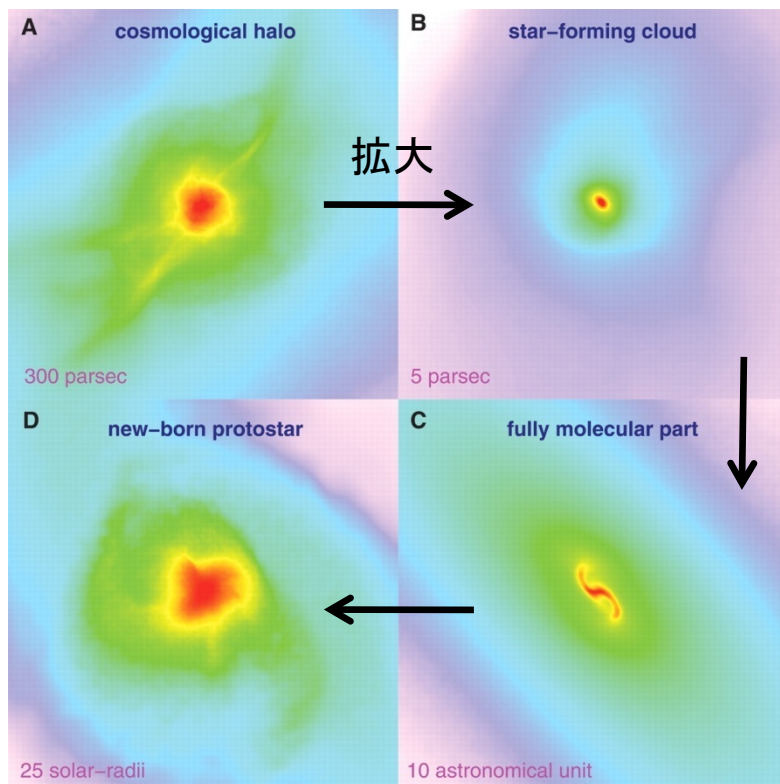
銀河系のときの冷却過程：ダスト熱放射。しかし金属量=0だとダストが存在しない。  
かわりに水素分子の回転-振動励起輝線により放射冷却する



水素分子輝線は $T < 200\text{K}$ では励起されない。高温のまま収縮

# 何太陽質量の星ができるか

ハロー中のガスコア重力収縮 (前期段階) ⇒ 原始星への質量降着 (後期段階)



最終質量は降着がいつ終わるかで決まる。

# 後期段階の進化

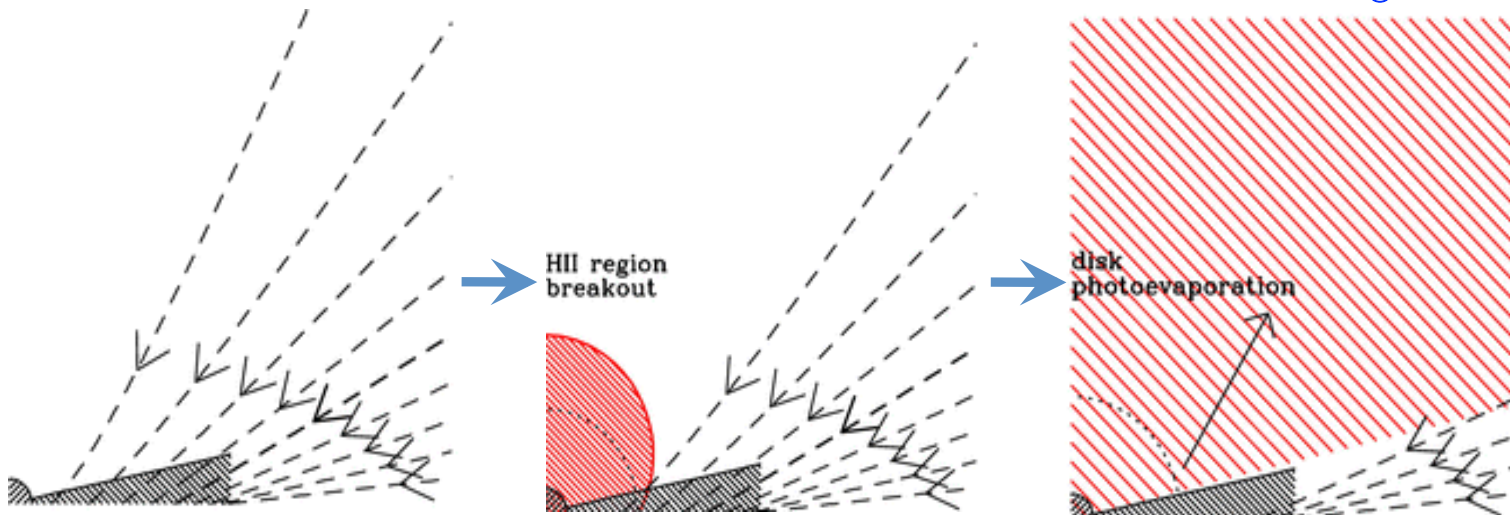
$$\text{予想される降着率: } \dot{M} \sim \frac{M_J}{t_{ff}} = \frac{c_s^3}{G} \sim 7 \times 10^{-4} M_\odot/\text{yr} \left( \frac{T}{300 \text{ K}} \right)^{3/2}$$

星の寿命( $\sim \text{Myr}$ )間、降着が続いた場合  $\Rightarrow$   $M_* \sim 1000 M_\odot$   
(もとのガス雲の質量)

