

超巨大ブラックホールの 宇宙論的な進化

稲吉恒平

(JSPS fellow, Columbia University)

19 Jan. 2015 @Tohoku University

超巨大ブラックホールの 宇宙論的な進化

稲吉恒平

(Simons fellow, Columbia University)

19 Jan. 2015 @Tohoku University

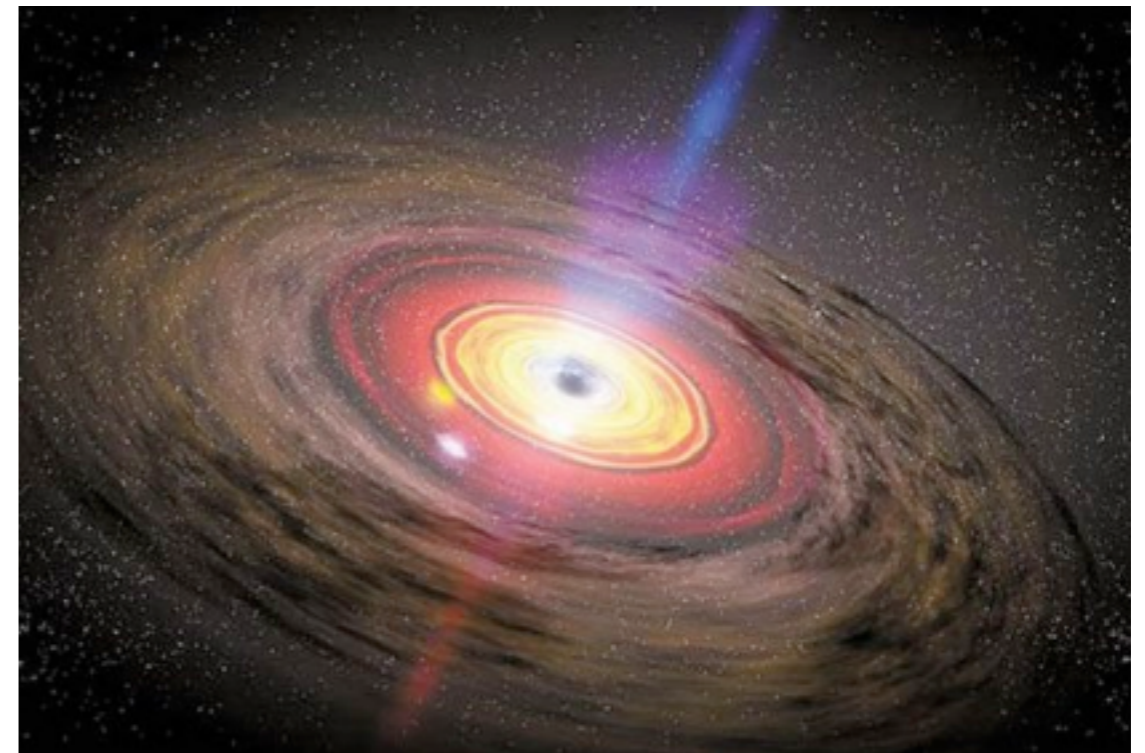
1. Introduction

超巨大ブラックホール

Supermassive black holes

- 非常に大質量： 10^6 - $10^{10} M_{\text{sun}}$
- 銀河中心に普遍的に存在
- 母銀河の性質と強い相関

(e.g. Magorrian et al. 1998; Ferrarese & Merritt 2000; Marconi and Hunt 2003; Gultekin et al. 2009)



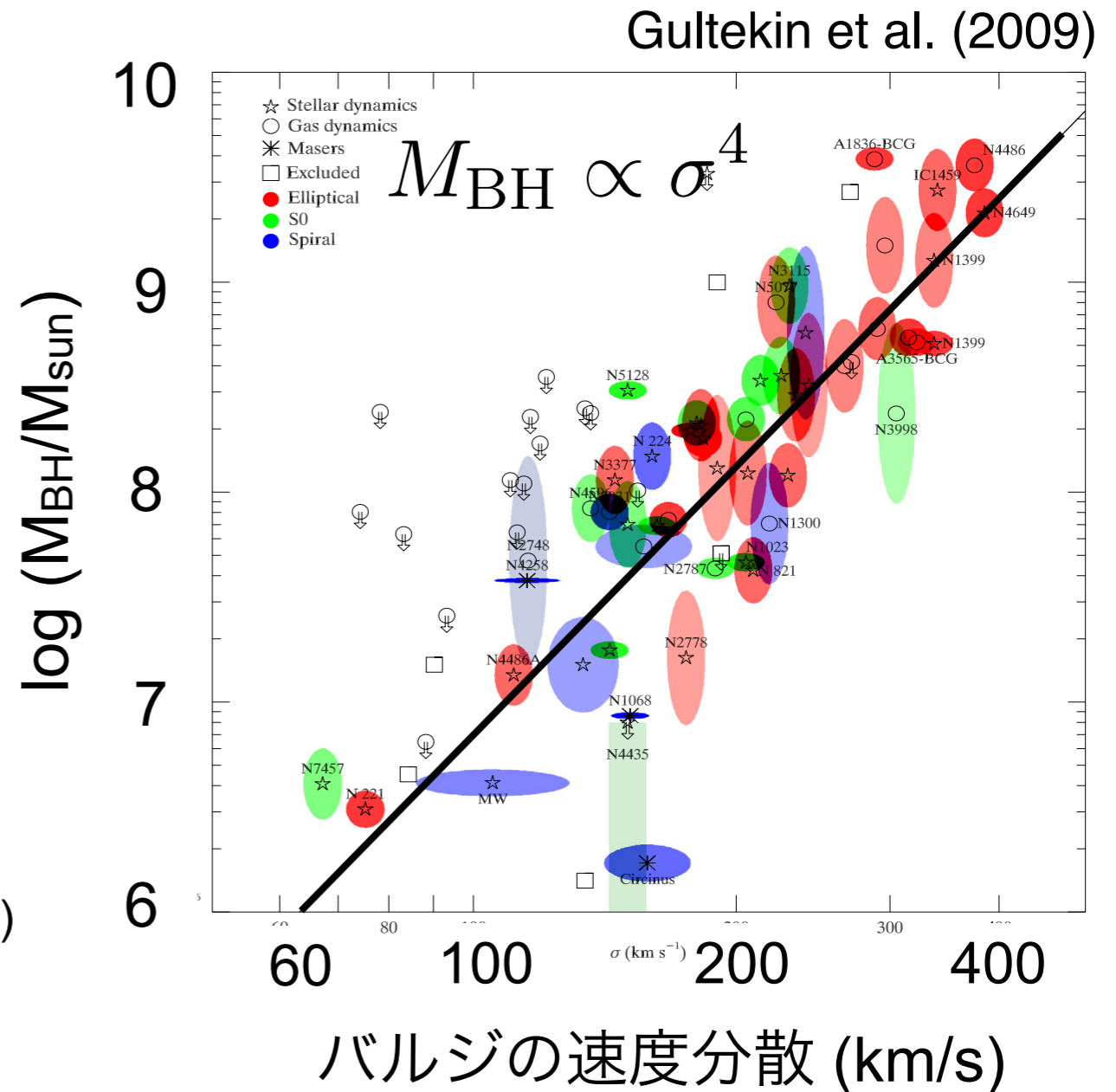
<http://www.daviddarling.info/encyclopedia/B/blackhole.html>

超巨大ブラックホール

Supermassive black holes

- 非常に大質量： $10^6\text{-}10^9 M_{\text{sun}}$
- 銀河中心に普遍的に存在
- 母銀河の性質と強い相関

(e.g. Magorrian et al. 1998; Ferrarese & Merritt 2000; Marconi and Hunt 2003; Gultekin et al. 2009)

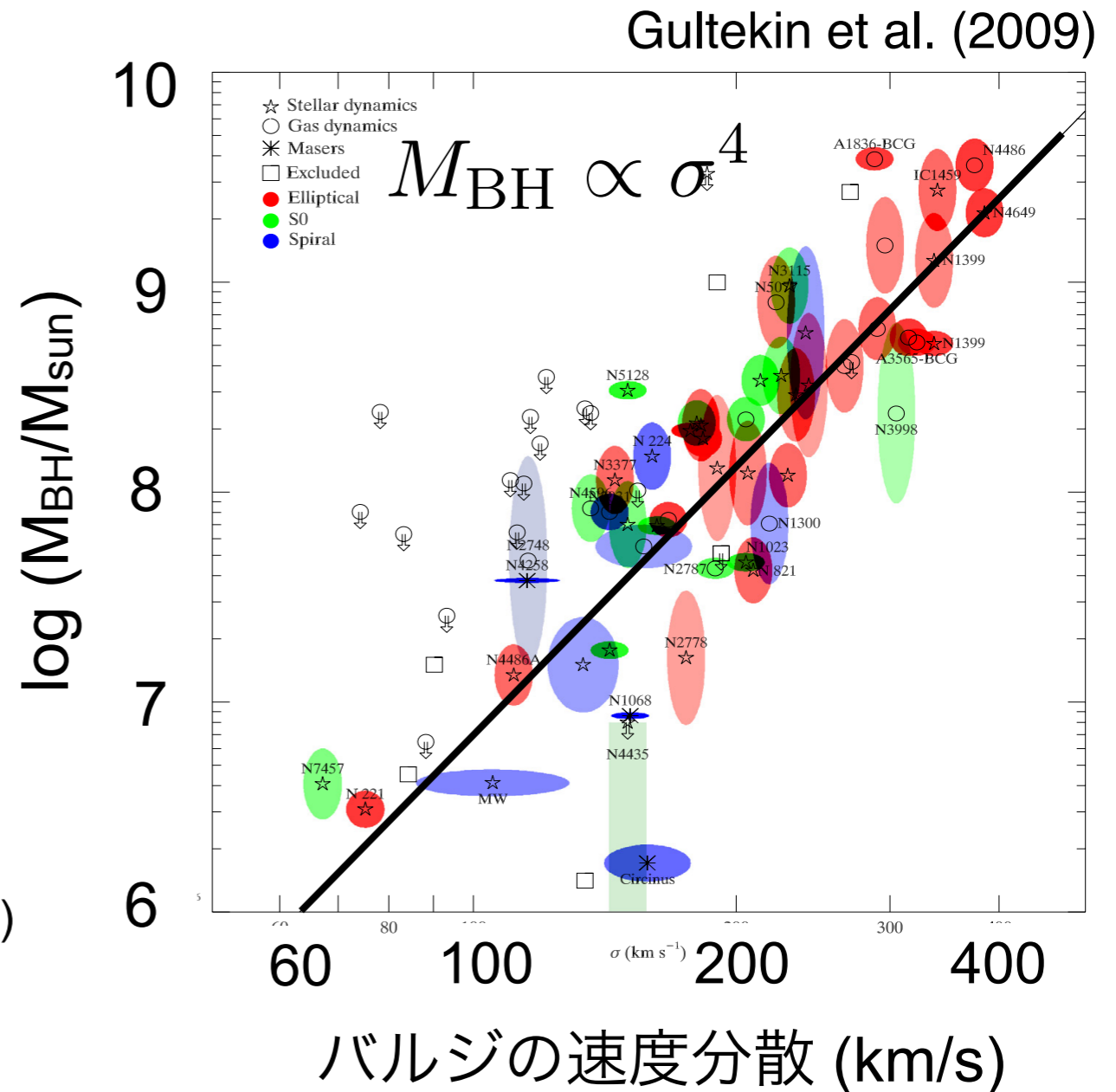


超巨大ブラックホール

Supermassive black holes

- 非常に大質量： $10^6\text{-}10^9 M_{\text{sun}}$
- 銀河中心に普遍的に存在
- 母銀河の性質と強い相関

(e.g. Magorrian et al. 1998; Ferrarese & Merritt 2000; Marconi and Hunt 2003; Gultekin et al. 2009)



SMBHは銀河と共に進化してきた重要な構成要素

宇宙初期のSMBH

Fan 2006

Willott et al. 2010

Mortlock et al. 2011

— 非常に大質量

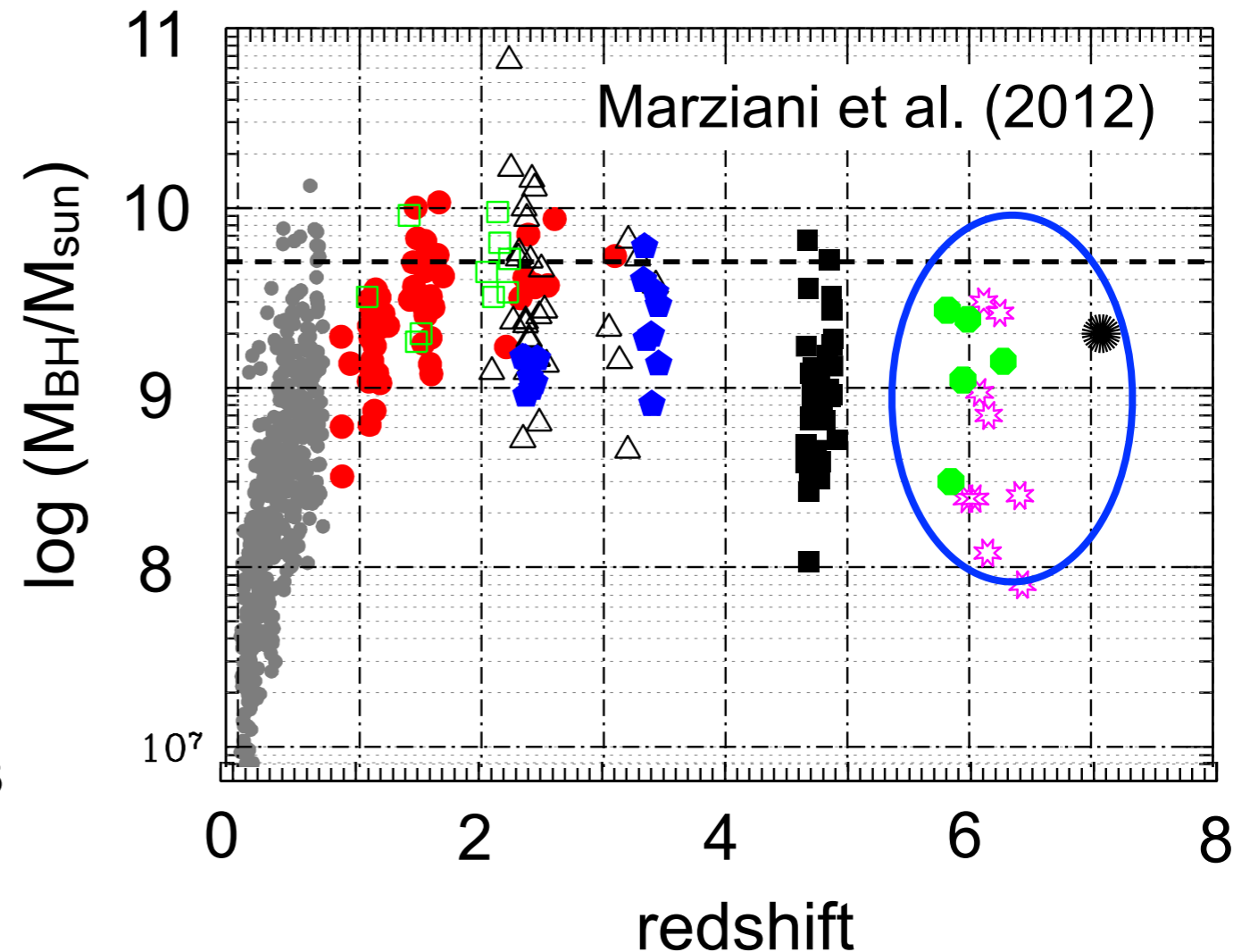
$$M_{\text{BH}} \sim 10^{8-9} M_{\text{sun}}$$

— 最遠方は $z=7.085$

(ビッグバンから0.77Gyr)

— 非常に珍しい

$$N_{\text{SMBH}}(z>6) \sim 10^{-8} \text{ cMpc}^{-3}$$



宇宙論的なスケールで

SMBHは銀河と共に進化してきた重要な構成要素

2. SMBH formation via stellar mass BHs

BHの成長時間

- ガス降着 (重力エネルギー⇒輻射)

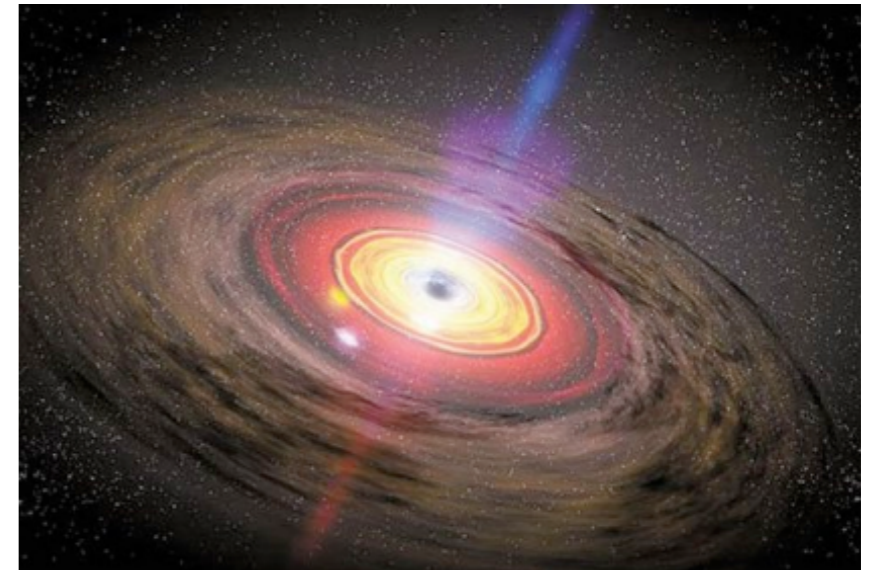
$$L = \frac{GM_{\text{BH}}\dot{M}_{\text{acc}}}{R_{\text{in}}} \simeq \frac{1}{6}\dot{M}_{\text{acc}}c^2 \equiv \epsilon\dot{M}_{\text{acc}}c^2$$

