

# 初代星からの紫外線フィード バックについて

長谷川 賢二(筑波大)

**collaborators**

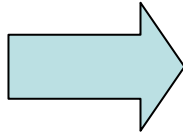
梅村 雅之(筑波大学)

須佐 元 (甲南大学)

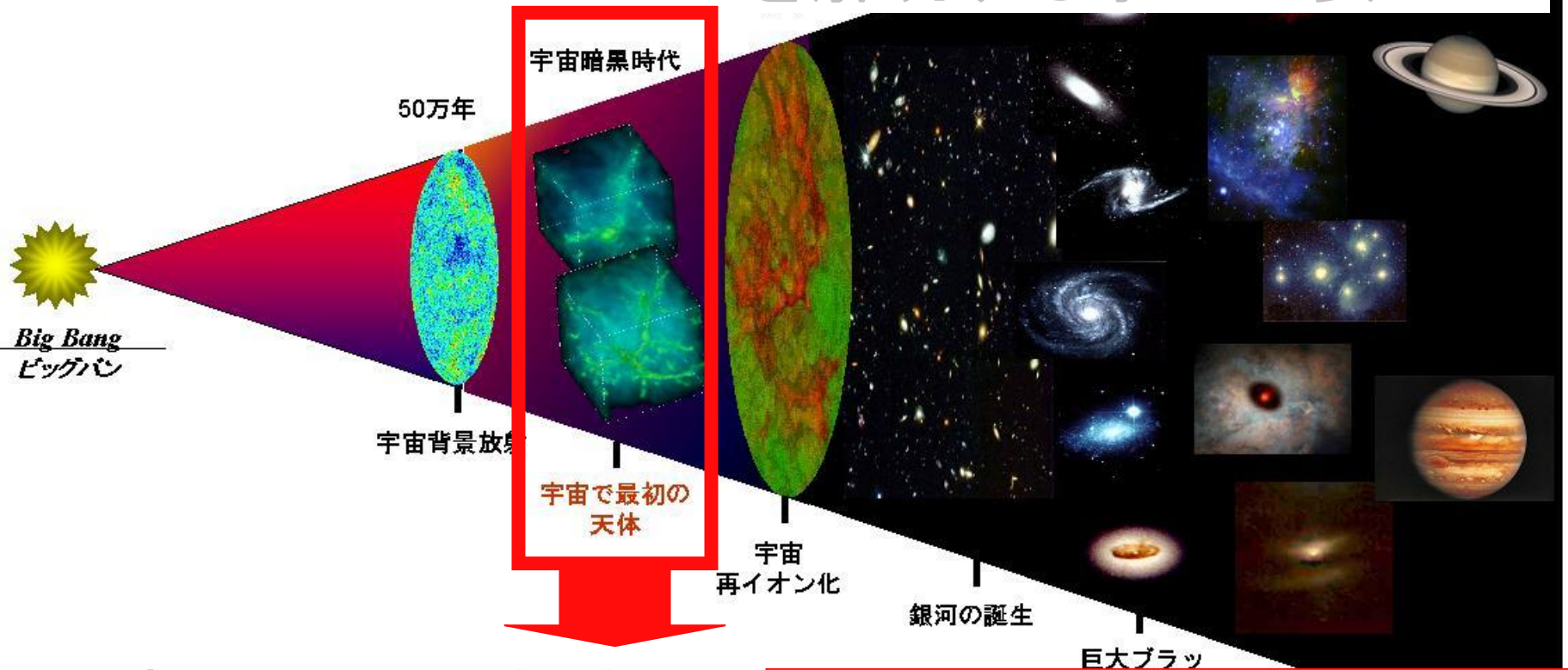
他FIRSTプロジェクトチーム

# なぜPop IIIの研究を?

Pop III天体形成



Pop IIIのIMFや星形成率  
を解明する事が重要



宇宙初期の再電離史や  
重元素汚染史に寄与

\*後の天体形成への影響  
\*Pop III⇨Pop I/IIの遷移

# Pop III starの質量

## ● Very Massive Star $>100M_{\odot}$ (classical Pop III)

$H_2$ による冷却  $\Rightarrow T \sim 300K$

e.g., Abel, Bryan & Norman 2000; Bromm, Coppi & Larson 2001; Nakamura & Umemura 2001; Yoshida et al. 2006

## ● Less Massive Star $\sim 10M_{\odot}$ (Pop III.2)

Matter distribution

1.1 Myr

Pop III(.2) starはmassive

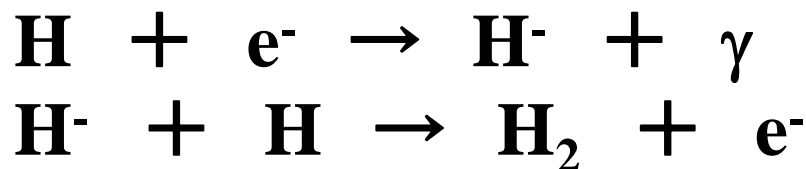
→ UVを放射

**近傍での星形成に影響**

# UV feedback

- ✓ 光電離 ( $h\nu > 13.6\text{eV}$ ) ⇨ 電離によるガスの加熱 ( $\sim 10^4\text{K}$ ) -  
⇨ 水素分子形成の促進 +

H<sub>2</sub>形成の主過程



- ✓ 光解離 ( $11.2\text{eV} < h\nu < 13.6\text{eV}$ ) ⇨ 冷却材 (H<sub>2</sub>) の破壊 -  
Lyman-Werner (LW) band radiation

- ✓ Shock ⇨ 密度上昇、Blow out etc.

これらの様な過程が同時に起こるため非常に複雑



**Simulationによるアプローチが必要**

# UV feedback on the first star formation

Metal free starはmassiveであるため強いUVを放射

⇒近傍での星形成に影響 星形成率に影響

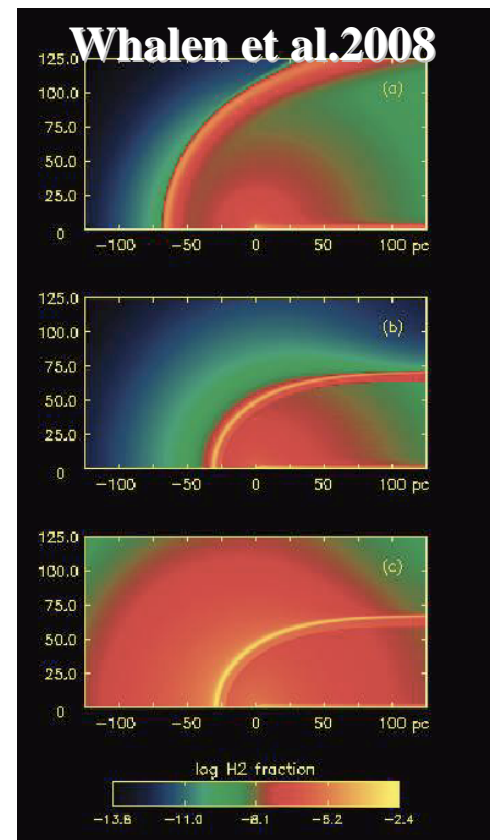
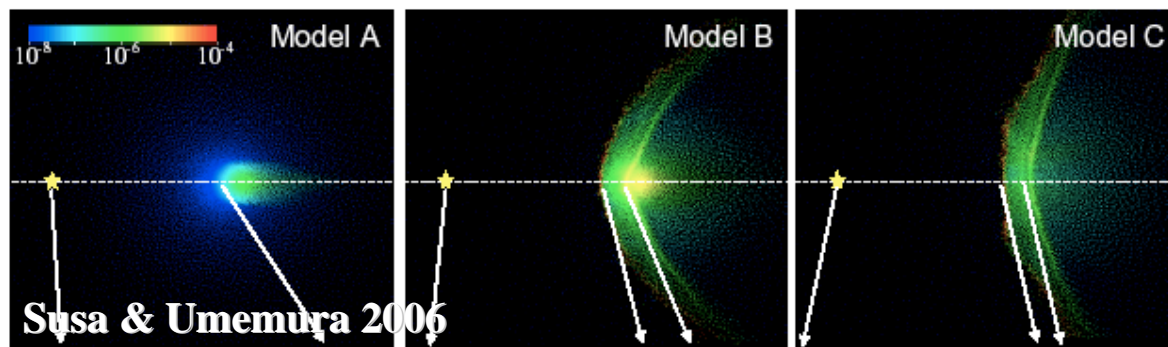
輻射流体過程は複雑！！

まずは、状況を簡単化し何が起こるかを見極める

先行研究

輻射流体シミュレーション  
によるアプローチ

e.g., Ahn & Shapiro 2007; Whalen et al.  
2008, Susa & Umemura 2006



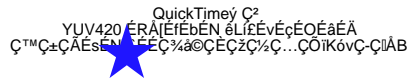
# Procedure : Susa & Umemura 2006

## Susa & Umemura (2006)

三次元輻射流体シミュレーション(RSPH法)による調査

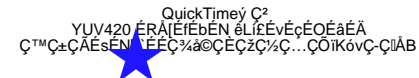
1.  $M_b = 8.3 \times 10^4 M_\odot$ ,  $R = 40 \text{ pc}$  の一様密度雲を用意  $\rightarrow$  重力収縮
2. 雲の中心密度が  $n_{\text{on}}$  のときに近傍の星を光らせる.

$$M_* = 120 M_\odot, D = 20 \text{ pc},$$
$$n_{\text{on}} = 3 \times 10^3 \text{ cm}^{-3}$$