ダストなし  $\Rightarrow$  輻射圧障壁なし

全然別のUV stellar feedbackが効く (e.g., McKee & Tan 08)

電離領域の形成 + 星周円盤の光蒸発  $\rightarrow M_* \sim 150 M_\odot?$

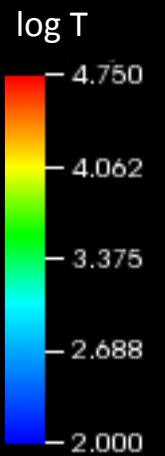
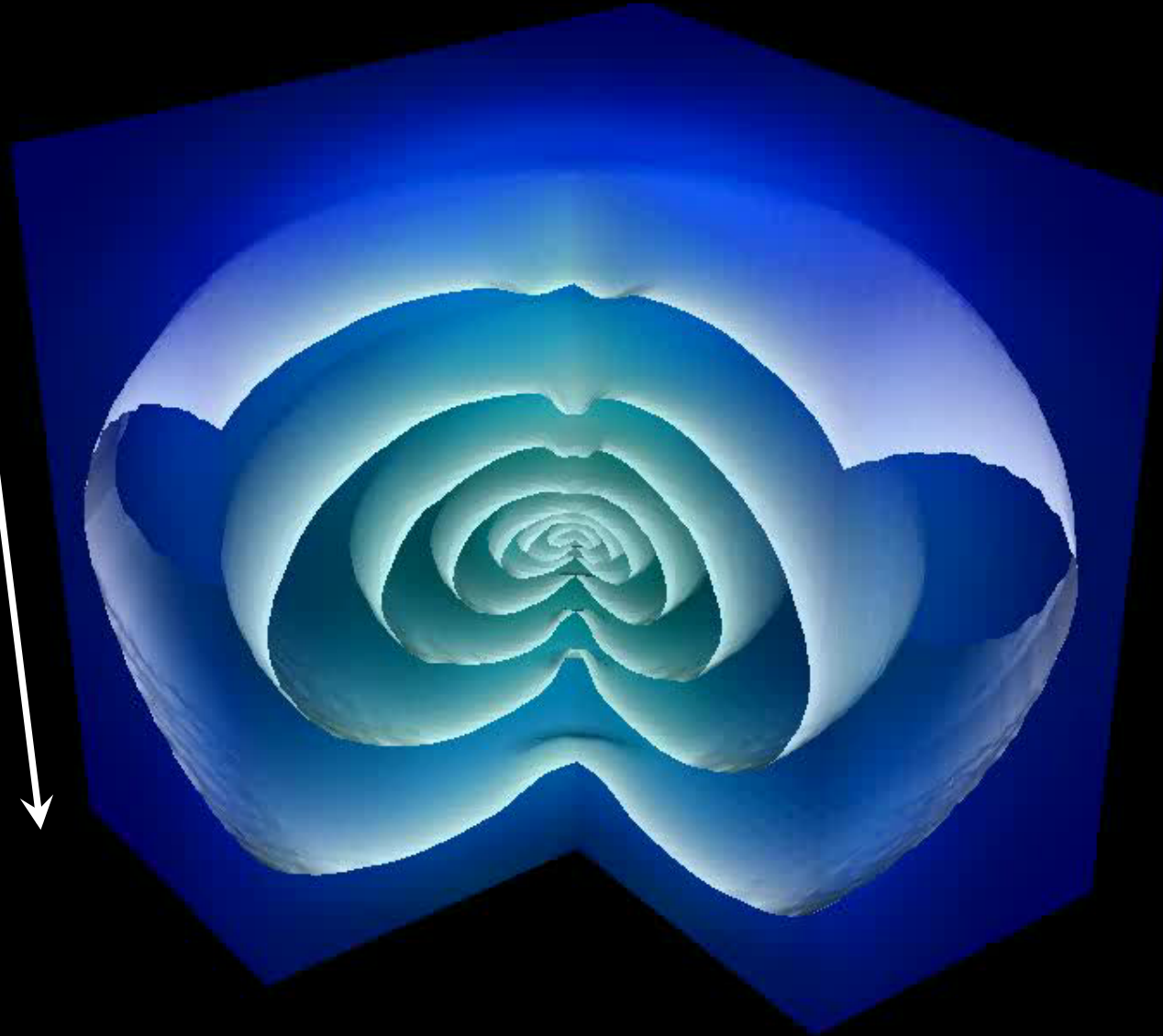


It has been postulated that the first stars were very massive ( $> 100 M_\odot$ )