- BH成長率 < Eddington降着率

$$\dot{M}_{\text{BH}} = \frac{1 - \epsilon}{\epsilon} \frac{L}{c^2} < \frac{1 - \epsilon}{\epsilon} \frac{L_{\text{Edd}}}{c^2} = \frac{1 - \epsilon}{\epsilon} \frac{M_{\text{BH}}}{t_{\text{Edd}}}$$



$$t_{\text{grow}} \geq 0.05 \ln(M_{\text{BH}}/M_{\text{BH},0}) \text{ Gyr}$$
$$\sim 1 \text{ Gyr} \quad (M_{\text{BH}}: 10 \rightarrow 10^9 M_{\text{sun}})$$



<http://www.daviddarling.info/encyclopedia/B/blackhole.html>

cf. Eddington光度

$$L_{\text{Edd}} = \frac{4\pi cGM_{\text{BH}}}{\kappa_{\text{T}}}$$

$$t_{\text{Edd}} = 0.45 \text{ Gyr}$$

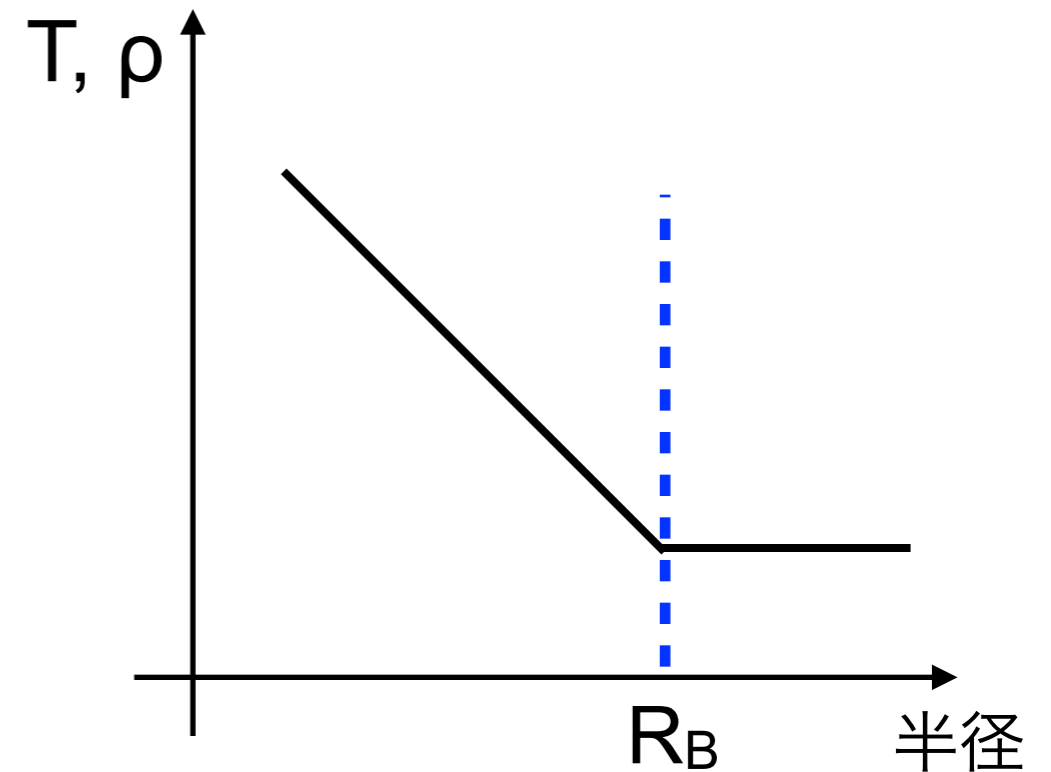
BHへの降着限界(1)

- 外側からのガス供給率

$$\dot{M}_{\text{in}} \simeq 4\pi\rho_{\infty}R_{\text{B}}^2c_{\infty} \quad (\text{Bondi降着率})$$

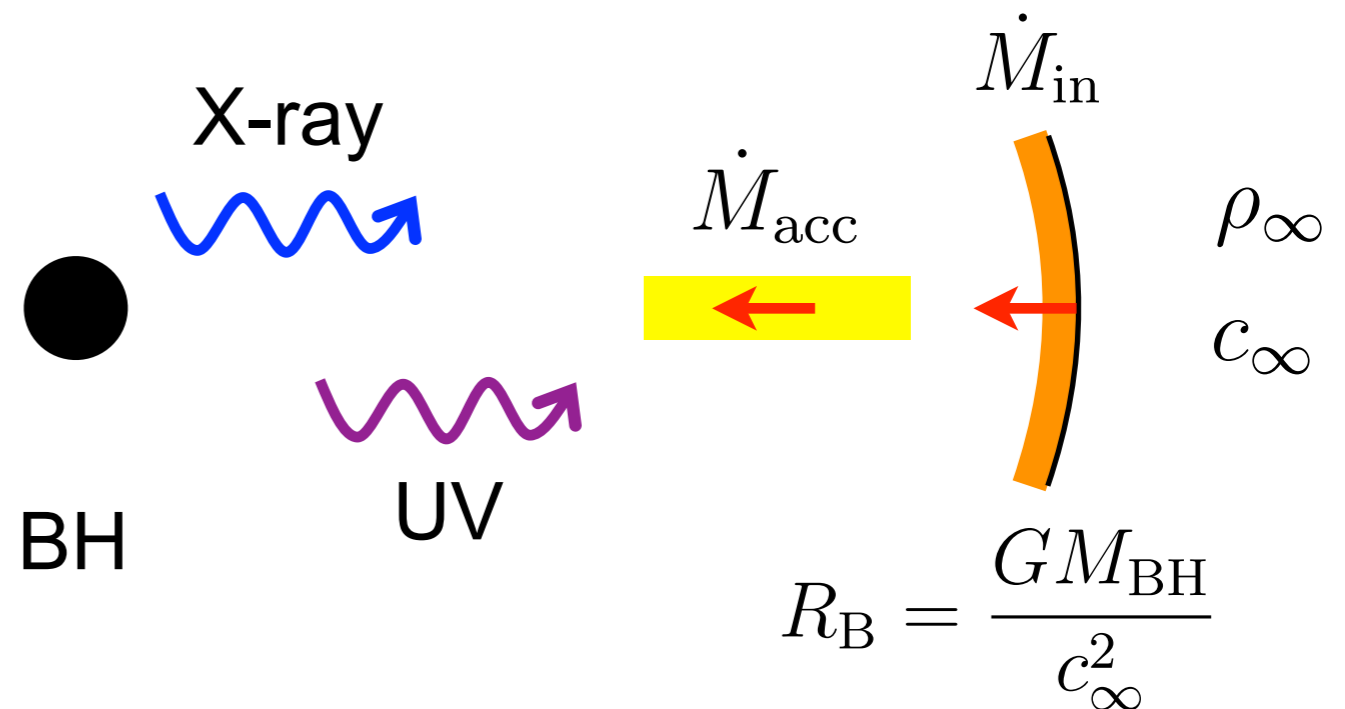
$$\propto \rho_{\infty}T_{\infty}^{-3/2}M_{\text{BH}}^2$$

↑
周囲の環境に依存



- 輻射加熱によるfeedback

$$T_{\infty} \uparrow \Rightarrow \dot{M}_{\text{in}} \downarrow$$



BHへの降着限界(2)

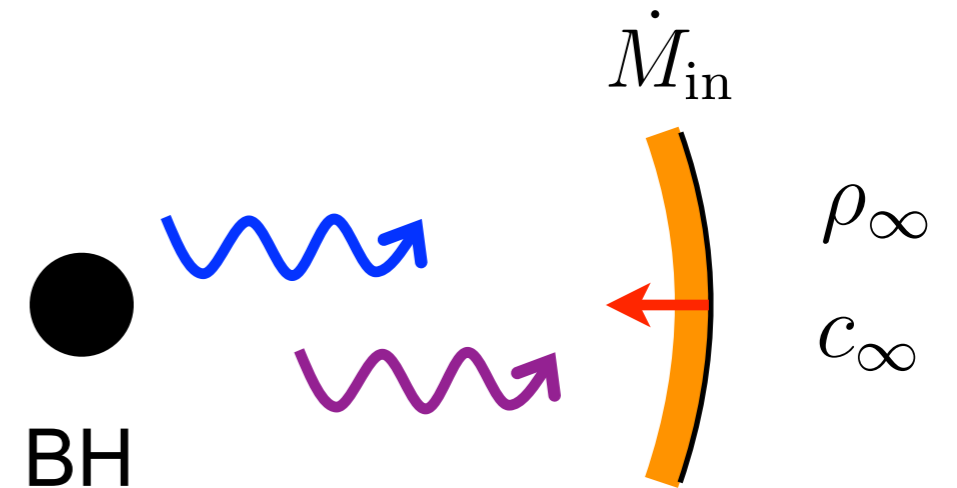
- 様々な加熱源

紫外線(電離; $>13.6\text{eV}$)

X-ray ($> \text{keV}$)

Compton散乱

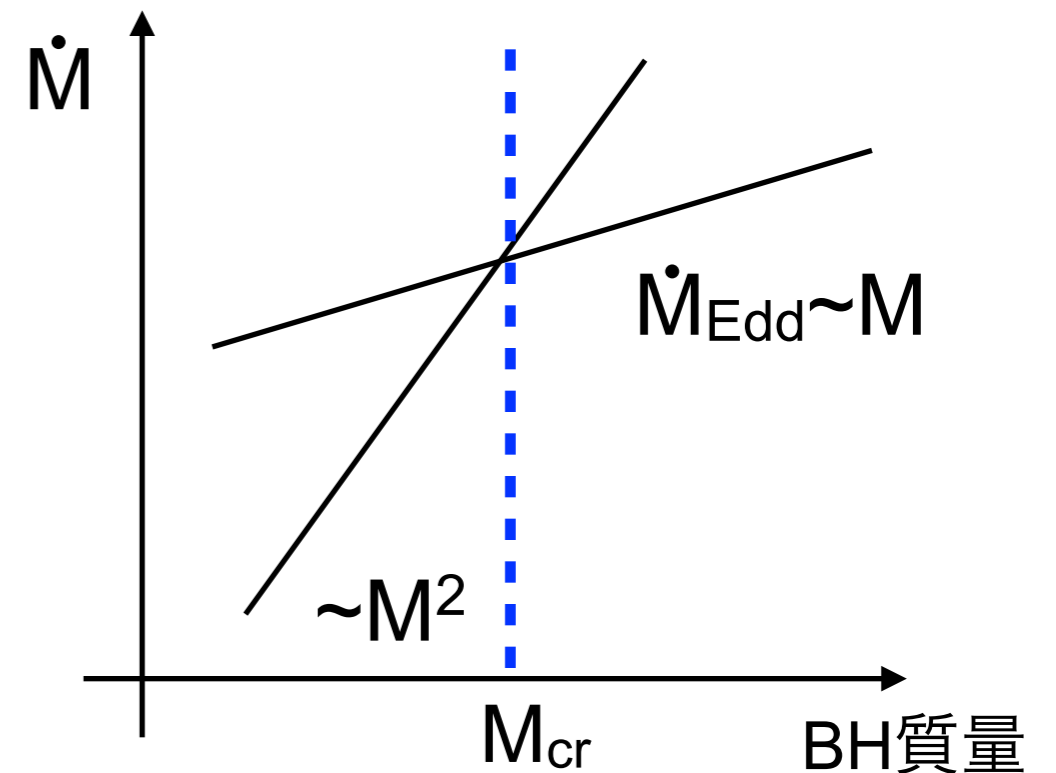
Park & Ostriker (2001);
Ciotti & Ostriker (2001), 他複数



- 臨界質量 (Eddington~Bondi)

$$M_{\text{BH}} \gtrsim \underline{4 \times 10^4 M_{\odot}} (T_{\infty,4} n_4 \epsilon_{-1})^{-1}$$

(UVの場合; Park & Ricotti 2001)



BHへの降着限界(2)

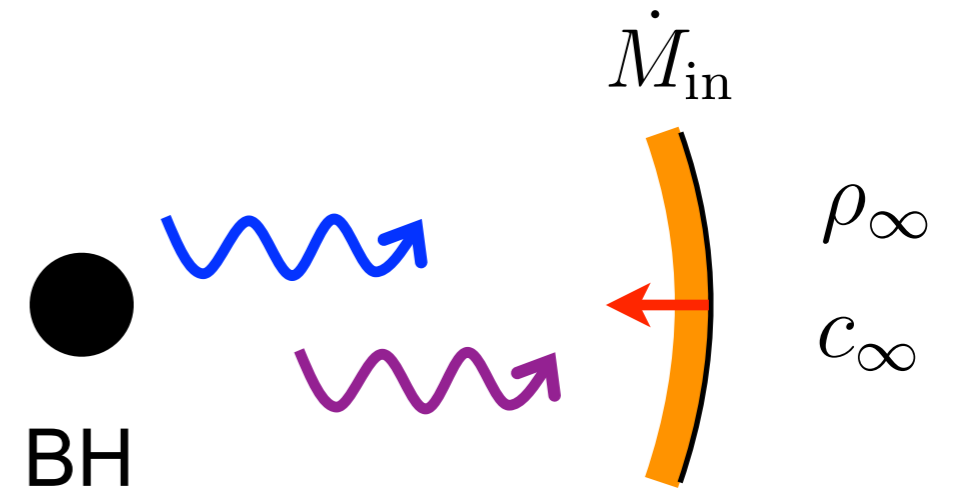
- 様々な加熱源

紫外線(電離; $>13.6\text{eV}$)

X-ray ($> \text{keV}$)

Compton散乱

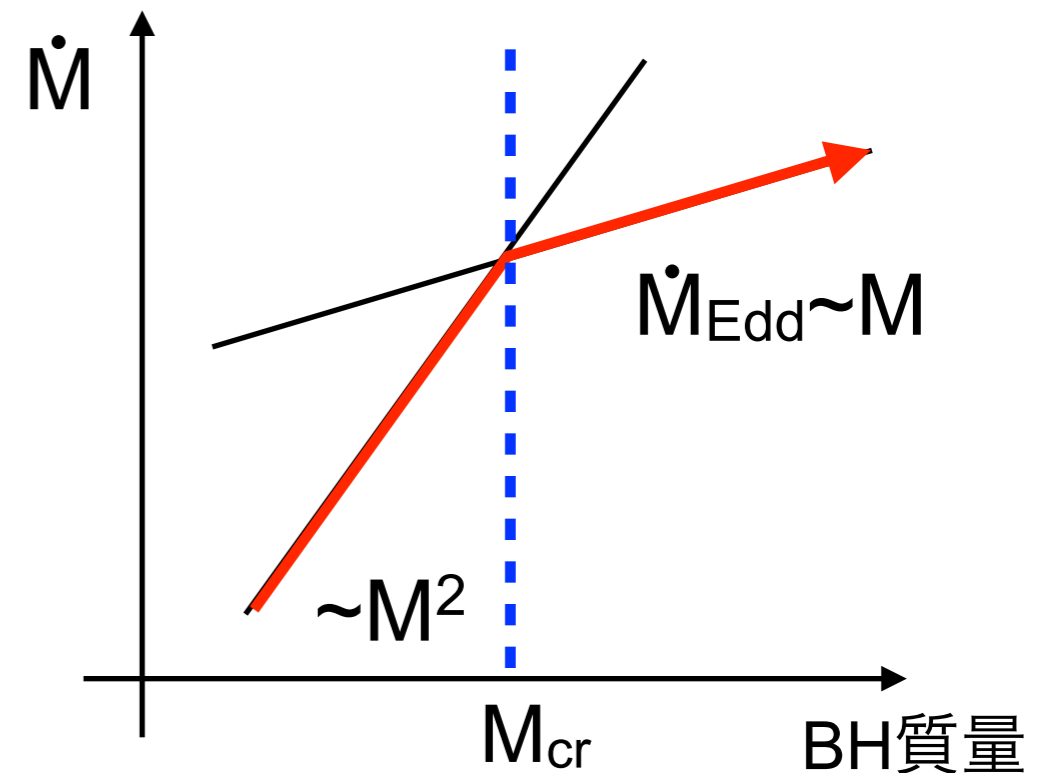
Park & Ostriker (2001);
Ciotti & Ostriker (2001), 他複数



- 臨界質量 (Eddington~Bondi)

$$M_{\text{BH}} \gtrsim \underline{4 \times 10^4 M_{\odot}} (T_{\infty,4} n_4 \epsilon_{-1})^{-1}$$

(UVの場合; Park & Ricotti 2001)

