

Radiation hydrodynamics
simulations of the formation of
direct-collapse supermassive
stellar systems
(MNRAS accepted)

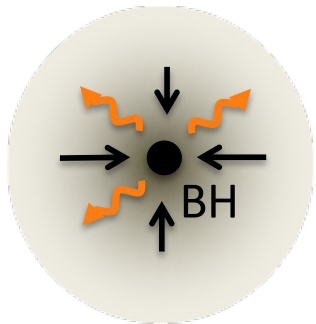
鄭昇明 (東大)、細川隆史(京大)、吉田直紀 (東大)

Motivation:

Super Massive Black Holes at high z

2

- SMBH with $10^9 M_{\odot}$ at $z \sim 7$ (宇宙年齢 ~ 8 億年)
- 種BHへのEddington降着を考えると...



$$G \frac{M_{\text{BH}} m_{\text{p}}}{R^2} = \frac{\sigma L}{4\pi c R^2}$$

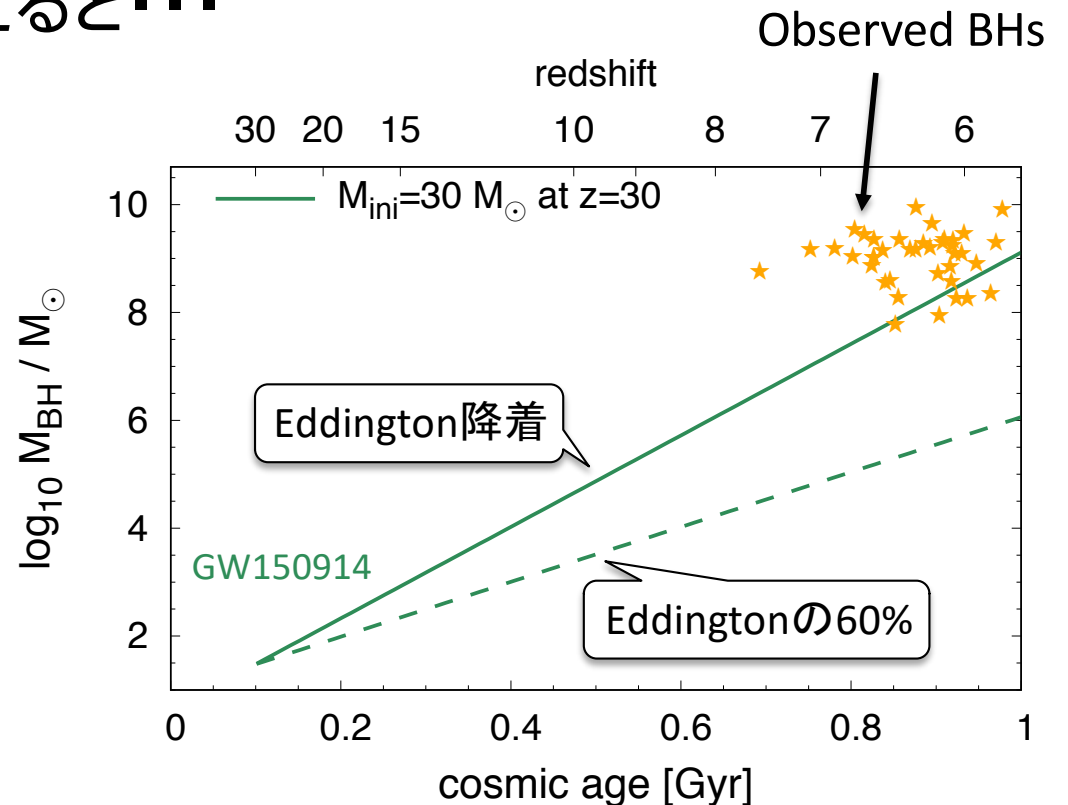
$$L = \epsilon \dot{M} c^2$$

$$\dot{M}_{\text{BH}} = (1 - \epsilon) \dot{M}$$

$$\dot{M}_{\text{BH}} \propto M_{\text{BH}}$$

$$\rightarrow M_{\text{BH}} = M_{\text{ini}} \exp(t/t_{\text{E}})$$

where $t_{\text{E}} \sim 50$ Myr



30 M_{\odot} から出発するとSMBHの質量を説明できない。

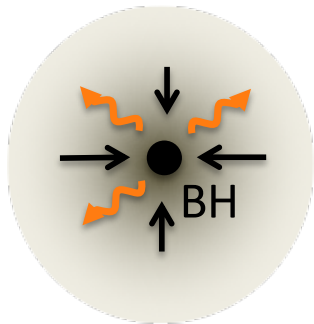
2

Motivation:

Super Massive Black Holes at high z

3

- SMBH with $10^9 M_{\odot}$ at $z \sim 7$ (宇宙年齢 ~ 8 億年)
- 種BHへのEddington降着を考えると...



$$G \frac{M_{\text{BH}} m_p}{R^2} = \frac{\sigma L}{4\pi c R^2}$$

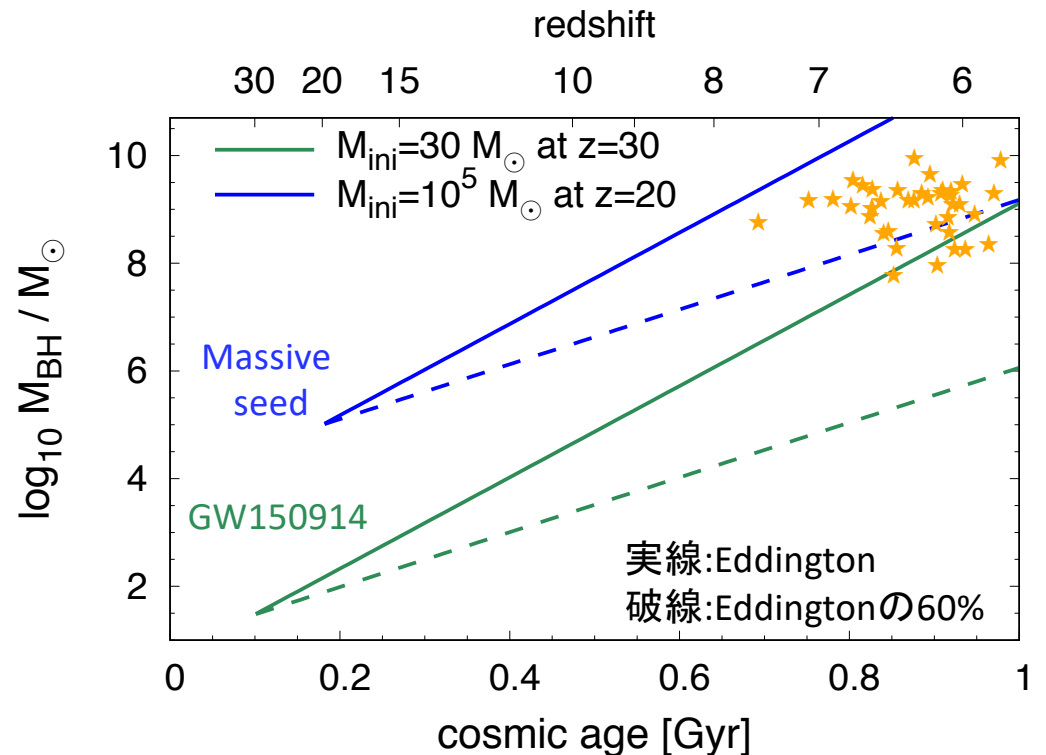
$$L = \epsilon \dot{M} c^2$$

$$\dot{M}_{\text{BH}} = (1 - \epsilon) \dot{M}$$

$$\dot{M}_{\text{BH}} \propto M_{\text{BH}}$$

$$\rightarrow M_{\text{BH}} = M_{\text{ini}} \exp(t/t_E)$$

where $t_E \sim 50$ Myr

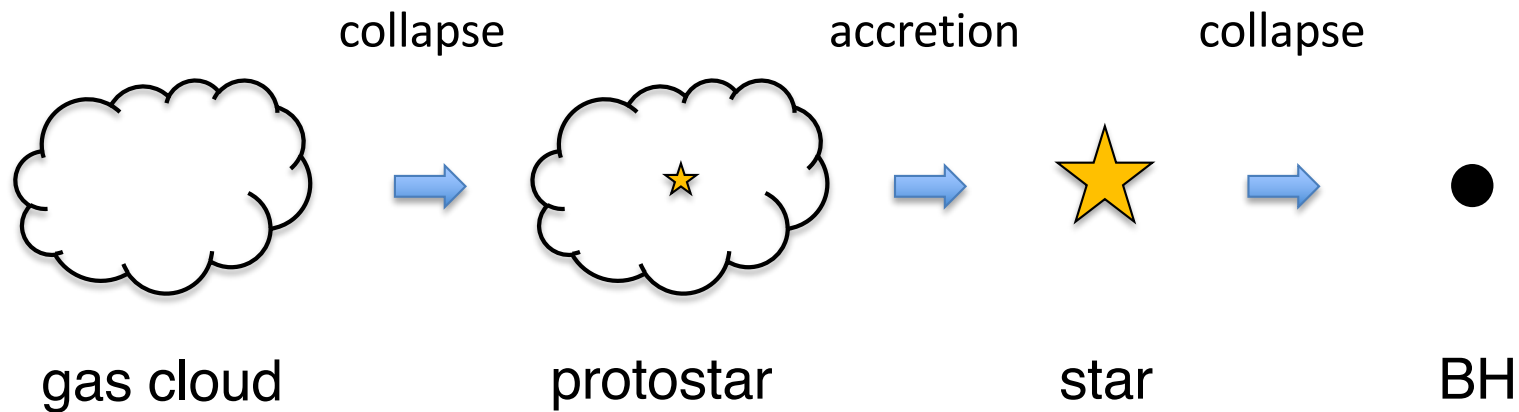


より重たい種BHを作ることはできないか？

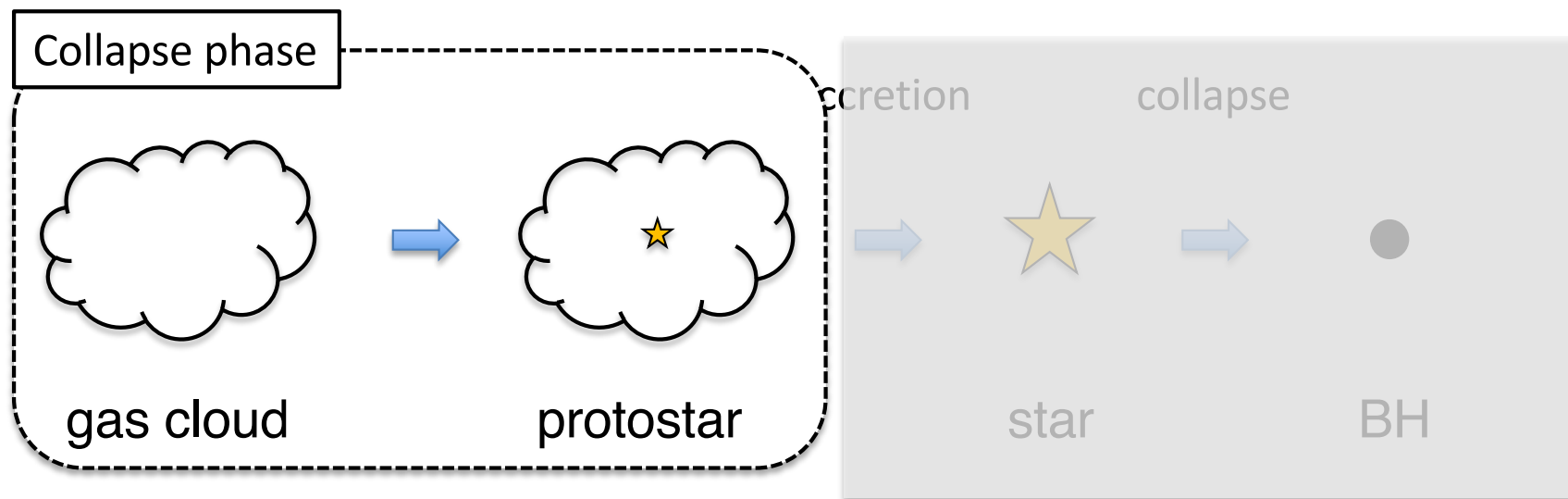
3

Massive Star Formation in the early universe

基本に立ち戻って、massive starの形成過程を考える。



Massive Star Formation in the early universe

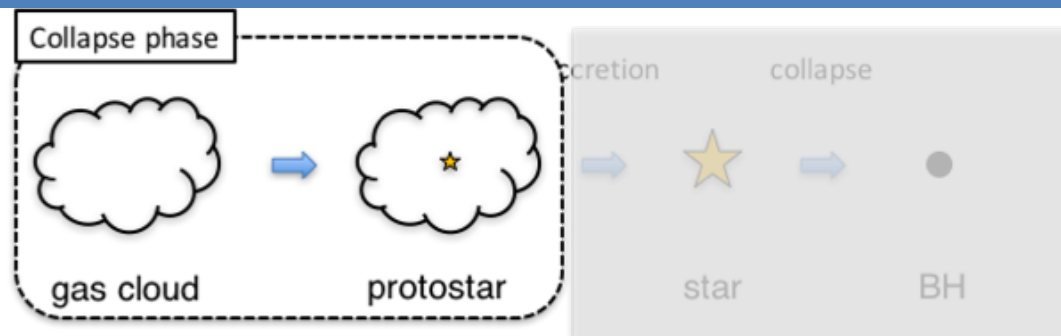


- M_{cloud} が ジーンズ質量 M_J を超えると、ガス雲が崩壊。
- 崩壊は光学的に厚いコア(原始星)ができるまで進む。
- 質量降着率は

$$\dot{M} \sim M_J/t_{\text{ff}} \sim c_s^3/G \propto T^{\frac{3}{2}} \quad (\text{Larson 1969, Shu 1977 ...})$$

→ 熱いガス雲ほど \dot{M} が高く、大きな M_* が実現する。

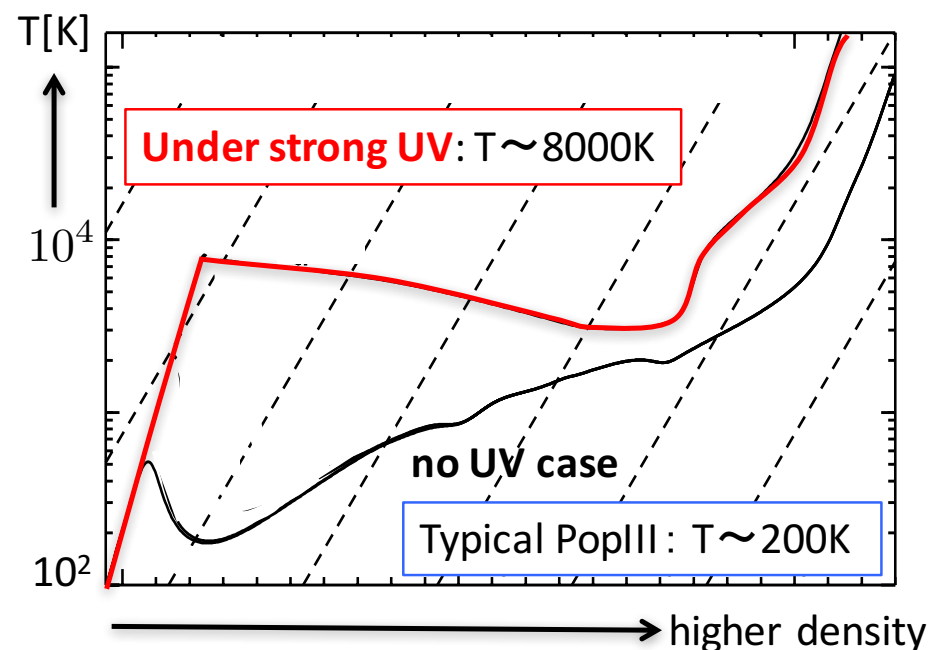
Massive Star Formation in the early universe



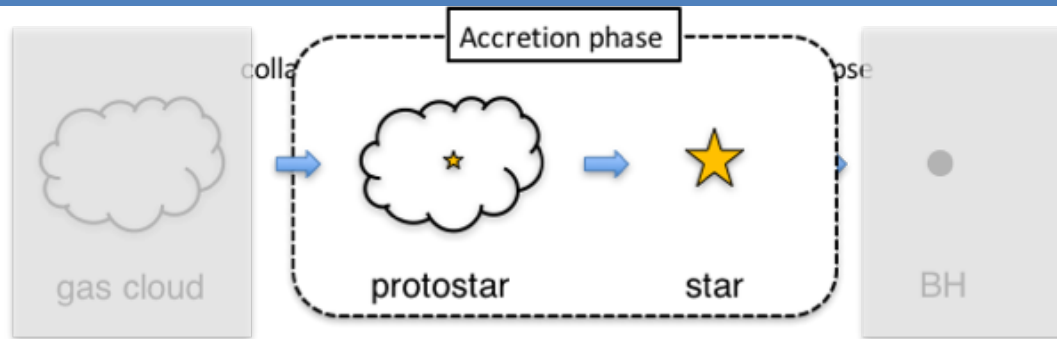
(Omukai 2001)

- ガス雲の温度は化学組成や外部輻射などによって決まる。
- 初期宇宙では、ガス雲は主に **H₂ 分子の放射により冷却**。
- 強い外部輻射(**Far-UV輻射**)により H₂が破壊され、ガス雲の温度が上昇
⇒ $\dot{M} \sim 0.1 - 1 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$
⇒ $M_* \sim 10^5 M_{\odot}$

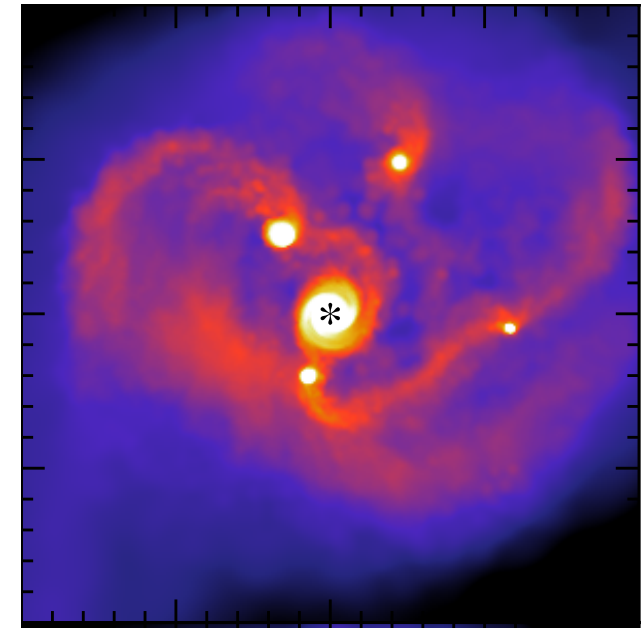
(質量降着が星の寿命の間続いた場合)



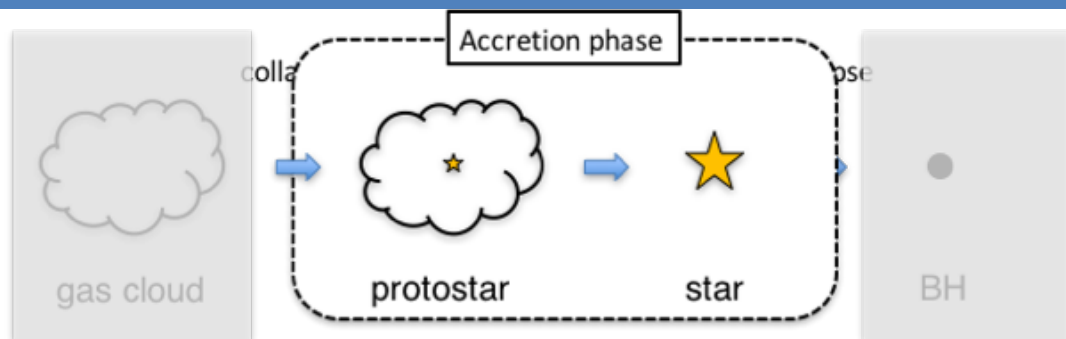
Massive Star Formation in the early universe



- 周囲からのガス降着で、原始星は質量を獲得
- 原始星周りにガス円盤ができる。
- 質量成長をを阻害するいくつかの要因
 - **原始星からの電離放射**によって、周囲のガスが加熱され、系から逃げ出してしまう。
 - **円盤分裂**により複数の星ができると、この星の質量は小さくなる。