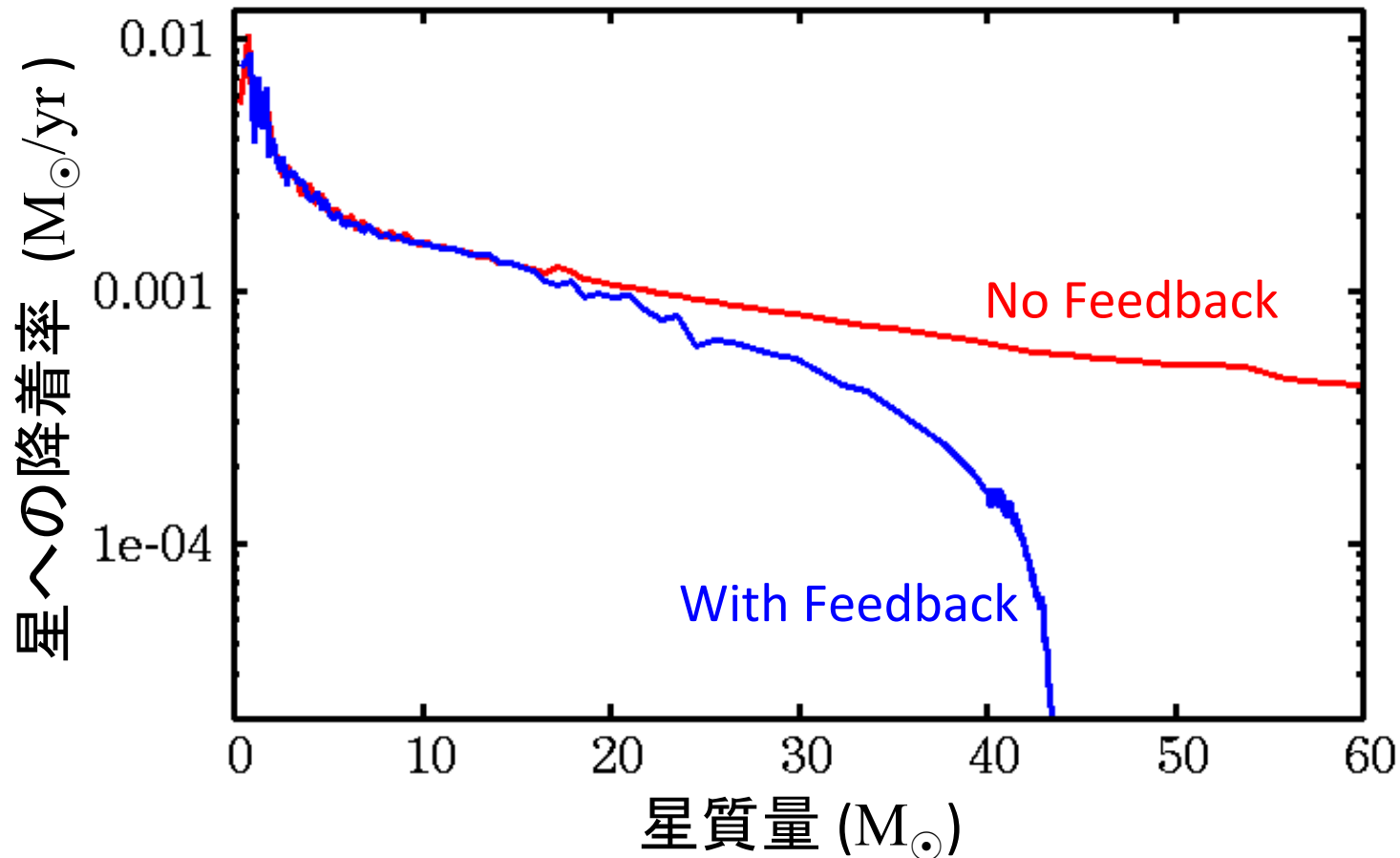
Cosmological initial setting (data from Yoshida+09)

60000 AU



Hosokawa+11 Science

# 星の成長

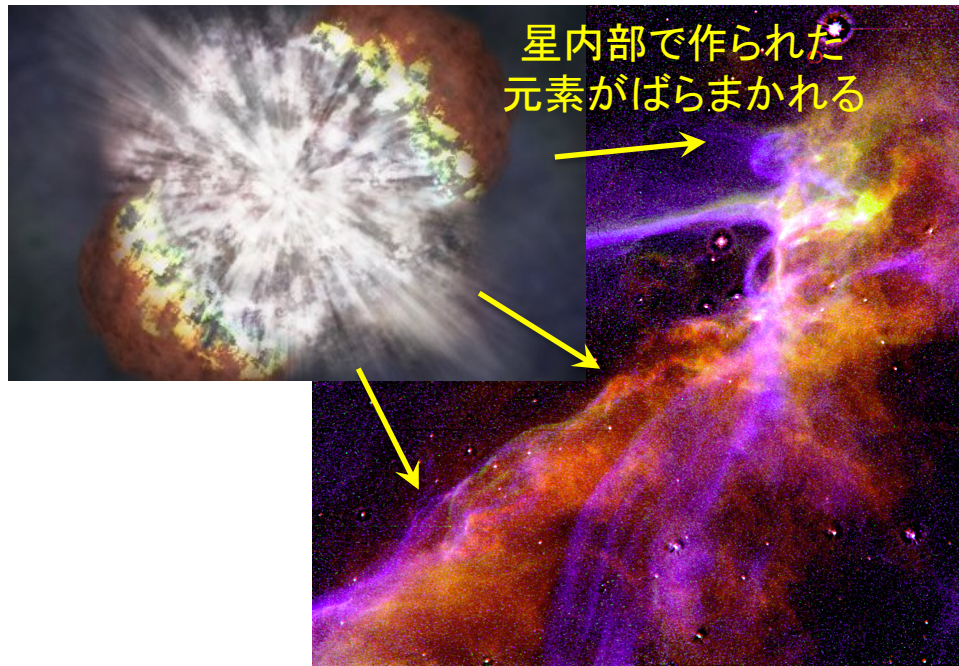


- UV光feedbackの為に大幅に降着率が低下する
  - この場合、星質量 $\sim 45 M_{\odot}$ で星への降着が止まる
- これまで信じられてきたような超大質量星にはならない