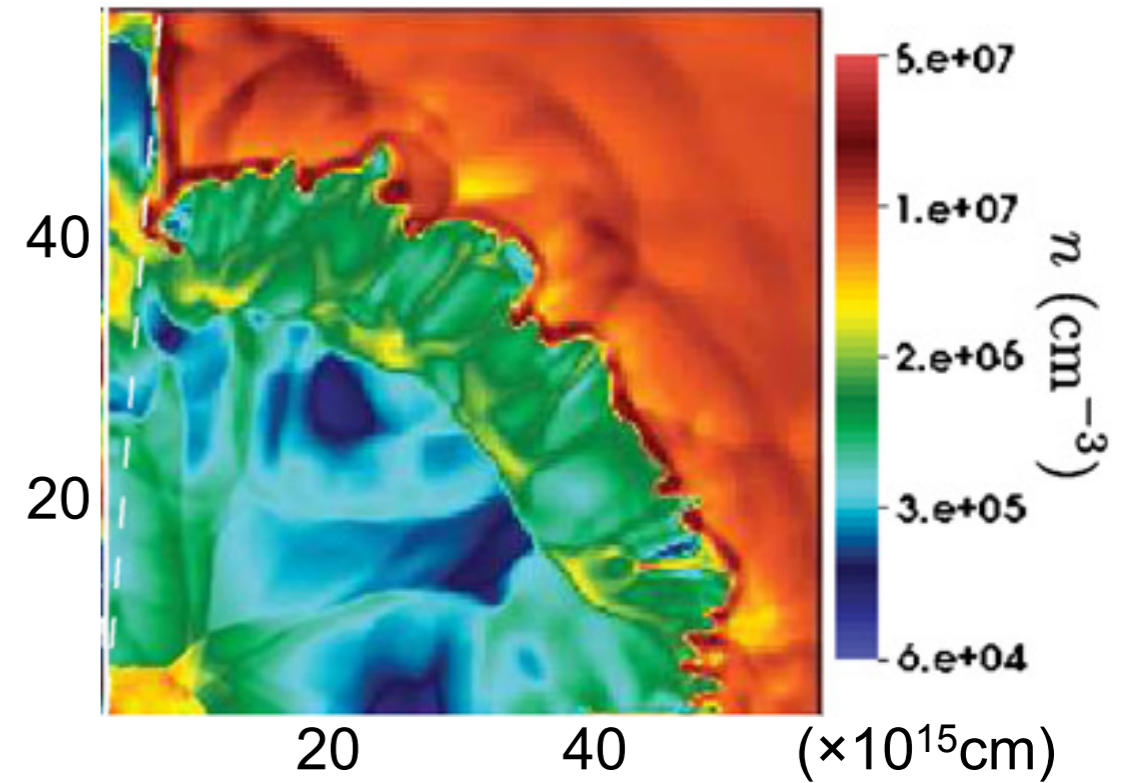


初代星BHへの降着

- 星質量BHの成長率/Eddington率

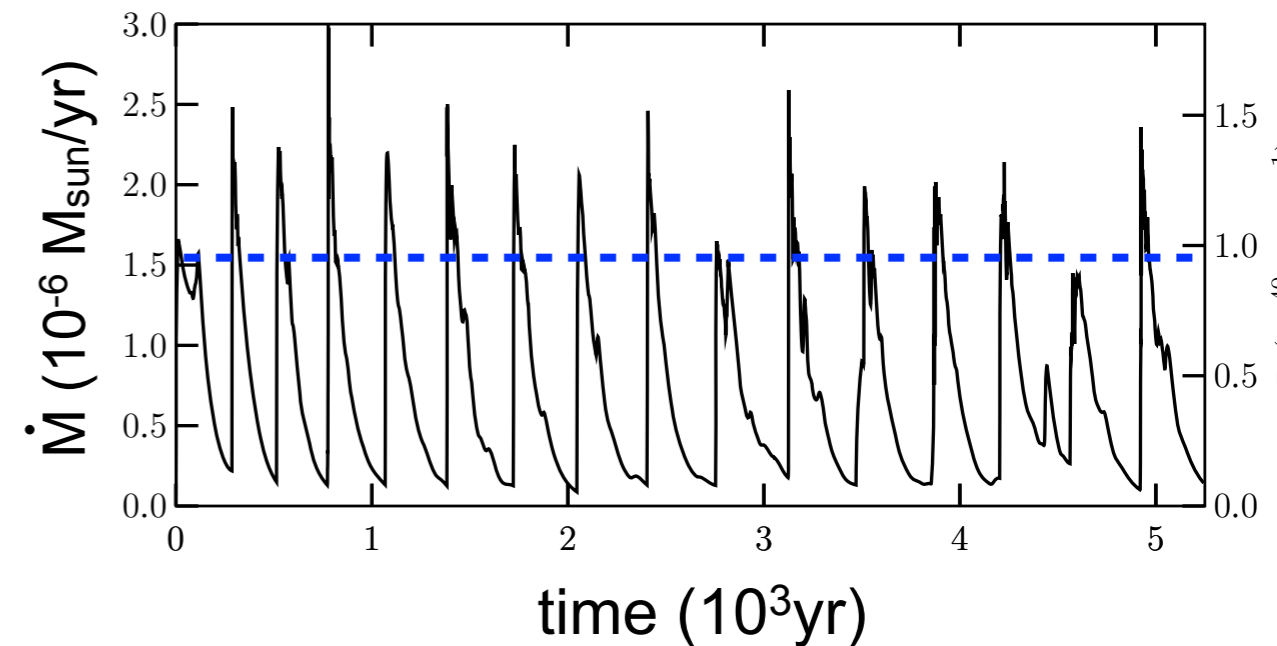
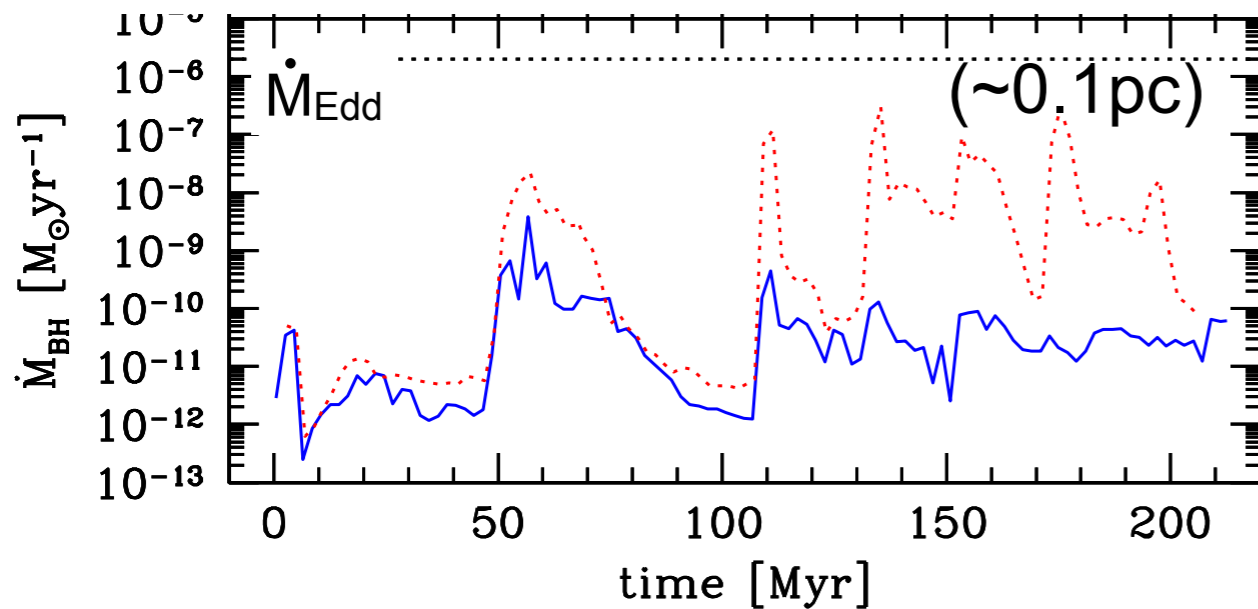
duty cycle { 30% (BH近傍)
0.01% (ハロー内側)

Eddington降着率の維持は困難(?)



Milosavljević et al. (2009)

Alvarez et al. (2009)



超臨界降着(1)

Begelman (1978)
Abramowicz et al. (1988)
Ohsuga et al. (2005)
Sadowski et al. (2014)

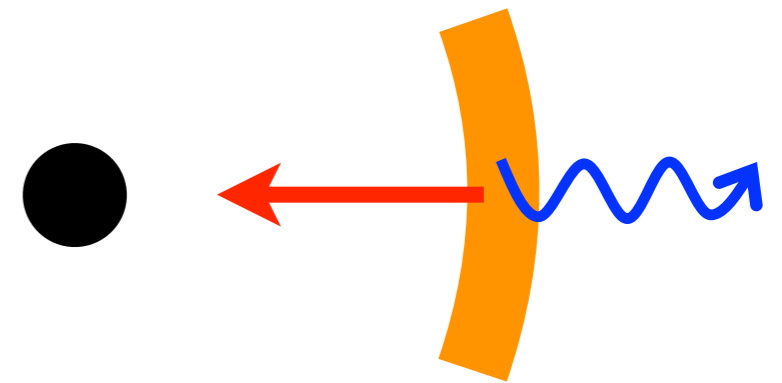
- super-Eddington降着率

— 光子捕獲条件

$$v_r > \frac{c}{\tau} \quad (\text{光学的に厚いフロー})$$

➡ $r < r_{\text{tr}} \equiv \frac{\kappa \dot{M}}{4\pi c} = \frac{\dot{M}}{\dot{M}_{\text{Edd}}} \frac{r_s}{2}$

簡単のため球対称



$$\dot{M} = 4\pi \rho r^2 v_r$$

$$\tau = \rho \kappa r$$

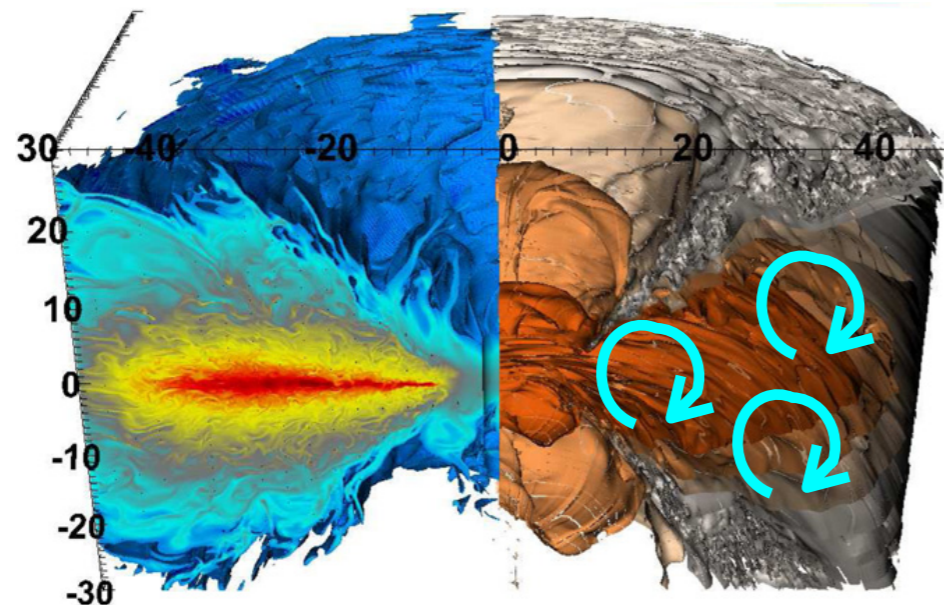
降着率 > Eddington降着率

{ $r < r_{\text{tr}}$ では輻射は外向きに出て来られない
Eddington光度を越えない ($L = GM_{\text{BH}} \dot{M} / r_{\text{tr}}$)

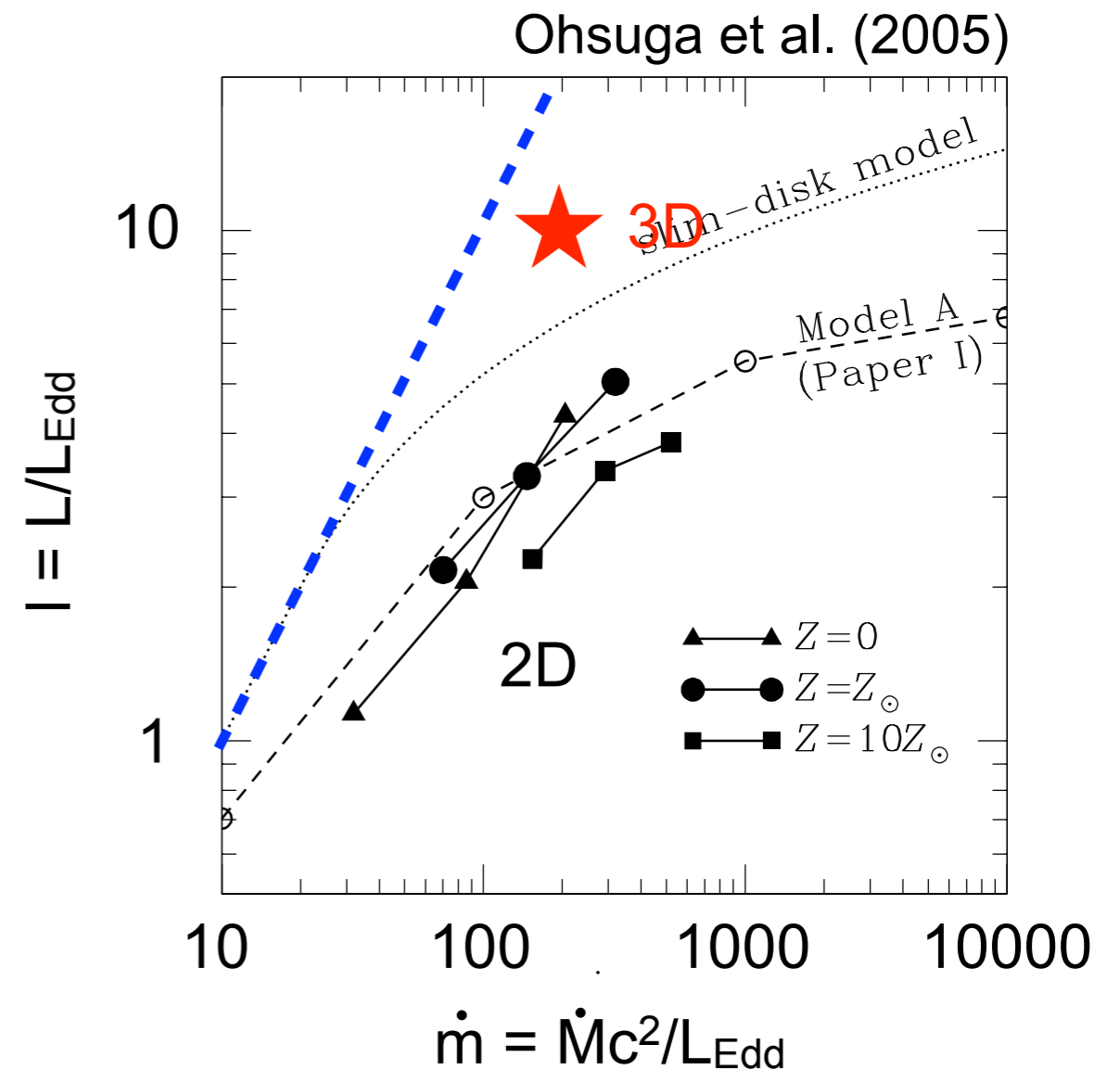
超臨界降着(2)

Begelman (1978)
 Abramowicz et al. (1988)
 Ohsuga et al. (2005)
 Sadowski et al. (2014)

- ・ シミュレーション(2D/3D)
 - 光学的・幾何学的に厚い円盤
 - 光は極方向に放射 ($L/L_{\text{Edd}} > 1$)
 - 円盤内では光子捕獲(2D > 3D)



3D-RMHD計算 Jiang et al. (2014)



BH同士の合体

- 連星BHからの角運動量輸送

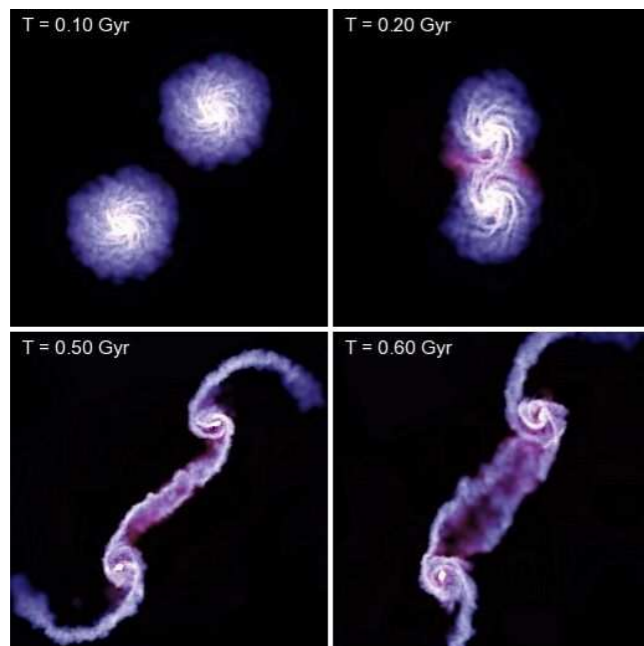
- 星との力学摩擦

(Begelman et al. 1980; Merrit & Poon 2004)

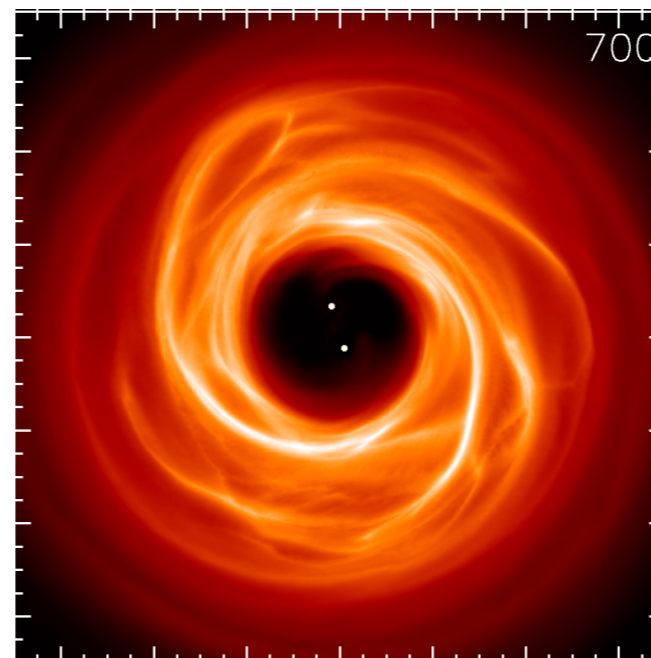
- ガス円盤との相互作用

(MacFadyen & Milosavljević 2008; Haiman et al. 2009)