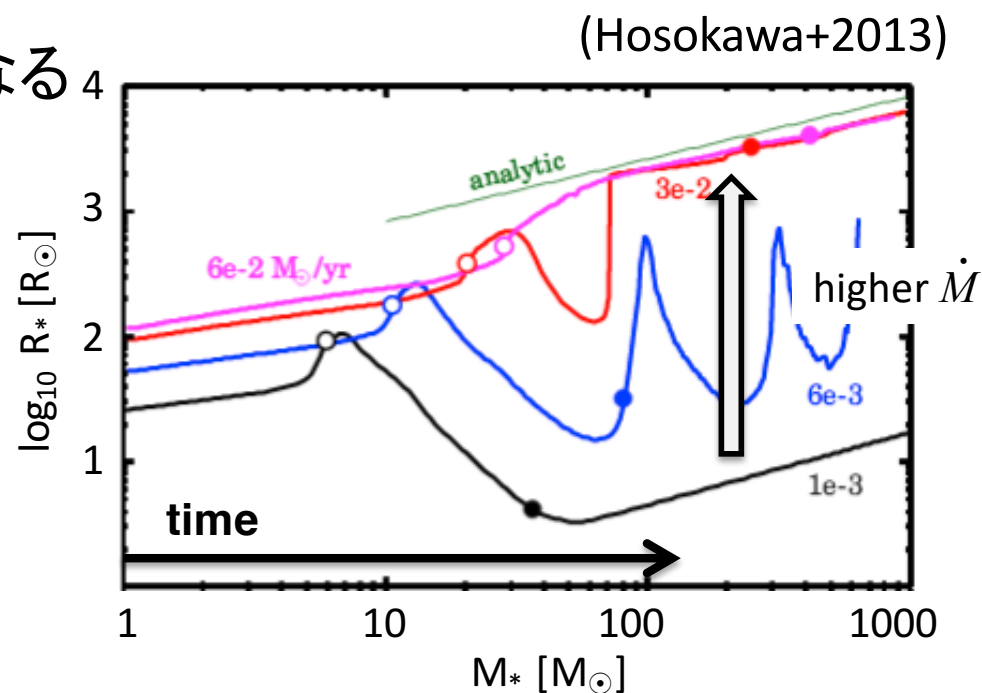


Massive Star Formation in the early universe



平野氏talk (Supergiant Protostar)

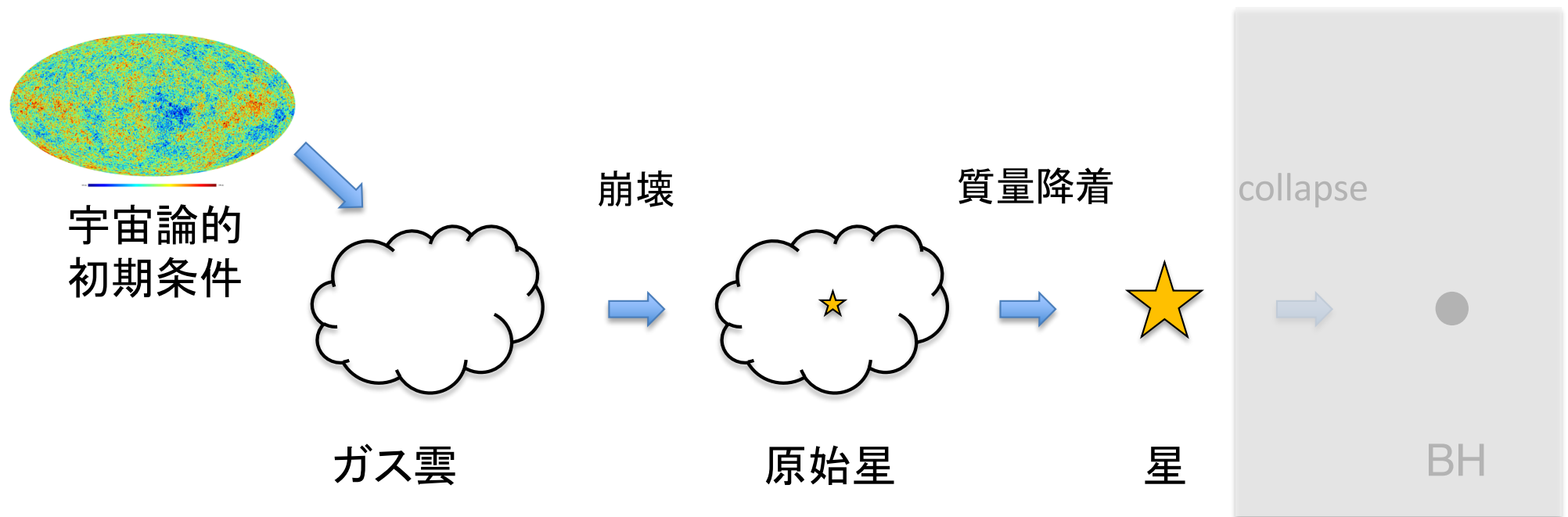
- 急速な質量降着のもとでは、星の電離放射光度は非常に小さくなる
- 降着により大きなエントロピーが星の外層に注入され続ける。
⇒ **星の表層は膨らみ続ける** (右図)
⇒ 電離光子の放出率は非常に小さくなり、電離放射の影響は無視できるほど小さくなる。



SMS formation

本研究の目的: 初期宇宙におけるSMS形成の過程を探る。

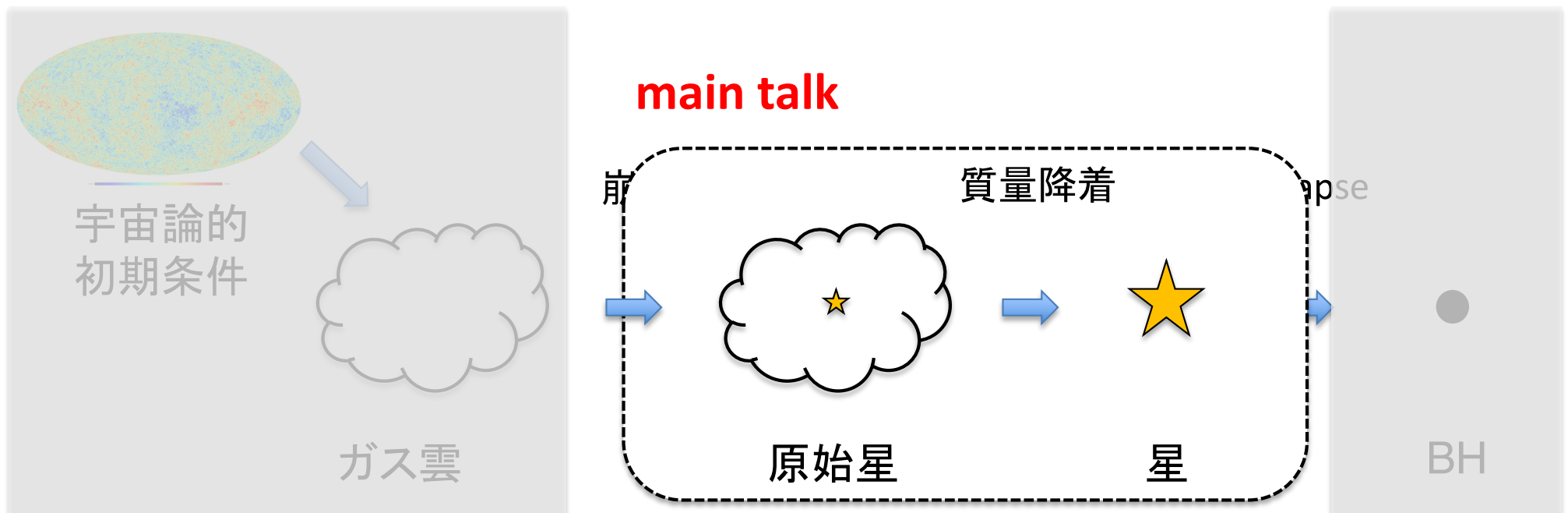
⇒ 宇宙論的初期条件から始まって、
ガス雲が崩壊してSMSができるまでの過程を計算する。



SMS formation

本研究の目的: 初期宇宙におけるSMS形成の過程を探る。

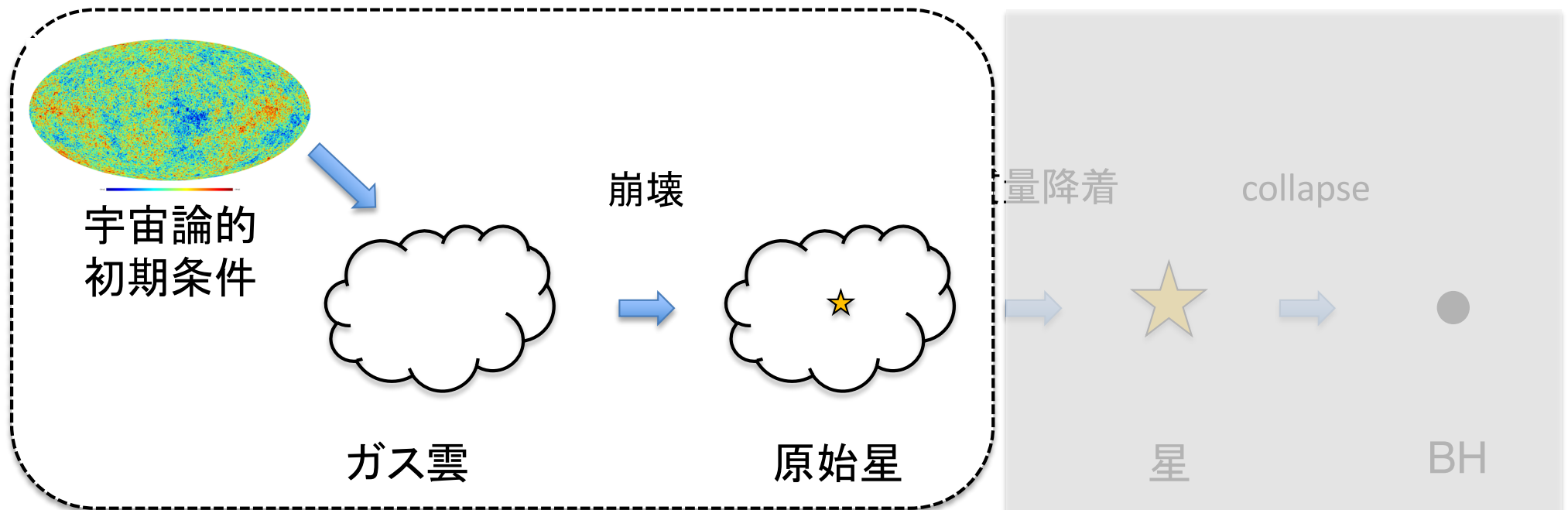
⇒ 宇宙論的初期条件から始まって、
ガス雲が崩壊してSMSができるまでの過程を計算する。



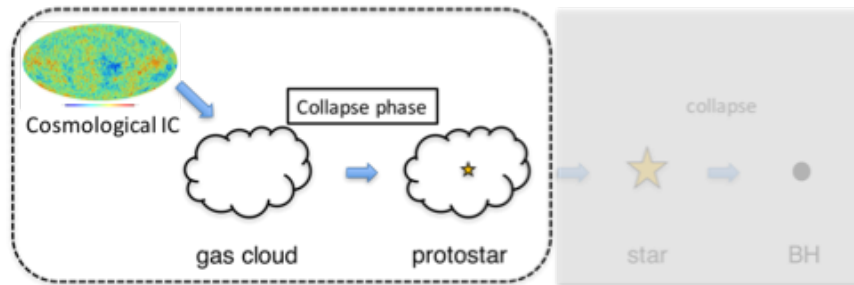
SMS formation

本研究の目的: 初期宇宙におけるSMS形成の過程を探る。

⇒ 宇宙論的初期条件から始まって、
ガス雲が崩壊してSMSができるまでの過程を計算する。



Search of SMS forming cloud

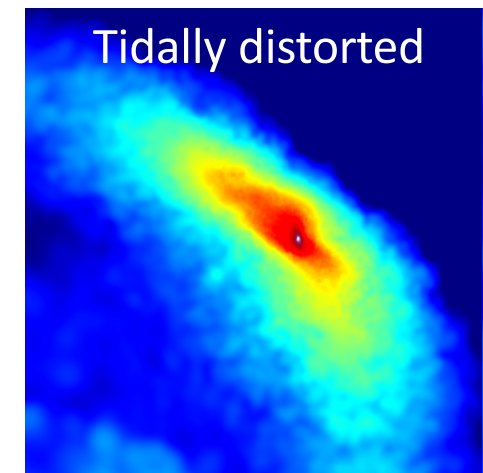


N体計算 (DM only)より、DC haloを探索。

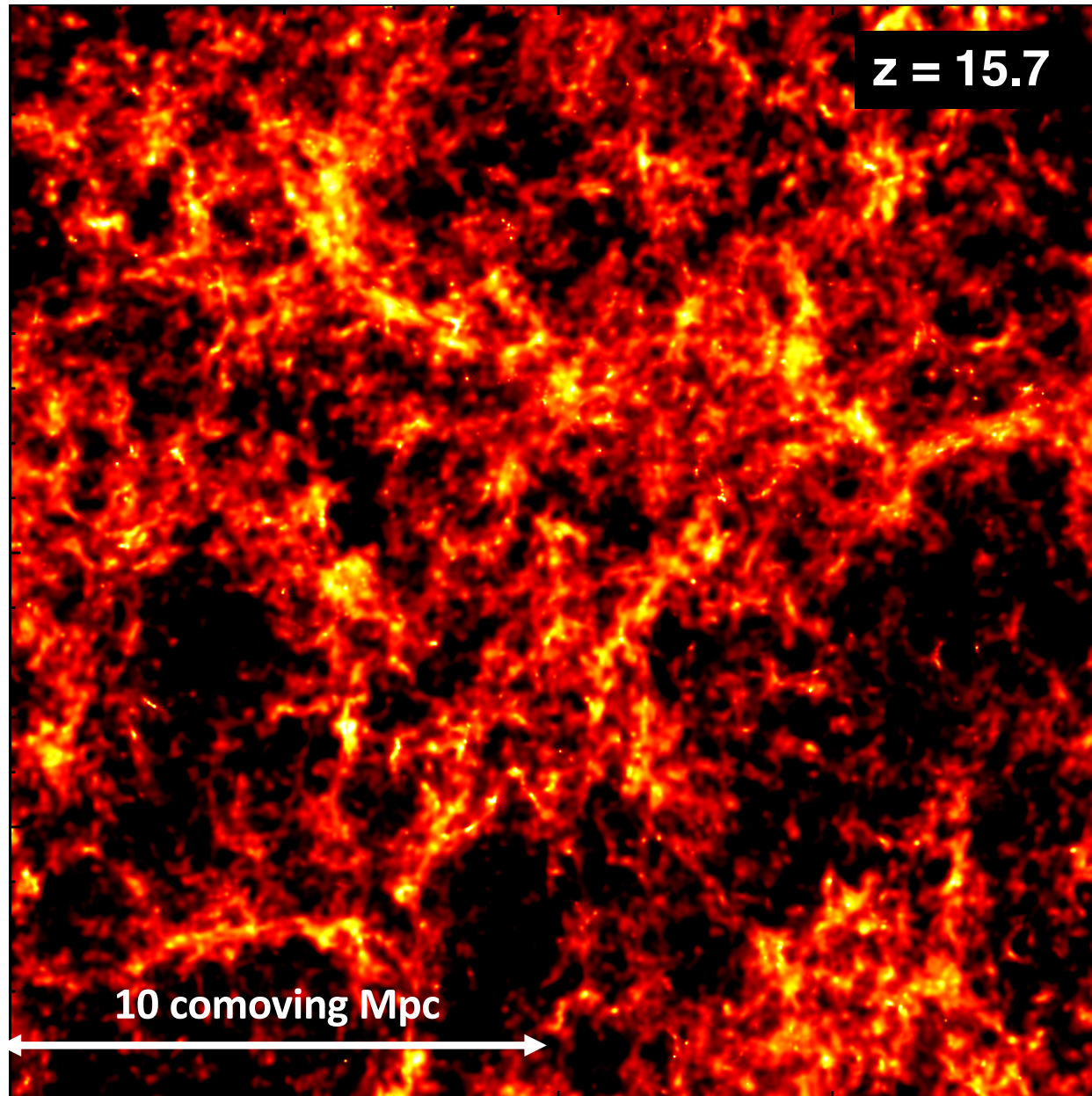
- 準解析モデルを用いて、光源銀河の形成及び金属汚染の進行過程を計算。
- DC haloを特定 (SMS形成ガス雲のホストhalo)。

次に、DC halo内部のガス雲の進化を流体計算を用いて調べた。

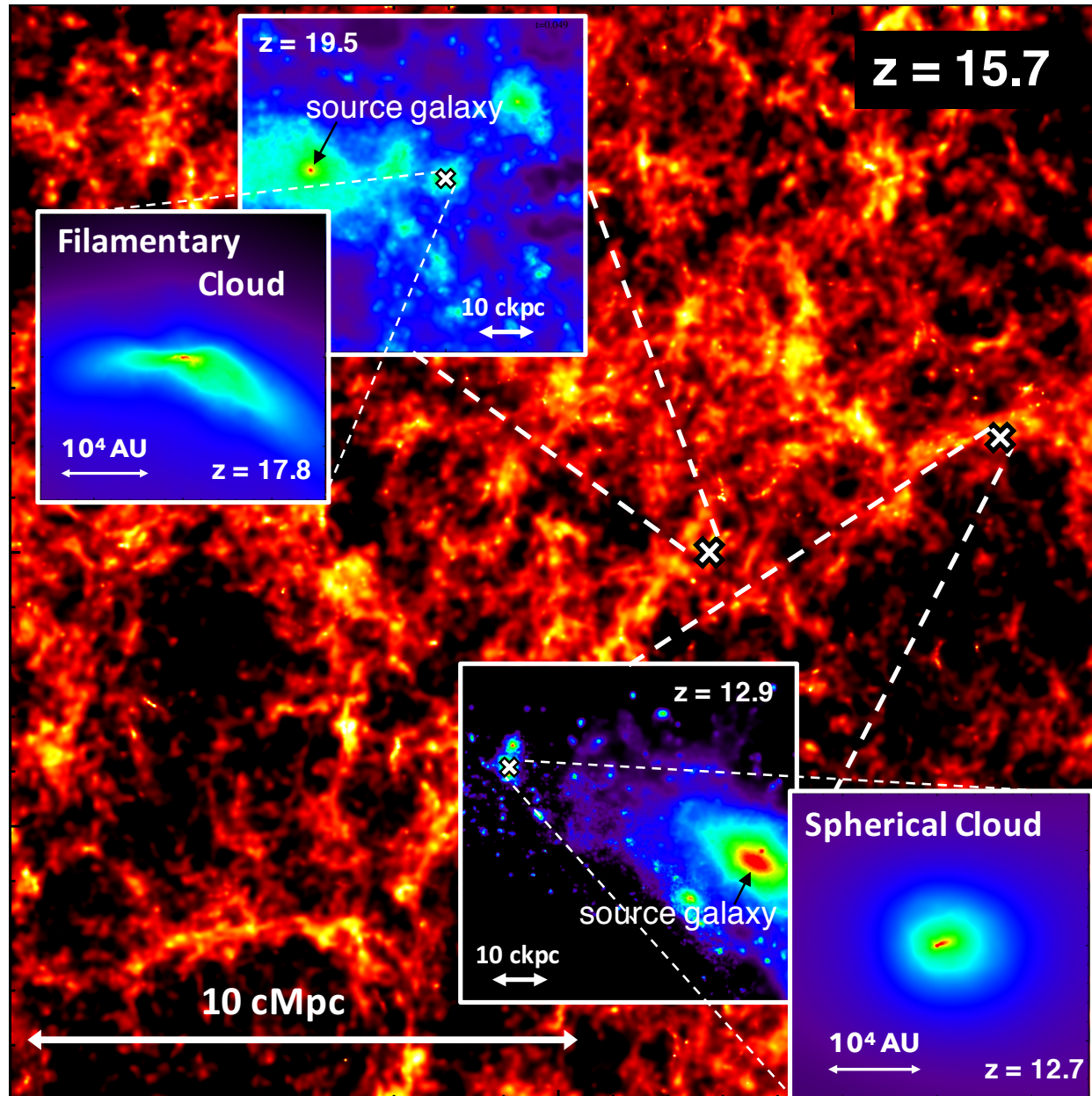
- **光源銀河からの潮汐力**により、ガス雲の崩壊が大きく妨げられる。
- 42例計算した結果、**2つの崩壊するガス雲**を発見。