↔  
20pc

水素分子割合



↔  
20pc

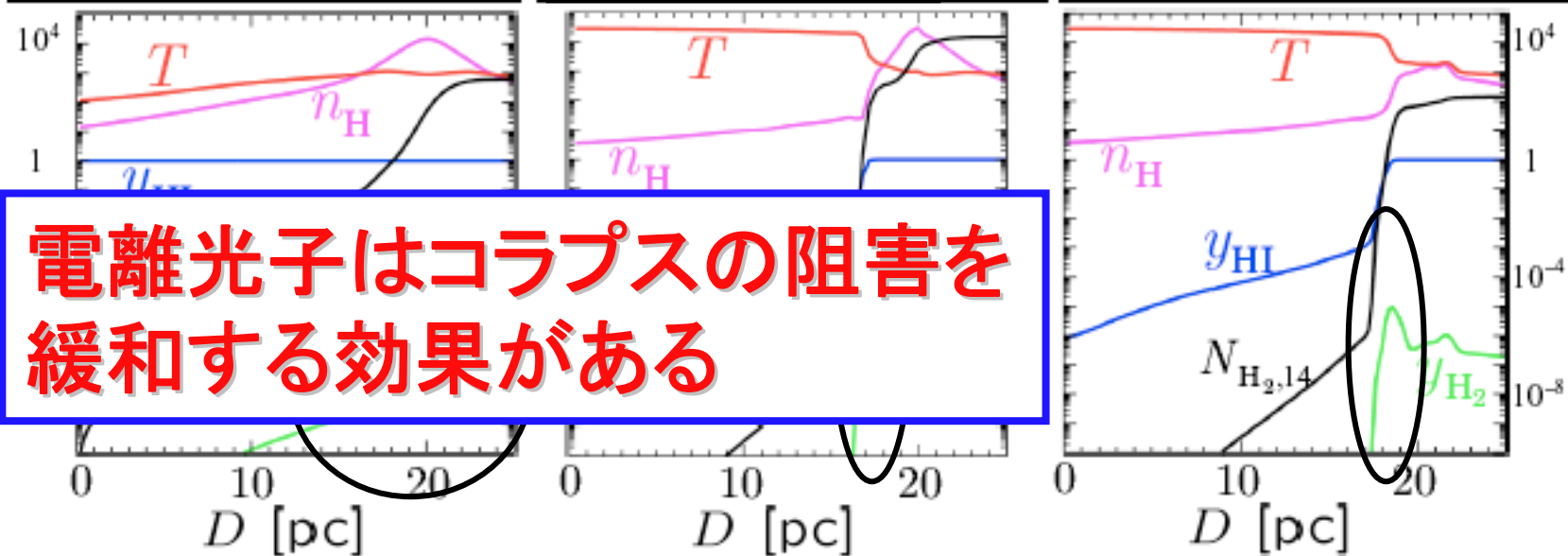
ガス温度

# Result: Susa & Umemura 2006

解離光子のみ

解離+電離光子

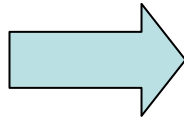
解離+電離光子 (低密度)



# 本研究の目的

## 1.放射源星の質量によるfeedbackの変化

Susa & Umemura (2006)  
(& その他の先行研究でも)  
 $M_*=120M_\odot$ のみの計算



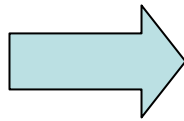
**本研究でやった事**

$120M_\odot, 80M_\odot, 40M_\odot, 25M_\odot$   
(Schaerer 2002)

様々な研究がless massive starの存在を示唆

## 2.近傍ガス塊初期温度に対する UV feedback依存性

環境によっては冷える事が  
できる温度は異なる



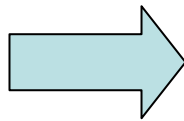
**本研究でやった事**

初期温度  $T_i=100K, 350K$

## 3.近傍ガス塊質量に対するUV feedback依存性

ガス塊の質量も色々あるはず

\*三次元計算では依存性未調査



**本研究でやった事**

質量  $M_b$   
 $=8.3 \times 10^4 M_\odot, 1.6 \times 10^5 M_\odot, 3.3 \times 10^5 M_\odot$



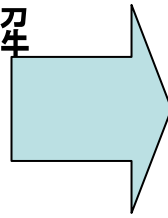
# 星質量を変えたなら

星質量がより小さい場合

⇒ 星の有効温度は低くなる



電離光子(13.6eV以上)の解  
離光子(11.2~13.6eV)に対  
する割合は減少



電離光子の効果(水素分  
子シェルを形成する効果)  
が薄くなる.

**Susa & Umemura 2006での電離光子による解離光子の負のfeedback緩和効果は現れるのか？**

# 基礎方程式

計算コード三次元Radiation-SPHコード(based on Susa 2006)  
FIRST@筑波大を使用.

## Gas dynamics

$$\frac{d\rho}{dt} = -\rho \nabla \cdot v$$

$$\frac{d^2 r}{dt^2} = -\frac{1}{\rho} \nabla P - \nabla \phi + f_{\text{rad}}$$

$$\frac{du}{dt} = \frac{P}{\rho} \nabla \cdot v + \frac{\Gamma - \Lambda}{\rho}$$

$$P = (\gamma - 1)\rho u = \frac{k_B \rho_b T}{\mu m_p}$$

## Radiative transfer of UV photons

光電離率:  $k_{\text{ion}} = \int dv \int d\Omega \frac{a_v I_v}{h\nu}$

光加熱率:  $\Gamma_{\text{ion}} = \int_{\nu_L}^{\infty} dv \int d\Omega \frac{(h\nu - h\nu_L) a_v I_v}{h\nu}$

H<sub>2</sub>解離係数:  $k_{\text{H}_2\text{dis}} = 1.13 \times 10^8 F_{\text{LW0}} f_{\text{sh}} [\text{s}^{-1}]$   
 $f_{\text{sh}} = \min[1, (N_{\text{H}_2}/10^{14})^{-0.75}]$

・非平衡化学反応 ⇒ 分子種のabundance、冷却率の決定

e, p, H, H<sub>2</sub>, H<sub>2</sub><sup>+</sup>, H<sup>-</sup>

# Procedure


三次元輻射流体シミュレーション(RSPH法)による調査

Parameters:

星質量  $M_*$ , 距離  $D$ , 密度  $n_{\text{on}}$

1.  $M_b = 8.3 \times 10^4 M_\odot$ ,  $R = 40 \text{ pc}$  の一様密度雲を用意  $\rightarrow$  重力収縮
2. 雲の中心密度が  $n_{\text{on}}$  のときに近傍の星を光らせる.