# 観測との一致

系内金属欠乏星の組成分析 → 初代星質量の観測的制限

初代星が死を迎えたときの  
超新星爆発



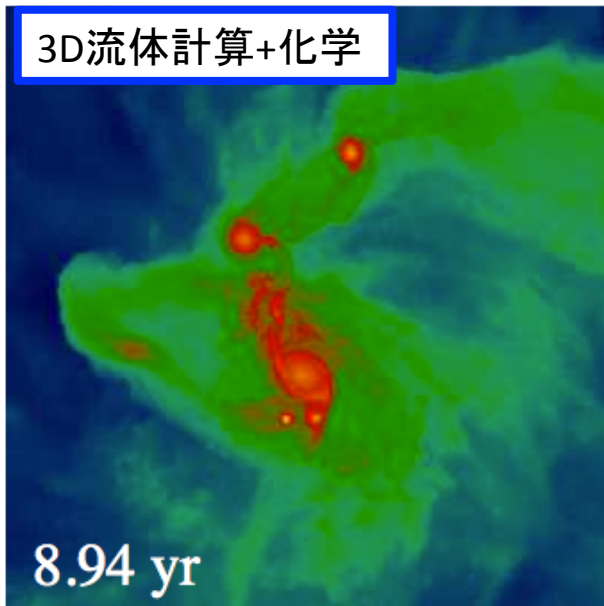
このガスから誕生した星には  
初代星で作られた元素比率が残る



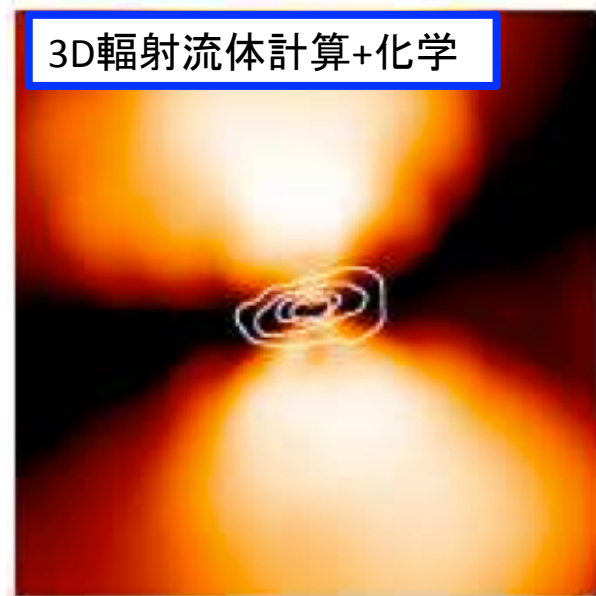
観測は初代星は太陽の20-40倍であったことを支持  
超大質量星だと矛盾していたが解決

# 歴史はくりかえす: Now & Then

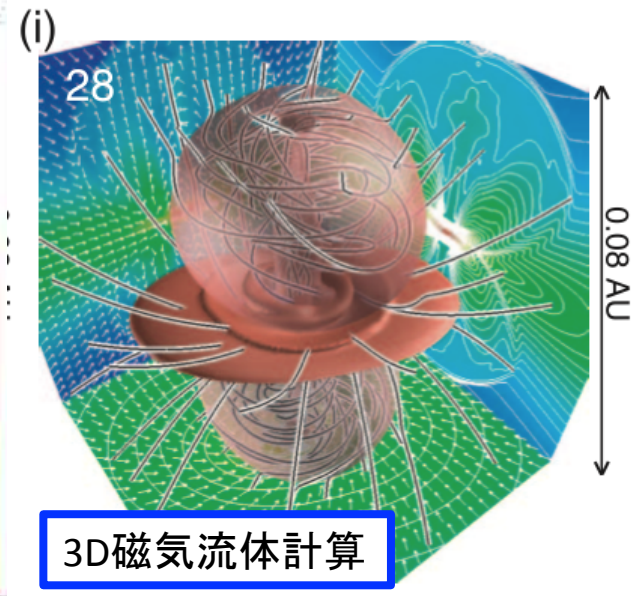
今後は銀河系の星形成研究がたどったように、より現実的(+3D、磁場etc.)、長期間、高解像度の数値シミュレーションがすすむと思われる。



Greif+(2013他): 前期段階+10年  
超高解像度、sinkなし  
円盤が分裂して小星団ができる



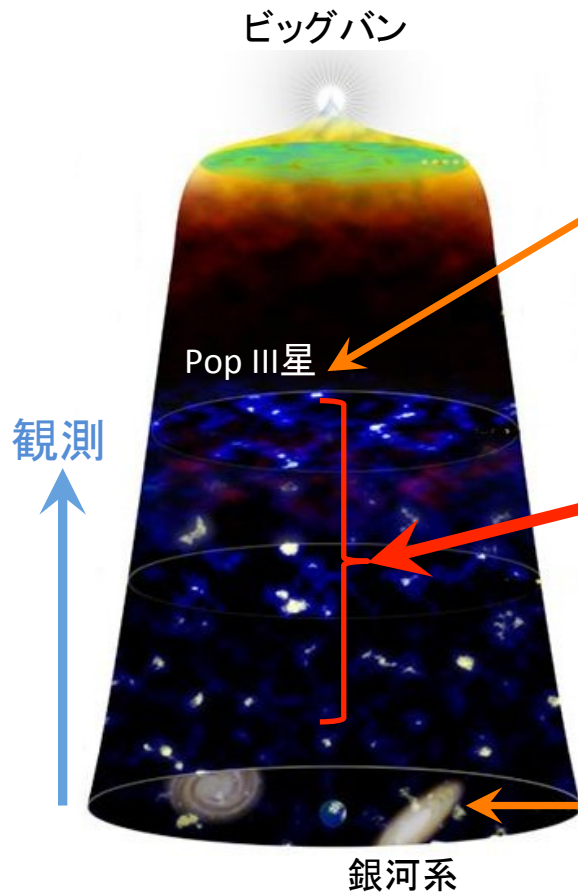
Stacy+12, Susa+13: 後期段階  
輻射feedbackで降着抑制