Search of SMS forming cloud



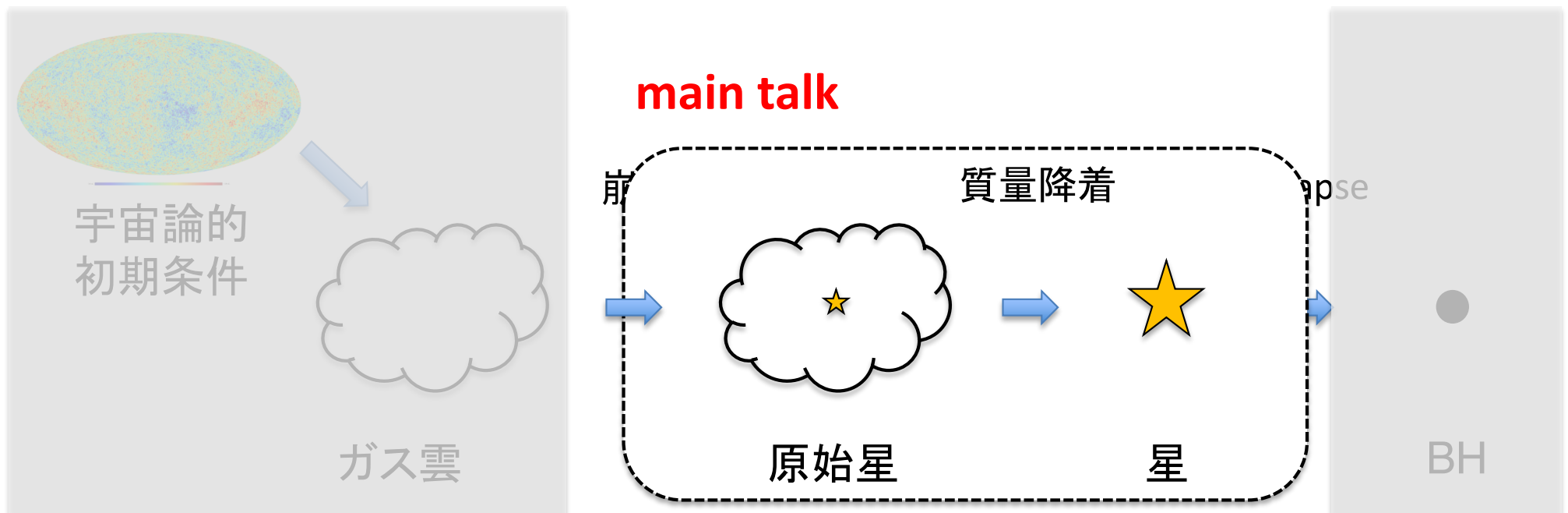
Search of SMS forming cloud



SMS formation

本研究の目的: 初期宇宙におけるSMS形成の過程を探る。

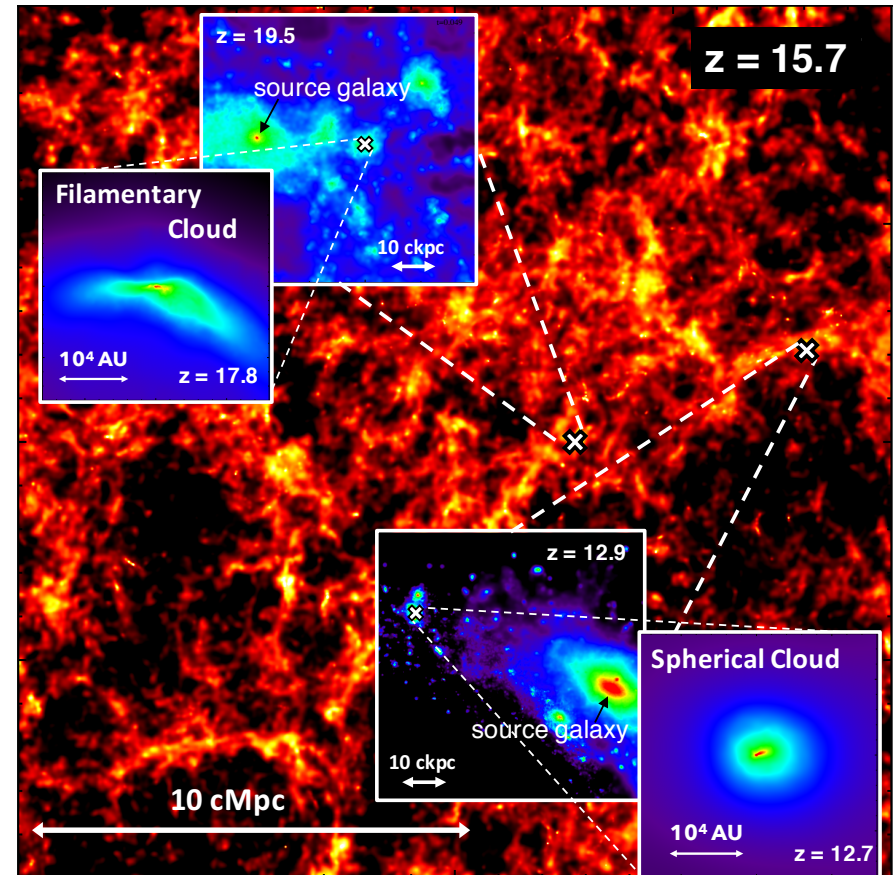
⇒ 宇宙論的初期条件から始まって、
ガス雲が崩壊してSMSができるまでの過程を計算する。



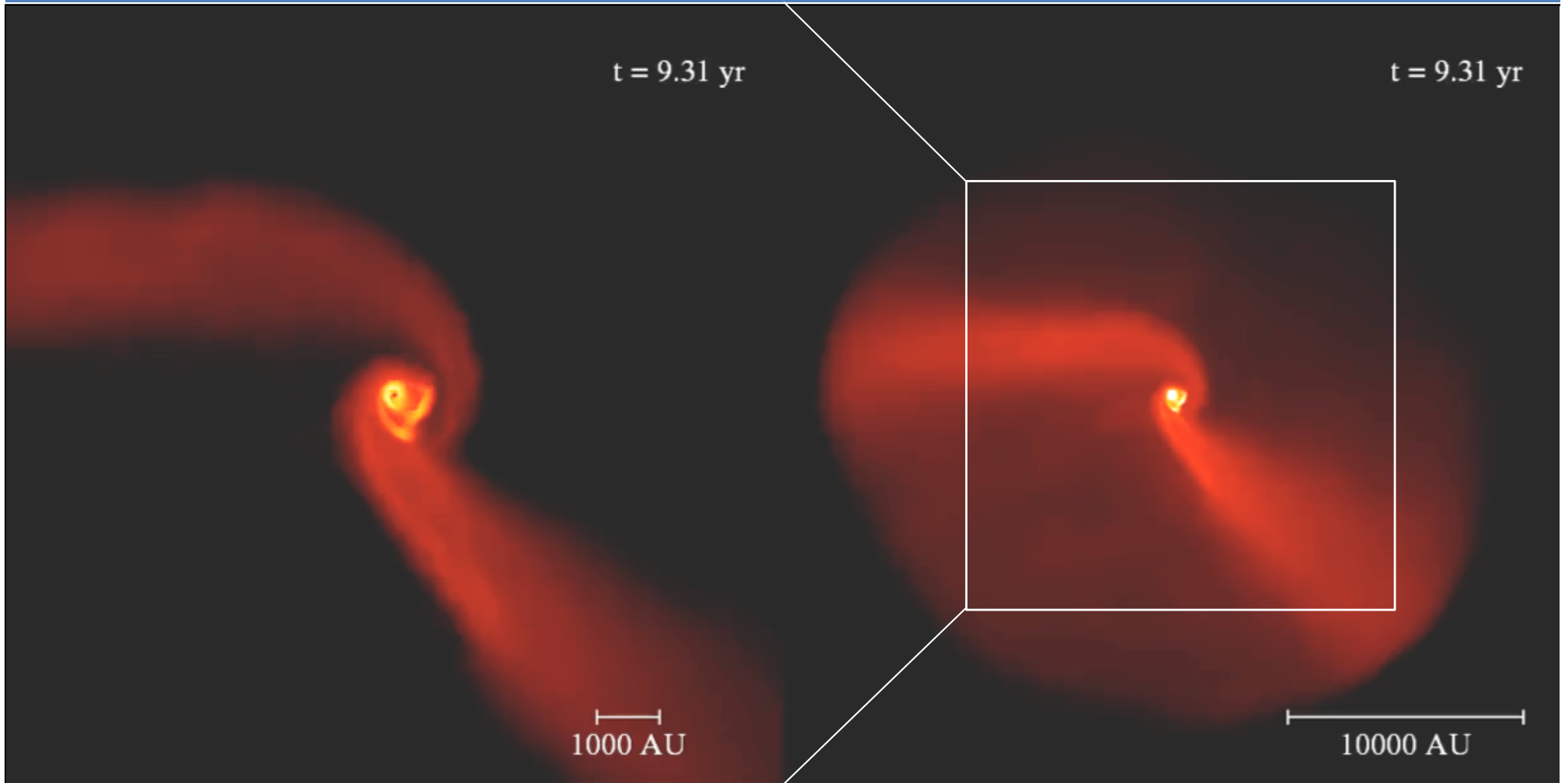
Numerical Setup

- Gadget3 (SPH + N-body)
- Primordial chemistry
- **Multiple sink**
(created at $n > 10^{14} \text{ cm}^{-3}$)
- Sink radius $\sim 20 \text{ AU}$
- UV feedback from sinks (Susa, 2006)
- Luminosity of the sink
 \Rightarrow fitting of Hosokawa+2012
- Optically thin Ly α cooling

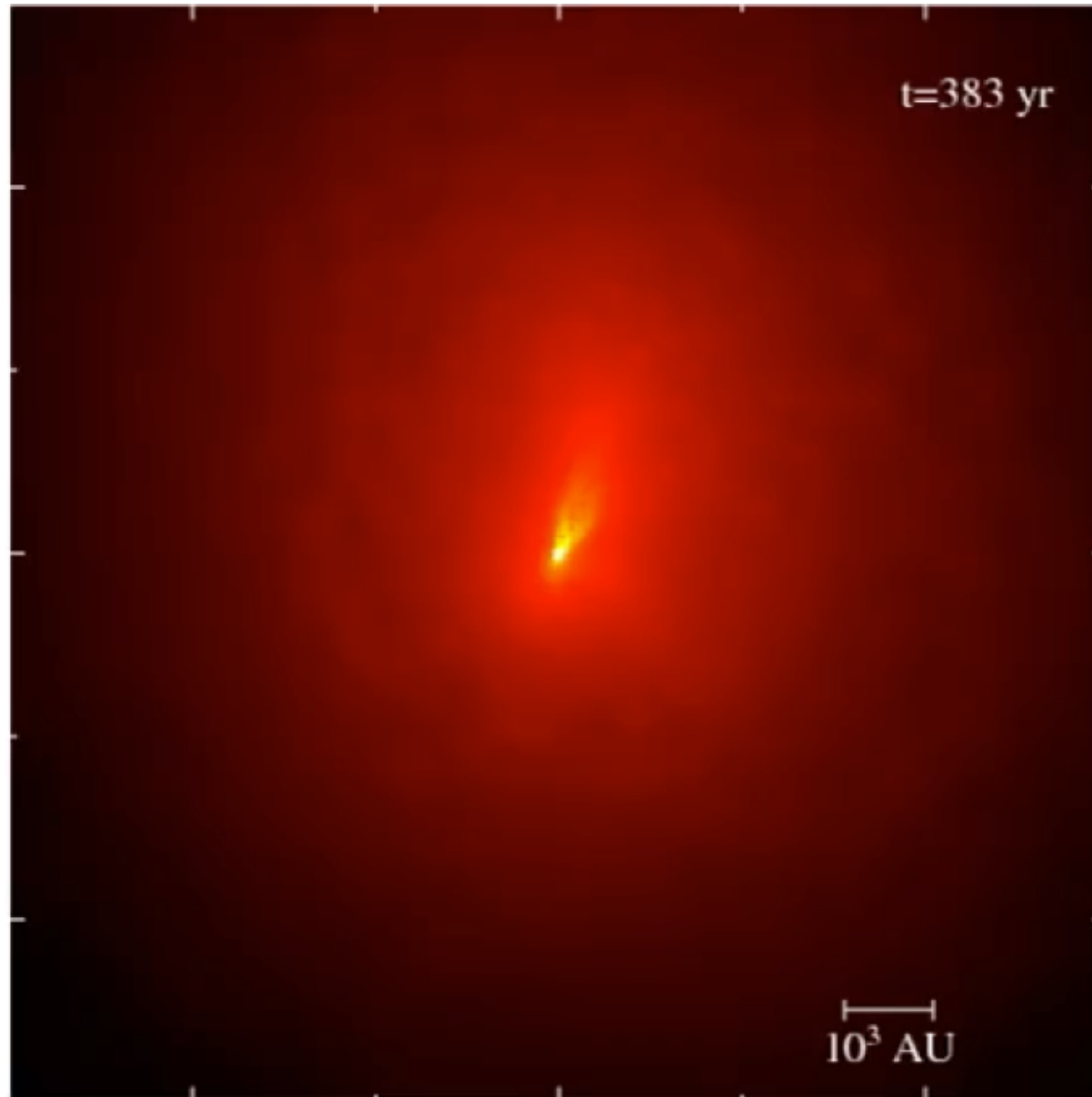
- 初期条件
 \Rightarrow Filamentary and Spherical clouds



Accretion Phase (Filamentary)

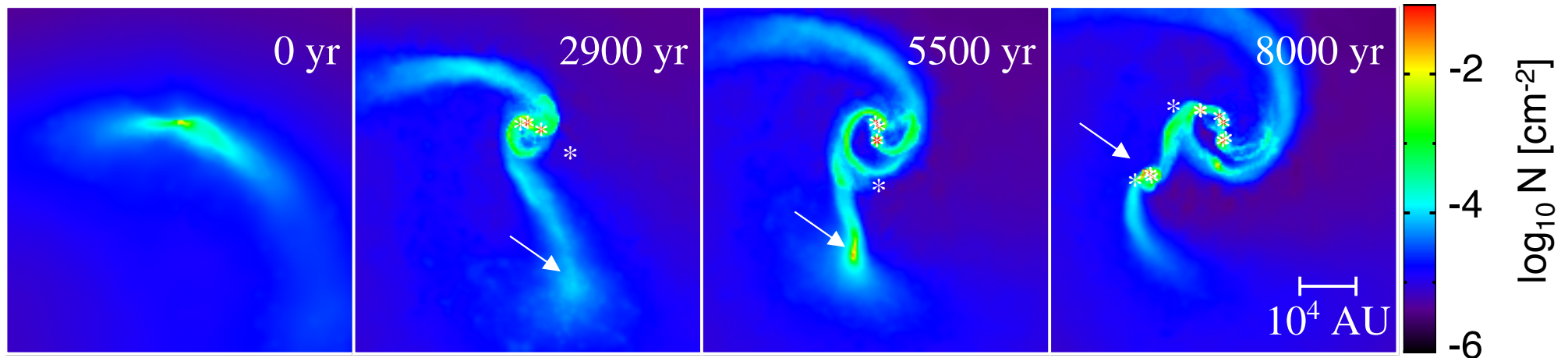


Accretion Phase (Spherical)



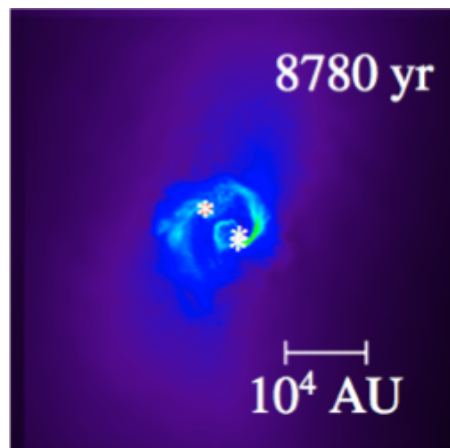
Accretion Phase

Filamentary cloud



asterisk: protostar (sink particle)

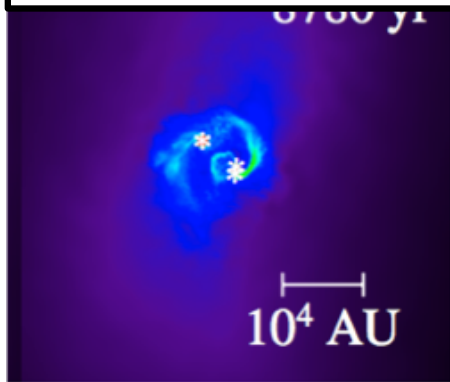
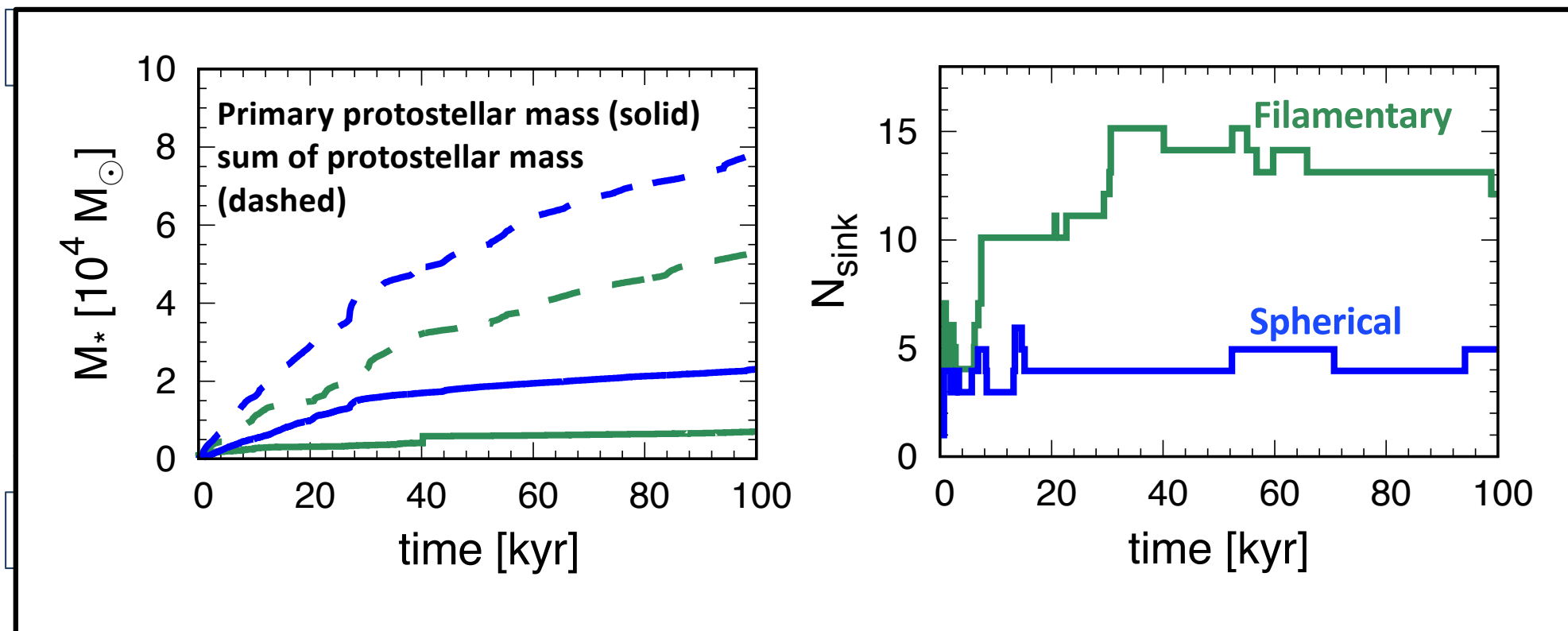
Spherical cloud



Filamentary cloud : 複数の円盤

Spherical cloud : 単一の円盤

Accretion Phase



Filamentary cloud : 複数の円盤

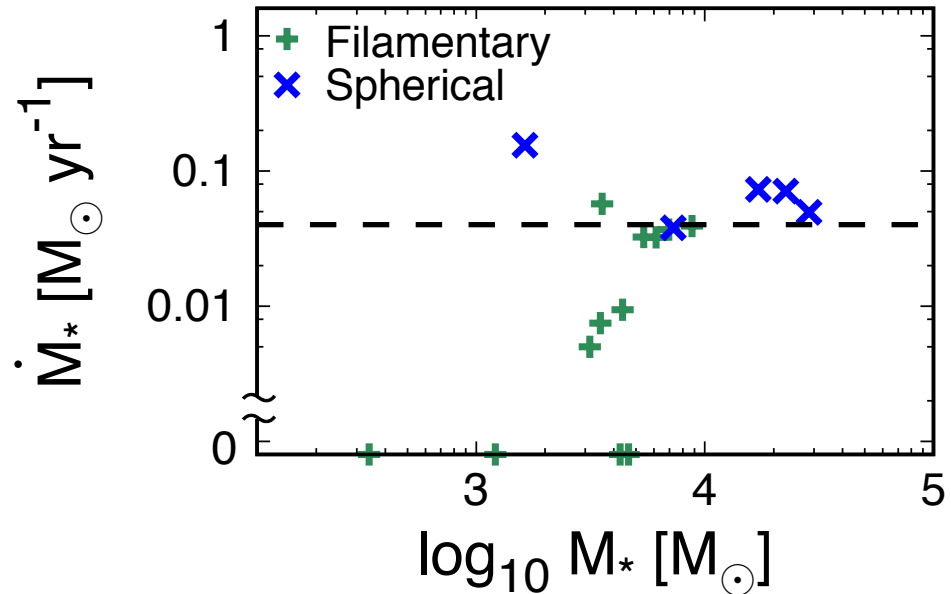
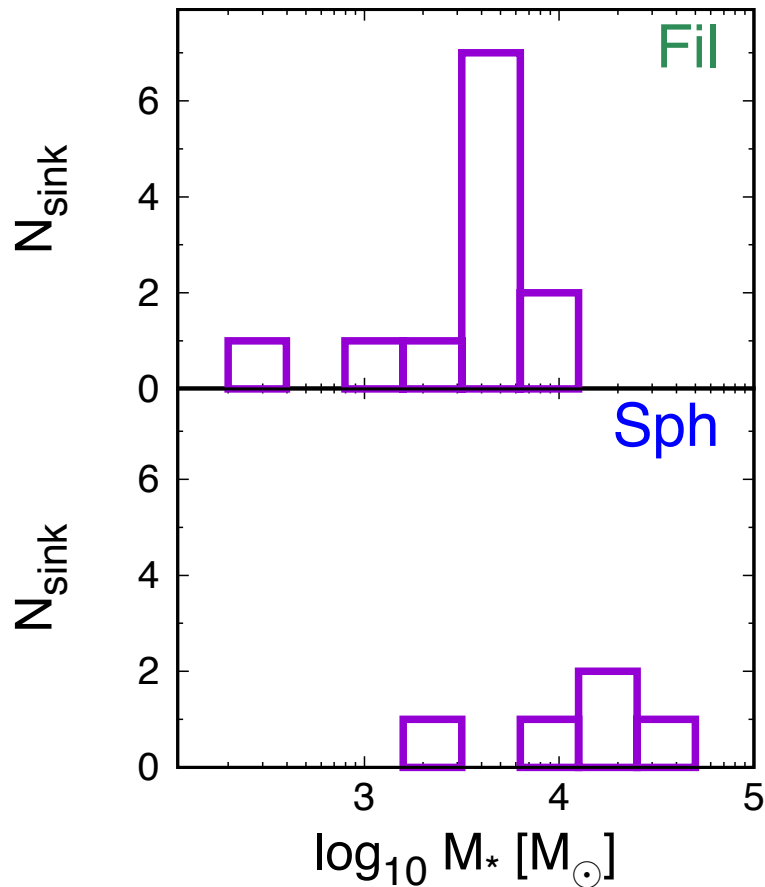
⇒ よく分裂する ⇒ massive star cluster