電離光子による解離feedback緩和の効果を見たい  
 $\rightarrow$  LW輻射のみ、LW+ion でsimulation

  
 $M_* = 120M_\odot, 80M_\odot,$   
 $40M_\odot, 25M_\odot$

距離  $D$

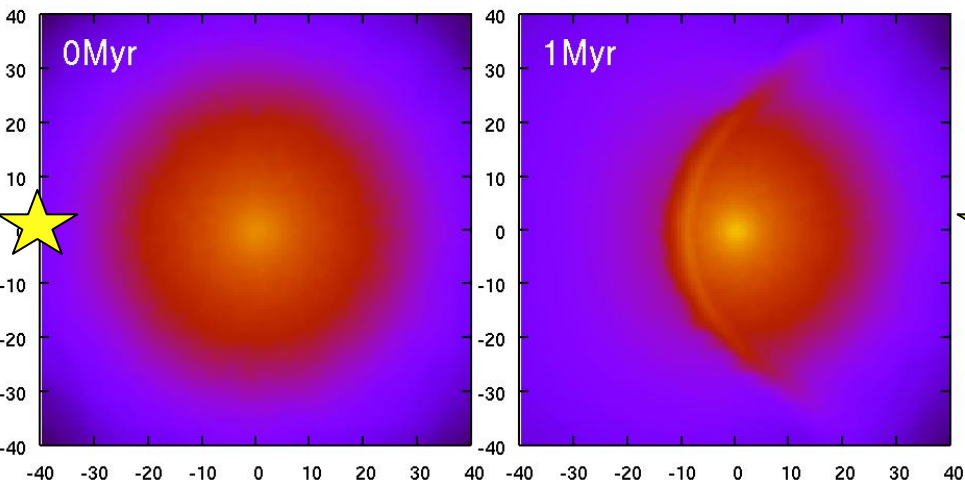
$T_{\text{ini}} = 100 \text{ K}$

$n_{\text{on}}$

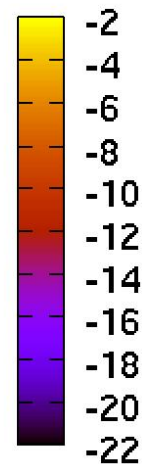
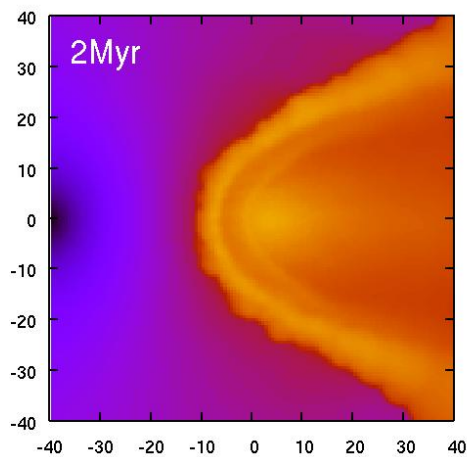
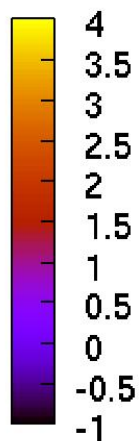
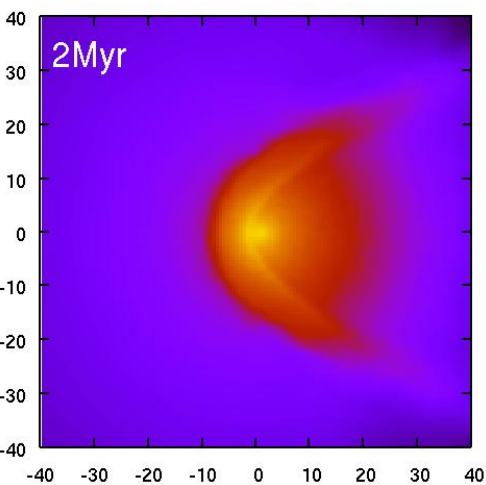
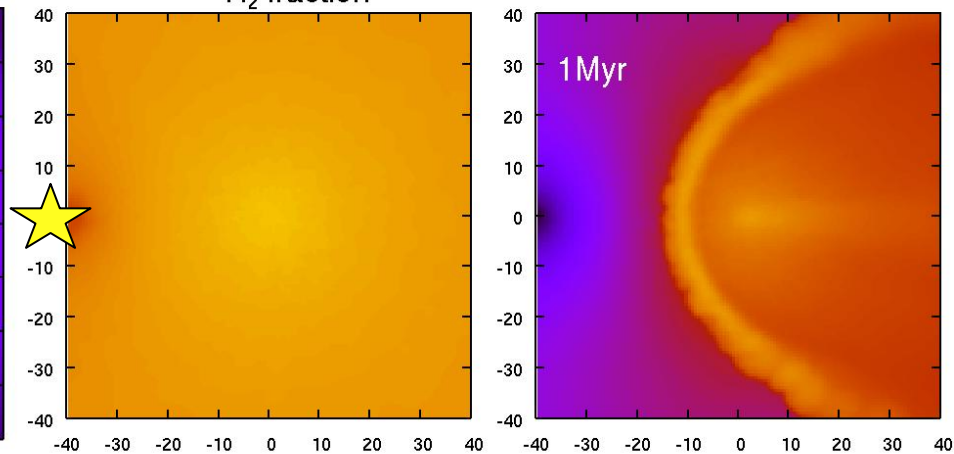


# 結果 $80M_{\odot}$ の場合

Number density



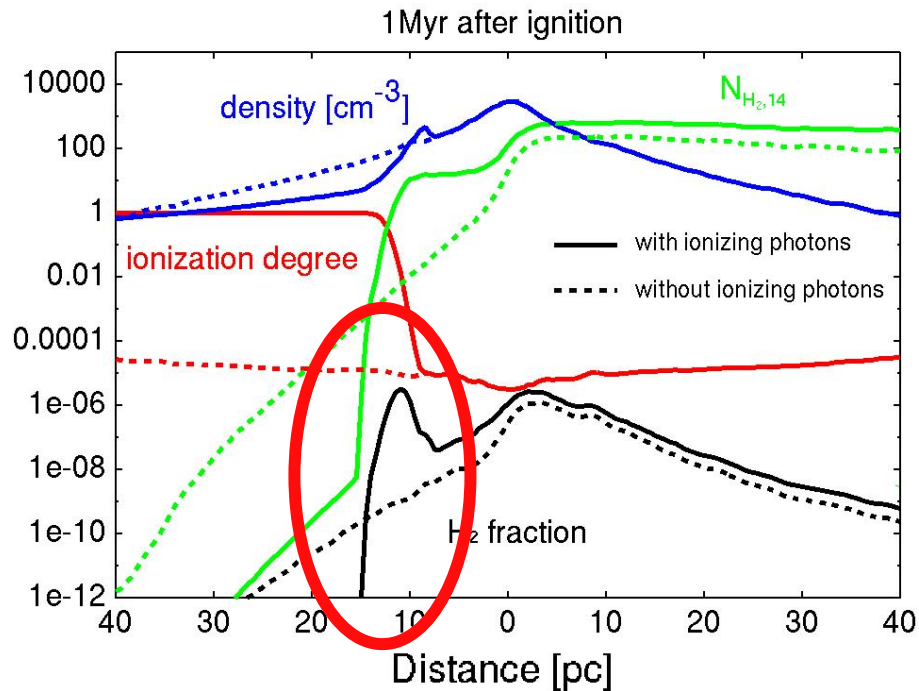
$H_2$  fraction



# 結果 $80M_{\odot}$ の場合

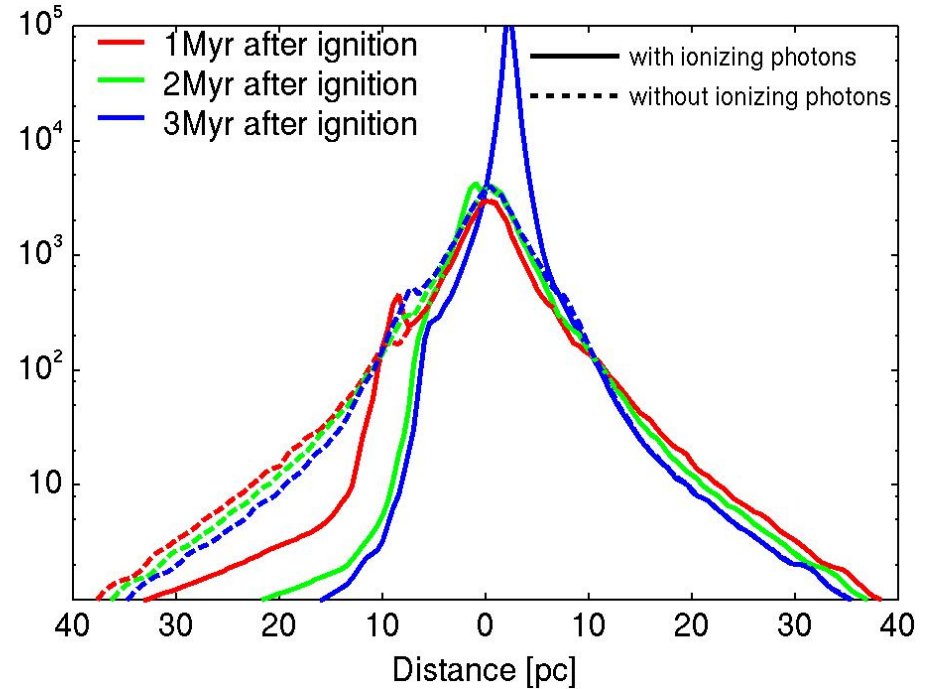
点線 解離光子のみ 実線 解離光子&電離光子

$$M_* = 80M_{\odot}, D = 40\text{pc}, n_{\text{on}} = 10^3\text{cm}^{-3}$$



水素分子シェルの形成  
 $\Rightarrow N_{\text{H}_2}$  は増加

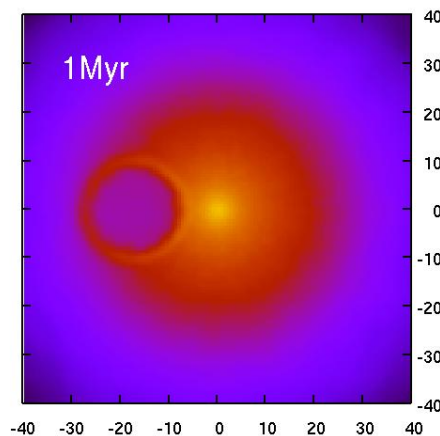
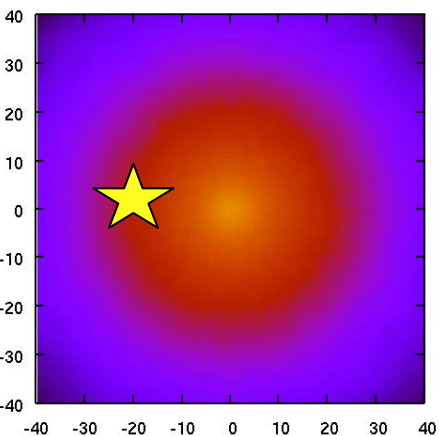
## 密度時間進化