町田+08他: 前期段階  
磁場駆動でoutflow噴出

しかし、観測が殆どないなか、無限に詳細化し続けることにどれほどの意味があるか。。

# 別の切り口



## ❖ 初期宇宙 ( $z=0$ )

- 典型星質量  $\sim$  数 $10$ - $100M_{\odot}$ ?
- 大質量星形成: UV光feedback

## 金属量 ( $0 < z < z_{\odot}$ ) の宇宙

- transition(s)? - 典型星質量
- 大質量星形成: feedback

## ❖ 銀河系 ( $z=z_{\odot}$ )

- 典型星質量  $\sim 1M_{\odot}$
- 大質量星形成: dust輻射圧のfeedback

金属量の増加とともに星形成modeがどのように現在の姿に近づくか?

特に初期宇宙でdominantと思われる大質量星の形成過程が重要  
観測的にはまずこちらから

# ALMA / TMT



- 初代星をはじめ、大質量星は初期宇宙では主役 (おそらく数で多数派)
- 宇宙再電離、重元素汚染、ガンマ線バースト前駆体....
- 現行/将来観測計画(ALMA,TMT)の主要ターゲット

近傍低金属量環境 (マゼラン雲、矮小銀河) ではこれまで銀河系でしかできなかった、くわしい星形成過程の観測が可能に

# まとめ

銀河系星形成  $\longleftrightarrow$  初期宇宙星形成

- + 結構似ている点とだいぶ違う点の両方があるが、使う物理は殆ど共通
- + 銀河系低質量星形成 > 銀河系大質量星形成 > 初代星形成の順に成熟 (歴史が長い)。より成熟度の高い分野の歴史を見れば、より若い分野がこれからどう発展するか参考になるであろう (歴史から学ぶ)。
- + 中間の環境 ( $0 < z < z_{\odot}$ ) は未踏のまま残されている

Additional pages



# 初期宇宙

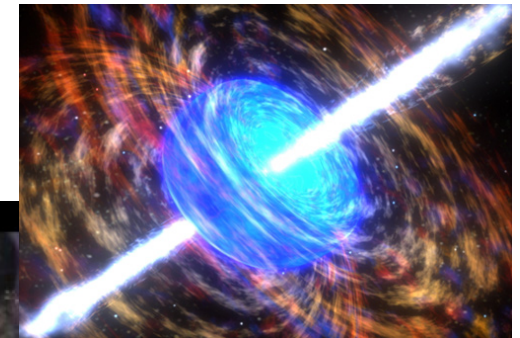
10-100M<sub>☉</sub>くらいの星が主役 (初代星/PopIII星)

- 宇宙再電離、重元素汚染、ガンマ線バースト前駆体...
- 遠方銀河の観測は大質量星起源の放射を見る

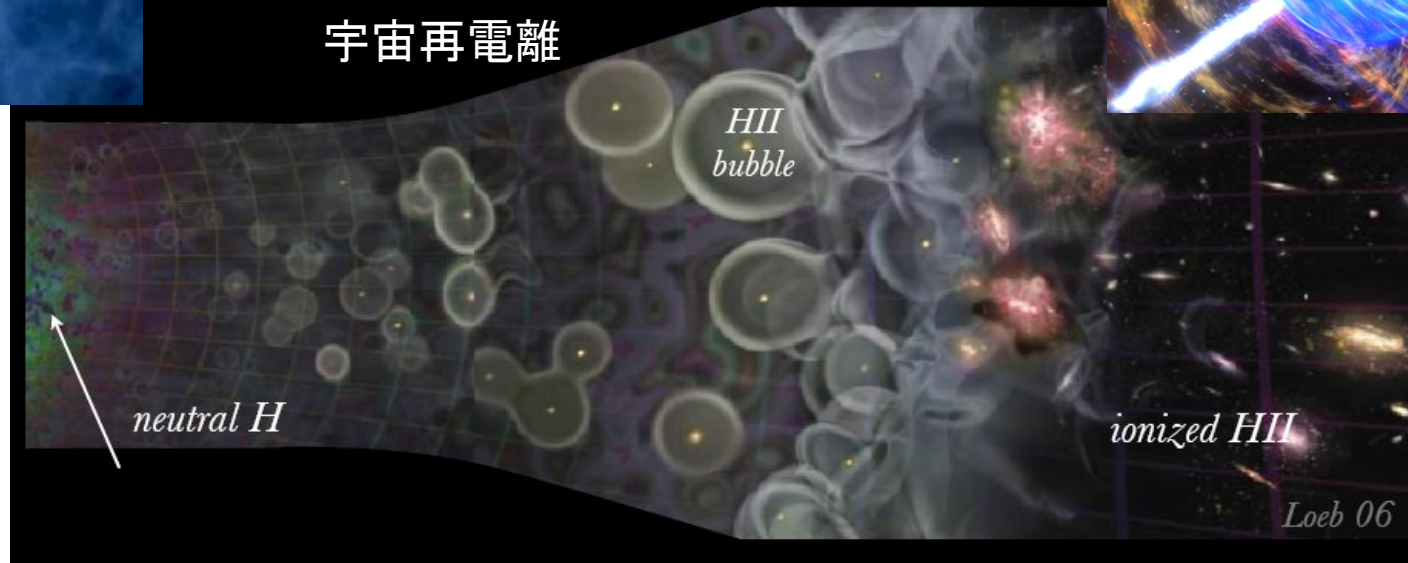


宇宙初代星  
(PopIII)