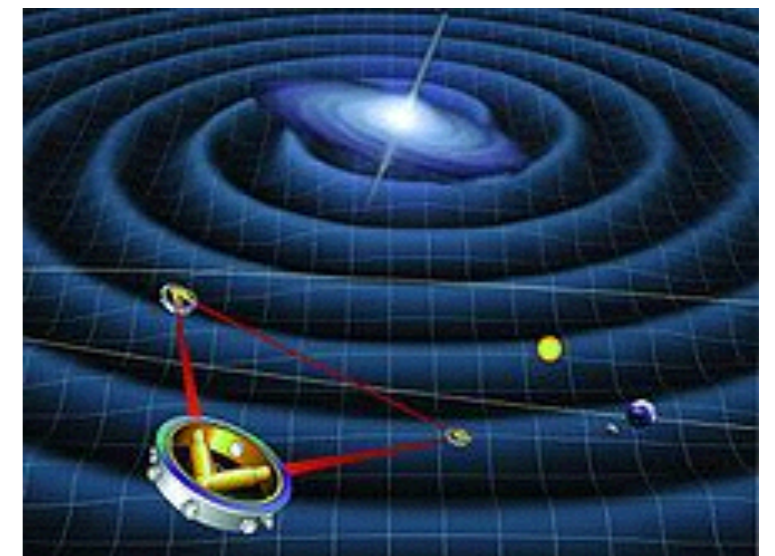
- 重力波放射



Springel et al. (2005)



Cuadra et al. (2009)



eLISA

重力波放射による反跳

- BH合体後 → 重力波反跳

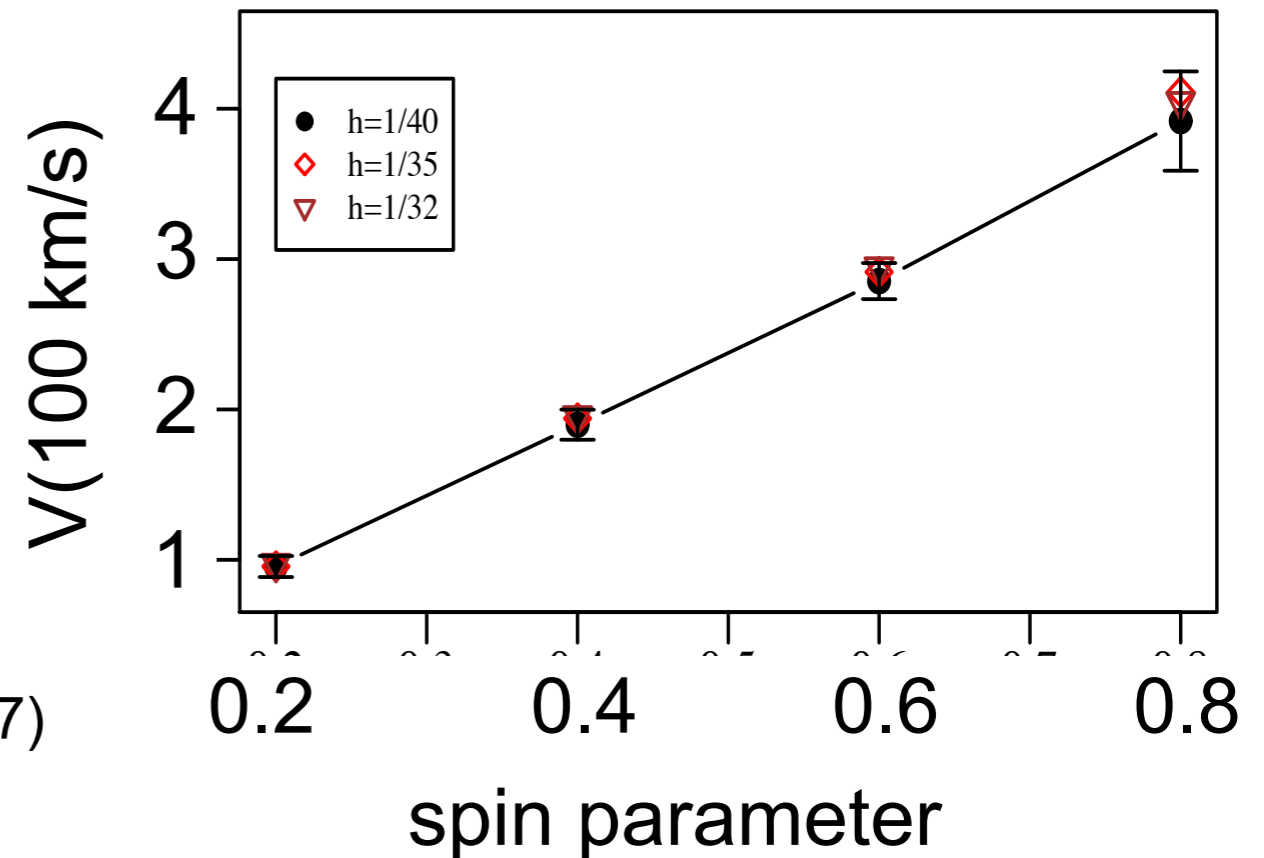
$$V_{\text{kick}} \sim \text{数}100\text{km/s}$$

(Bekenstein 1973; Koppitz et al. 2007)

スピン軸・質量比に依存

最大で4000km/s (Campanelli et al. 2007)

(Herrmann et al. 2007)



- 原始銀河内でのBH合体

$$V_{\text{kick}} \gg V_{\text{esc}} \sim 10\text{km/s}$$



BH合体は非効率!!

@初代星八口ー

小まとめ

- 超巨大ブラックホールが初期宇宙($z > 6-7$)に存在
- 種BHは何か? (Pop III vs direct collapse ?)

PopIII種の場合

ガス降着

成長時間の問題 (Eddington限界、Bondi限界)

Super-Eddington降着の可能性(?)

加熱の効果(UV, X-ray)

BH合体

photon trapping

合体時間の問題、GW放射によるキック

3. SMBH formation via direct collapse BHs

Direct collapse BH

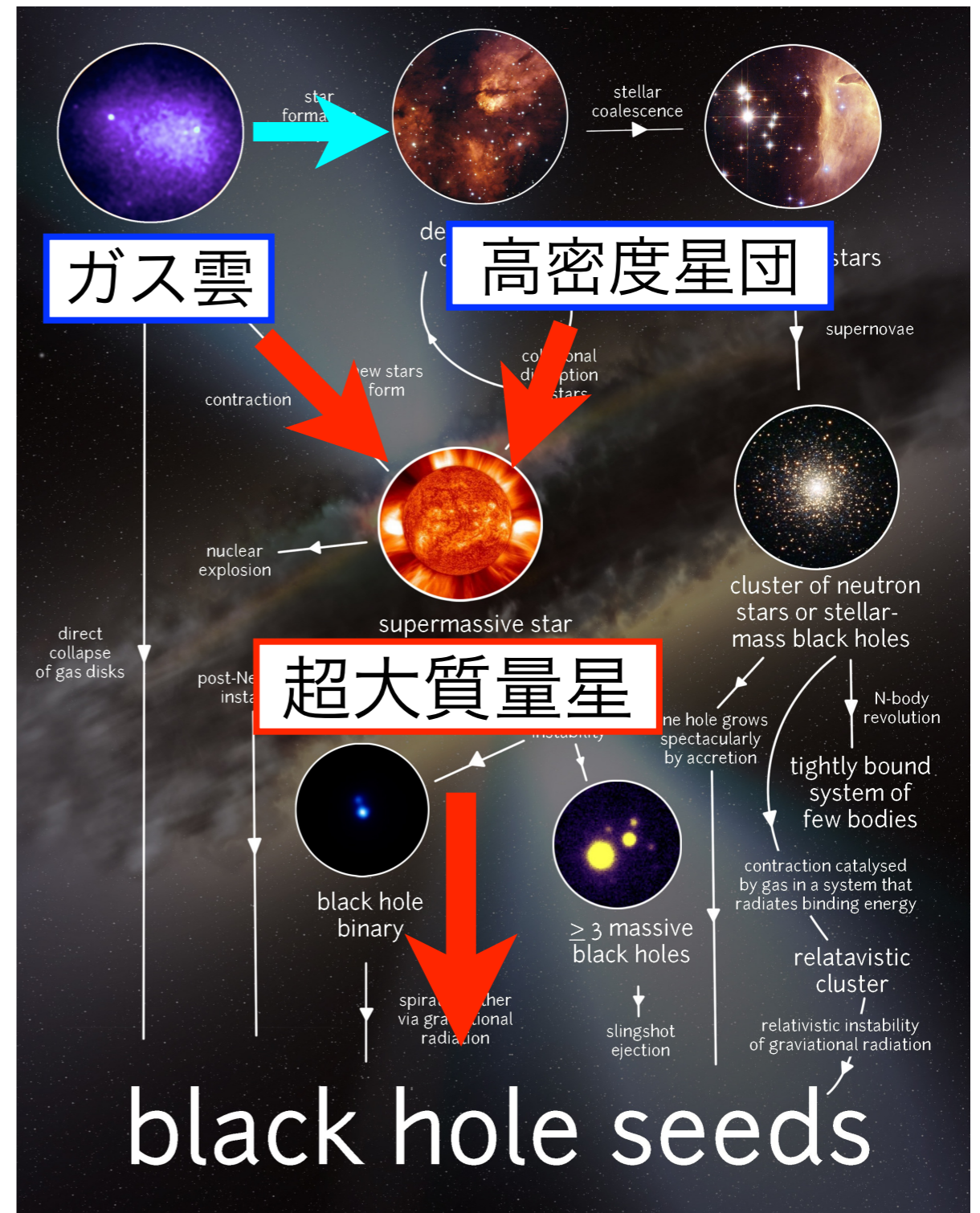
Loeb & Rasio (1994)
Begelman et al. (2006)

・シナリオの概略

- (1) 原始銀河中の巨大ガス雲
- (2) 超大質量星 (種BH; $\sim 10^5 M_{\text{sun}}$)
- (3) high-z SMBH ($\sim 10^9 M_{\text{sun}}$)

・シナリオの利点

- SMBHの形成時間を短縮
- Bondi limitを回避



(e.g. Rees 1978)

宇宙初期の星形成

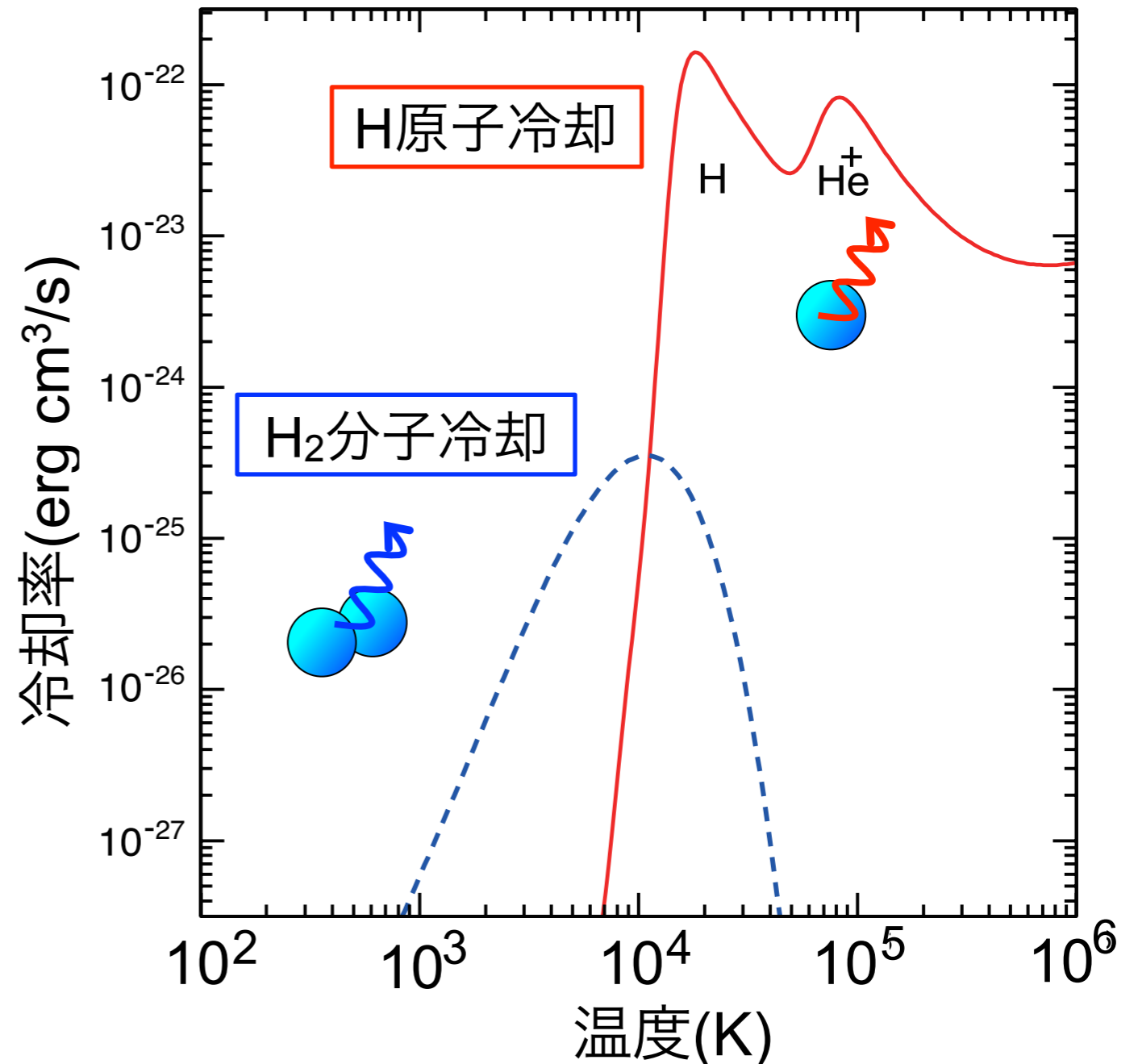
- 宇宙初期の星の材料
始原ガス(重元素なし)

H, He, e⁻, H₂ ...

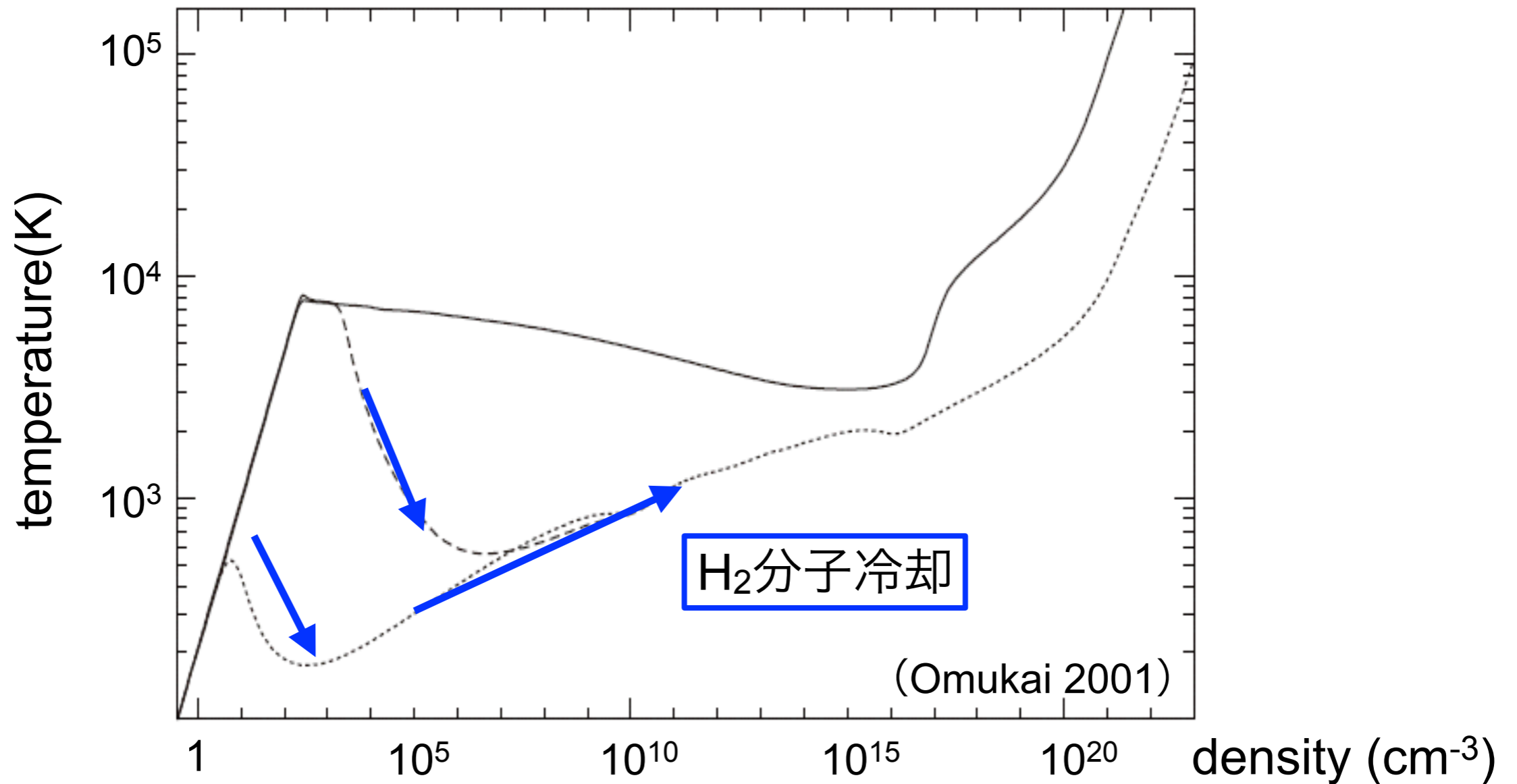
- 重要な冷却過程

H原子輝線 (高温)

H₂分子輝線(低温)