Spherical cloud : 単一の円盤

⇒ 分裂の回数が少ない ⇒ **SMS**

Mass distribution (10万年)

0.1 Million yr



Spherical cloud

⇒ 典型的な M_* : $\sim 10^4 M_\odot$

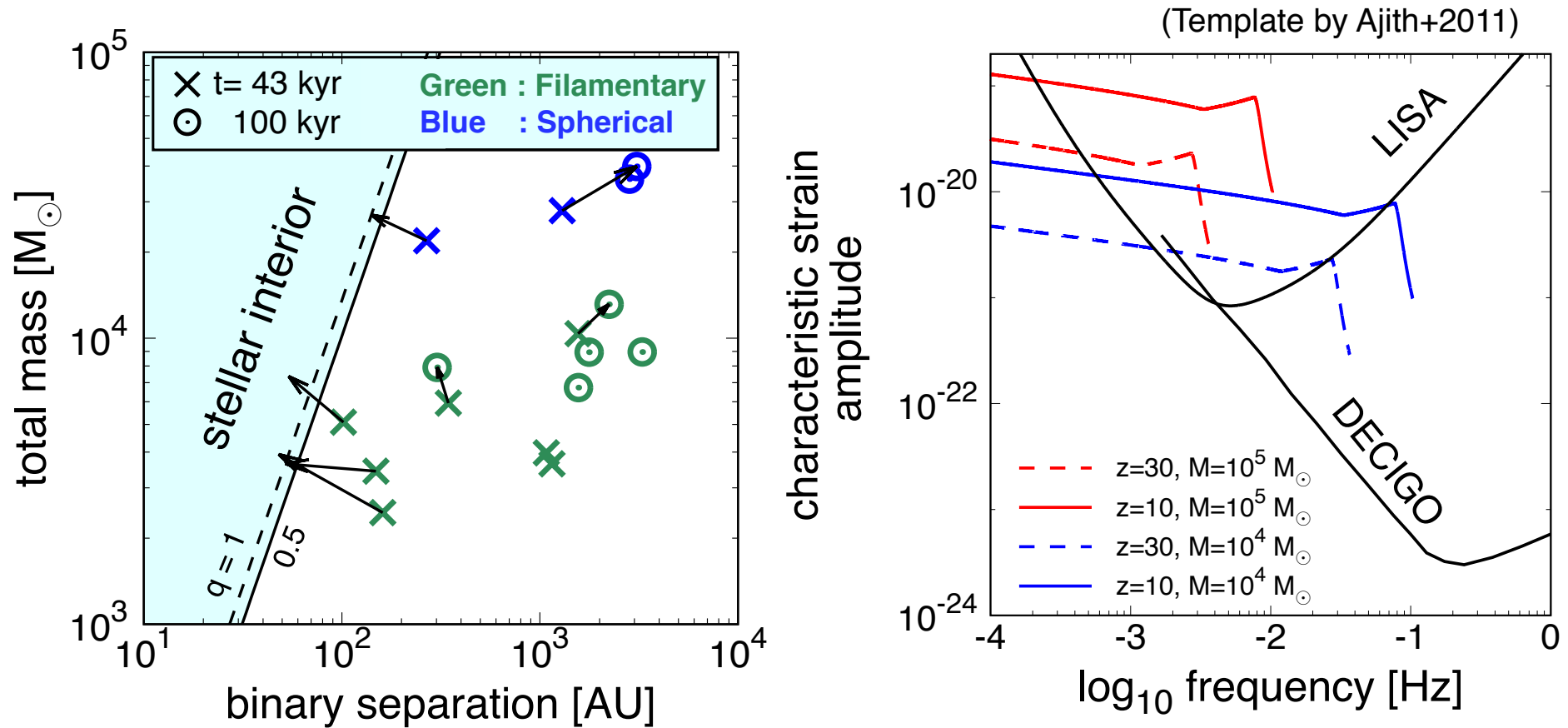
$$\dot{M}: \sim 0.1 M_\odot \text{ yr}^{-1}$$

Filamentary cloud

⇒ 典型的な M_* : $\sim 10^3 M_\odot$

$$\dot{M}: \sim 0.01 M_\odot \text{ yr}^{-1}$$

Binary and GW emission



連星BHの合体による重力波が観測可能。

($z = 10-30$ での合体もLISAやDECIGOで観測できる。)

Detection rate of GWs

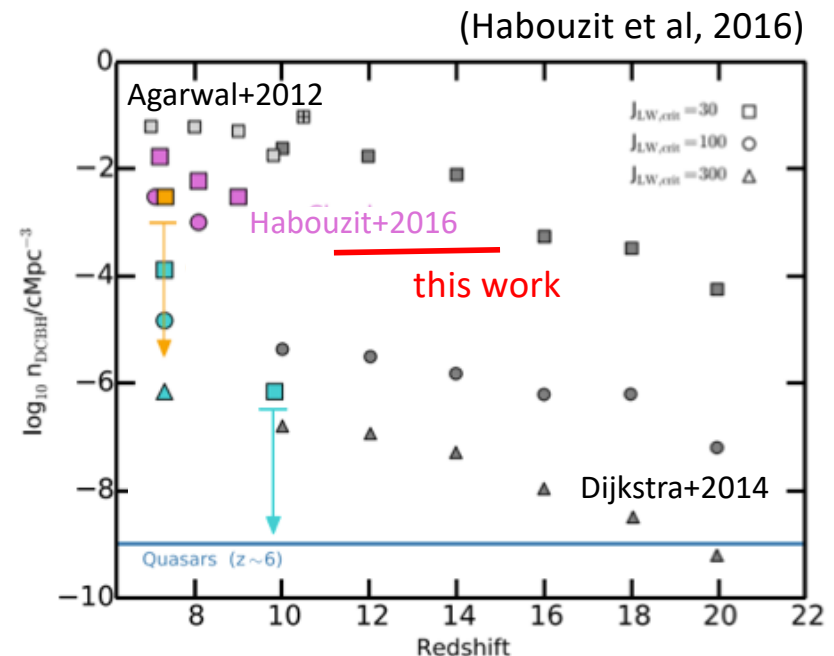
$$N_{\text{merge}} = N_{\text{DC}} f_{\text{binary}} f_{\text{merge}}$$

$$\sim 2 \times 10^{-3} \text{ Mpc}^{-3} \left(\frac{N_{\text{merge}}}{5 \times 10^{-4} \text{ Mpc}^{-3}} \right) \left(\frac{f_{\text{binary}} f_{\text{merge}}}{4} \right)$$

今回の計算より

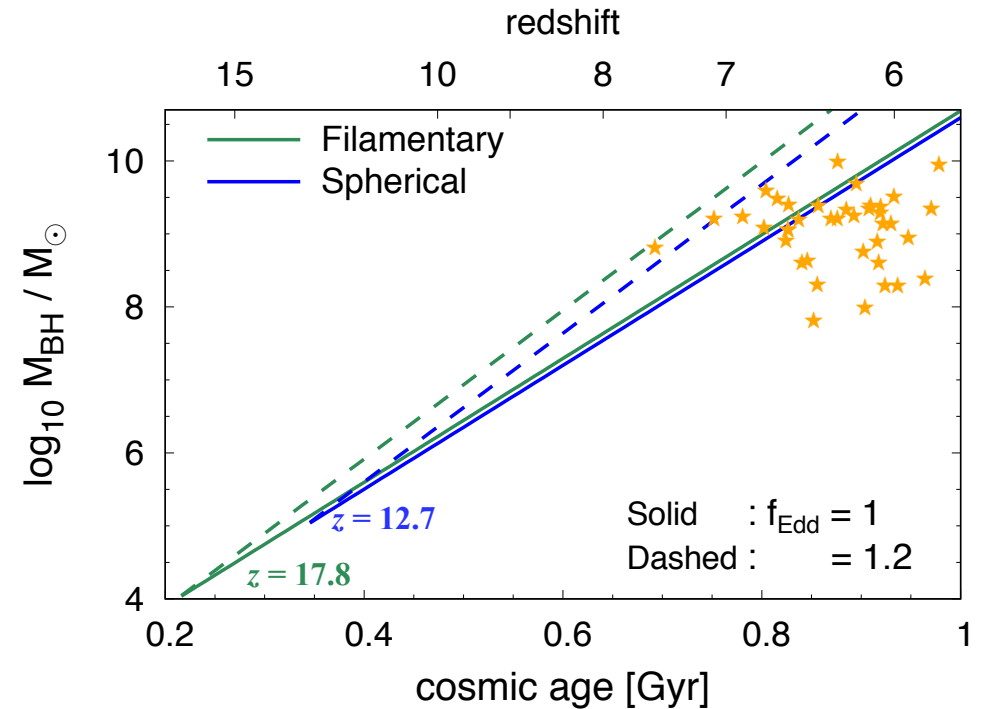
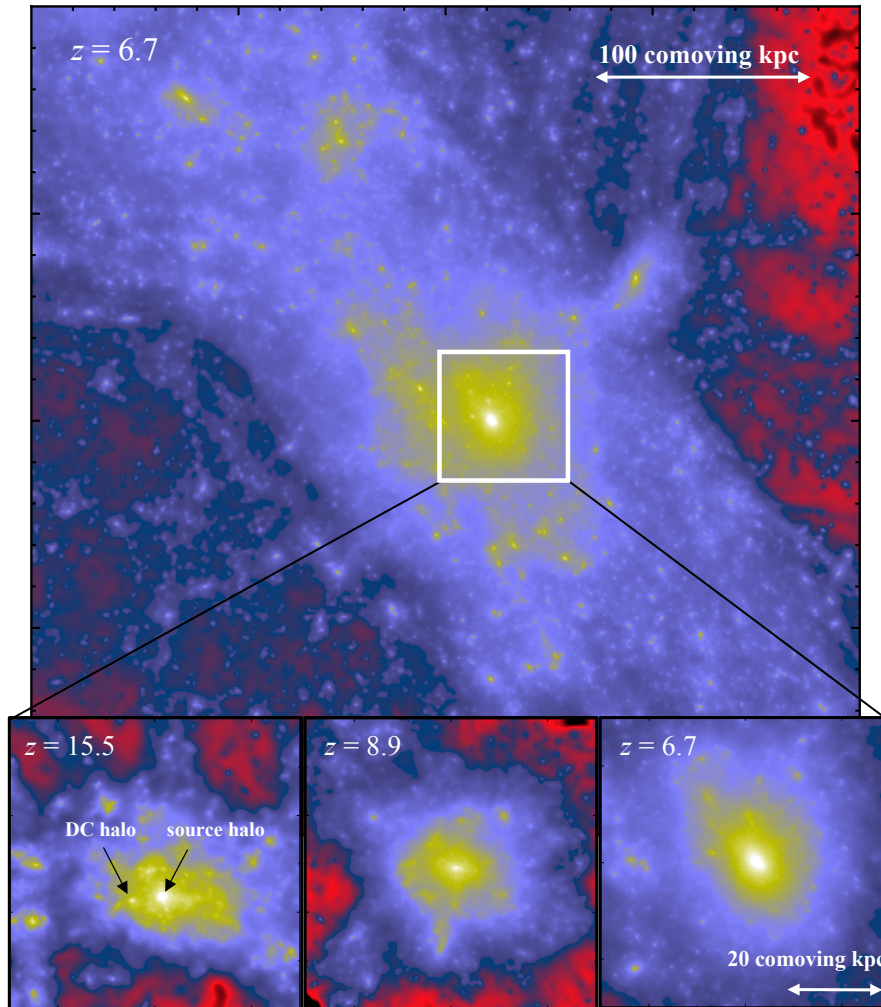
$$\dot{N}_{\text{event}} = 0.61 \text{ yr}^{-1} \left[\frac{N_{\text{merge}}}{2 \times 10^{-3} \text{ Mpc}^{-3}} \right] \quad (\text{Haehnelt, 1994})$$

参考：先行研究ではSMSの形成率について様々な値が提唱されている(右図)。現状では不定性がかなり大きいですが、将来のGW観測でいくらか制限できるかもしれない。



Further Evolution of BHs

- 形成されたBHは光源銀河の中心に落ち込んでいく。



Eddington降着が続けば、BHの質量は $z \sim 6-7$ で $10^8 - 10^{10} M_{\odot}$ に達する。

Summary

- 初期宇宙におけるSMS形成過程を宇宙論的シミュレーションを用いて調べた。
- 先行研究で調べられていなかった環境効果、特に潮汐力がガス雲の崩壊に大きく影響する。
- 潮汐力は星スケールでも重要になってくる。
 - 潮汐力を強く受けたガス雲では大質量星 ($\sim 10^3 M_{\odot}$) の星団が形成される。
 - 潮汐力が比較的弱い系では数個の大質量星 ($\sim 10^4 M_{\odot}$) が形成される。
- 超大質量星形成に伴って、多数の大質量連星が形成される。これらはBH連星へと進化すると考えられる。将来GW観測機(DECIGO、LISA)によってその兆候が捉えられるかもしれない。

Discussion: Importance of tidal field

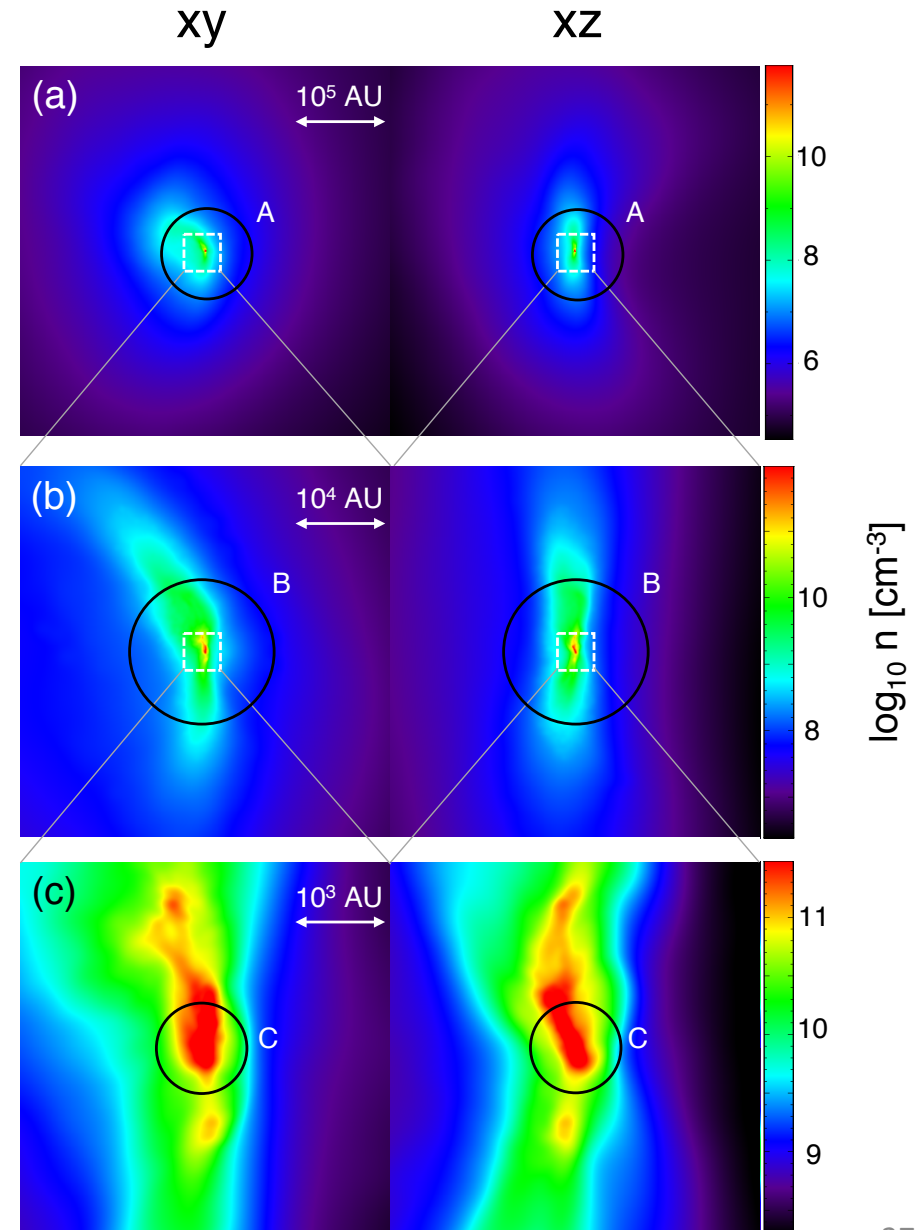
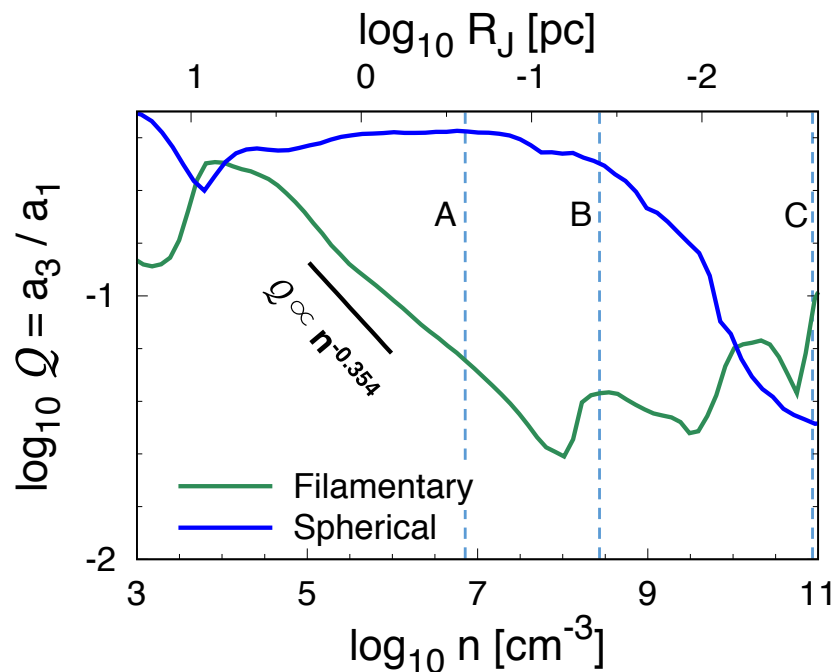
What makes the cloud filamentary?