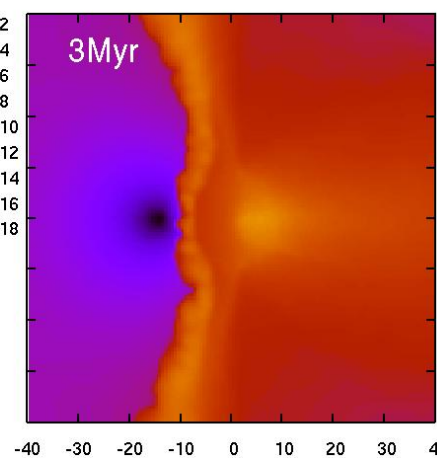
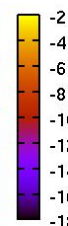
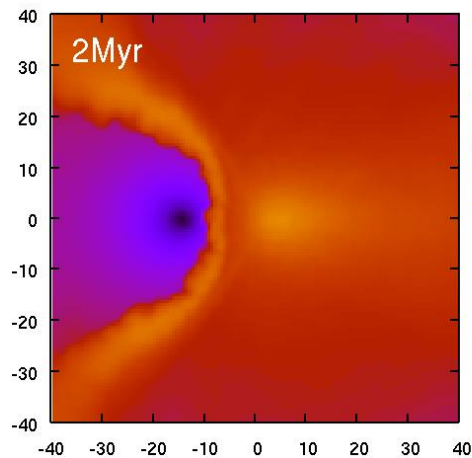
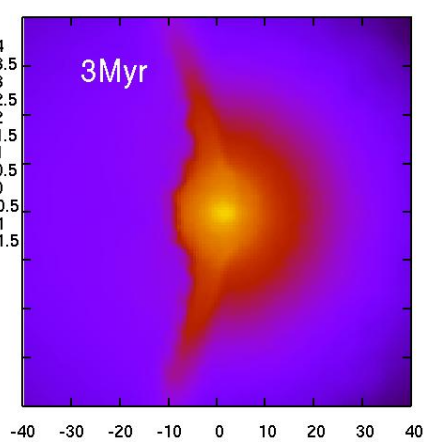
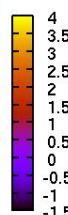
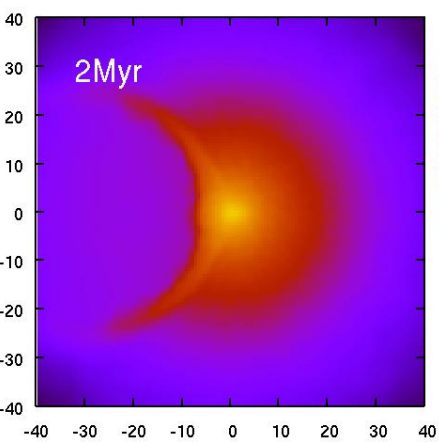
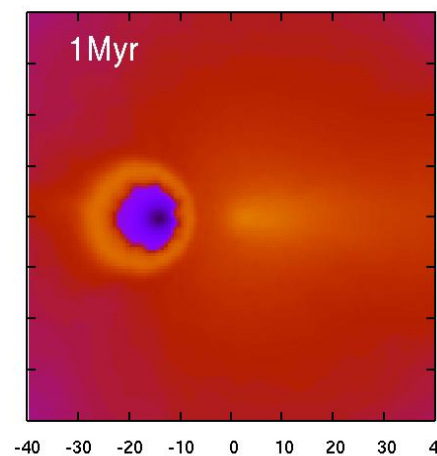
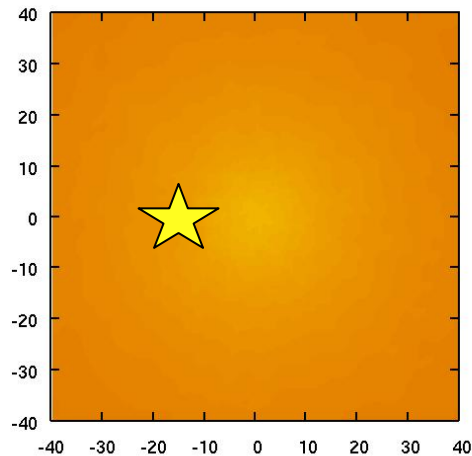
電離光子あり: 密度上昇  
 電離光子なし: hydrostatic core

# 結果 $25M_{\odot}$ の場合

Number density



H2 fraction



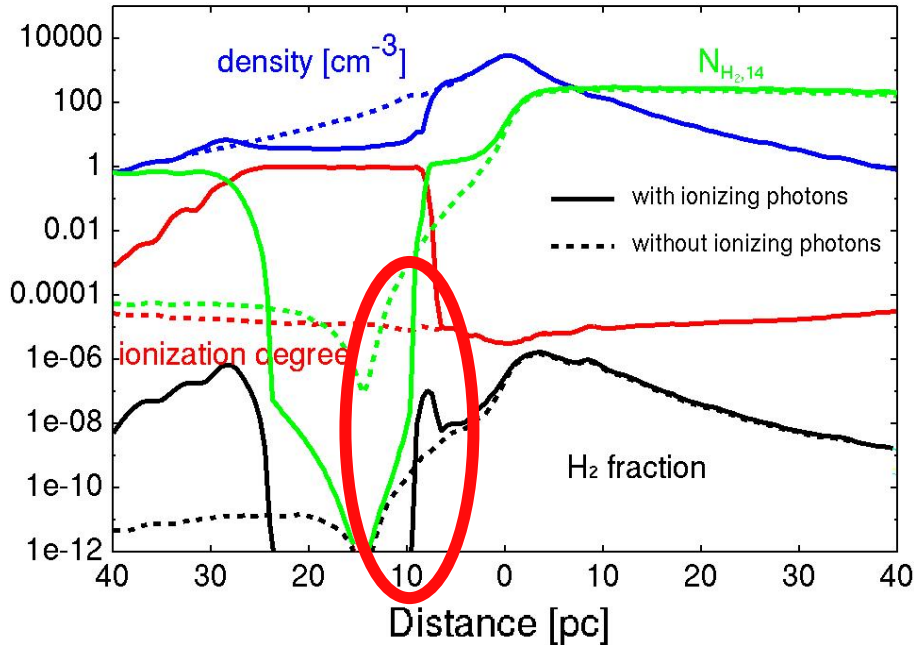
# 結果 $25M_{\odot}$ の場合

点線 解離光子のみ 実線 解離光子&電離光子

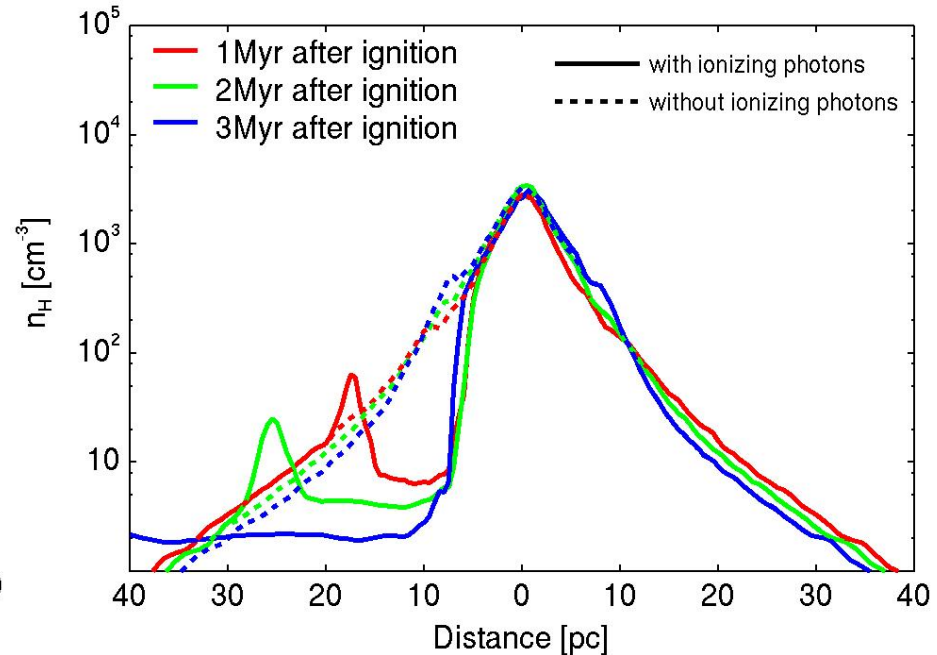
$$M_* = 25M_{\odot}, D = 14\text{pc}, n_{\text{on}} = 10^3\text{cm}^{-3}$$

コア中心での解離フラックスは先ほどと同じ

1 Myr after ignition



密度時間進化



水素分子割合は先ほどより~2桁小  
 $\Rightarrow N_{\text{H}_2}$  に大きな違いは無し

電離光子あり: hydrostatic core  
 電離光子なし: hydrostatic core

# Analytic estimation : photo-dissociation

## ● 解離効果が優勢の場合 (Susa2007)

光解離のタイムスケール  $t_{\text{dis}}$

v.s

自由落下タイムスケール  $t_{\text{ff}}$

$$t_{\text{dis}} = 1/k_{\text{dis}} = \frac{1}{1.13 \times 10^8 F_{\text{LW0}} f_{\text{sh}} (N_{\text{H2}} / 10^{14} \text{ cm}^{-2})} \text{ s}$$

$F_{\text{LW0}}$ : shieldなしのフラックス  
 $f_{\text{sh}}(x) = x^{-3/4} \quad x > 1$

$$t_{\text{ff}} = \sqrt{\frac{3\pi}{32G\rho}}$$

Shielding function (Draine & Bertoldi 1996)

### 解離によってコラプスが阻害される臨界距離

$$D_{\text{cr,d}} = 124 \text{ pc} \left( \frac{L_{\text{Lw}}}{10^{24} \text{ erg s}^{-1}} \right)^{1/2} \left( \frac{n_{\text{core}}}{10^3 \text{ cm}^{-3}} \right)^{-7/16} \left( \frac{T}{600 \text{ K}} \right)^{-3/4}$$