H2分子なしの星形成

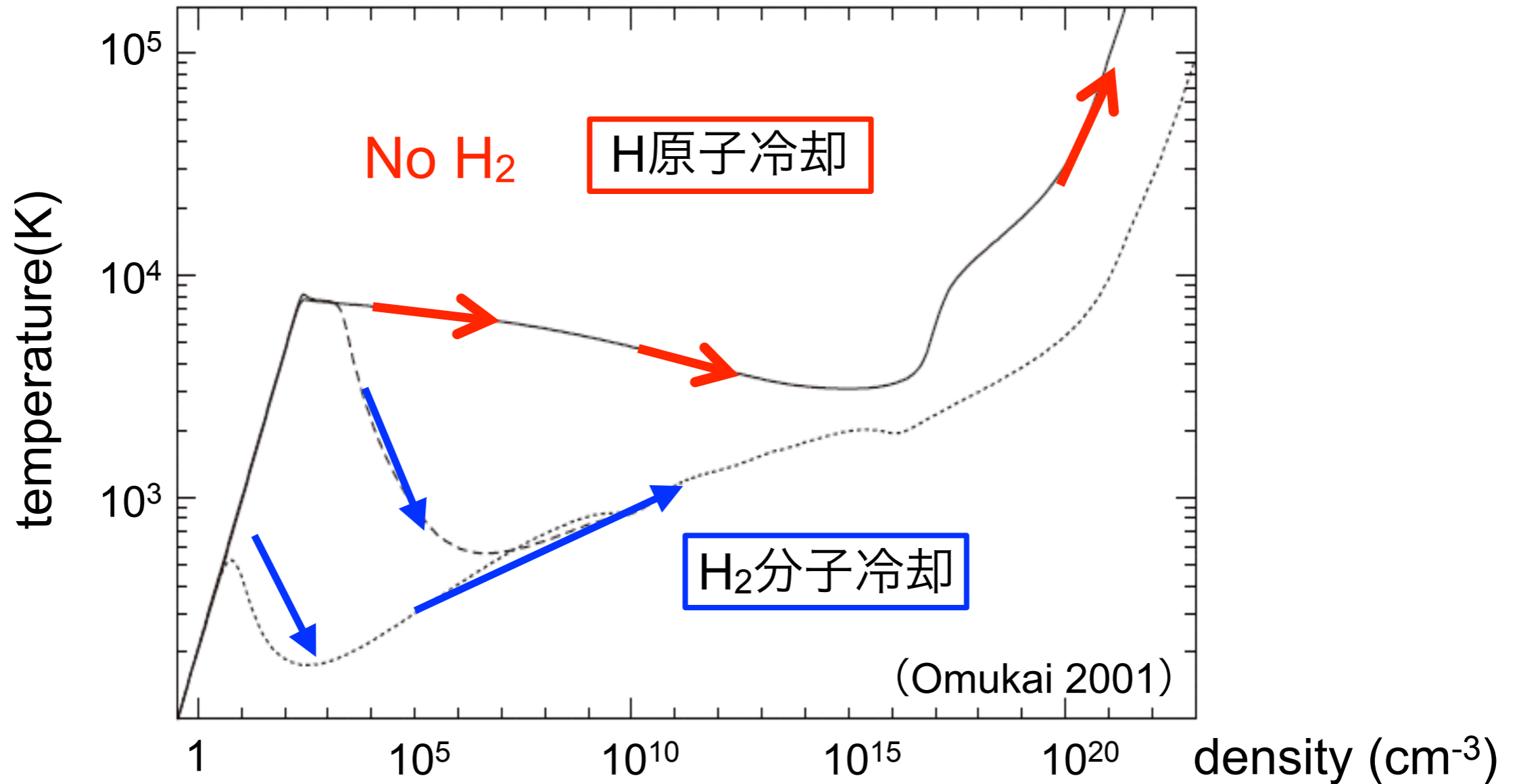


始原ガス + H₂解離
(例; H₂ + γ \rightarrow 2H)



- 等温 (~~急激な冷却~~)
- 高温 (~8000K)

H2分子なしの星形成



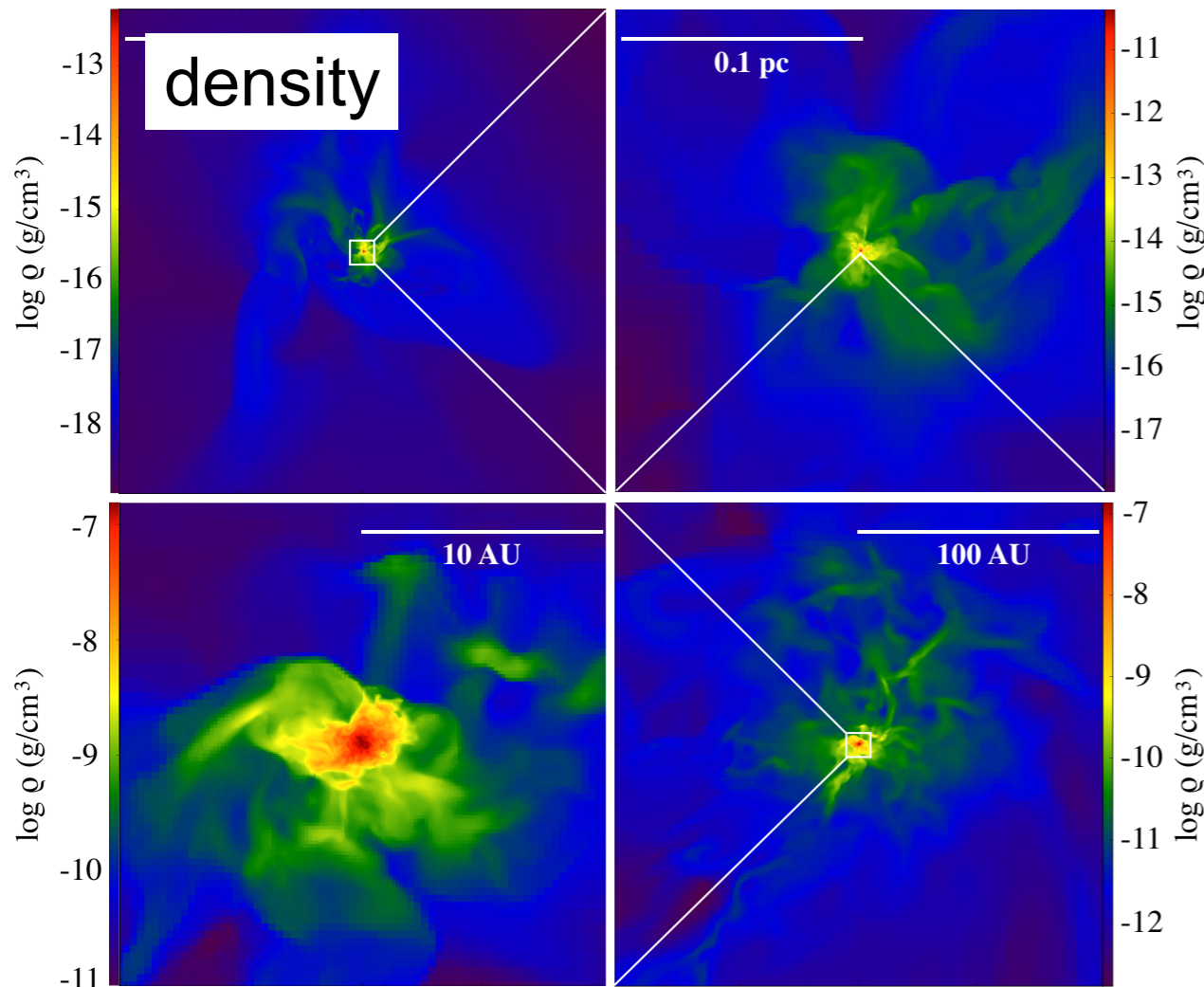
始原ガス + H₂解離
(例; H₂ + γ \rightarrow 2H)



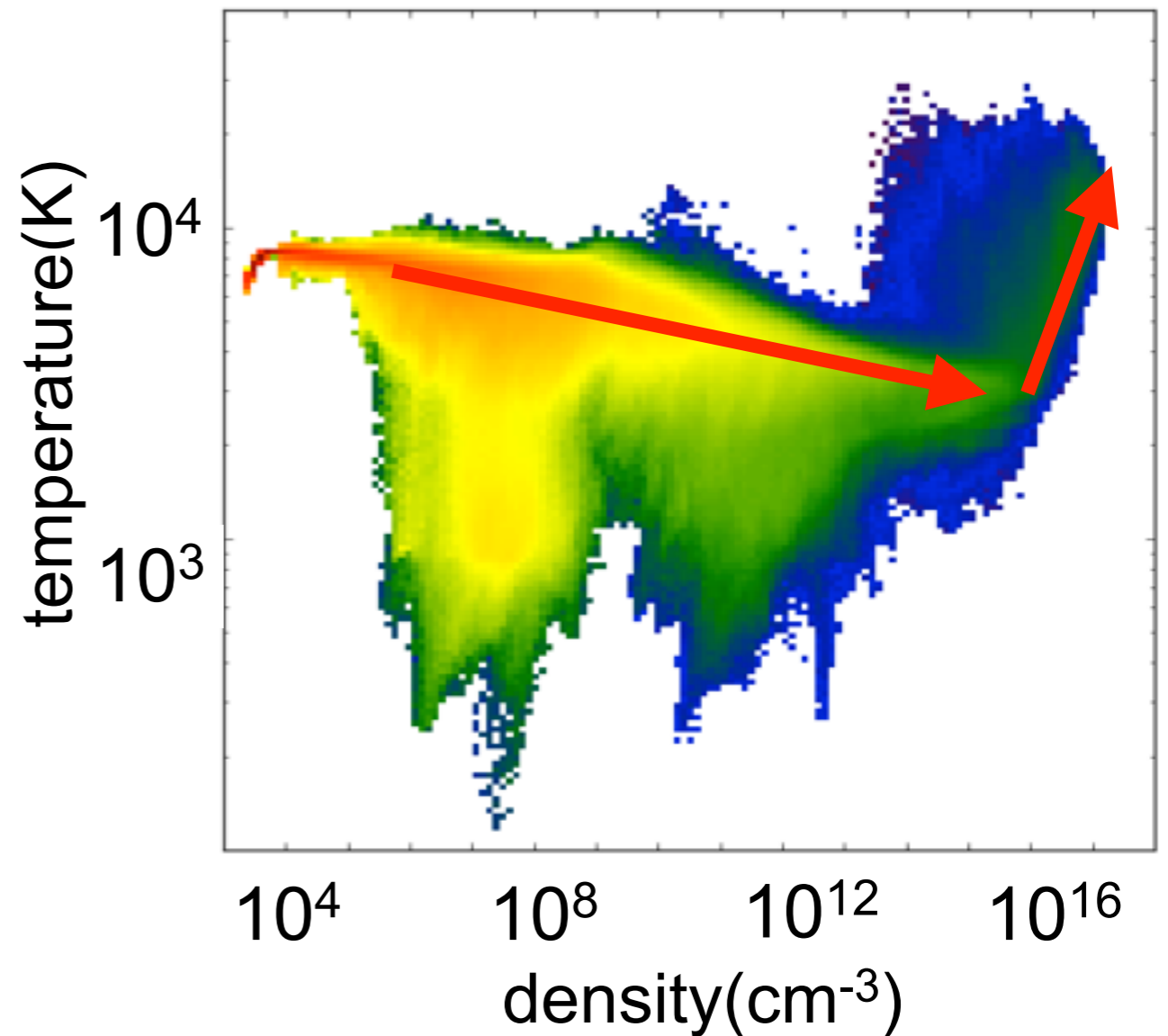
- 等温 (~~急激な冷却~~)
- 高温 (~8000K)

巨大ガス雲の進化

Bromm & Loeb (2003)
Regan & Haehnelt (2009)
Shang et al. (2010)
Latif et al. (2013)
Becerra et al. (2015)



(KI, Omukai Tasker 2014)



H₂分子が
初期に解離



等温収縮
(高温; ~8000K)



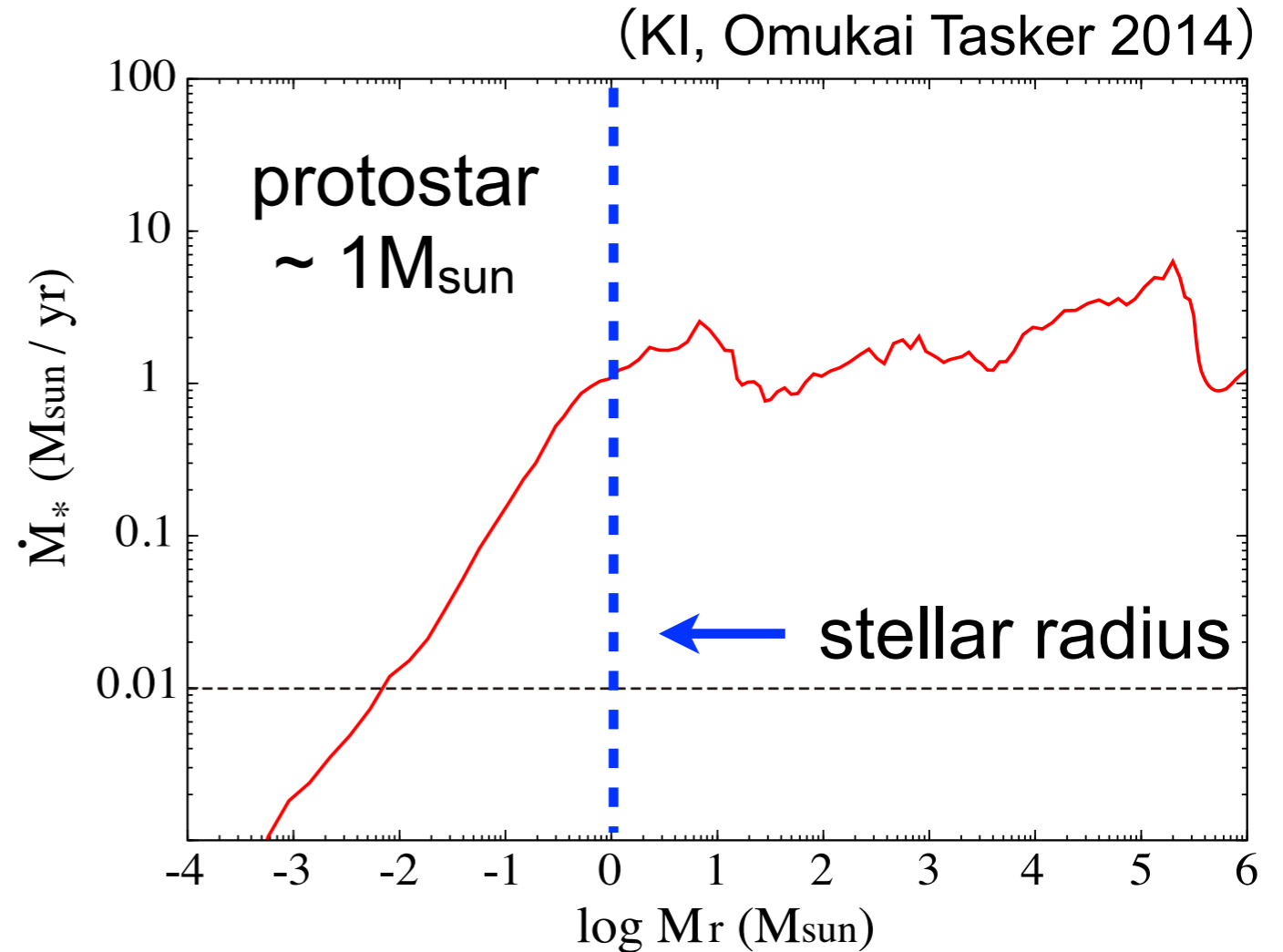
単一星に崩壊
(分裂 ✗)

原始星の成長率

- 等温 & 高温ガスの崩壊

$$\dot{M}_{\text{acc}} \sim \frac{M_{\text{J}}}{t_{\text{ff}}} \sim \frac{c_{\text{s}}^3}{G}$$
$$\sim 0.1 M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \left(\frac{T}{10^4 \text{ K}} \right)^{3/2}$$

➡ $M_* \sim \dot{M} t_{\text{life}} \sim 10^5 M_{\odot}$



- 高い降着率 ($>1 M_{\text{sun}}/\text{yr}$) → 原始星は急激に成長
- 星寿命以内に超大質量星に進化 ($>10^5 M_{\text{sun}}$)

超大質量星へ進化

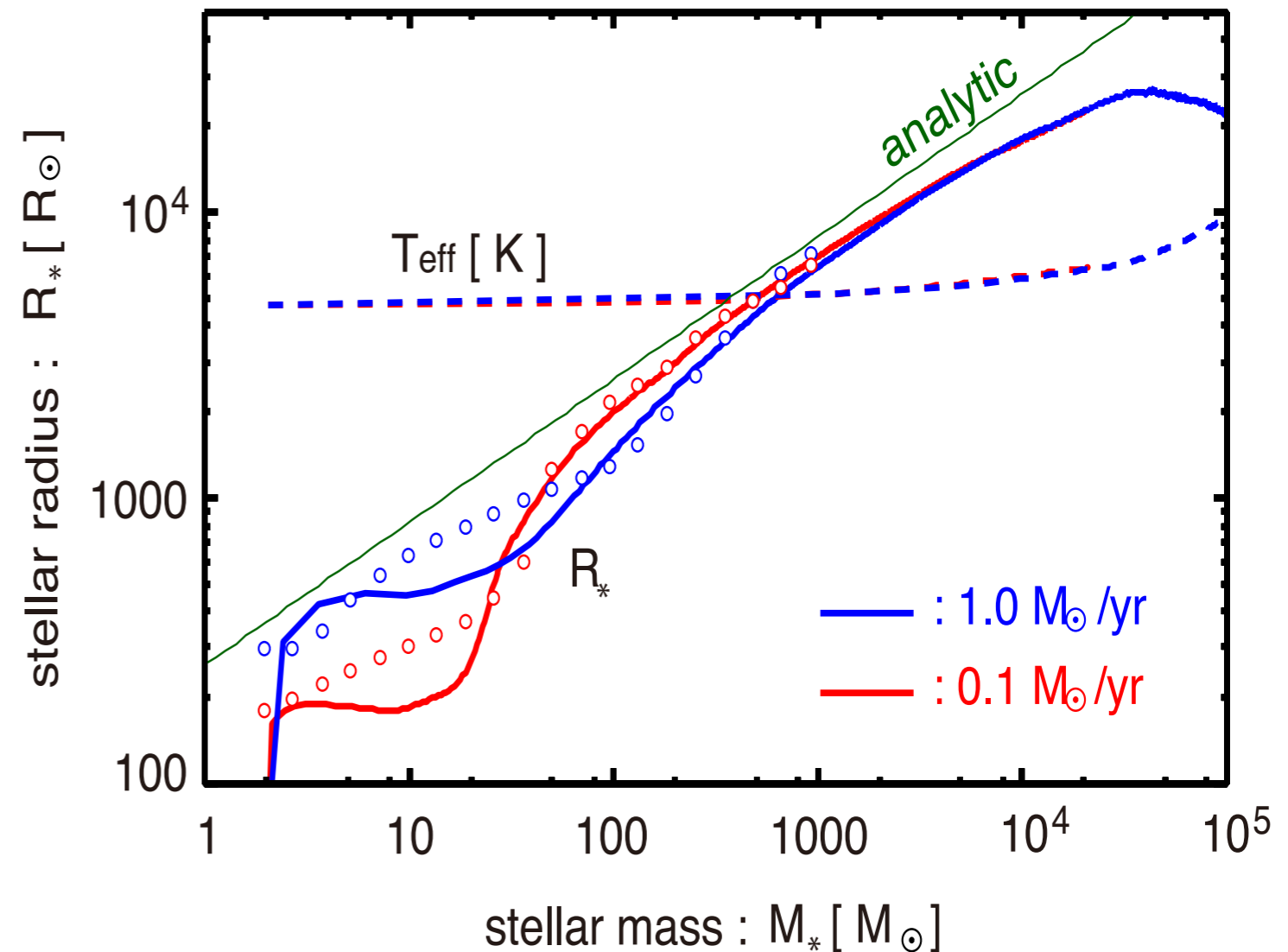
- 超大質量原始星期
(*supergiant protostars*)

膨張外層 ($T_{\text{eff}} \sim 5000\text{K}$)

→ **No UV feedback**

不安定 (質量放出弱い)

Hosokawa, Yorke, KI, Omukai & Yoshida (2013)



- 高い降着率の下、超大質量星が形成 ($10^5 M_{\text{sun}}$, 10AU)
- その後、一般相対論的不安定でBHに崩壊 (?)