等温崩壊 ⇒

非軸対称モード(bar mode)が成長。

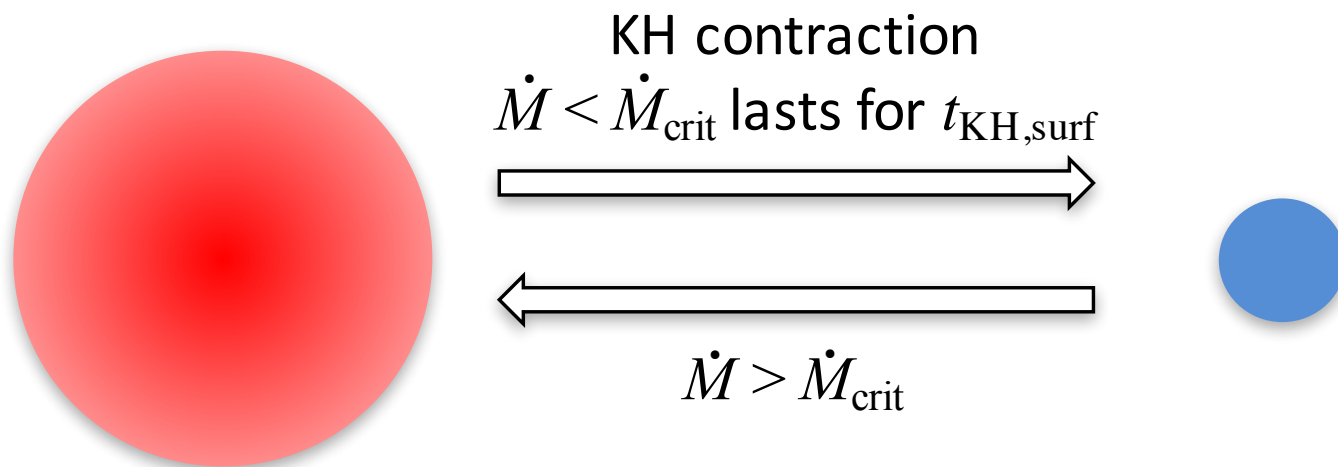
(Hamawa&Matsumoto2000, Tsuribe&Omukai2006)

摂動の初期揺らぎがtidalによってもたらされた。



Protostar Model

$$\dot{M}_{\text{crit}} : 0.04 M_{\odot} \text{yr}^{-1} \quad (\text{Hosokawa+2013})$$
$$t_{\text{KH,surf}}: 10 \text{ times KH time (Sakurai+2015)}$$



1. giant-star phase

⇒ 電離輻射フィードバックは考えない。

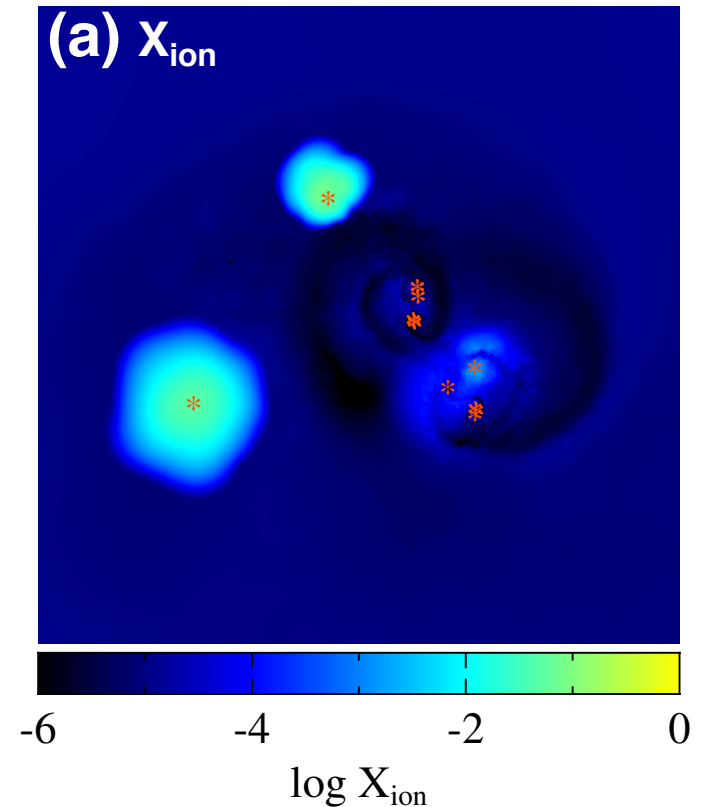
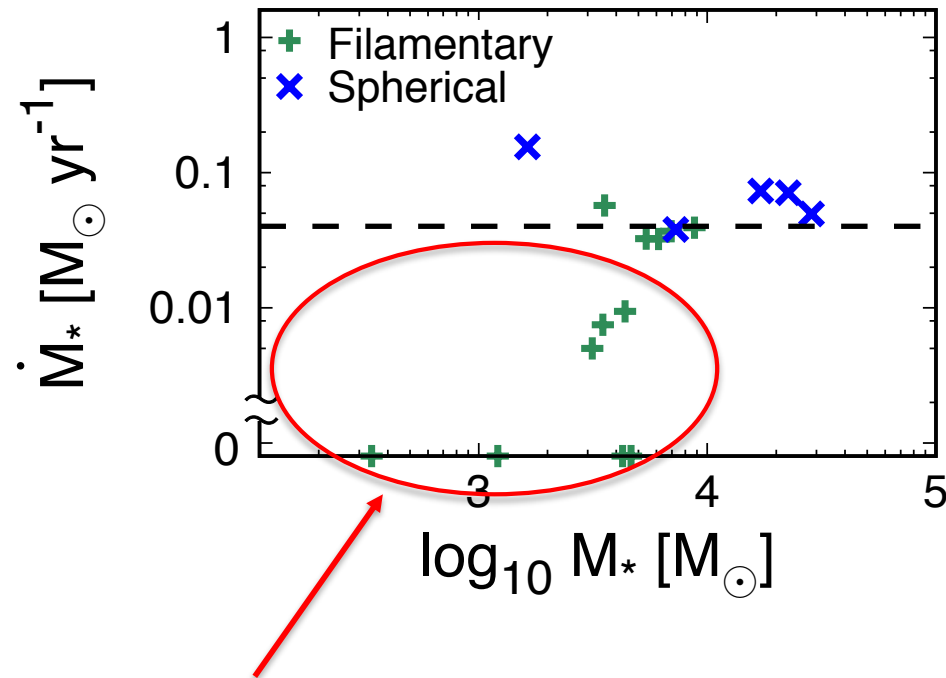
($T_{\text{eff}} \sim 5000 \text{ K}$ で、電離光子の放出率が非常に小さいため)

2. MS phase

⇒ Ray-tracing schemeを用いて、電離光子の伝搬を解く (RSPH, Susa, 2006).

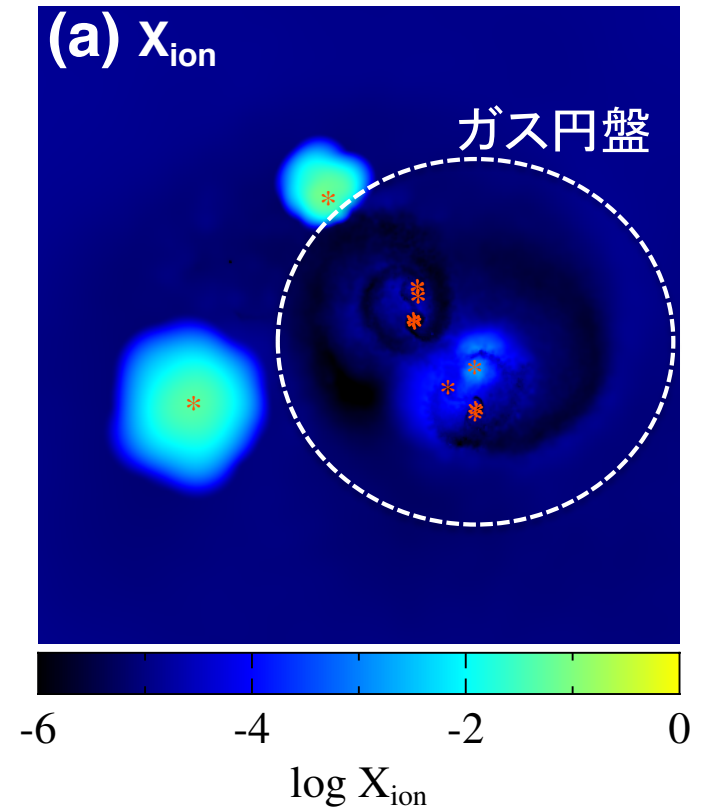
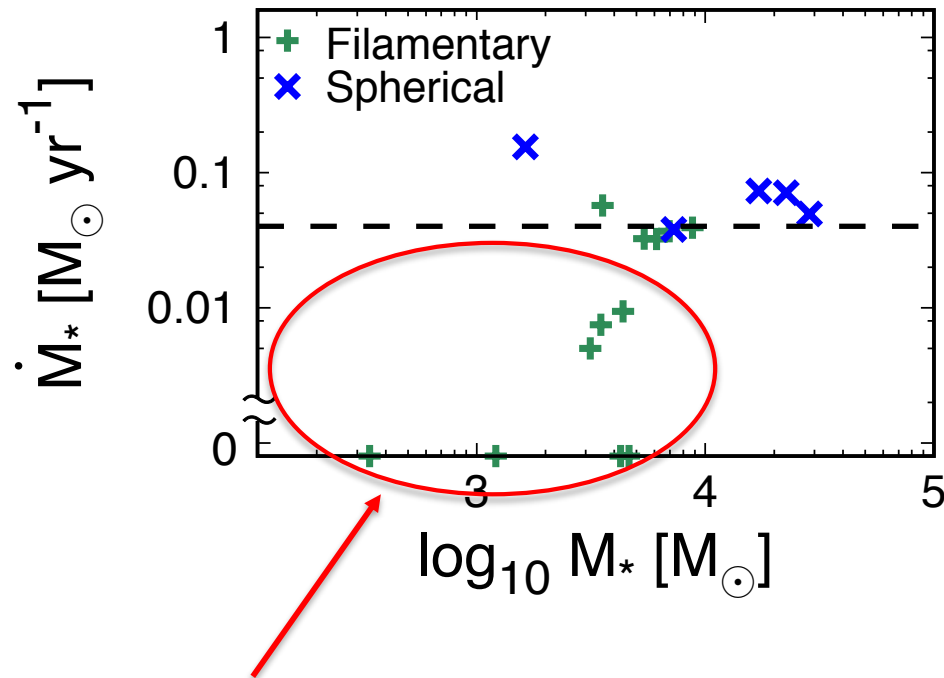
⇒ $T_{\text{eff}}, L_{\text{UV}}$ は Hosokawa+2013の結果を用いる。

Radiation Feedback



この原始星は電離光子を放出している。
一方で、disk外にejectされた原始星を除き、
周囲に電離領域は広がっていない。

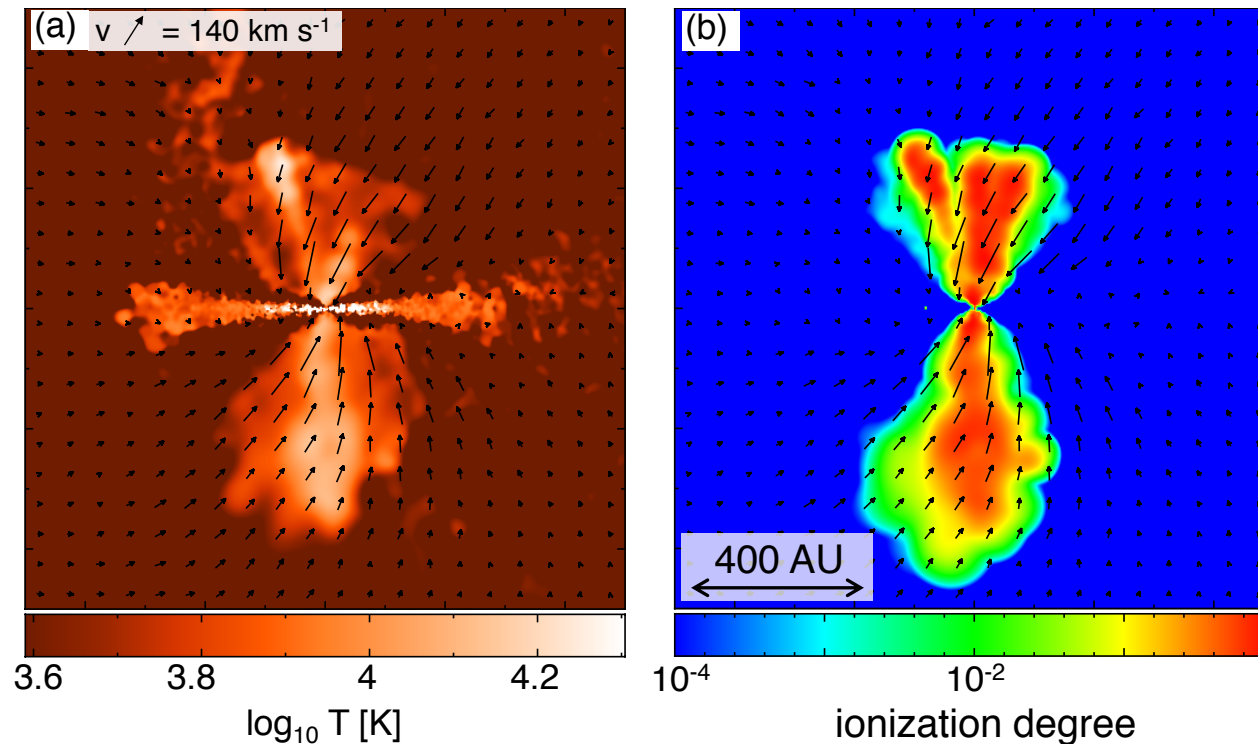
Radiation Feedback



この原始星は電離光子を放出している。
一方で、disk外にejectされた原始星を除き、
周囲に電離領域は広がっていない。

Radiation Feedback

- Simulation with higher resolution

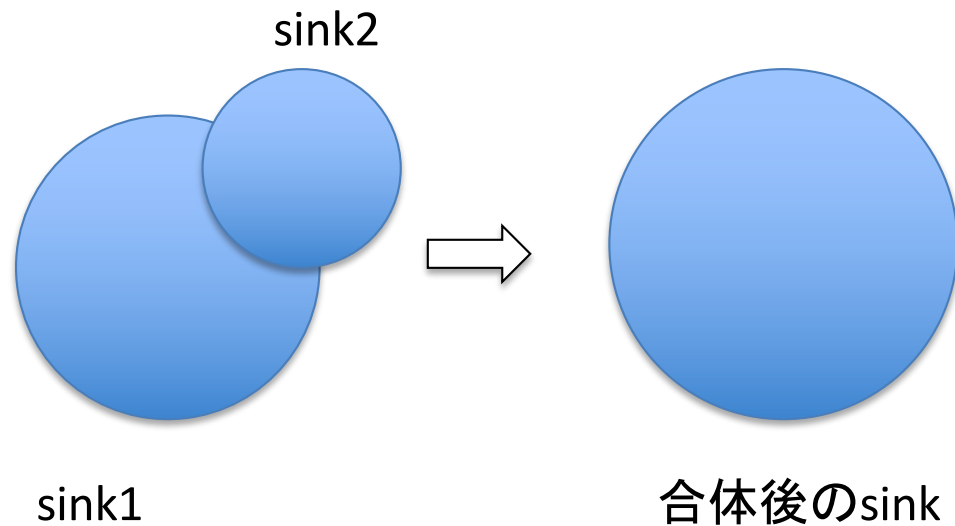


電離領域内のガスは中心星によって強く束縛されている。
($v_{\text{infall}} \gg c_s$)

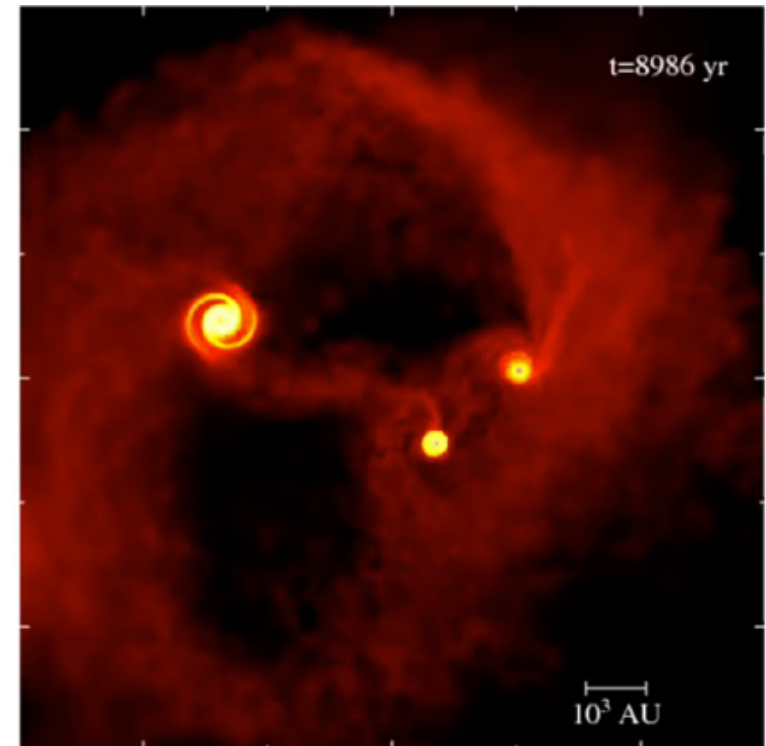
⇒ 電離放射の影響は \dot{M} にあまり影響しない。

Treatment of mergers

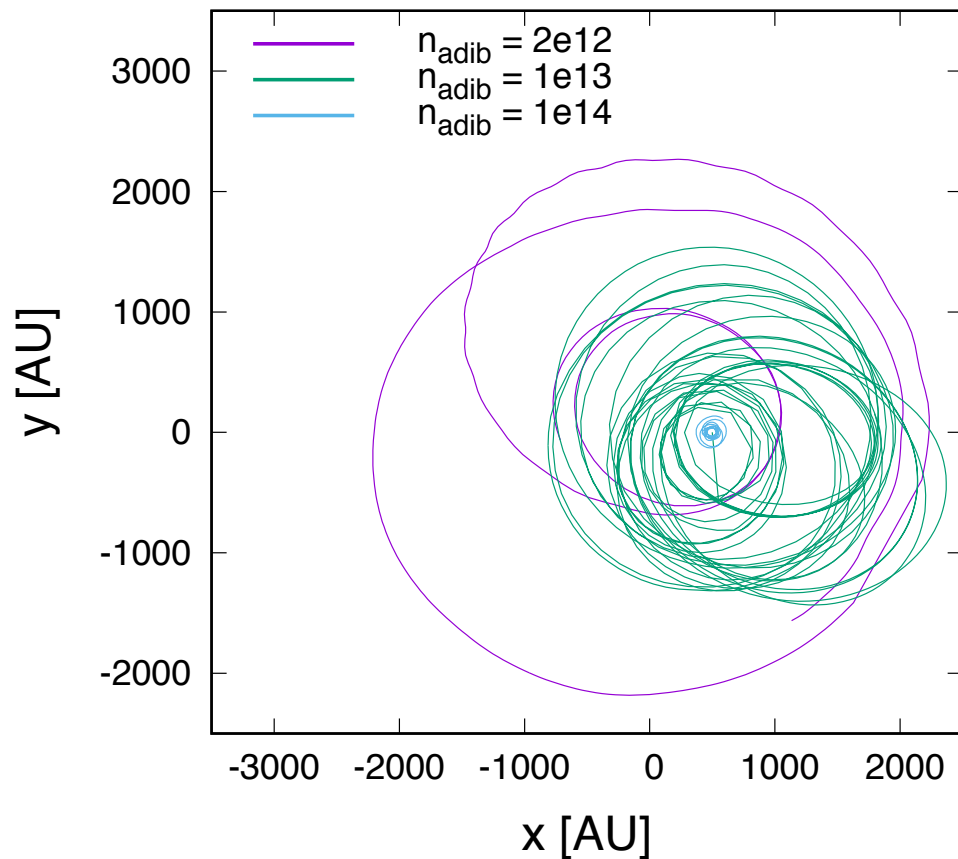
Sink粒子同士の距離が**星の半径**($>$ sink半径)より小さくなった時、sink同士を合体させる。



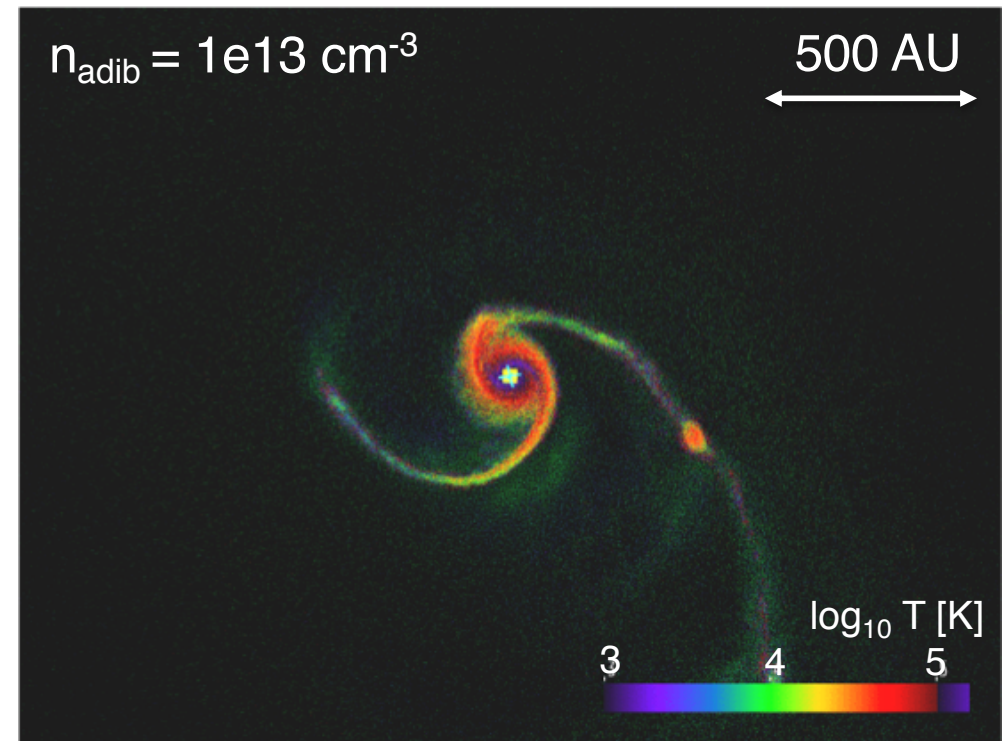
- 合体時のmass lossはunder estimate
- 合体はそこまで頻繁に起きないので (多いsinkでも数回程度)、mass lossが最終質量に及ぼす不定性は小さいと考えられる。



Migration of 2nd sink



Orbit of the closest sink with different resolutions (n_{adib}).