Susa (2007)で未確認

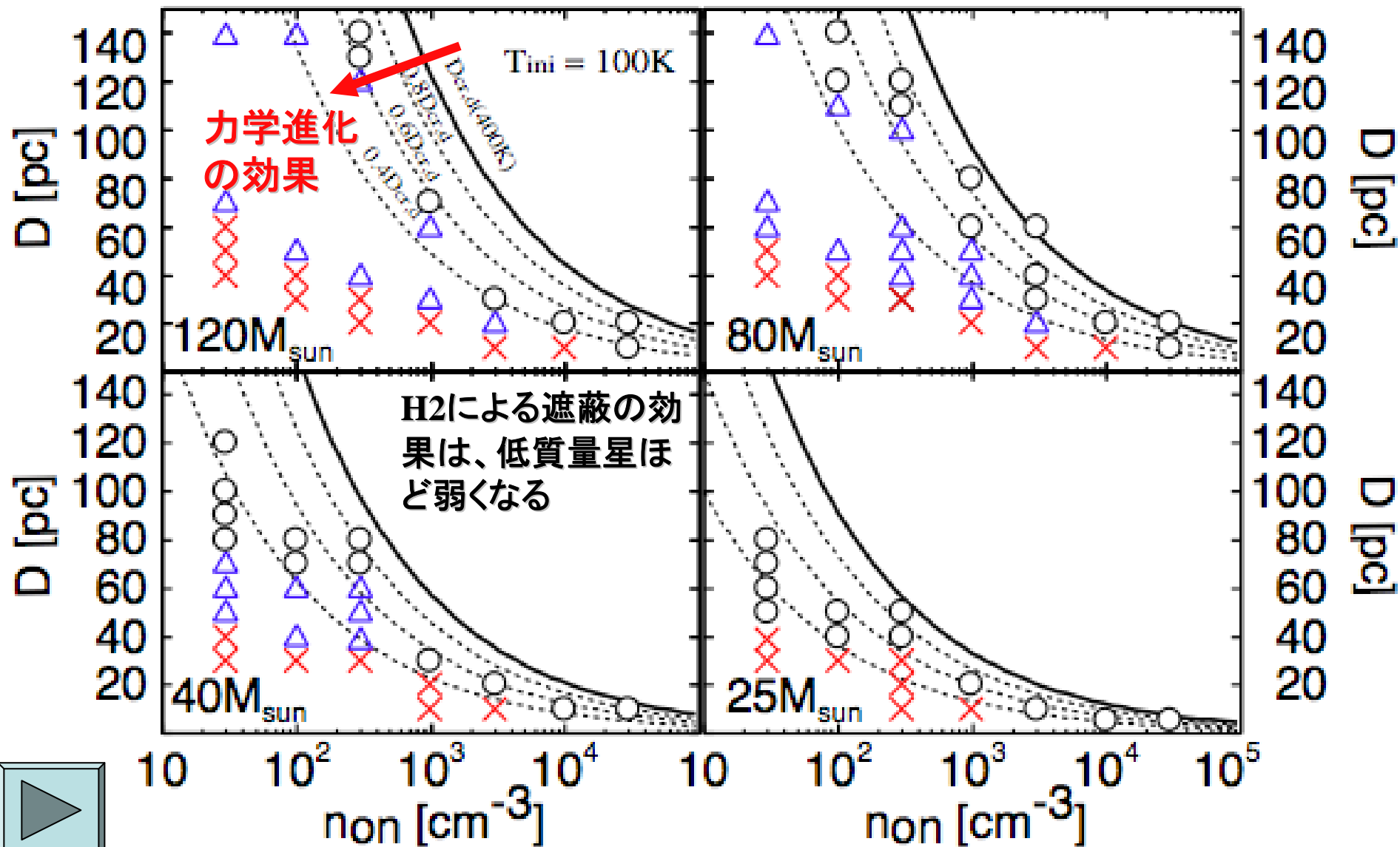
Free-fall time  
Etc.

コア半径、水素分子形成率  
Etc.



# Summary of runs ( $T_i=100\text{K}$ )

OLWだけでもコラプス、 $\Delta\text{LW}+\text{ion}$ でコラプス、 $\times$ コラプス不可能



# Dynamical Effect

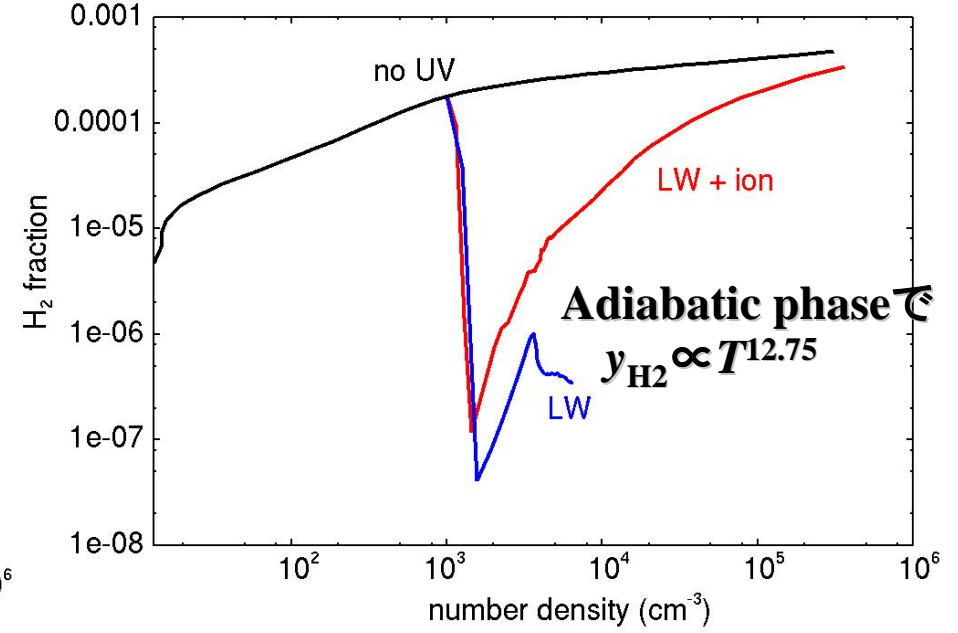
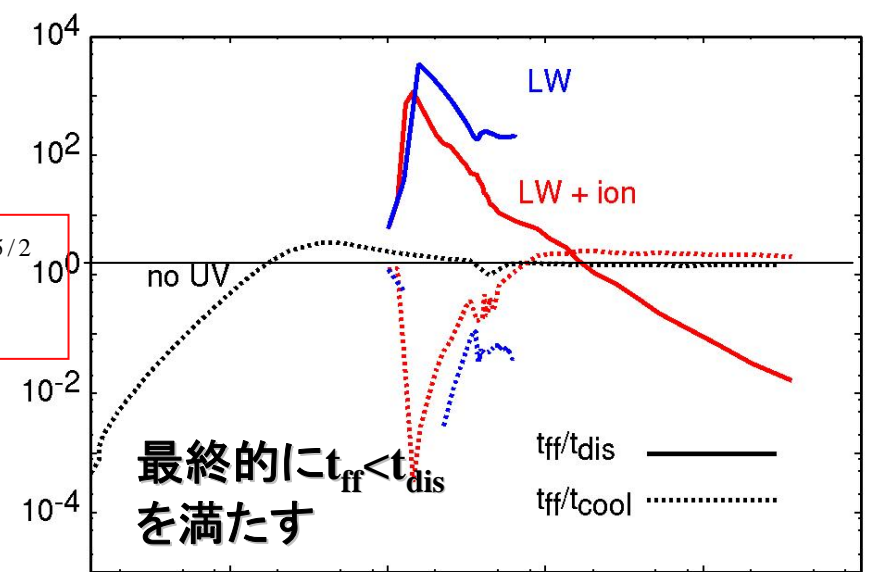
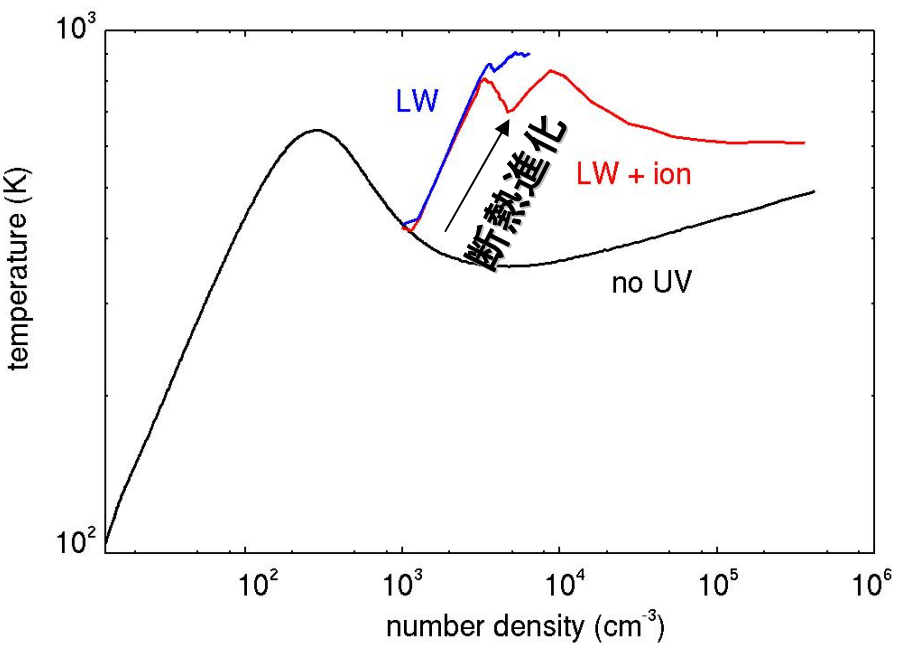
$$M_* = 80M_\odot, D = 40\text{pc}, n_{\text{on}} = 10^3\text{cm}^{-3}$$

水素分子の平衡値(Susa 2007改)

$$y_{\text{H}_2} = 2.33 \times 10^{-5} \left( \frac{F_{\text{lw}}}{2 \times 10^{-17} \text{cgs}} \right)^4 \left( \frac{n}{10^4 \text{cm}^{-3}} \right)^{7/2} \left( \frac{T}{10^3 \text{K}} \right)^{15/2}$$

$$\Lambda_{\text{H}_2} \propto n^2 y_{\text{H}_2} T^4, \quad n \ll 10^4 \text{cm}^{-3}$$

$$\Lambda_{\text{H}_2} \propto n y_{\text{H}_2} T^{4.7}, \quad n \gg 10^4 \text{cm}^{-3}$$