(個人的に)疑問に思うこと

- 1、超大質量星形成の頻度 (数密度)
- 2、原始星へのガス降着
- 3、超大質量星の重力崩壊 (GRの効果)
- 4、種BHからSMBHまでの成長

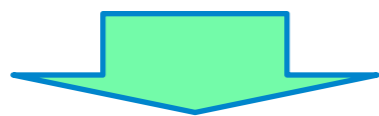
超大質量星形成の必要条件

- 必要な紫外線強度 (FUV)

$$J_{\text{crit}} \simeq 10^3$$

(in 10^{-21} erg/s/cm²/Hz)

(e.g. Omukai 2001; Bromm & Loeb 2003; Shang et al. 2010; Sugimura et al. 2014)

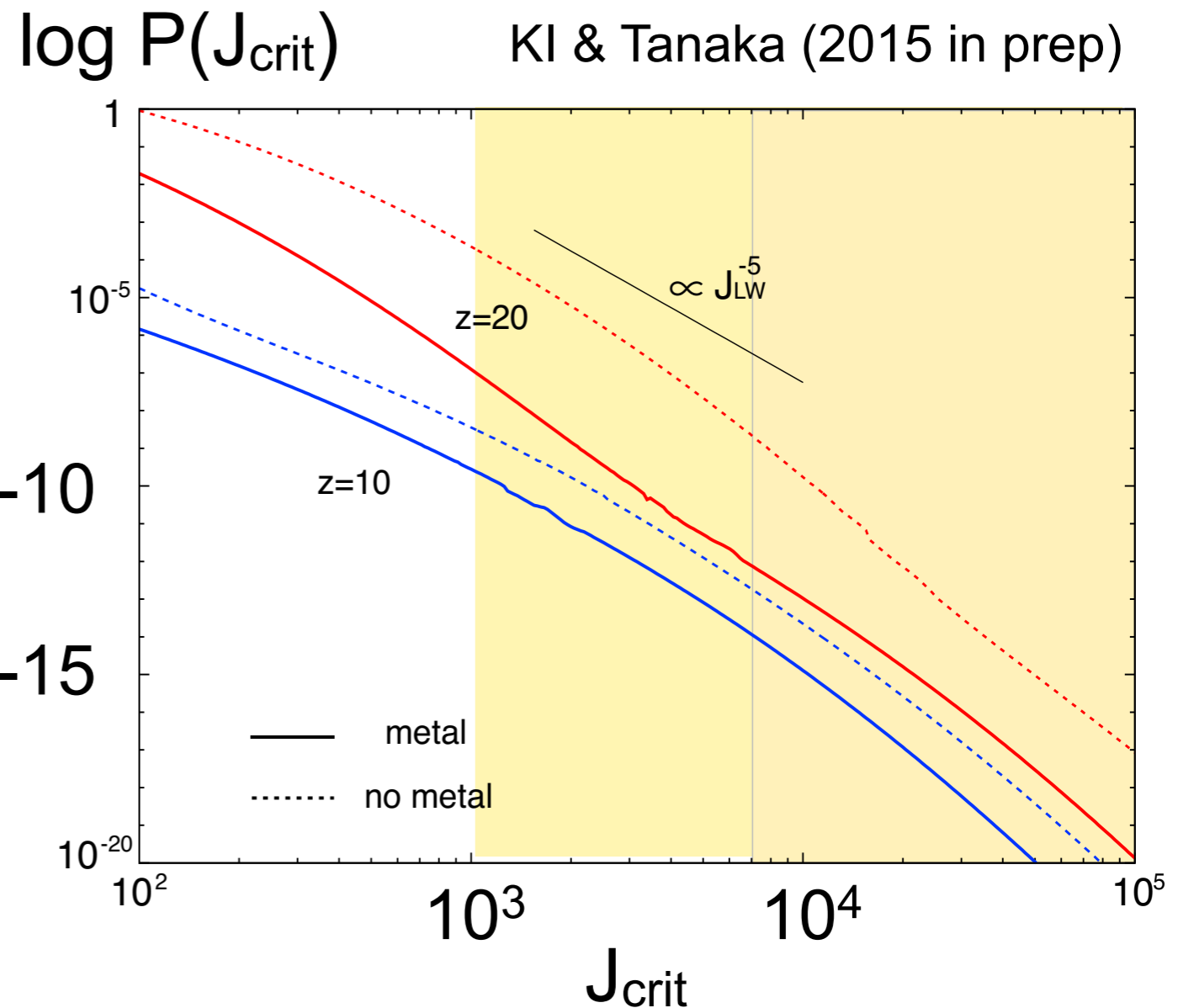


- DCBHsの数密度

$$N_{\text{seed}} \sim P(J_{\text{crit}}) N_{\text{halo}}$$

$$\sim 10^{-9} \times 10 \text{ (cMpc}^{-3}\text{)} > N_{\text{SMBH}}(z = 6) \sim 1 \text{ (cGpc}^{-3}\text{)}$$

(e.g. Dijkstra et al. 2014)

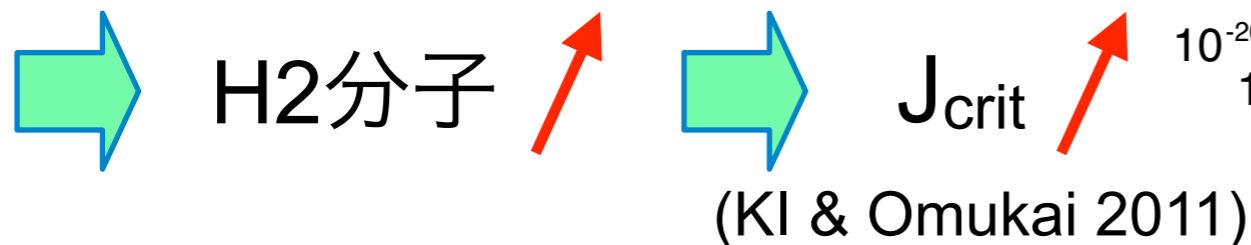
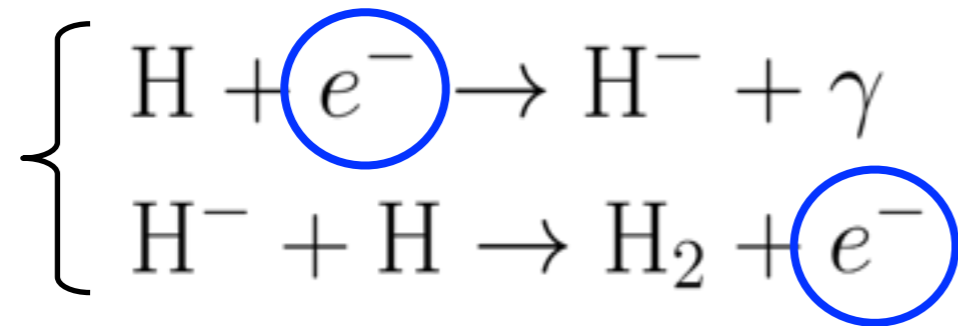


X線によるDCBH形成の抑制

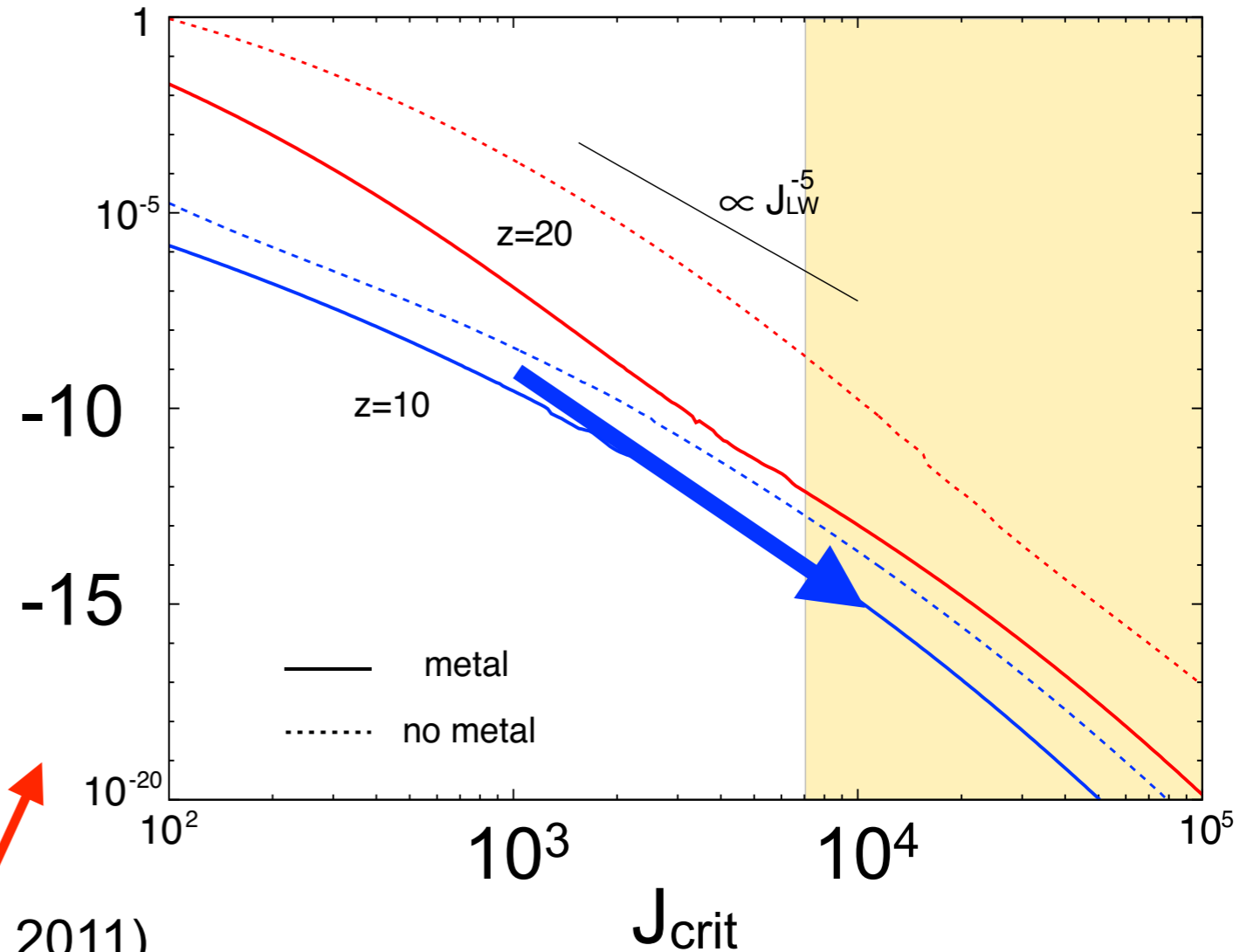
- FUV源～X線源

大質量星 (HMXBs, SNe)

- X線電離の効果



log P(J_{crit}) KI & Tanaka (2015 in prep)



FUVによるDCBH形成は厳しくなる ($N_{\text{DCBH}} \ll 1 \text{cGpc}^{-3}$)

H₂分子の解離過程

- 光解離 (FUV radiation)

(e.g., Omukai 2001; Bromm & Loeb 2003; Shang, Bryan & Haiman. 2010)

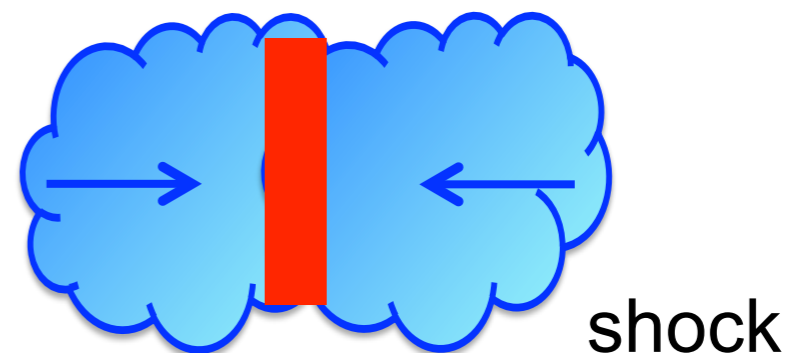


- 衝突解離 (高密度シヨック)

(KI & Omukai 2012; Fernandez et al. 2014)



(FUV is not necessary)



H₂分子の解離過程

- 光解離 (FUV radiation)

(e.g., Omukai 2001; Bromm & Loeb 2003; Shang, Bryan & Haiman. 2010)

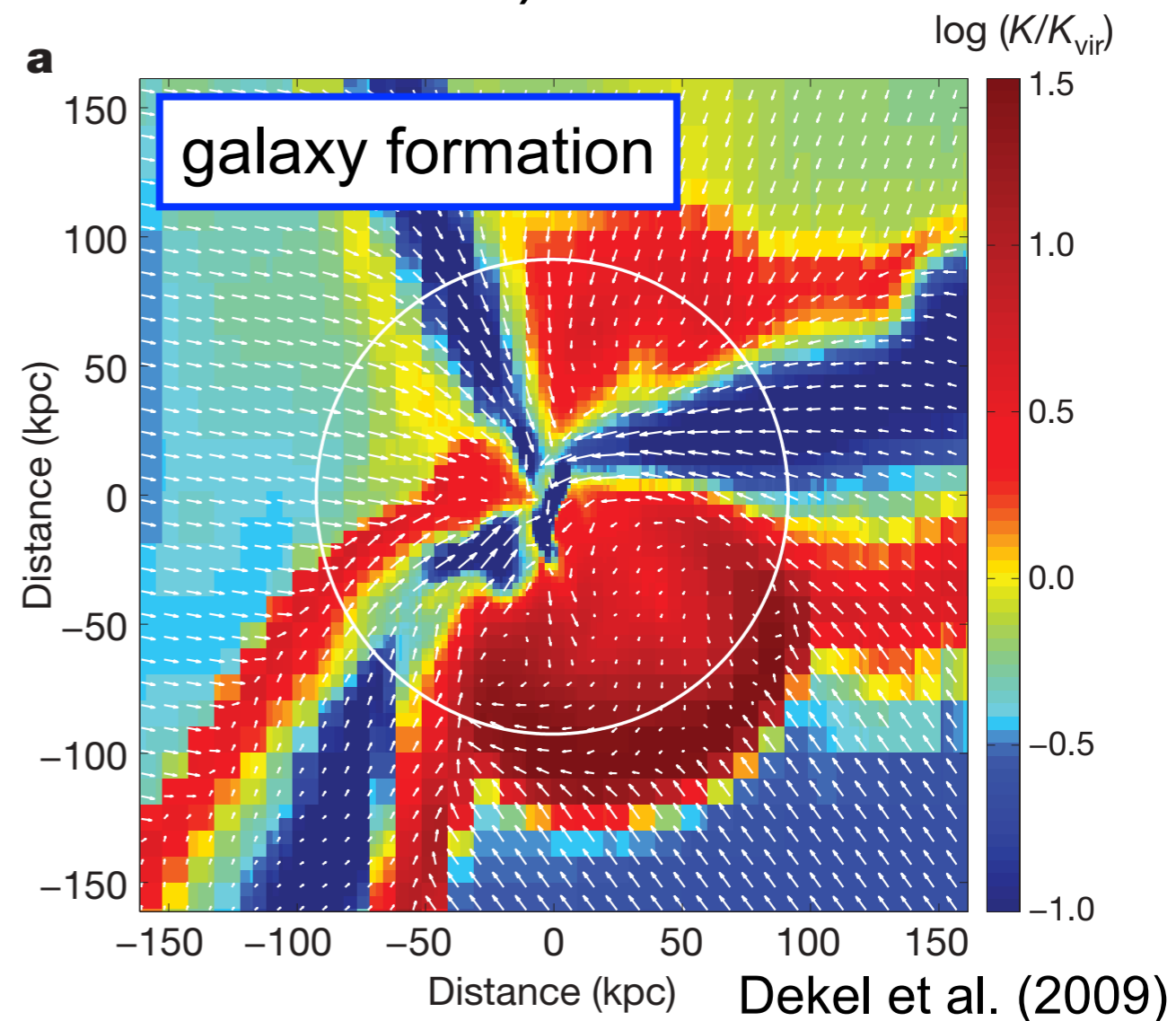


- 衝突解離 (高密度シヨック)