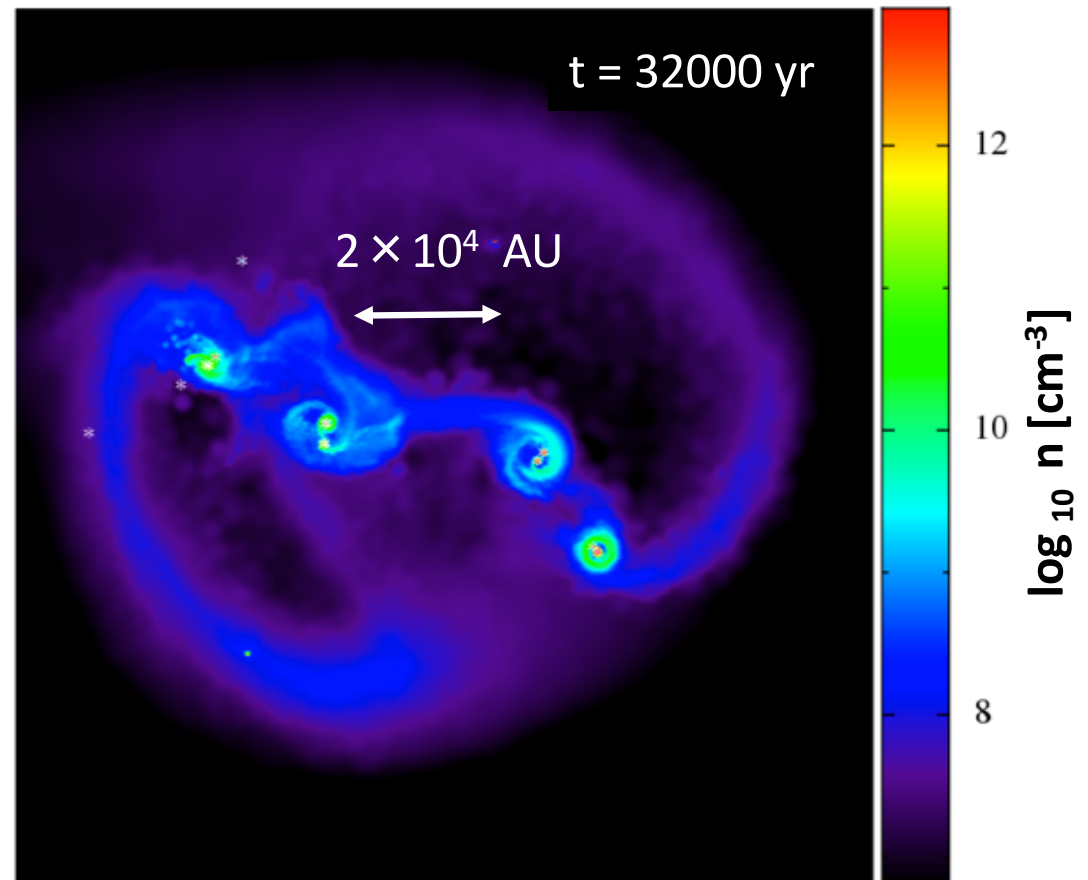
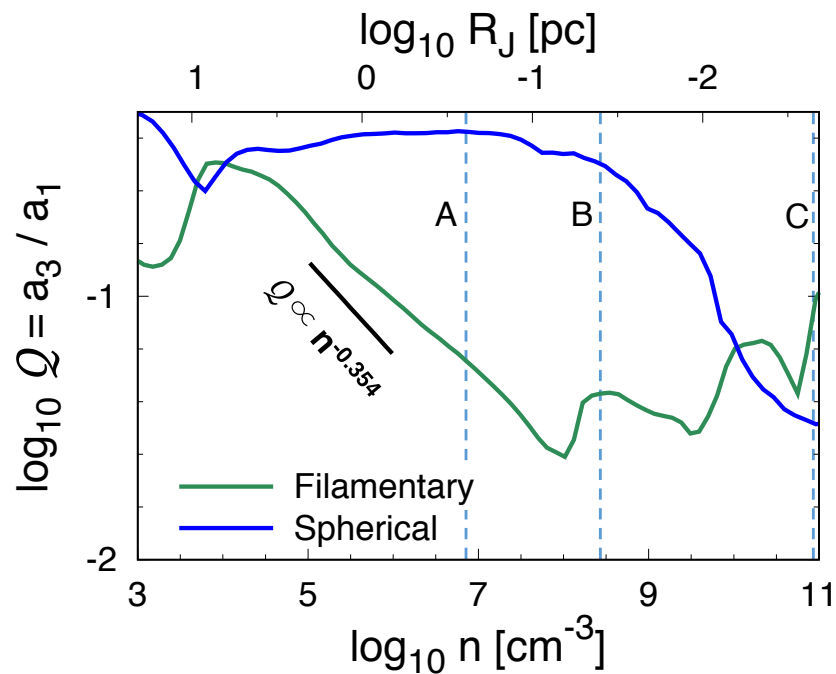


Once the 2nd sink migrated around the adiabatic core ($T > 10^4 \text{ K}$), it rebounds from the core.

Origin of filament collapse

Disc separation:
 $\sim 2 \times 10^4$ AU

**=> Determined by the
 initial bar mode amplitude
 induced by the tidal field?**

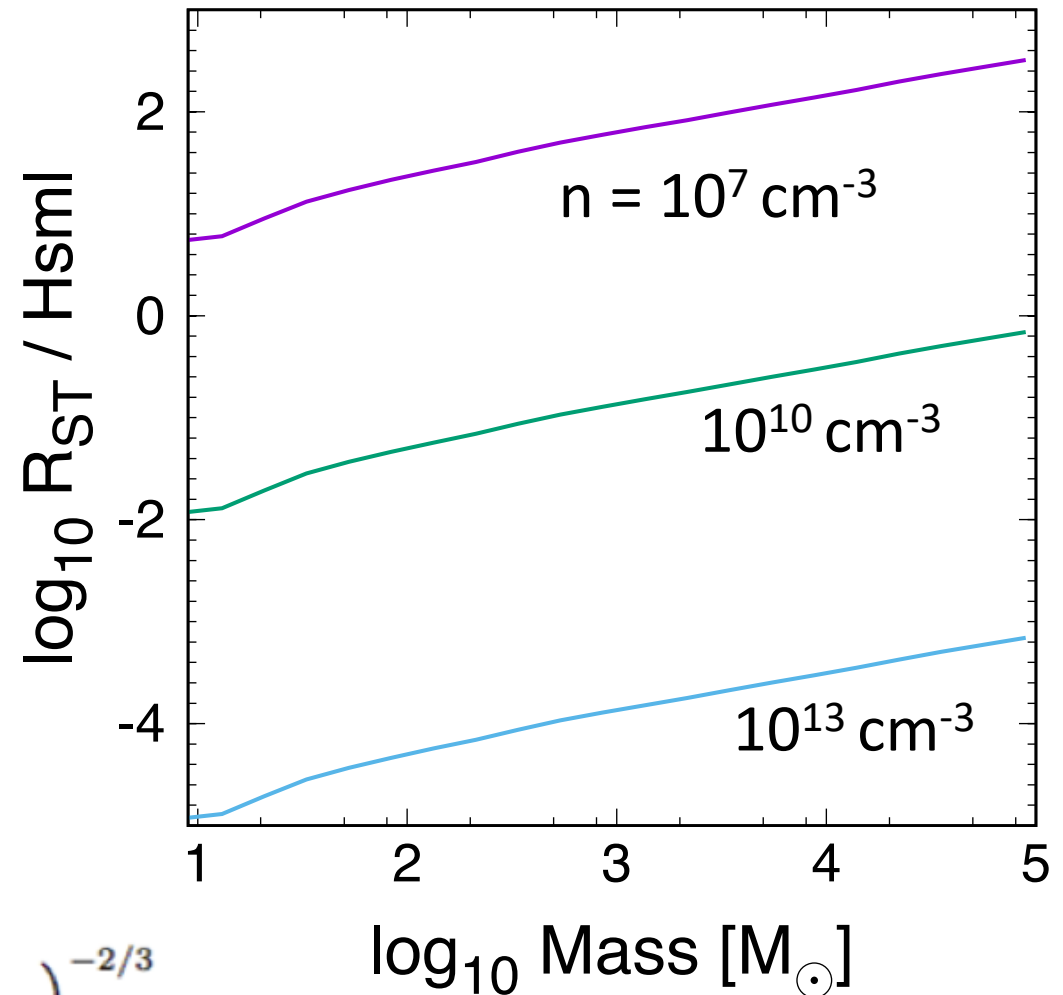


Radiation Effect

To calculate expansion of ionized region correctly, we should resolve **initial stromgren radius**.

⇒ At the dense region, the stromgren radius becomes smaller than the smoothing length.

$$R_{st} = \left(\frac{3L_{UV}}{4\pi\bar{n}^2\alpha_B E_{UV}} \right)^{1/3}$$
$$= 137 \text{ AU} \left(\frac{S_{UV}}{10^{52} \text{ s}^{-1}} \right)^{1/3} \left(\frac{\bar{n}}{10^9 \text{ cm}^{-3}} \right)^{-2/3}$$



Radiation feedback

- **Can HII region break out?**

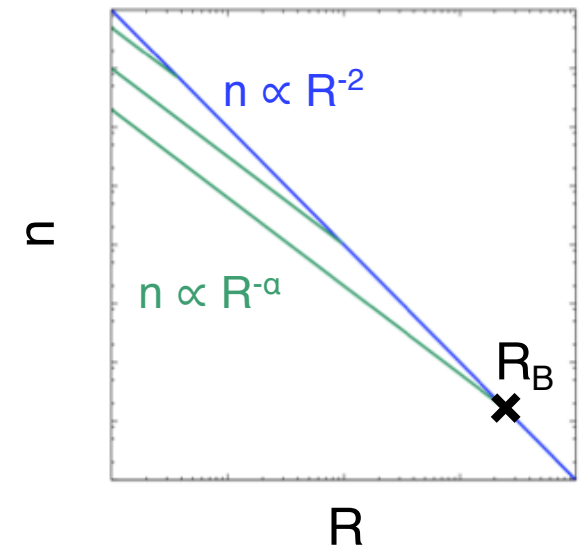
Accretion phase : $n = n_0 (r/r_0)^{-\alpha}$ ($1.2 < \alpha < 1.3$ from sim)

$$R_{\text{st}} = \left(\frac{3 - 2\alpha}{4\pi\alpha_B n_0^2 r_0^3} S_{\text{UV}} \right)^{1/(3-2\alpha)} r_0$$

$$R_B = \frac{GM_*}{c_{s,\text{HII}}^2}$$

$$\begin{aligned} \Rightarrow \frac{R_{\text{St}}}{R_{B,\text{II}}} &= \left(\frac{c_{s,\text{II}}}{c_{s,\text{I}}} \right)^2 \left[\frac{(3 - 2\alpha) G^3 \mu_{\text{I}}^2 m_{\text{p}}^2 S_{\text{UV}} M_*}{4\pi\alpha_B c_{s,\text{I}}^6} \right]^{1/(3-2\alpha)} \\ &= 3 \left[4.4 \times 10^{-5} (3 - 2\alpha) \left(\frac{M_*}{10^3 M_{\odot}} \right)^2 \right]^{1/(3-2\alpha)} \end{aligned}$$

density profile evolution



($\alpha = 1.5$;
Omukai & Inutsuka 2002)

HII region will gravitationally bound until M_* reaches $10^5 M_{\odot}$

\Rightarrow **Radiation feedback** does not prevent the mass accretion.

Mass Accretion Rate

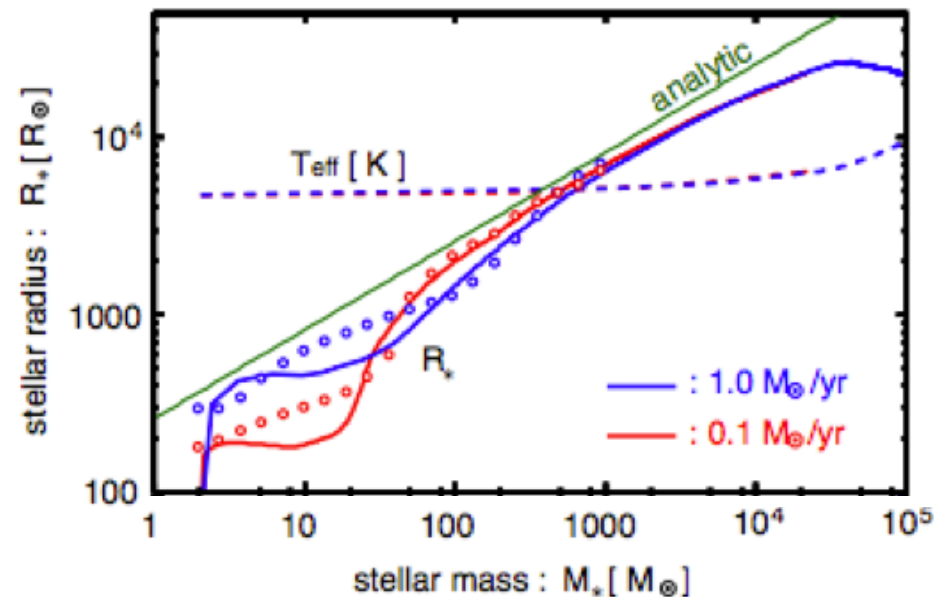
- Surface KH time

$$t_{\text{KH, surf}} = 1000 \text{ yr} \left(\frac{M_*}{500 M_\odot} \right)^{1/2}$$

Sakurai et al. 2015

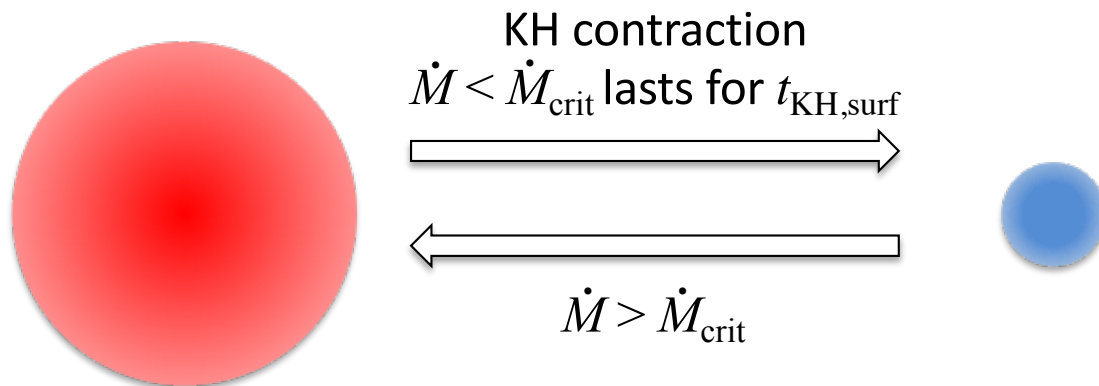
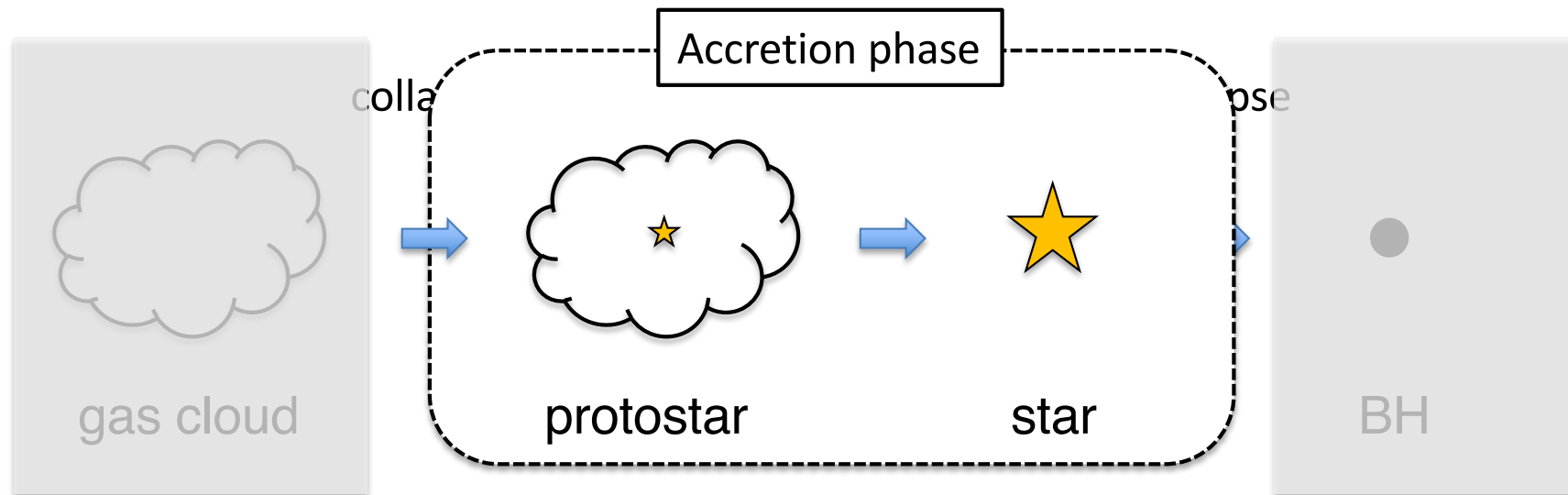
- Stellar radius of super-giant star

$$R_* = 12 \text{ AU} \left(\frac{M_*}{100 M_\odot} \right)^{1/2}$$



Hosokawa et al. 2013

Massive Star Formation in the early universe



Dissociation of H₂

- 2 dissociation processes
 1. Direct dissociation ($\text{H}_2 + \gamma \longrightarrow 2 \text{H}$)
 2. Removal of H⁻ ($\text{H}^- + \gamma \longrightarrow \text{H} + \text{e}^-$)

Dissociation of H₂

- 2 dissociation processes

1. Direct dissociation

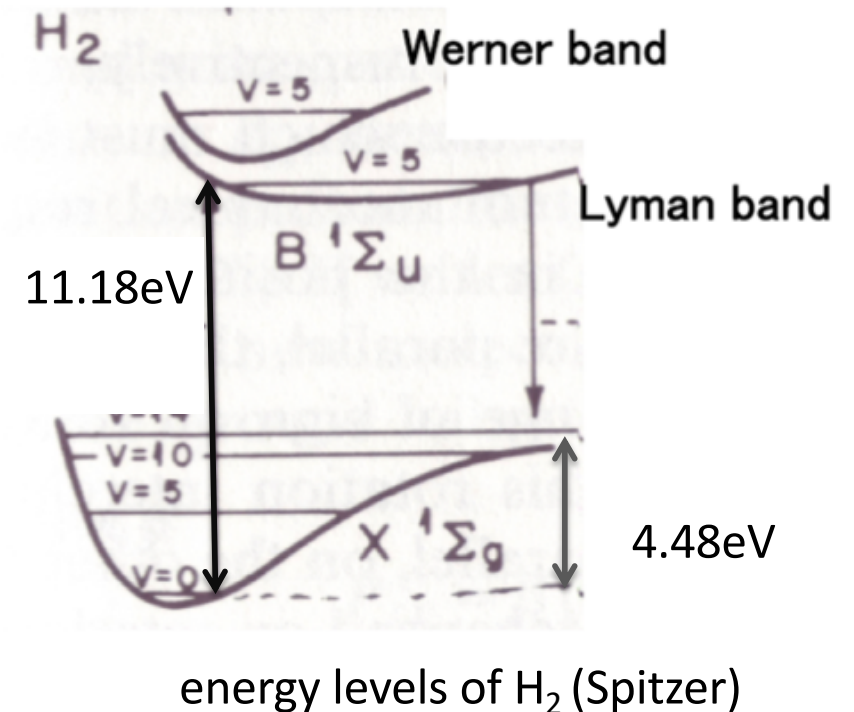
Binding energy = 4.47 eV

But the direct dissociation is prohibited by quantum mechanics.

⇒ 2step dissociation process
(Solomon process)

LW band: 11.18 eV ~ 13.6 eV (J₂₁)

2. Removal of H⁻

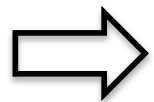
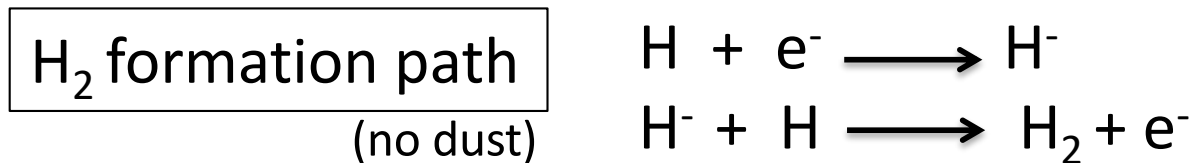


Dissociation of H₂

- 2 dissociation processes

1. Direct dissociation

2. Removal of H⁻



H⁻ acts as catalyzer for H₂



(E > 0.76 eV)

Dissociation of H₂

- 2 dissociation processes



⇒ UV intensity is often evaluated in LW band (11.18 eV ~ 13.6 eV).
 $J_{21} [10^{-21} \text{ ergs}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ Hz}^{-1} \text{ str}^{-1}]$

Required flux for Direct Collapse (dependent on spectrum)

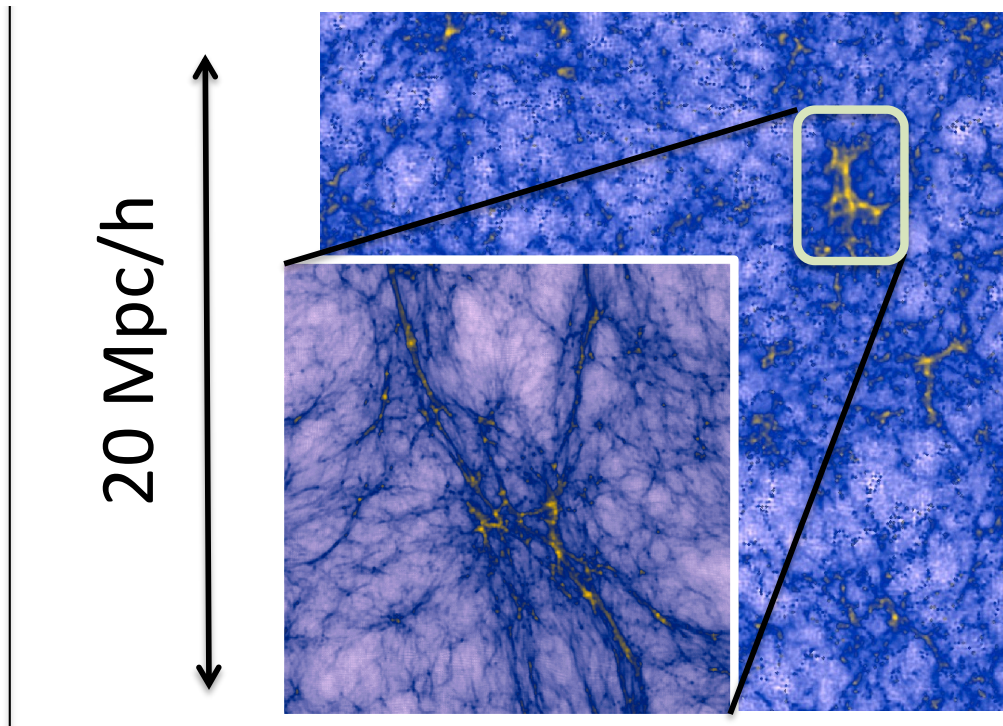
$$J_{\text{crit}} = \begin{cases} 10^4 & \text{(for PopIII; black body with } T=10^5 \text{ K)} \\ 10^2 & \text{(for PopII ; } T=10^4 \text{ K)} \end{cases}$$

(Shang et al. 2010)

Direct Collapse candidate halo

- N-body calculation -> find the DC candidate halo.
- UV field is modeled by the star formation history (semi-analytical model) .