ガンマ線  
バースト

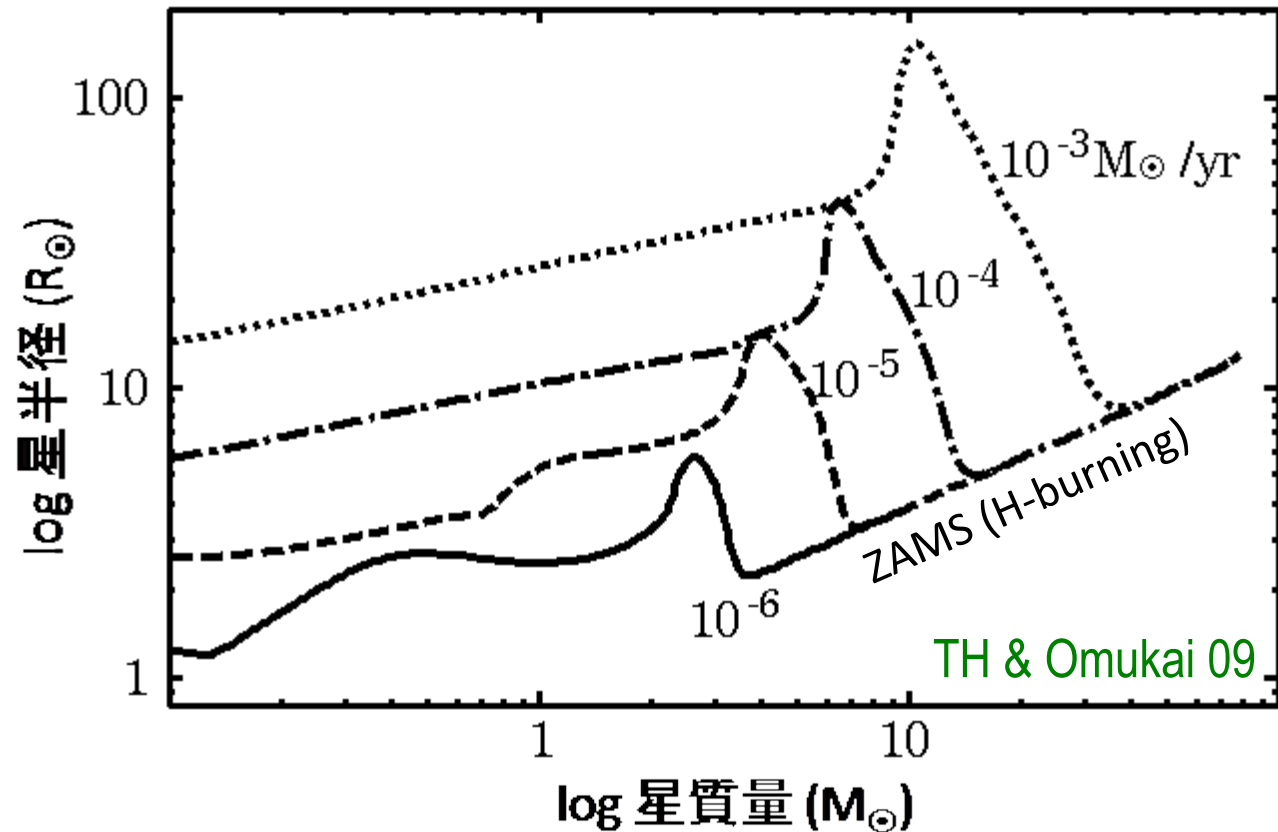
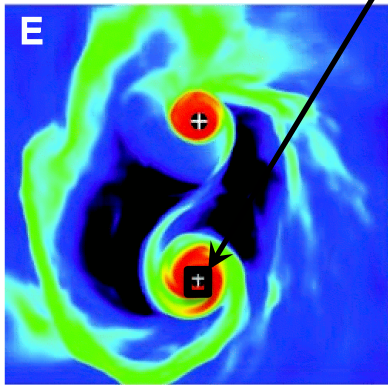