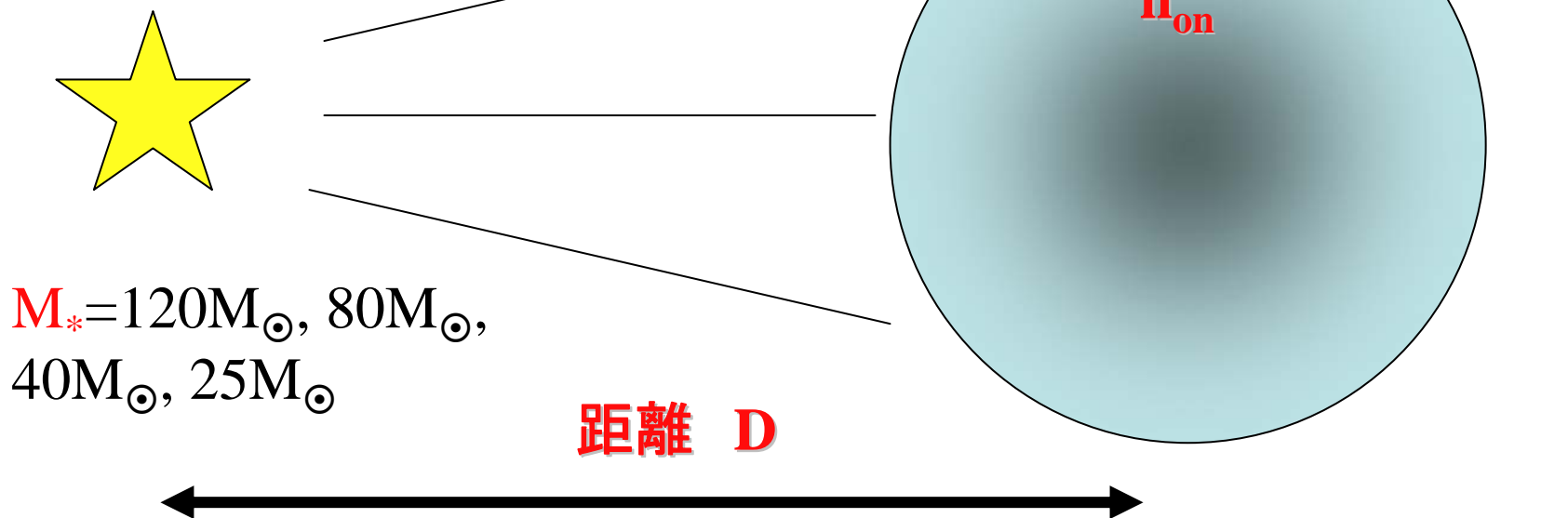
# ガス雲の温度を変えたなら

三次元輻射流体シミュレーション(RSPH法)による調査

Parameters:

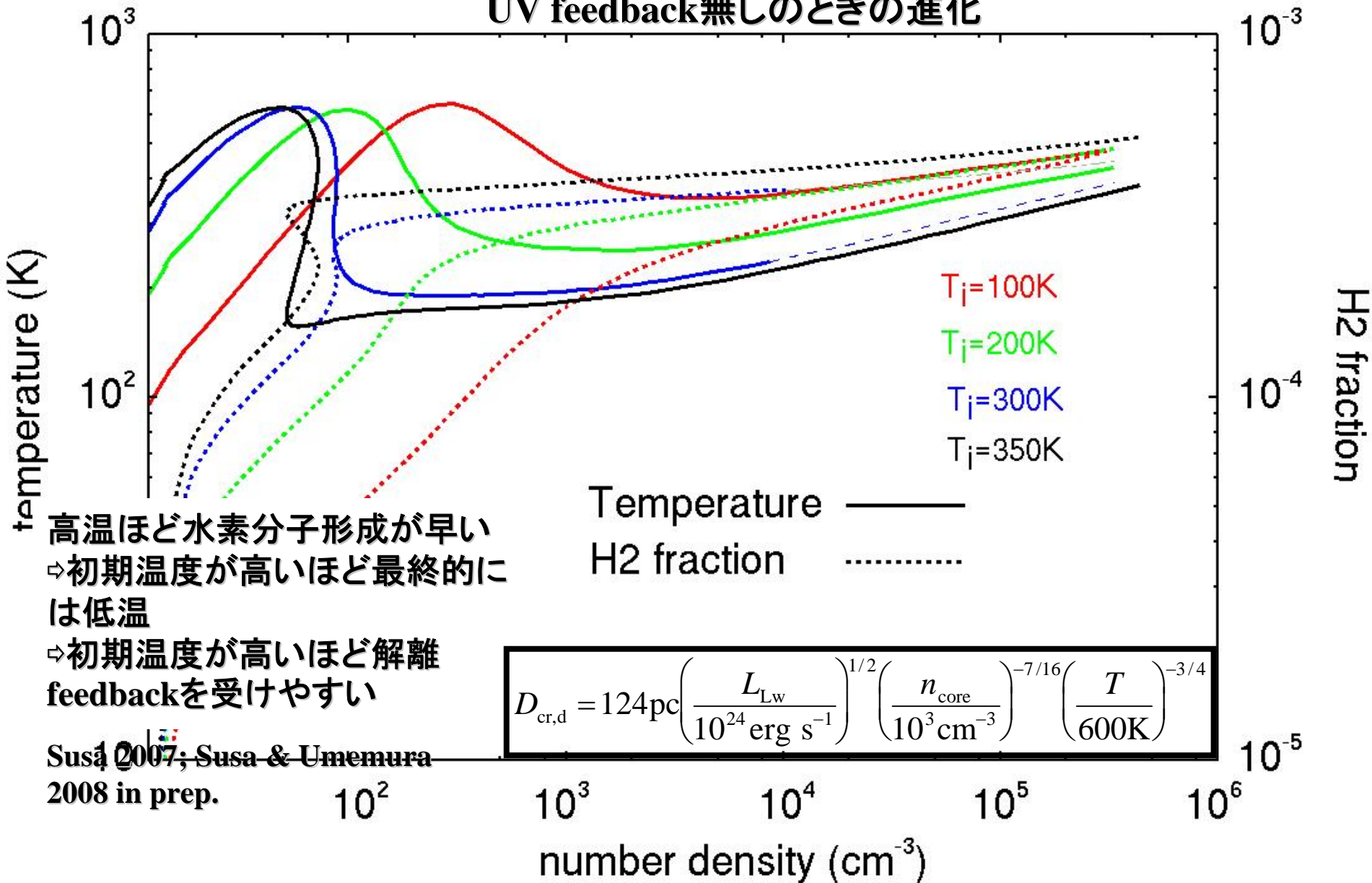
星質量  $M_*$ , 距離  $D$ , 密度  $n_{\text{on}}$

1.  $M_b = 8.3 \times 10^4 M_\odot$ ,  $R = 40 \text{ pc}$  の一様密度雲を用意  $\rightarrow$  重力収縮
2. 雲の中心密度が  $n_{\text{on}}$  のときに近傍の星を光らせる.