(KI & Omukai 2012; Fernandez et al. 2014)



(FUV is not necessary)



H₂分子の解離過程

- 光解離 (FUV radiation)

(e.g., Omukai 2001; Bromm & Loeb 2003; Shang, Bryan & Haiman. 2010)

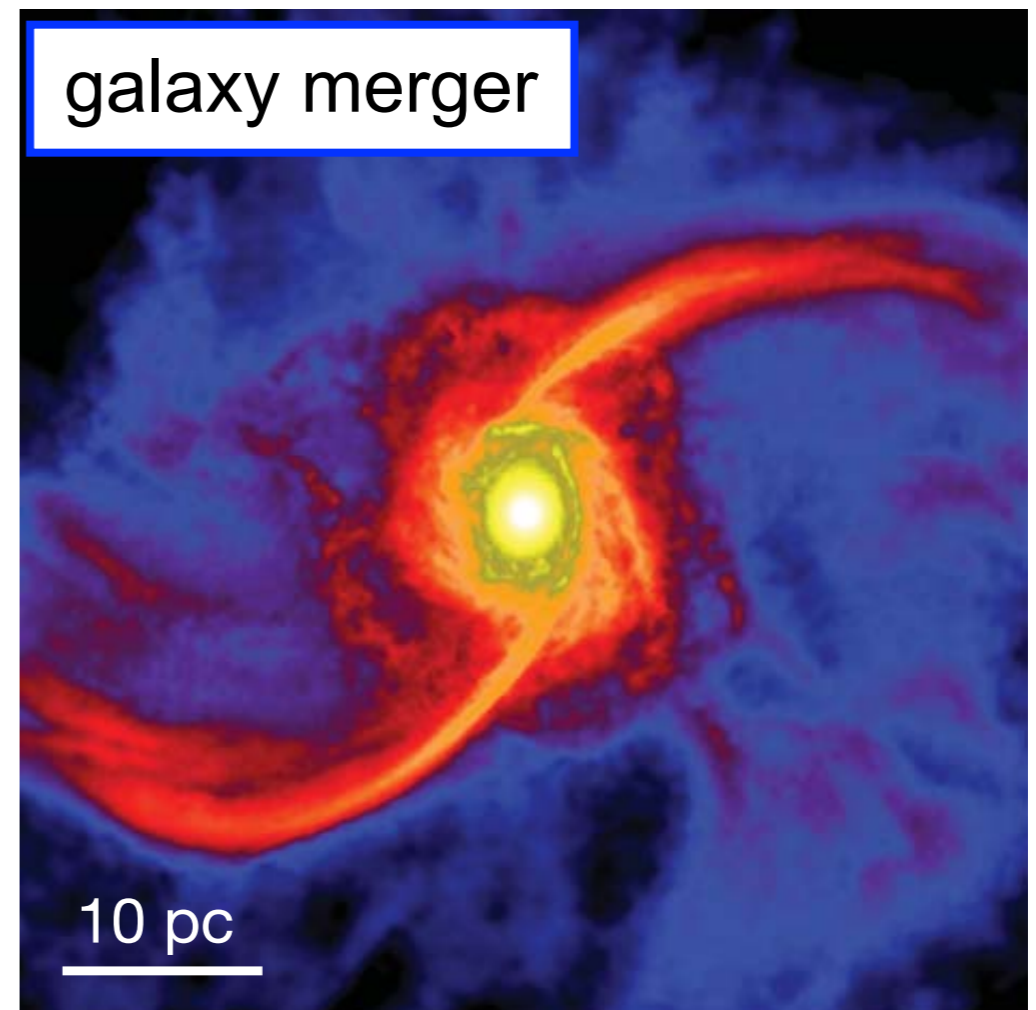


- 衝突解離 (高密度シヨック)

(KI & Omukai 2012; Fernandez et al. 2014)



(FUV is not necessary)



DCBH形成シナリオ (no FUV)

- 始原ガスショック領域

高密度 & 高温

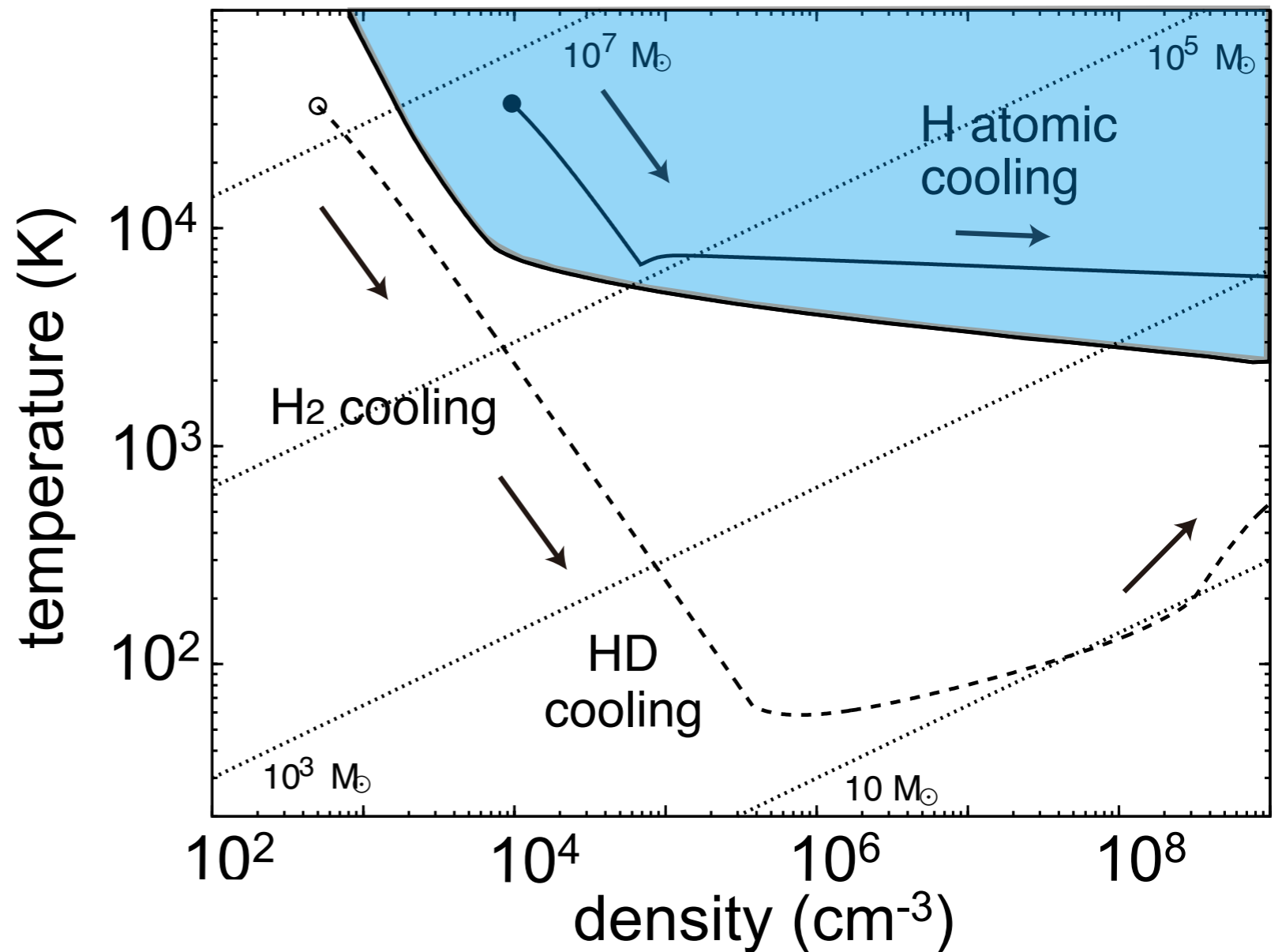
(blue region)



~~H₂ 形成~~

衝突解離 ($H_2 + H \rightarrow 3H$)

KI & Omukai (2012)



DCBH形成は高密度ショックで起きるかも知れない

DCBH形成シナリオ (no FUV)

- 始原ガスショック領域

高密度 & 高温

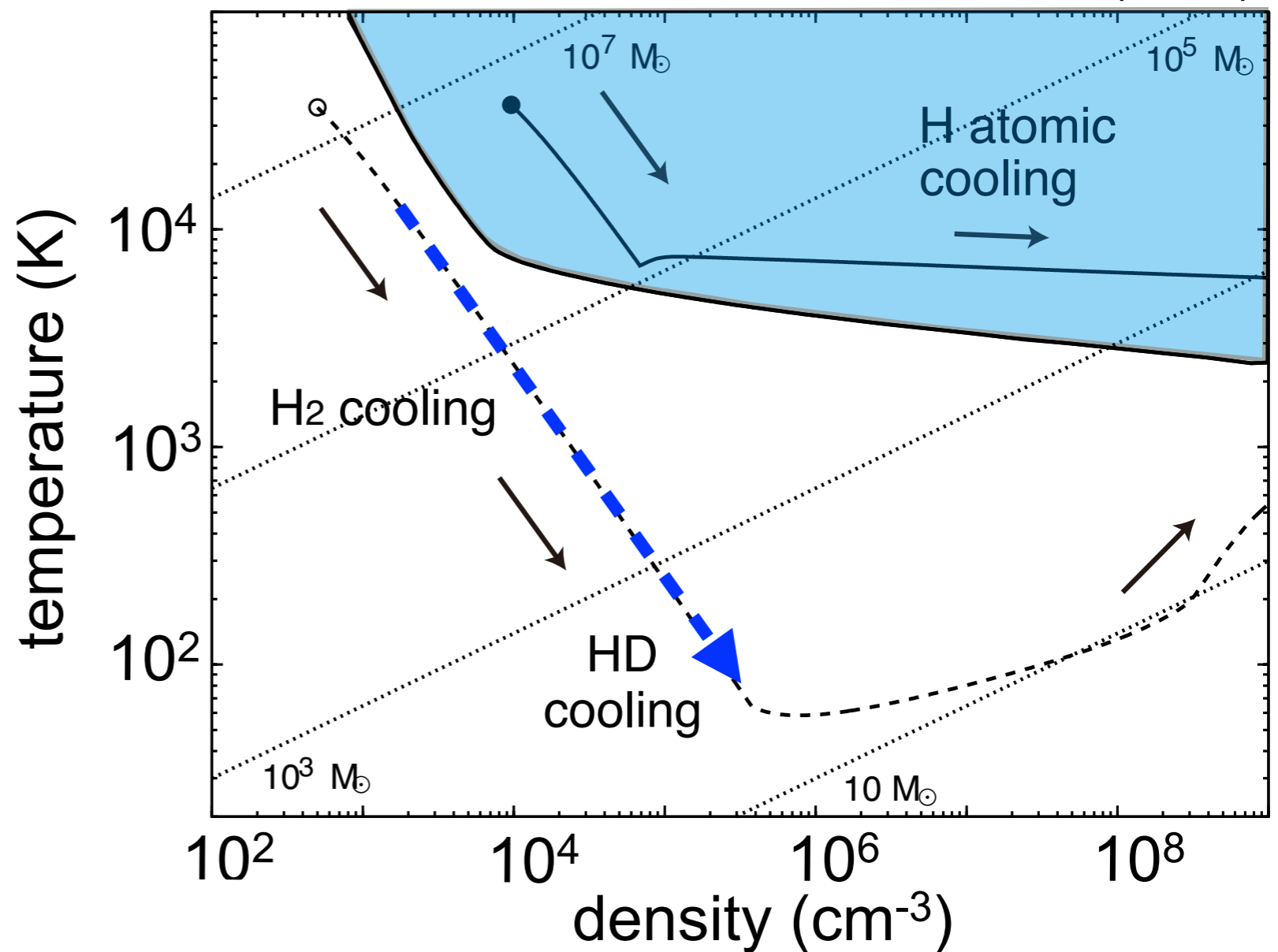
(blue region)



~~H₂ 形成~~

衝突解離 ($H_2 + H \rightarrow 3H$)

KI & Omukai (2012)



DCBH形成は高密度ショックで起きるかも知れない

DCBH形成シナリオ (no FUV)

- 始原ガスショック領域

高密度 & 高温

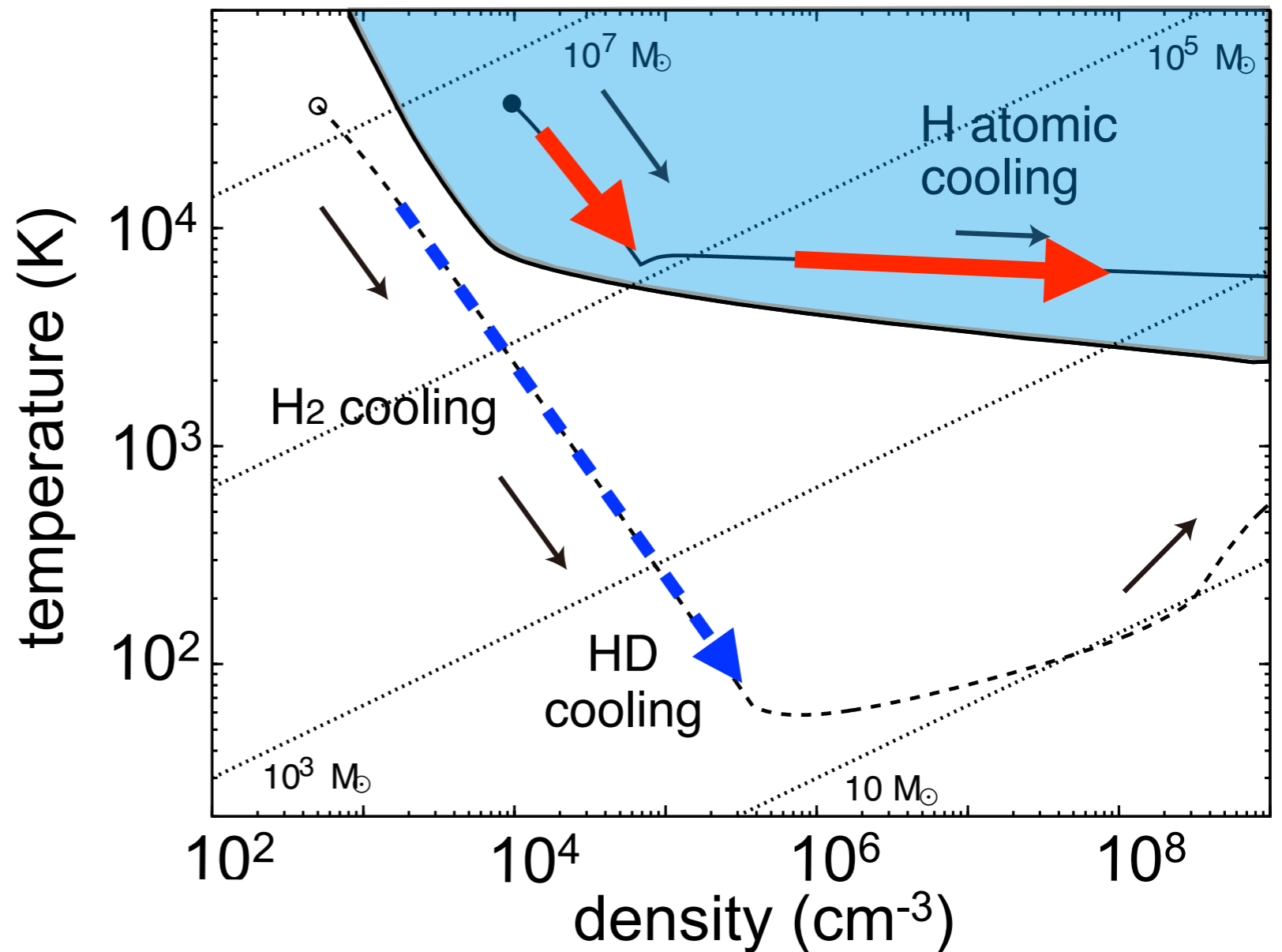
(blue region)



~~H₂ 形成~~

衝突解離 ($H_2 + H \rightarrow 3H$)

KI & Omukai (2012)



DCBH形成は高密度ショックで起きるかも知れない

銀河衝突シナリオ

(1) 高温ショックガス

$$T \gtrsim 5.2 \times 10^5 \text{ K} \left(\frac{n}{100 \text{ cm}^{-3}} \right)^{-1}$$