宇宙再電離



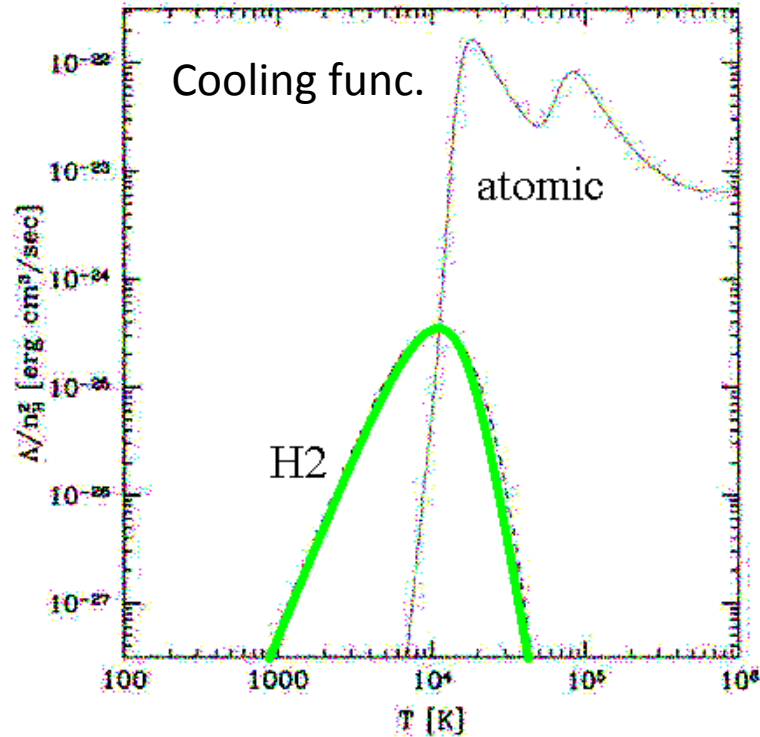
# 大質量原始星の進化

Our strategy: より小スケール(<10AU)に特化。  
星内部構造を解いて進化計算



- 降着率が大きいと原始星の半径大 ( $> 100R_{\odot}$ ), ZAMSに達する質量大
- $10^{-3} M_{\odot} / \text{yr}$ のときは初代星形成のときの原始星進化とむしろ似ている

# 銀河系との違い



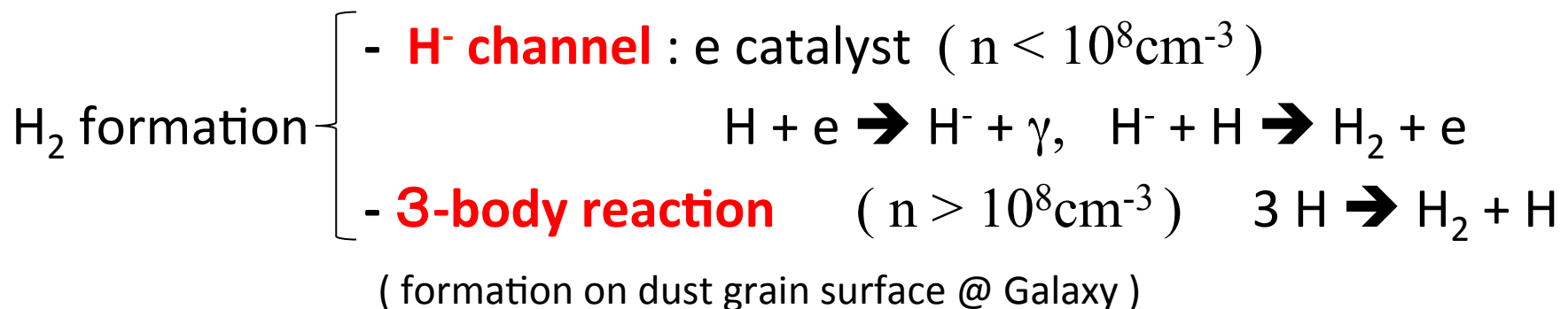
Zero metallicity (NO metal and dust) :  
different thermal / chemical processes

( e.g., Palla et al. 83, Galli & Palla 98 )

← ガス冷却過程

H<sub>2</sub> line cooling at T < 10000 K

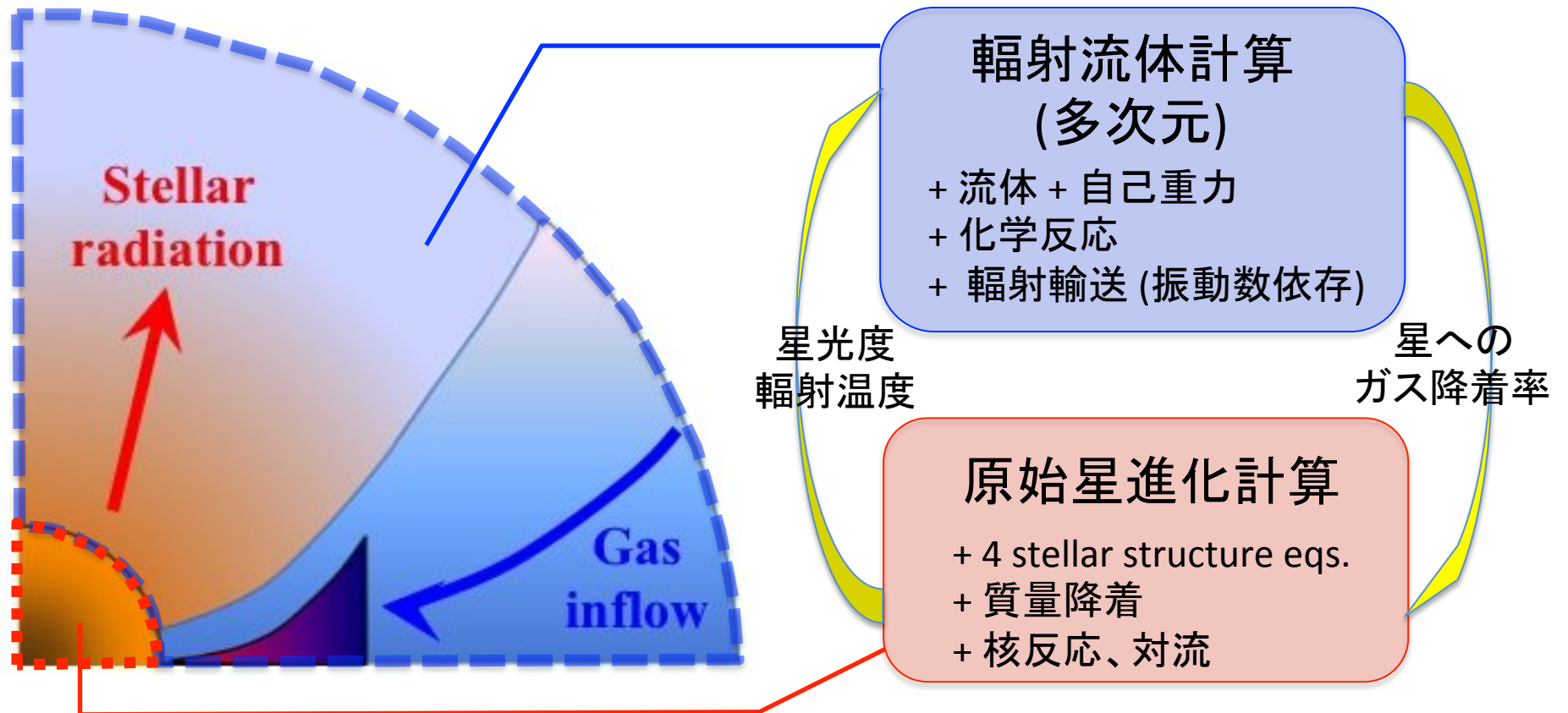
( CII,OI,CO, dust cooling etc.@ Galaxy )