# 進化の初期温度依存性

UV feedback無しときの進化

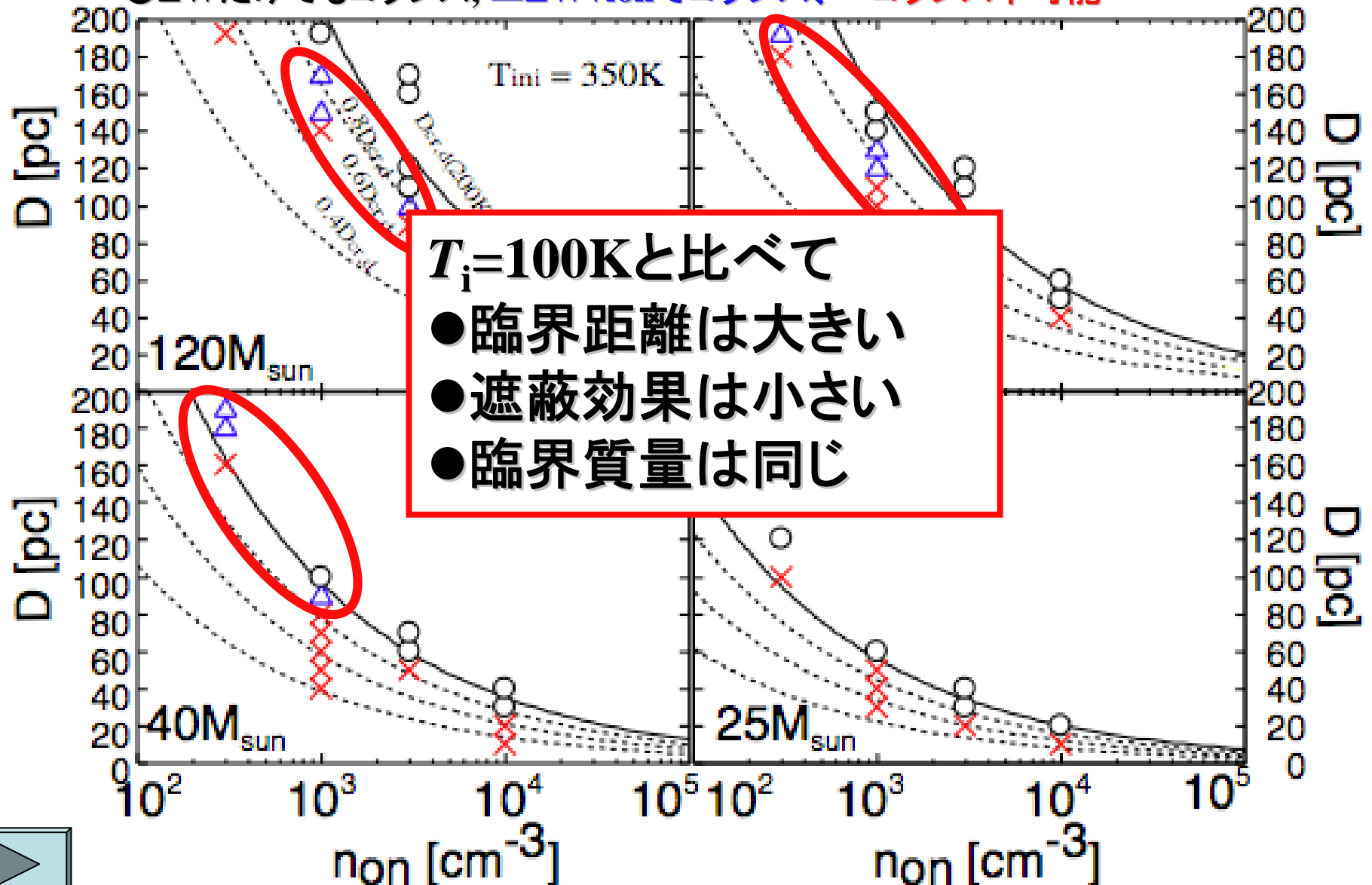


高温ほど水素分子形成が早い  
 ⇨初期温度が高いほど最終的には低温  
 ⇨初期温度が高いほど解離feedbackを受けやすい

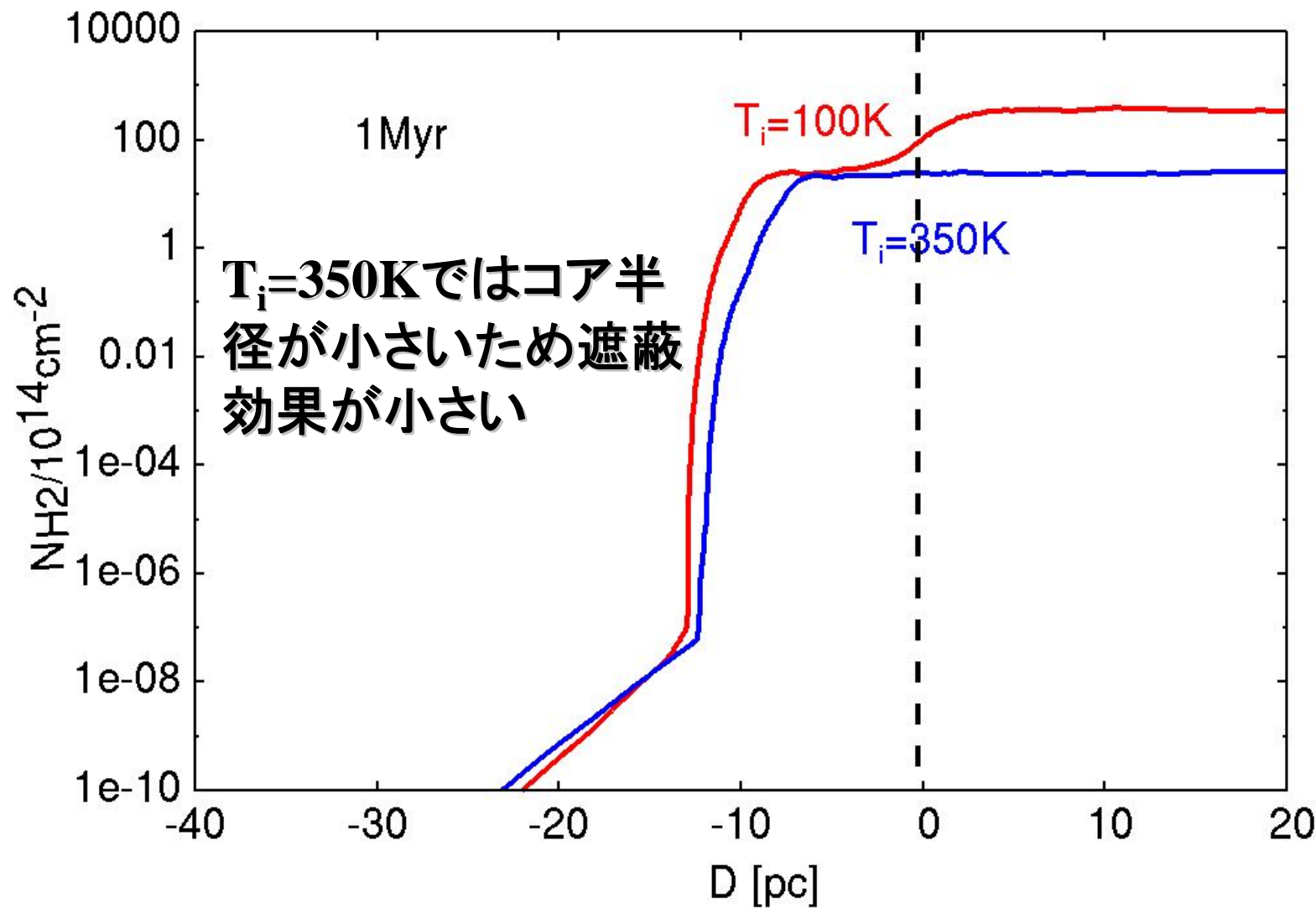
Susa 2007; Susa & Umemura  
 2008 in prep.