N-body simulation(DM only)



Zoom-In calculation(Gadget-2)

Zoom-In region : 2 (Mpc/h)^3

Npart : 8192^3 (effective)

resolution : $\sim 1.2 \times 10^5 M_{\odot}$

(> 100 particle / halo)

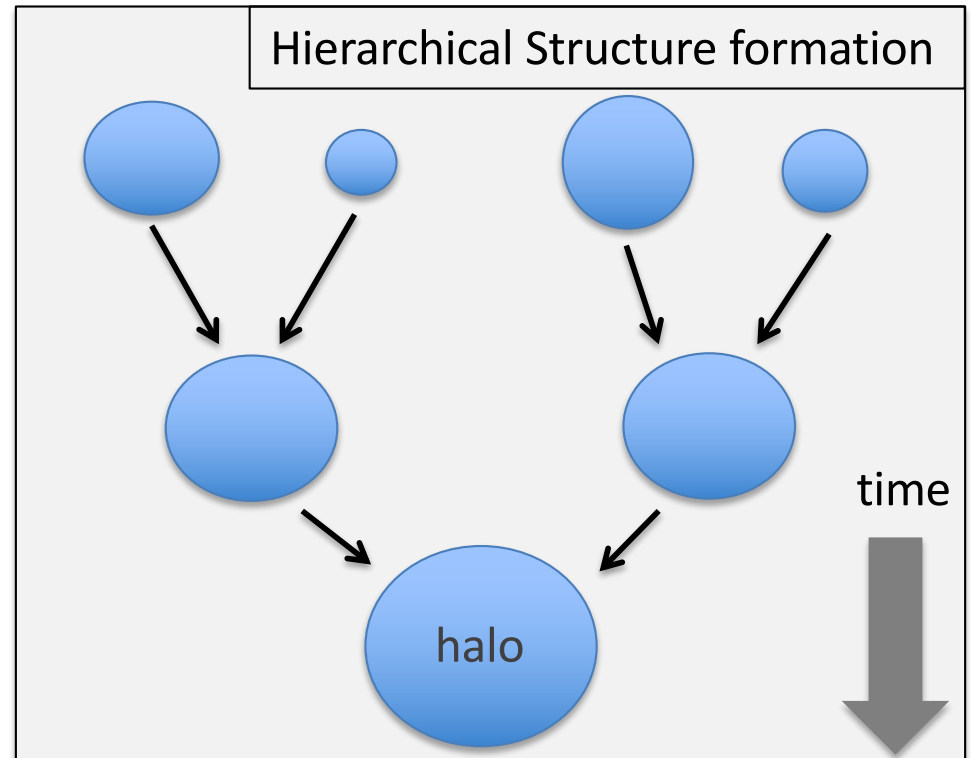
Merger Tree

1. From N-body simulation

- construct **merger-tree**
- On the tree,
 1. model **star formation in galaxies** (semi-analytically),
 2. **metal enrichment** process

- ⇒
1. identify the light source halo.
 2. model the UV field and
 3. find **DC halos**.

(primordial, irradiated by strong FUV, atomic cooling halo)



The Condition for DC

1. Metal Enrichment

⇒ PopIII stars form at halo with $M_{\text{halo}} > 10^5 M_{\odot}$

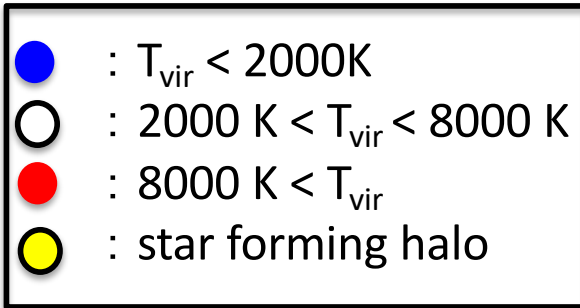
In reality, $M_{\text{halo}} = M_{\text{halo}}(J_{21})$

2. Formation of the UV source

⇒ model the gas cooling, star formation and feedback process

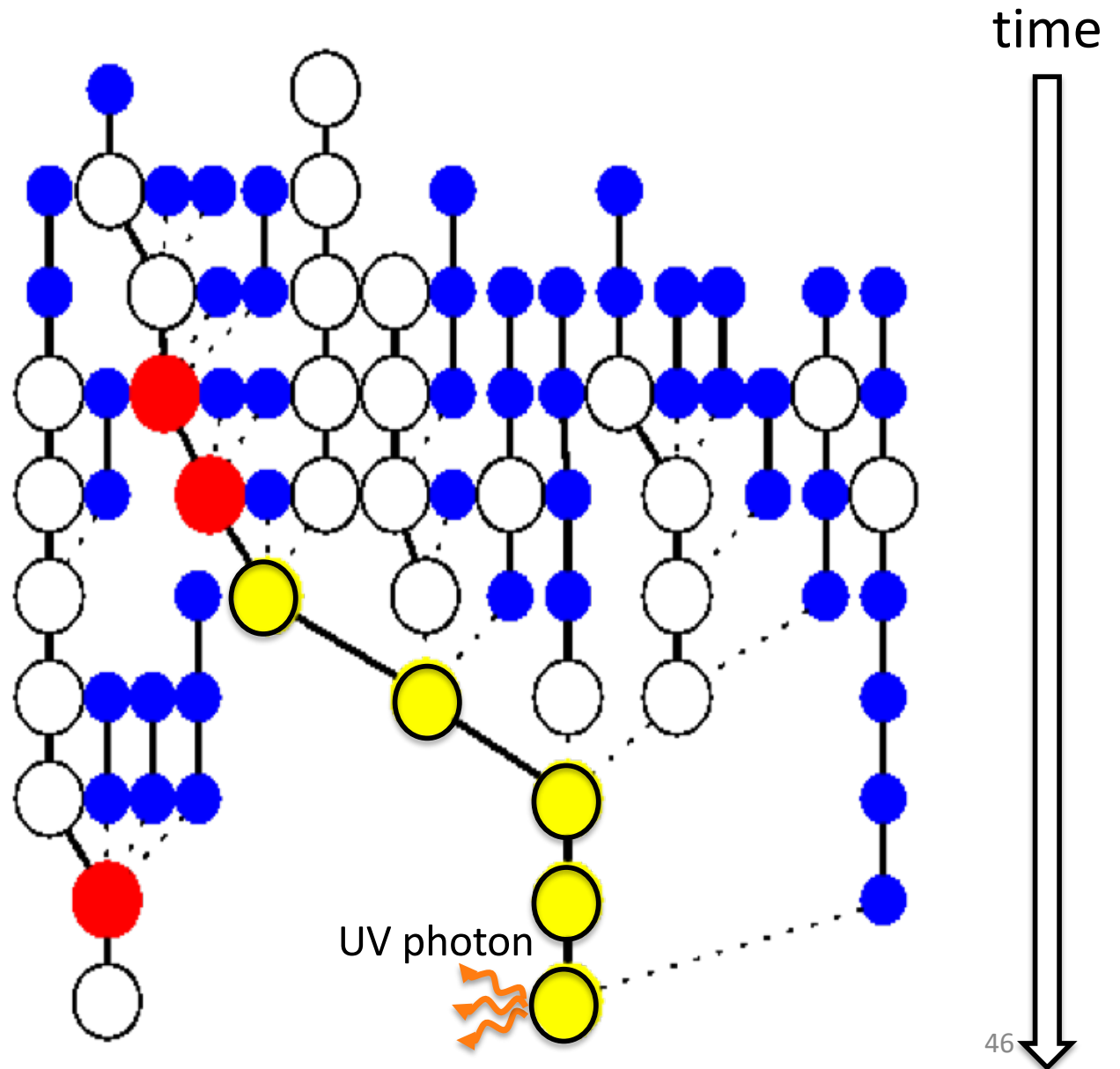


Example of merger tree



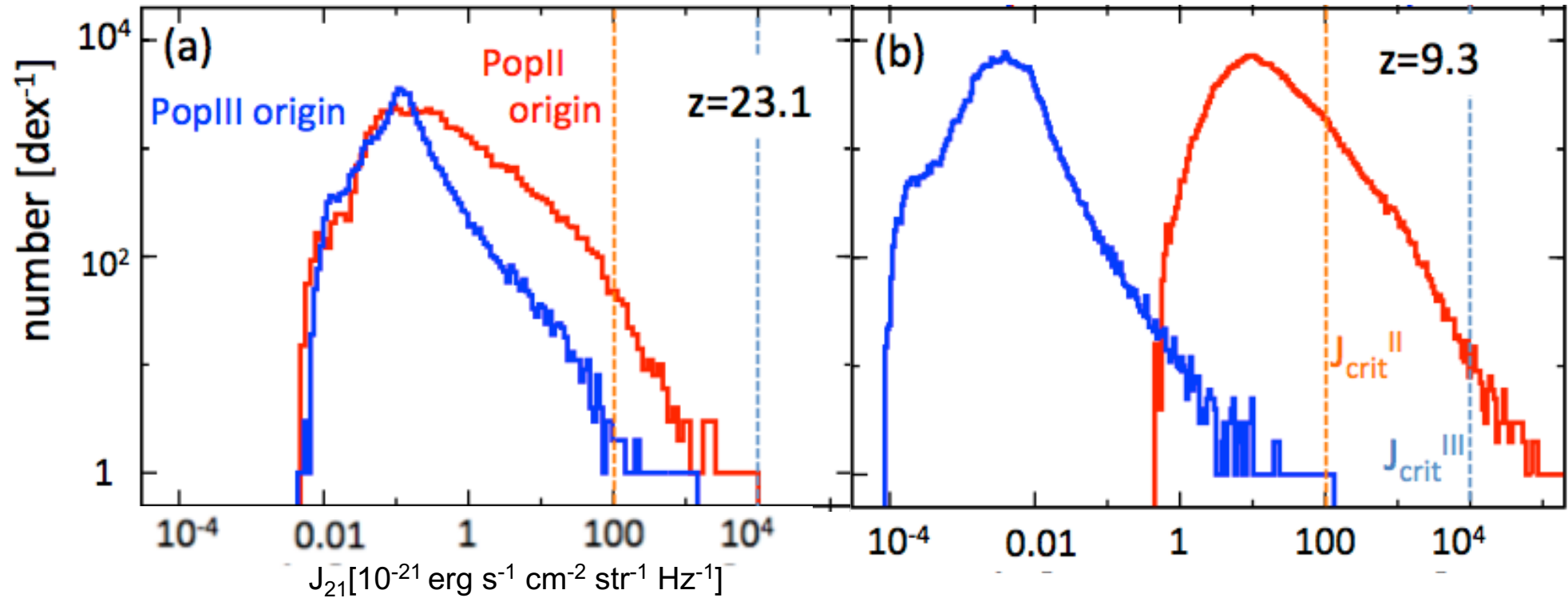
▪ Number of UV photon is calculated by the star formation history in the halo.

▪ Star formation in the DC halo is suppressed by UV radiation.



Distribution of J_{21}

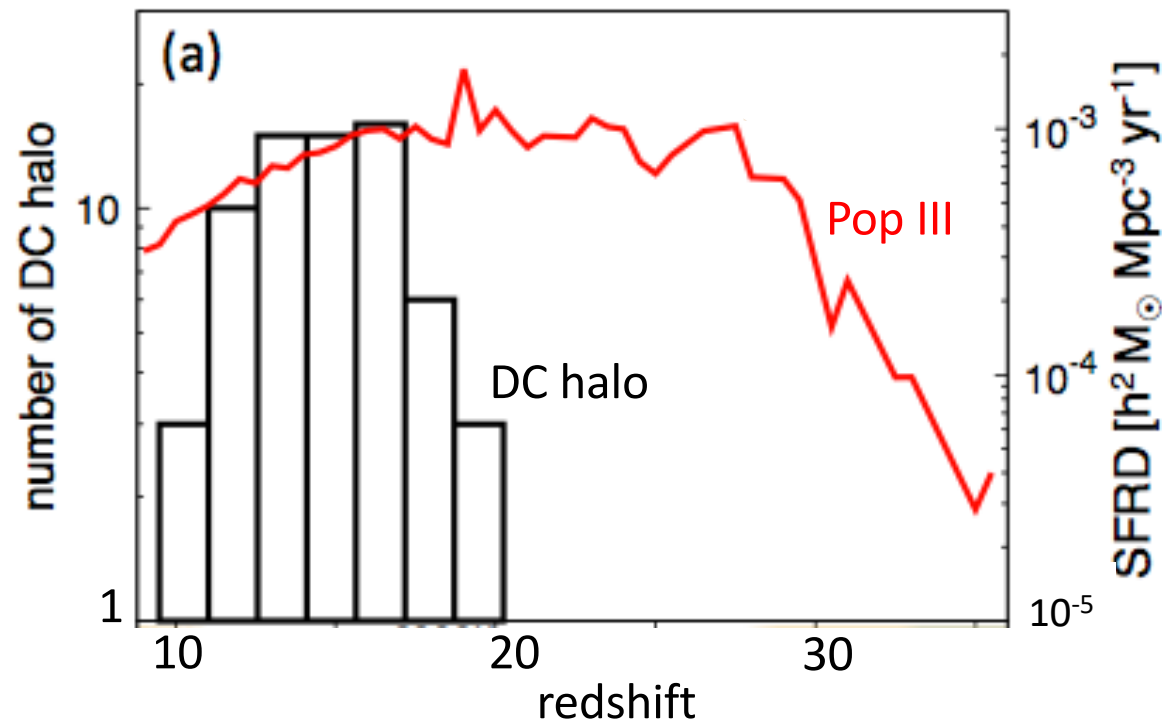
- Number distribution of J_{21} at the prestine halo center



⇒ at any redshifts, PopIII origin J_{21} is below the critical value.
PopII origin J_{21} can exceed the critical value.

DC candidate halo

- 68 candidate halos in 10 zoom-in regions , 20 (Mpc/h)^3 .



⇒ calculate hydro dynamical evolution.

Whether SMS is formed or not in each halo.

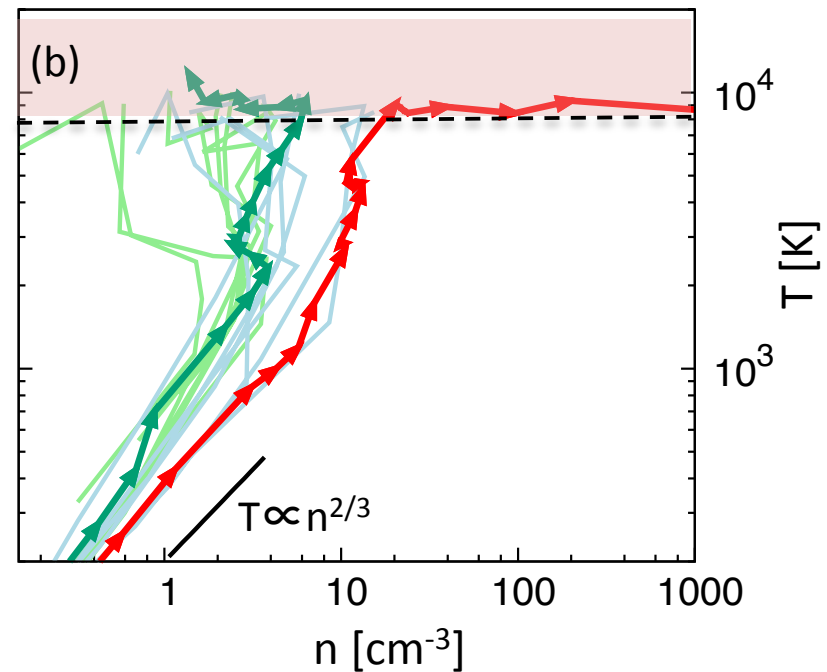
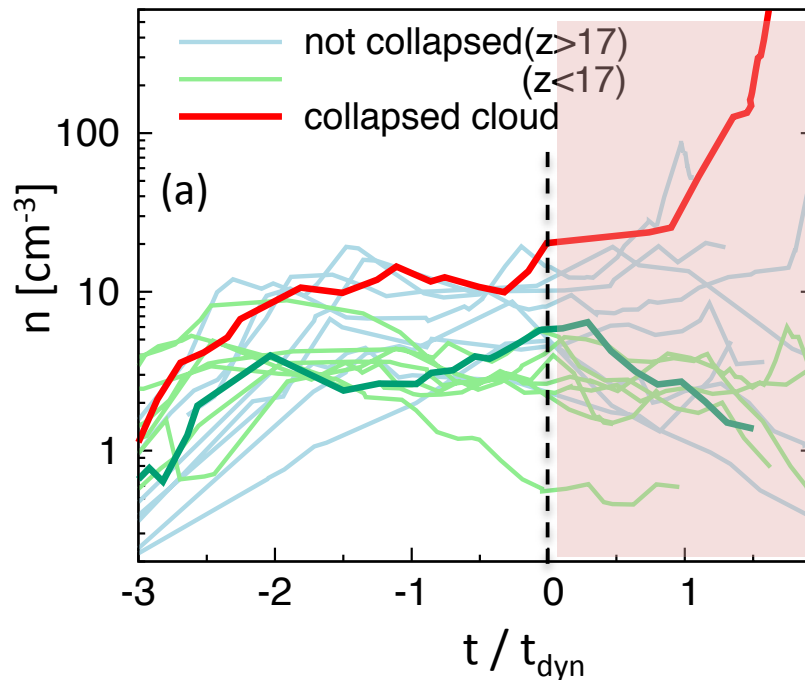
Hydro dynamics

- Hydro dynamical evolution of the cloud in candidate halos.
(42 out of 68 halos)

⇒ **only 2 halos possibly host SMS**

Setup:

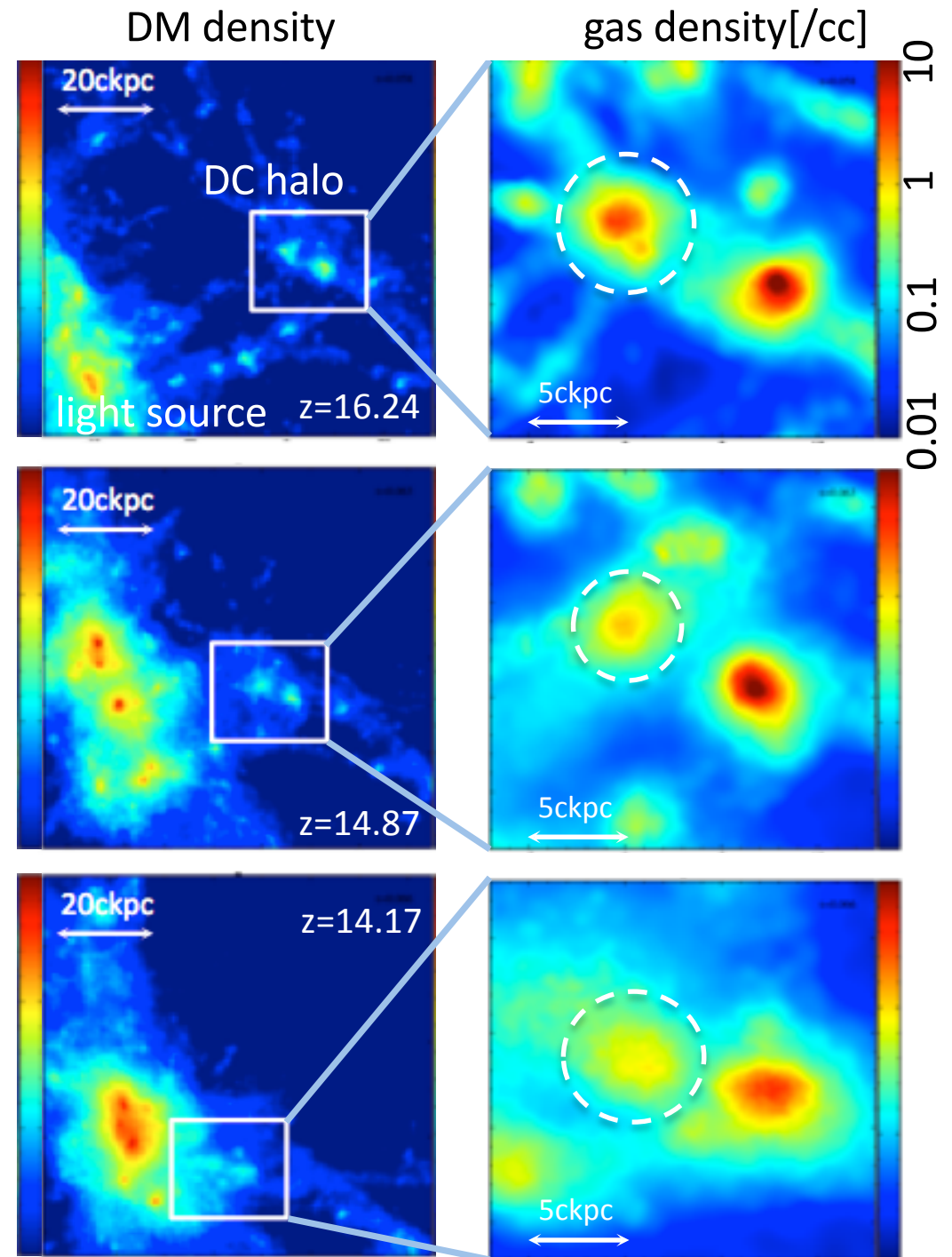
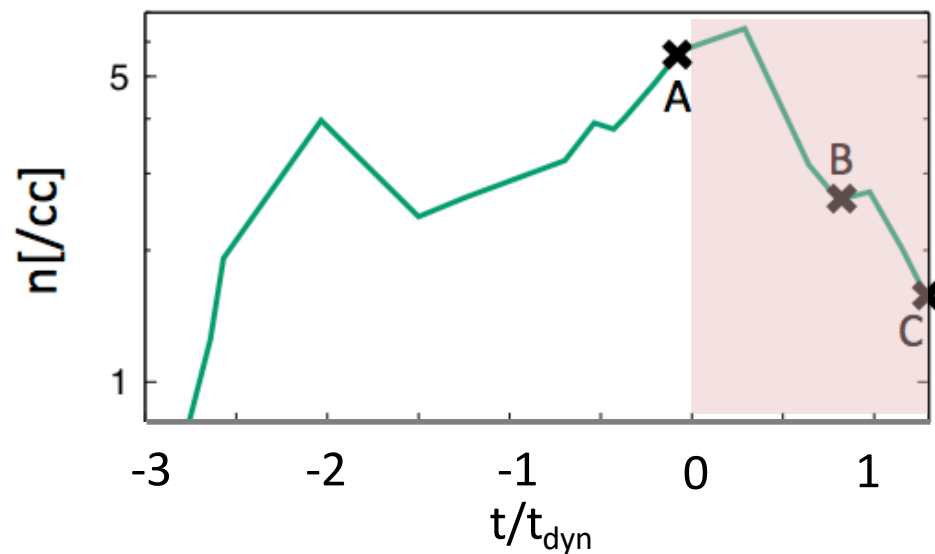
- Gadget3 (sph + N-body)
- primordial chemistries
(Yoshida et al. 2006)
- radiative and chemical cooling