# 研究の手法

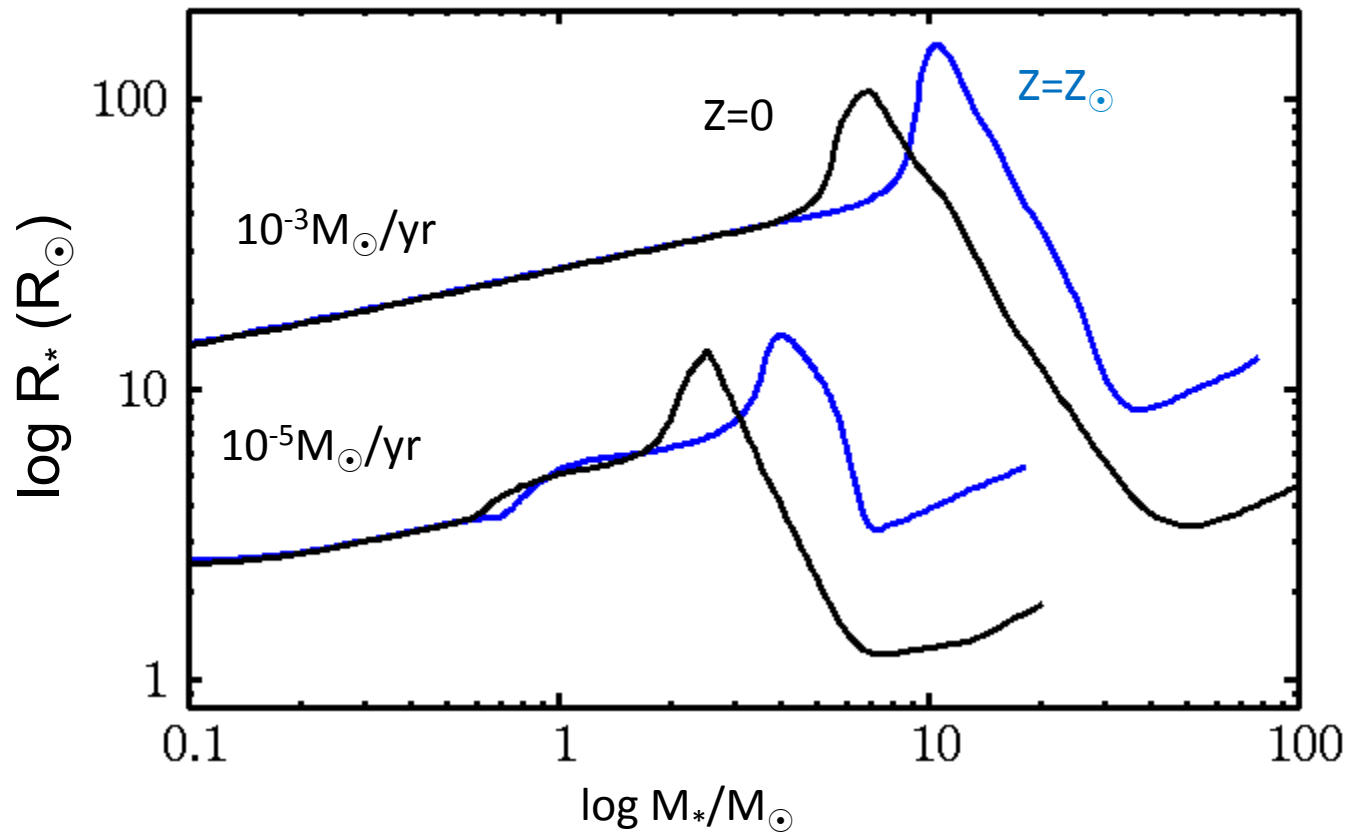
## 直接数値シミュレーション

原始星ははじめ $0.01M_{\odot}$ で誕生。その後ガス降着により質量増加  
中心星の進化、星からの輻射と降着ガスのダイナミクスを同時計算



# 金属量依存性

## Mass-Radius Relation



金属量が低い方が - 早くK-H収縮が始まる ← low opacity  
- より小さい半径でZAMSに至る