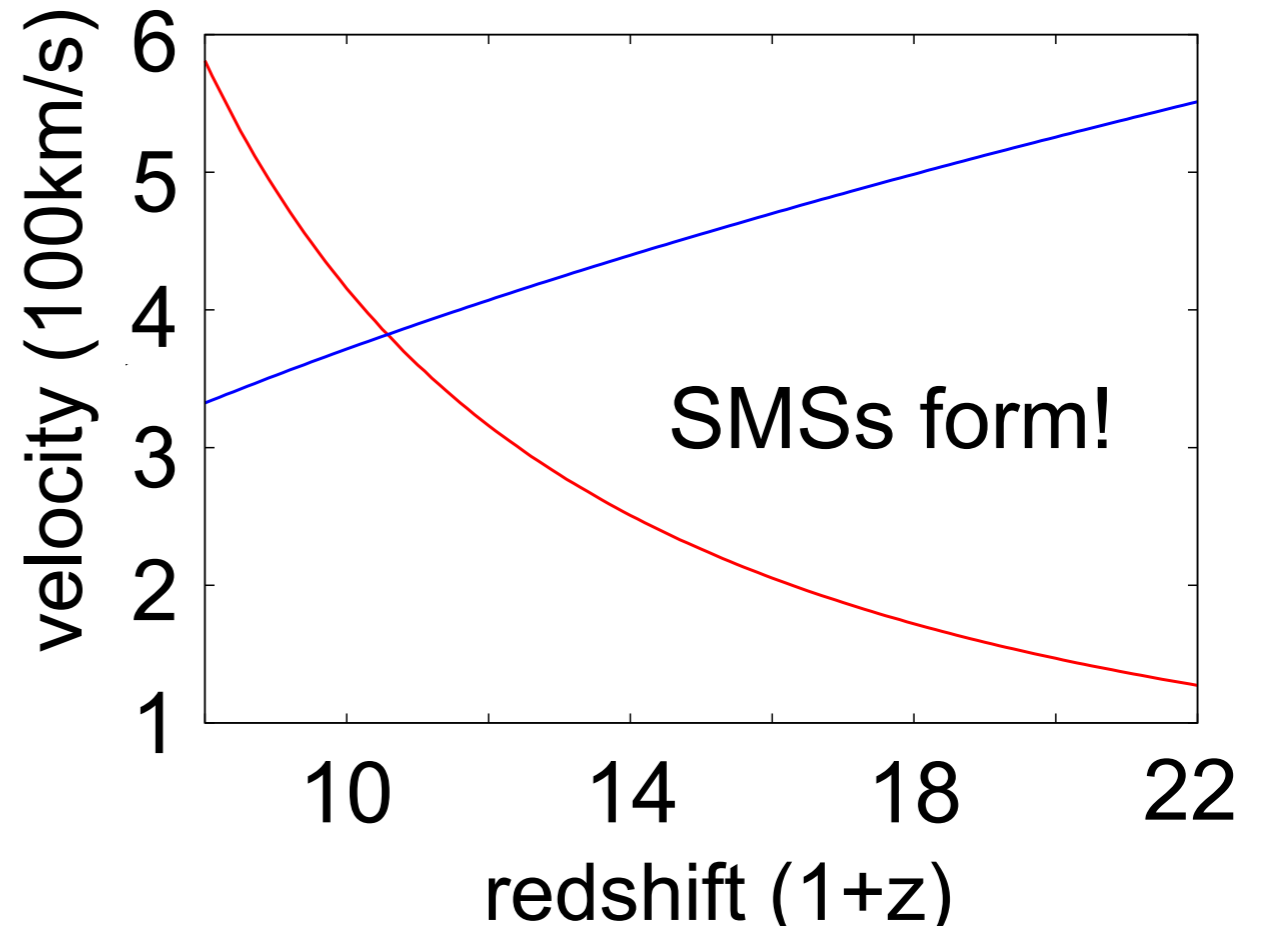
(2) radiative shock条件

$$t_{\text{sc}} = \frac{R_{\text{core}}}{v_{\text{rel}}}, > t_{\text{cool}} = \frac{3k_{\text{B}}T}{2n\Lambda_{\text{rad}}(T)}$$

- total rate of DCBH formation

$$n_{\text{DCBH}} = \int dz \frac{dt}{dz} \frac{dn_{\text{coll}}}{dt} \sim 6 \times 10^{-9} \text{ (cMpc}^{-3}\text{)} > N_{\text{SMBH}}(z = 6)$$

KI, Visbal & Kashiyama (in prep)



超大質量星周りの円盤

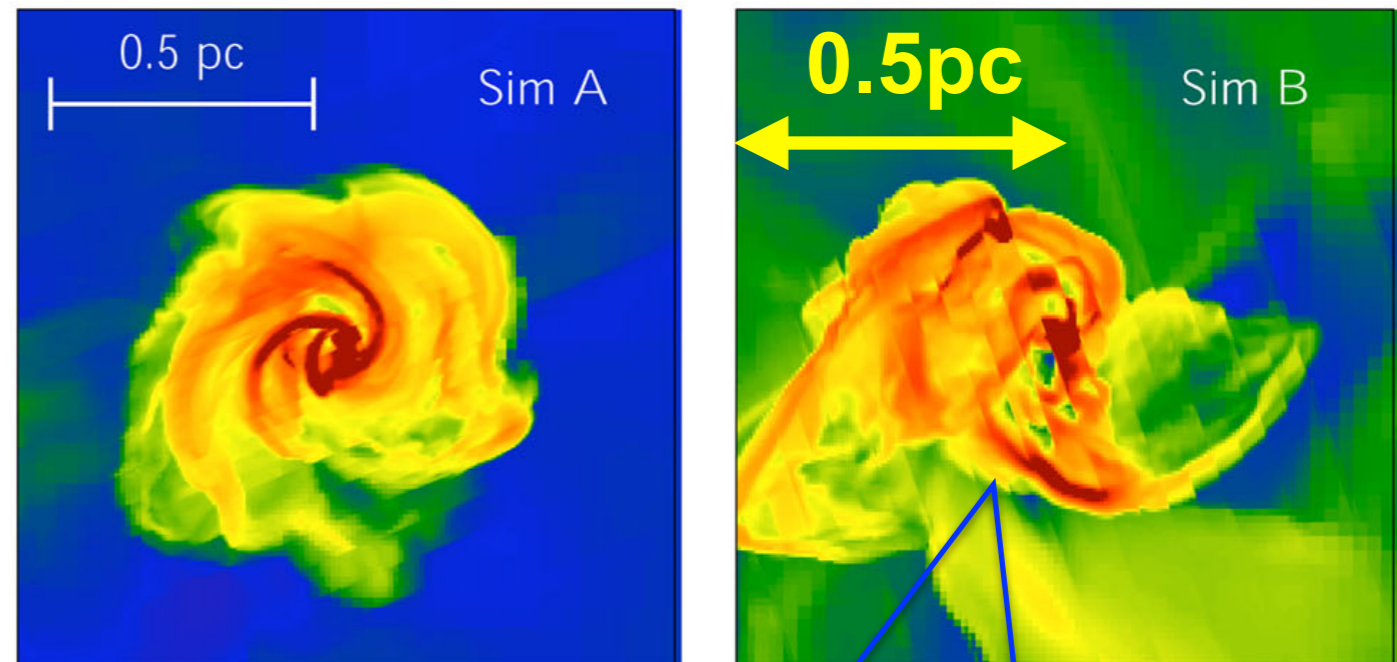
- 円盤の性質

- ほぼ等温
- 高い降着率
- 重力不安定

円盤が分裂！

中心星は高い降着率を維持して
成長できるか？

Regan et al. (2014)



$$R_f \sim 0.1 \text{ pc} \quad n_f > 10^8 \text{ cm}^{-3}$$

$$M_{\text{clump}} > 20 M_{\text{sun}}$$

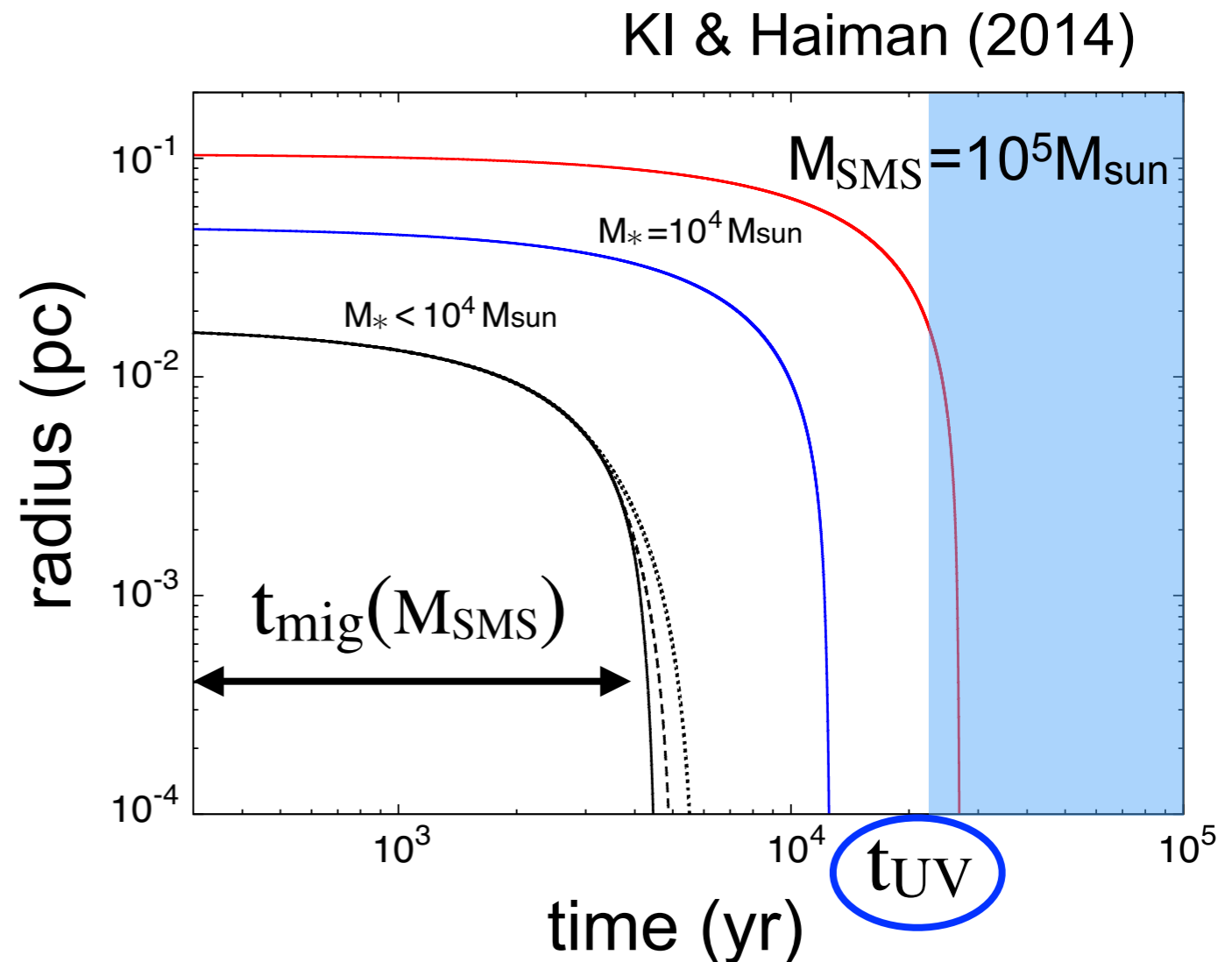
成長 vs 分裂

• 分裂片の進化 ($M_c \sim 30M_{\text{sun}}$)

- 軌道進化 (t_{mig})
- 大質量星を形成

vs

UV feedback !! (t_{UV})



$$t_{\text{mig}} < t_{\text{UV}}$$

for $M_* \leq 10^5 M_{\text{sun}}$



中心の超大質量星は
 $\sim 10^5 M_{\text{sun}}$ まで成長できる

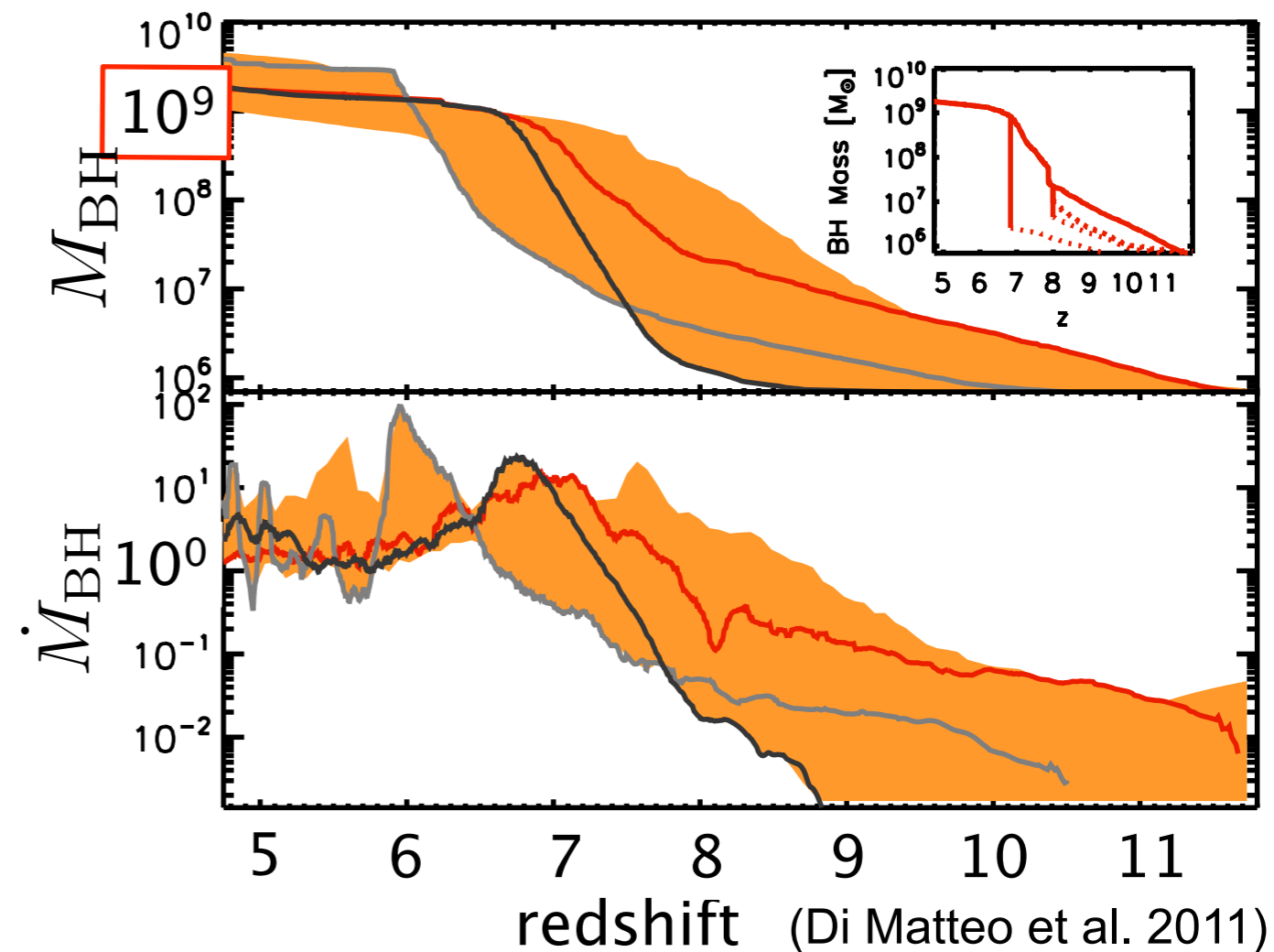
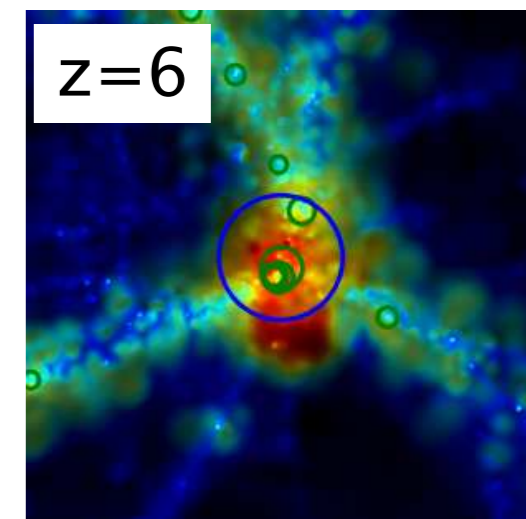
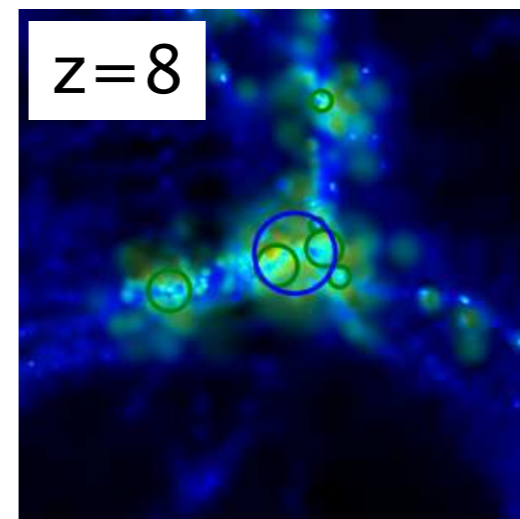
cold accretion flow と BH成長

- cold accretion flow
 - 高いガス流入率 ($\sim 1 M_{\text{sun}}/\text{yr}$)
 - 高密度 (feedback; 弱)



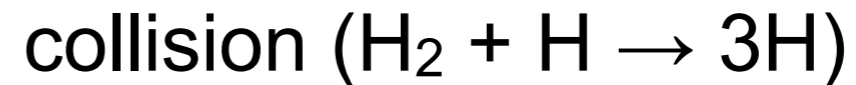
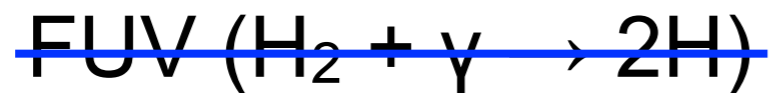
種BH ($\sim 10^5 M_{\text{sun}}$)

→ SMBH ($\sim 10^9 M_{\text{sun}}$ @ $z \sim 7$)



まとめ

- 超大質量星(DCBH)は宇宙初期のSMBHの有望な起源
- 巨大ガス雲形成: H₂ 分子の解離が必要



X-ray電離の効果

銀河の衝突！

- 重力崩壊期:

分裂せず単一星が形成、高い降着率で成長

- 円盤降着期:

円盤は分裂→UV放射の前に中心へ落下