Evolution of DC halo (Part 1)

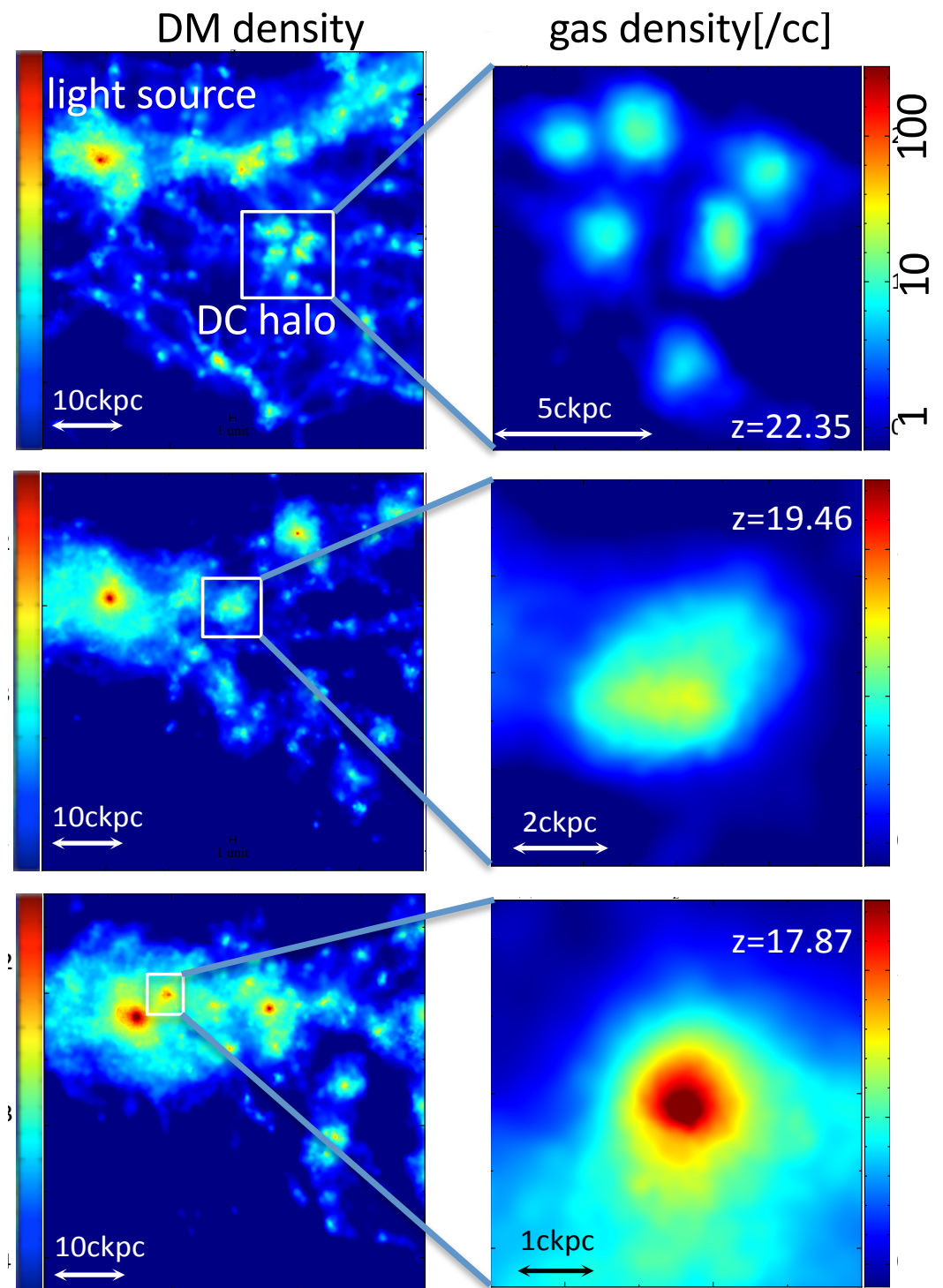
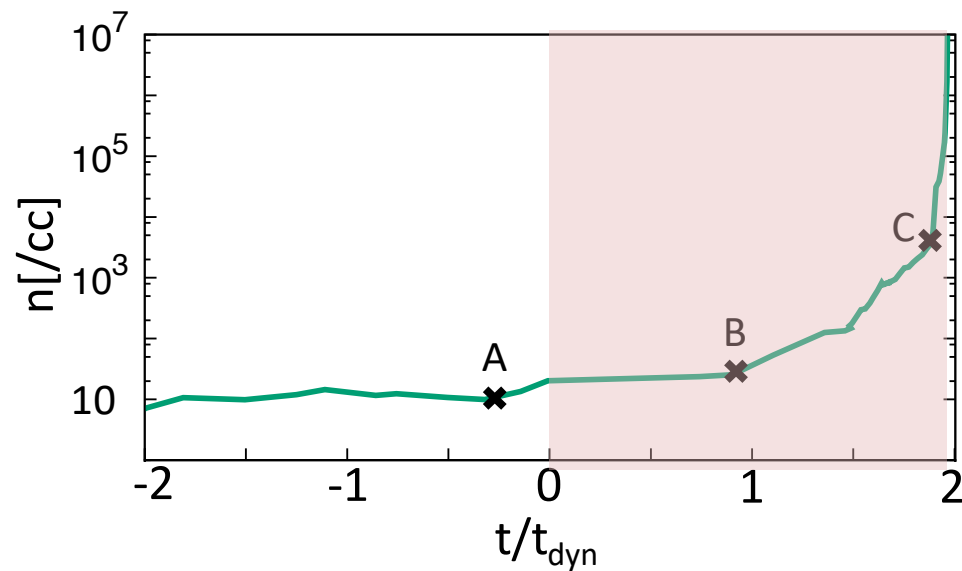
- Example in which **SMS do not form**
- do not collapse even when the cooling becomes efficient.
- Rather, density decreases

⇒ **Tidal force** from
the light source halo



Evolution of DC halo (Part 2)

- 1 example which show the **collapse**
(calculated until $n \sim 10^8/\text{cc}$)
- Collapse occur just after
atomic cooling become enabled.
⇒ caused by shock accompanied
by clump collision.



▪ The Impact of the tidal force

Time evolution of
the cloud radius, r

\Rightarrow

$$\ddot{r} = -\frac{GM}{r^2} - \frac{\nabla P}{\rho} + T_0(R)r$$

$$T_0(R) = \frac{3GM}{R^3}$$

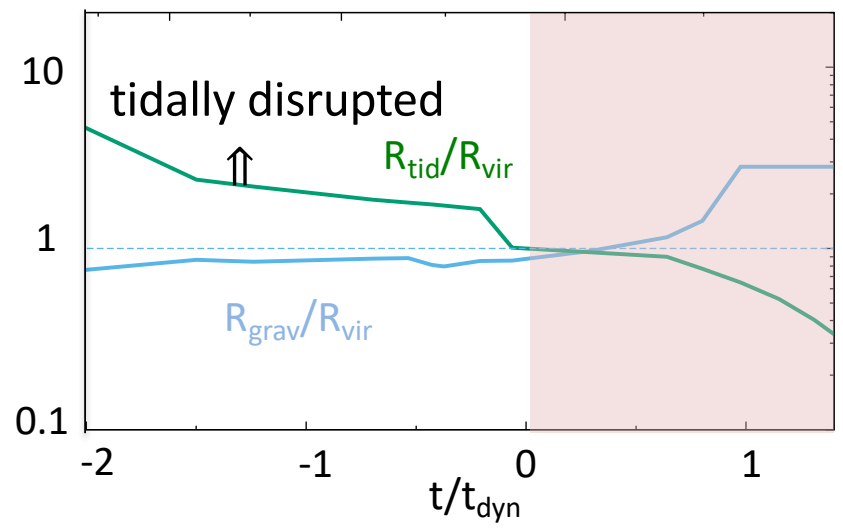
tidal force



(R: distance from the light source)

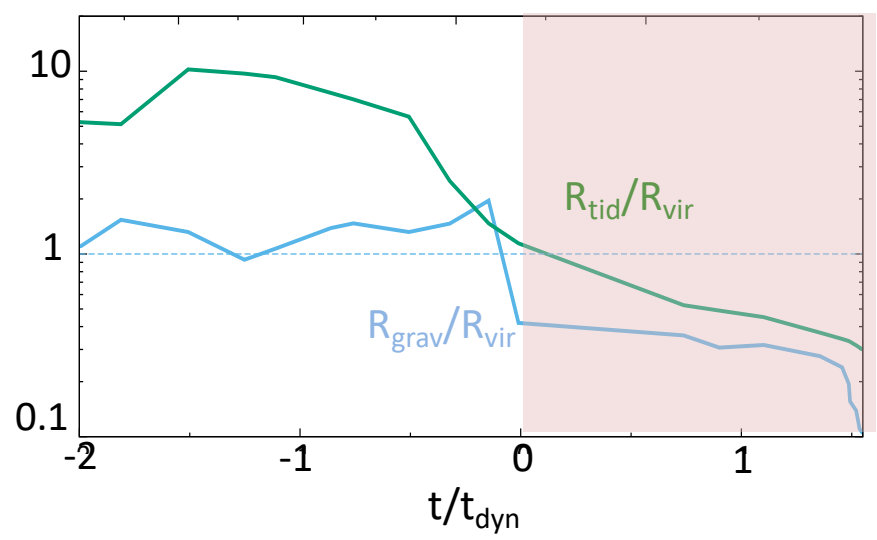
R_{grav} : Gravitational (dominated by DM) > Pressure force
 R_{tid} : Tidal > Gravitational force

DC candidate halo (Part 1)



\Rightarrow tidal force dominate over the gravity
 \Rightarrow **not collapsed**

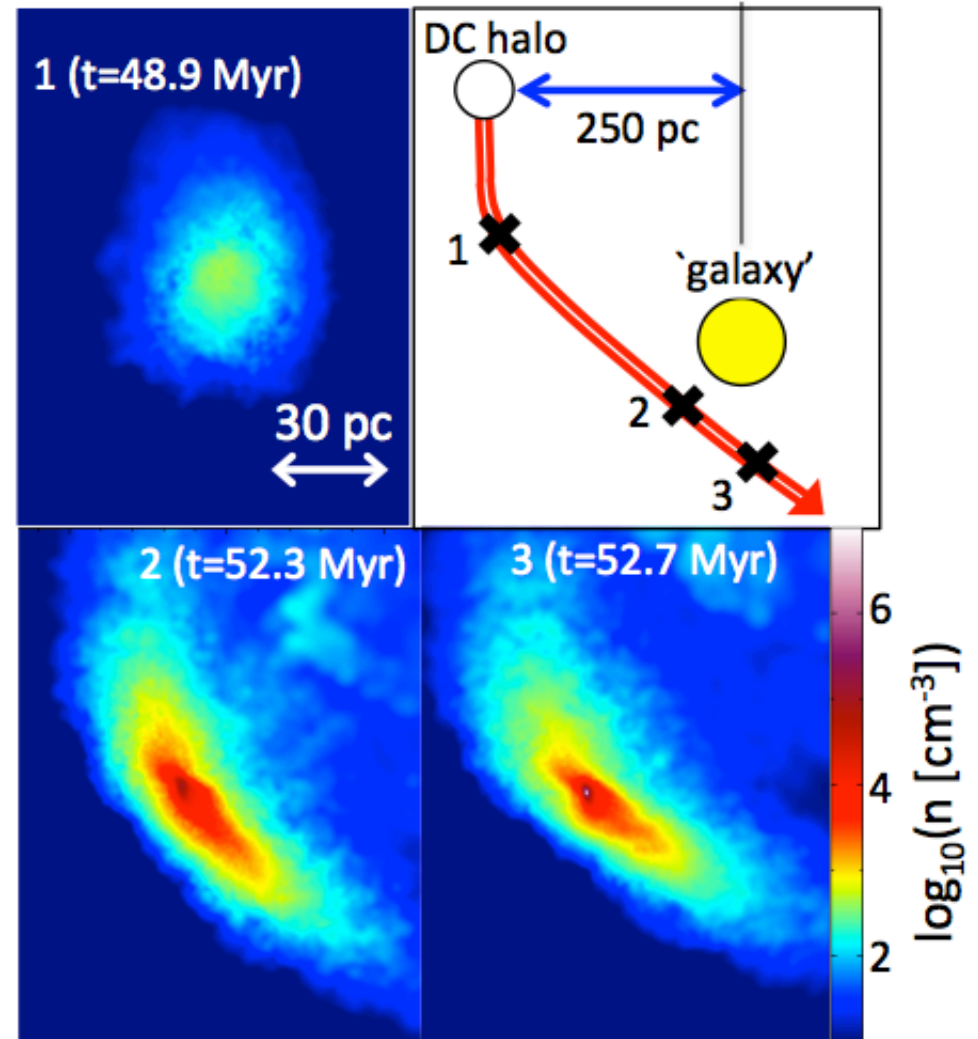
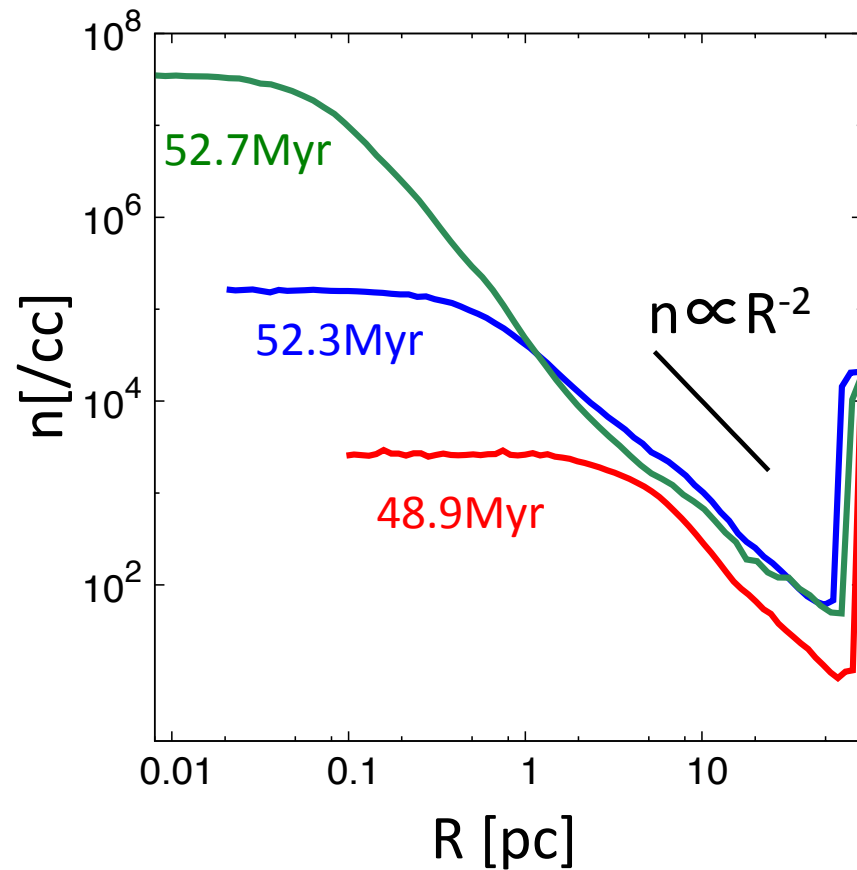
(Part2)



$\Rightarrow R_{grav}$ decreases after the merger
 \Rightarrow **collapse**

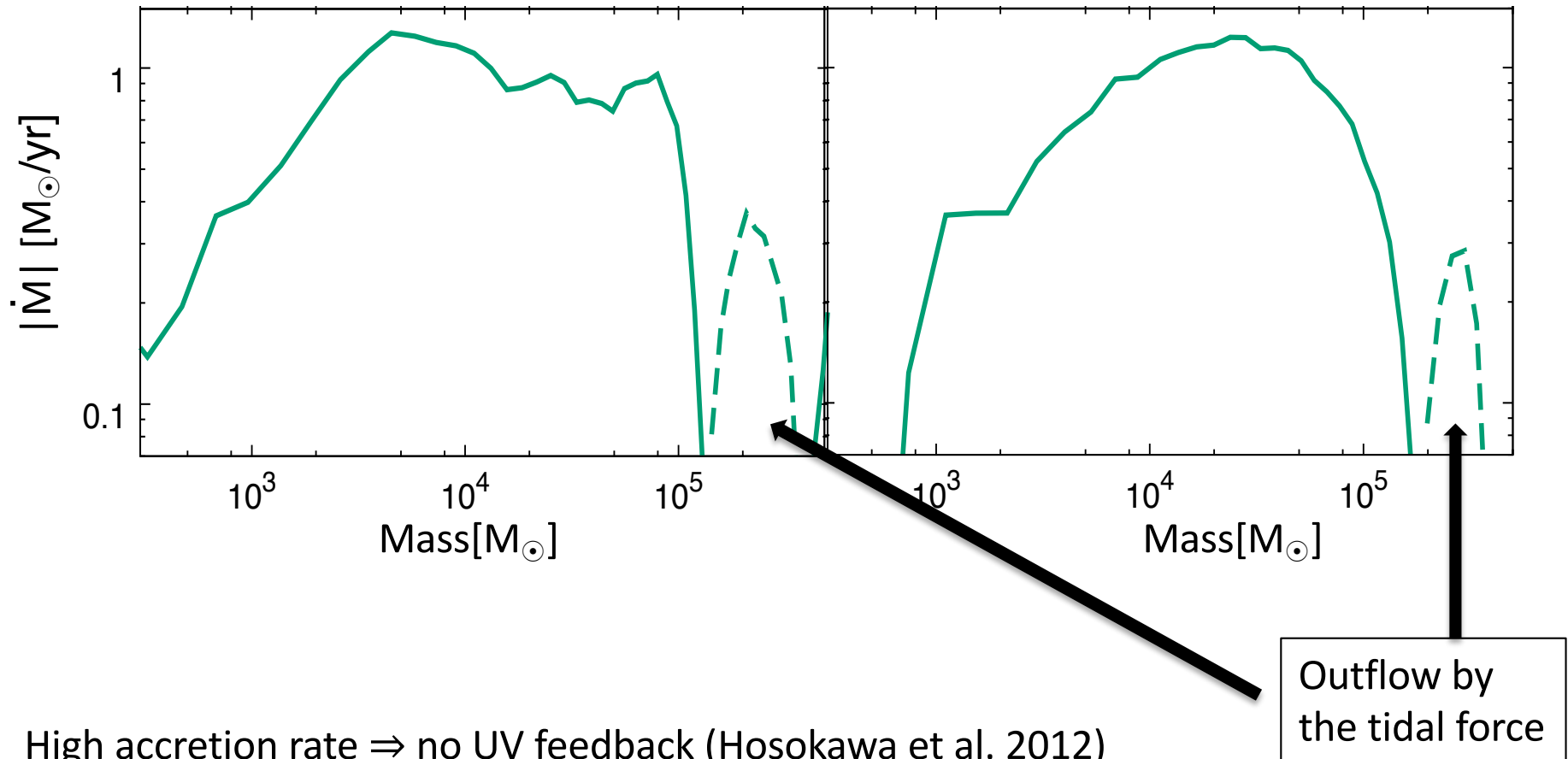
Collapse of the DC cloud

- density profile (Runaway collapse)



Final mass of SMS

- Infall mass rate



High accretion rate \Rightarrow no UV feedback (Hosokawa et al. 2012)

Final SMS mass is $\sim 2 \times 10^5 M_{\odot}$, which is determined by tidal force.

General features of tidal force

- Sample from the simulation $\Rightarrow t_{\text{inf}} < t_{\text{dyn}}$