# Summary of runs ( $T_i=350\text{K}$ )

OLWだけでもコラプス、 $\Delta\text{LW}+\text{ion}$ でコラプス、 $\times$ コラプス不可能



# なぜH<sub>2</sub> shellの効果が薄いのか？



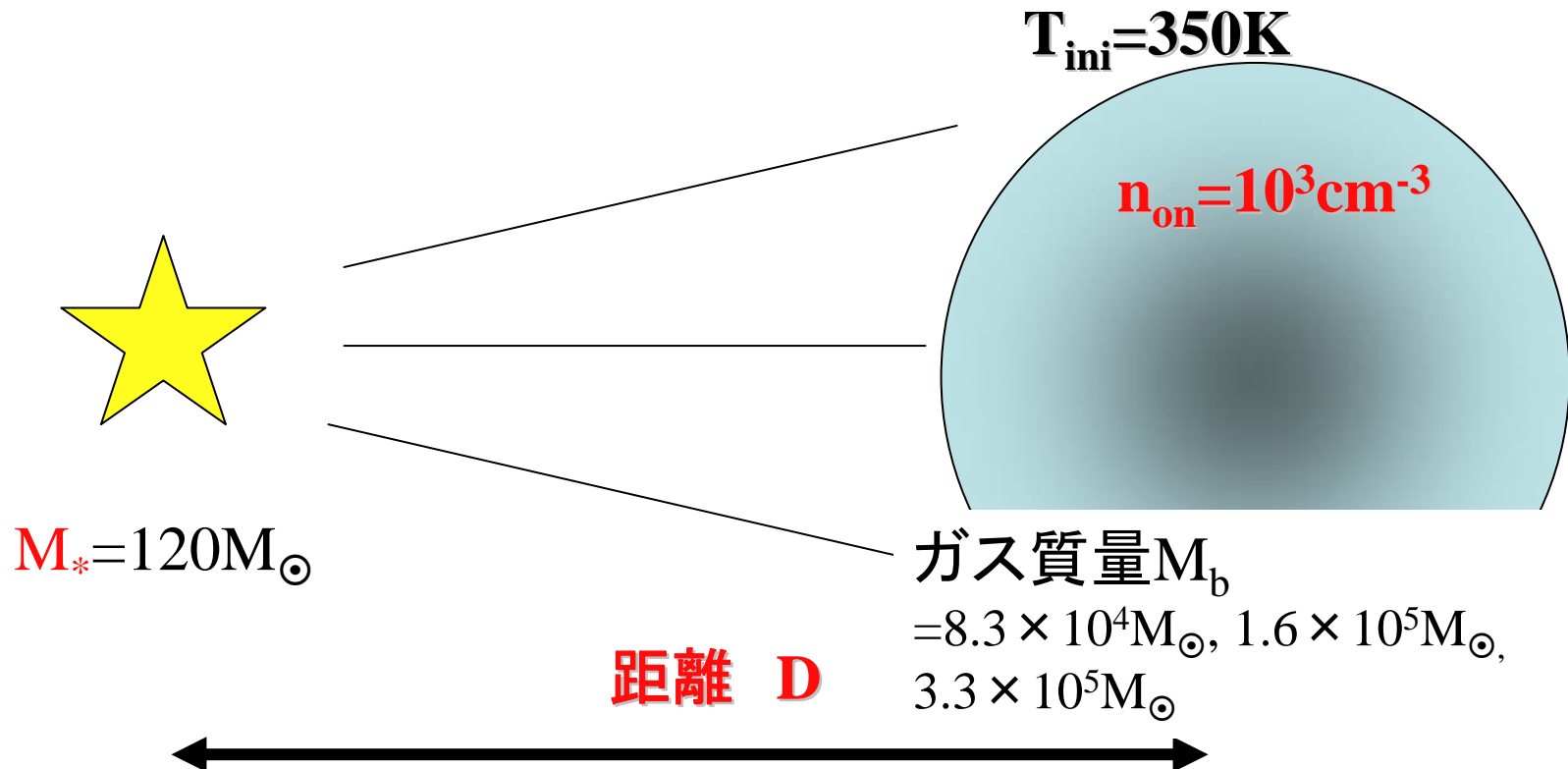
# ガス質量を変えたなら

三次元輻射流体シミュレーション(RSPH法)による調査

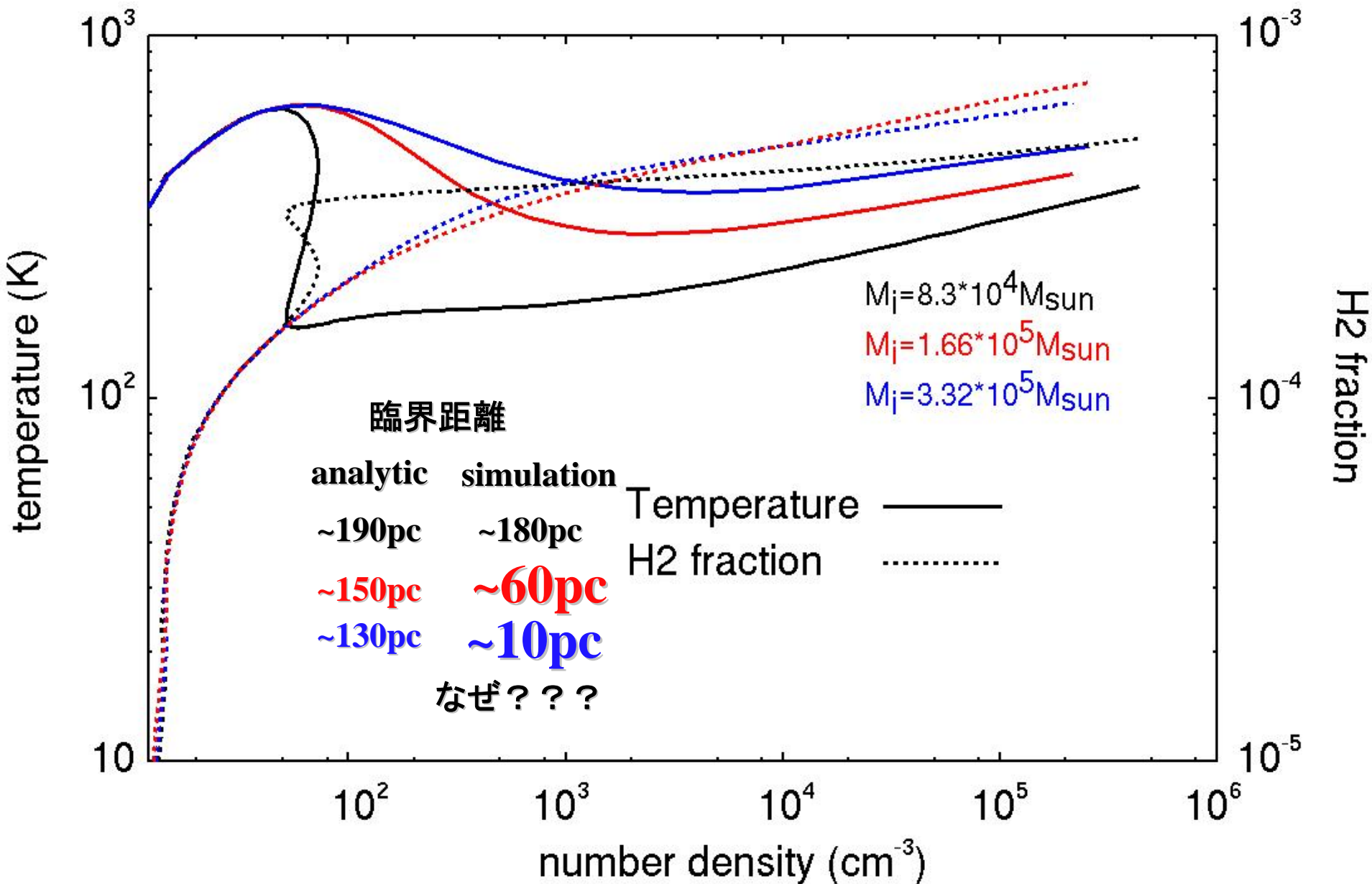
Parameters:

雲質量 $M_b$ , 距離 $D$

1.  $M_b$ , 一様密度雲( $14\text{cm}^{-3}$ )を用意  $\rightarrow$  重力収縮
2. 雲の中心密度が $n_{\text{on}}$ のときに近傍の星を光らせる.



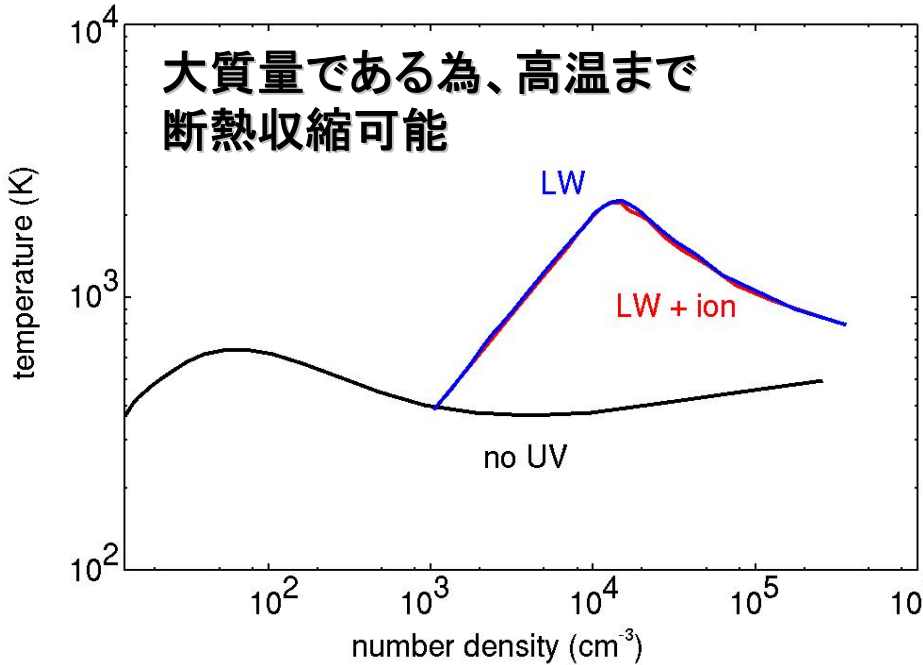
# Cloud進化の初期質量依存性



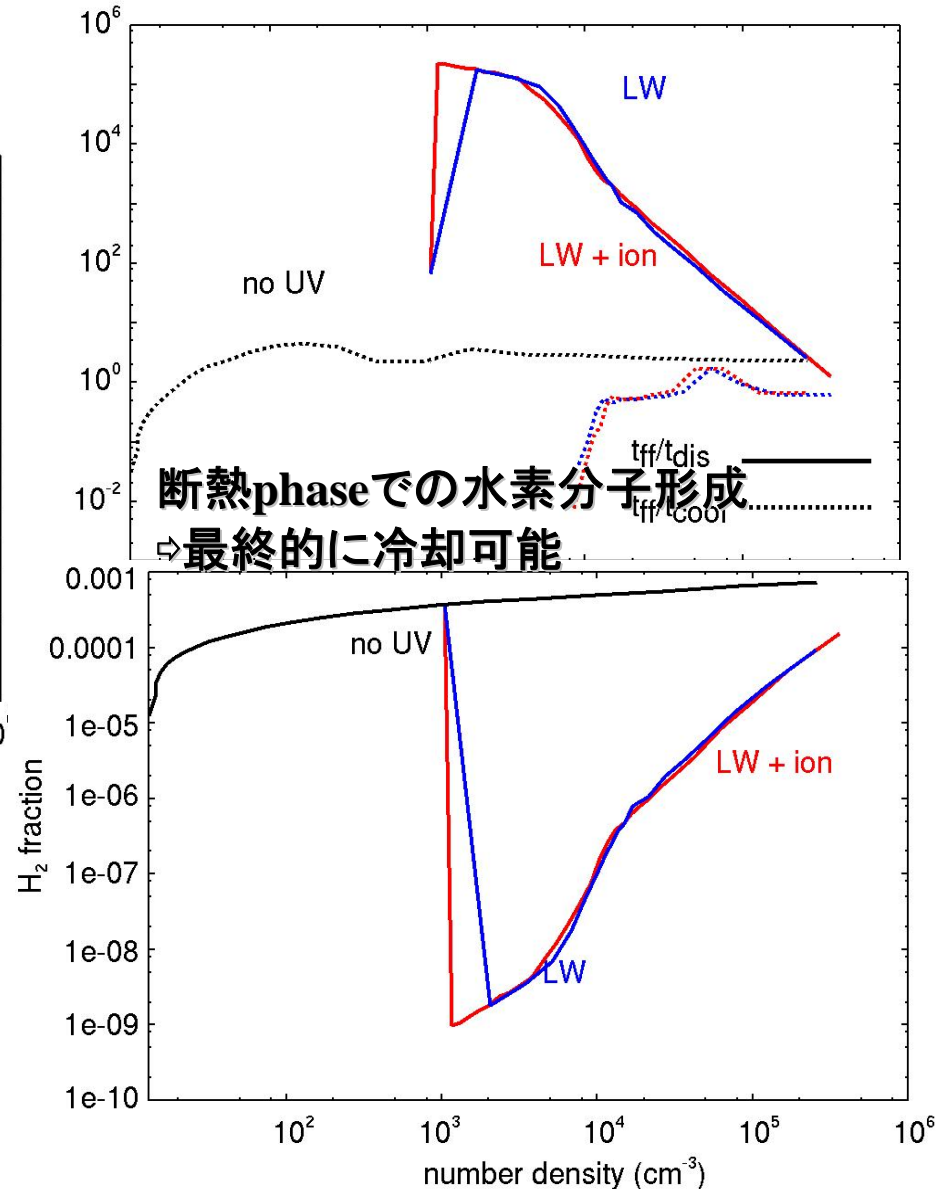


# Cloud進化の初期質量依存性

$M_{\text{cloud}} = 3.32 \times 10^5 M_{\odot}$ ,  $D = 10 \text{ pc}$ ,  
 $T_i = 350 \text{ K}$ ,  $n_{\text{on}} = 10^3 \text{ cm}^{-3}$



**Dynamical effect**がかなり重要に効いてくる為、大質量雲では解離feedbackによって星形成は阻害されにくい。



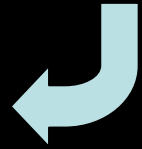
# Summary

★ PopIII starが近傍高密度雲に与える輻射性フィードバックを調査.

## ✓ 星質量依存性

$N_{\text{ion}}/N_{\text{LW}}$ が小さくなる効果

- 低質量ほど $\text{H}_2$  shellによる遮蔽効果は小さくなる  
⇒  $25\text{-}40M_{\odot}$ 以下の場合解離フラックスでコラプスの可否が決まる



## ✓ 雲初期温度依存性

温度が低い(コア半径が小さい、水素分子形成遅い)

- 初期温度が高いほど臨界距離は大きい
- $\text{H}_2$  shellによる遮蔽効果は弱い



## ✓ 雲質量依存性

- 臨界距離はかなり強く依存.  
(今回の設定では)  $>3 \times 10^5 M_{\odot}$ では10pc以下



**Dynamical effect**

# 星質量による放射スペクトルの違い

