

# 準解析的手法で探る SMBH/QSO形成

榎 基宏

東京経済大学  
TOKYO KEIZAI UNIVERSITY

# Contents

1. Introduction

2. 準解析的銀河+SMBH/QSO形成モデル

3. 応用1. SMBH連星からの重力波

4. 応用2. QSOの環境

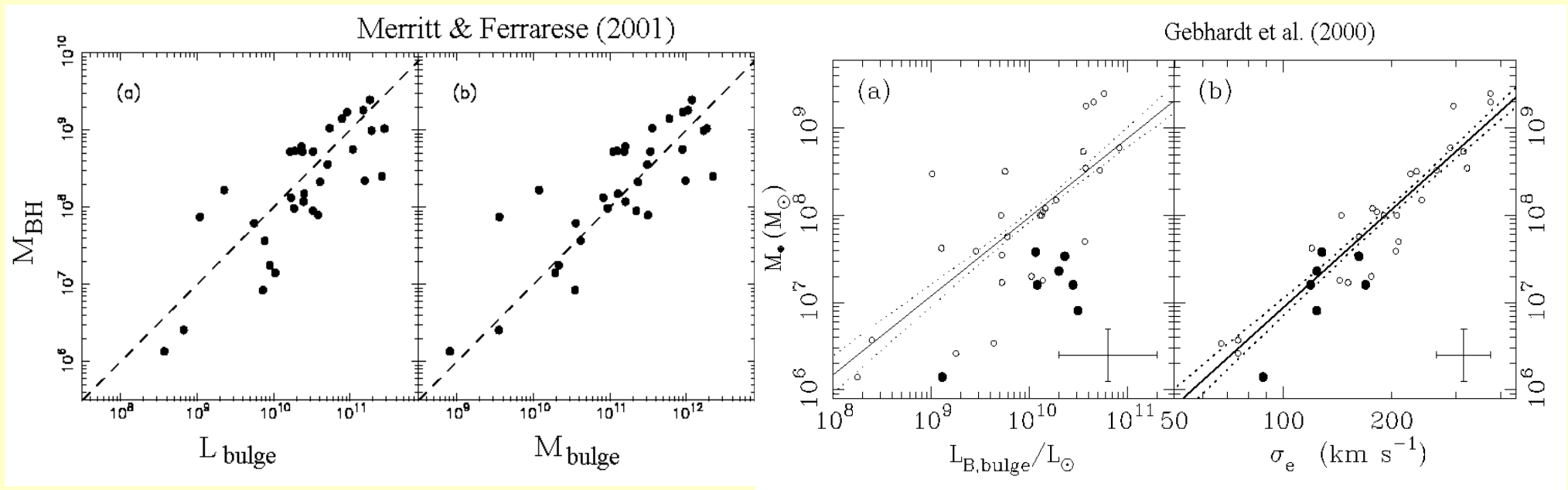
5. 問題点・課題

# § 1. Introduction

## Spheroids (bulge or elliptical galaxy) in the local universe

多くの銀河の中心に**Super Massive Black Hole (SMBH)**

$$(M_{\text{BH}} = 10^{6-9} M_{\text{SUN}})$$



---  $M_{\text{BH}} / M_{\text{bulge}} = 0.001 - 0.006$

---  $M_{\text{BH}} \propto \sigma_{\text{bulge}}^n, n = 3.7 - 5.3$

(e.g. Magorrian et al. 1998, Gebhardt et al 2000, Merritte & Ferrarese 2001, Marconi & Hunt 2003, Haring & Rix 2004 )

⇒ 中心BHとバルジ(spheroid)に相関あり

# 一方high-zでは

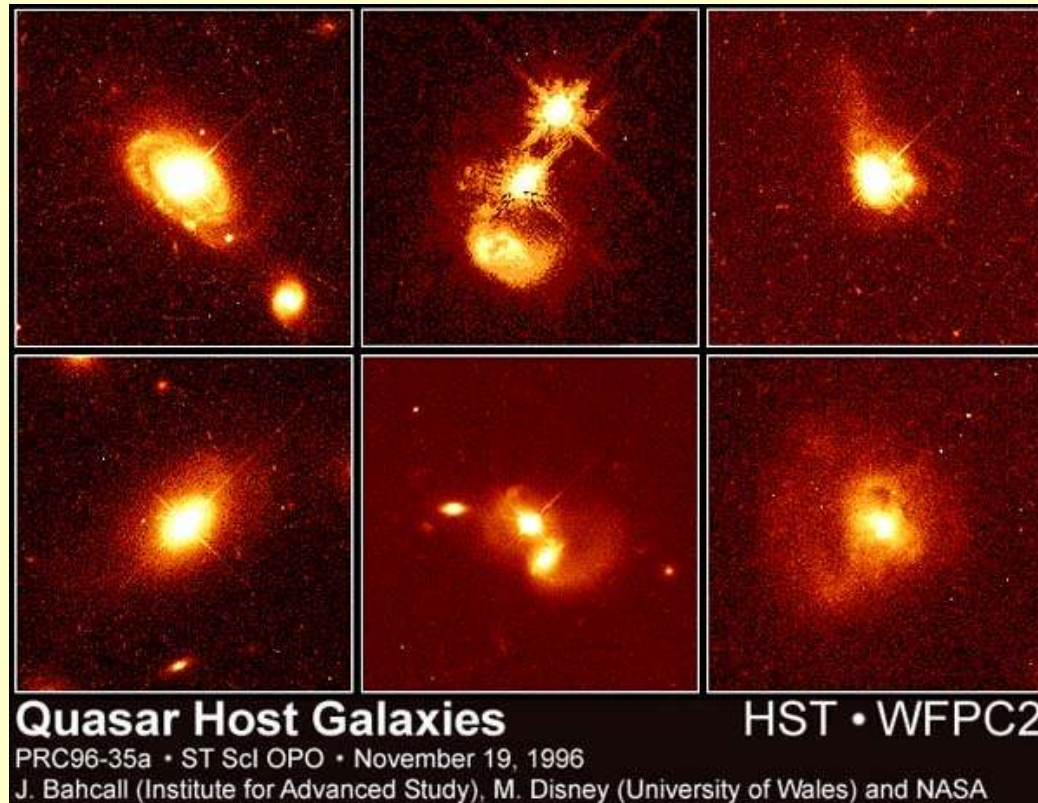
## Quasar

非常に明るい ( $L > 10^{11} L_{\text{SUN}}$ )活動銀河核  
銀河中心にあるSMBH への物質の降積が放射機構

\*Quasar host galaxy の観測

多くが、**elliptical or bulge dominated** spiral galaxies。

(e.g. Bahcall et al. 1997; McLure et al. 1999 )



様々な観測結果は

- Growth of SMBHs
- Formation of spheroids
- Formation of quasars

これらが密接に関連していることを示唆している。

⇒ 銀河形成とSMBHの成長は統一的に論じるべき

銀河:宇宙における物質分布の基本的な構成単位

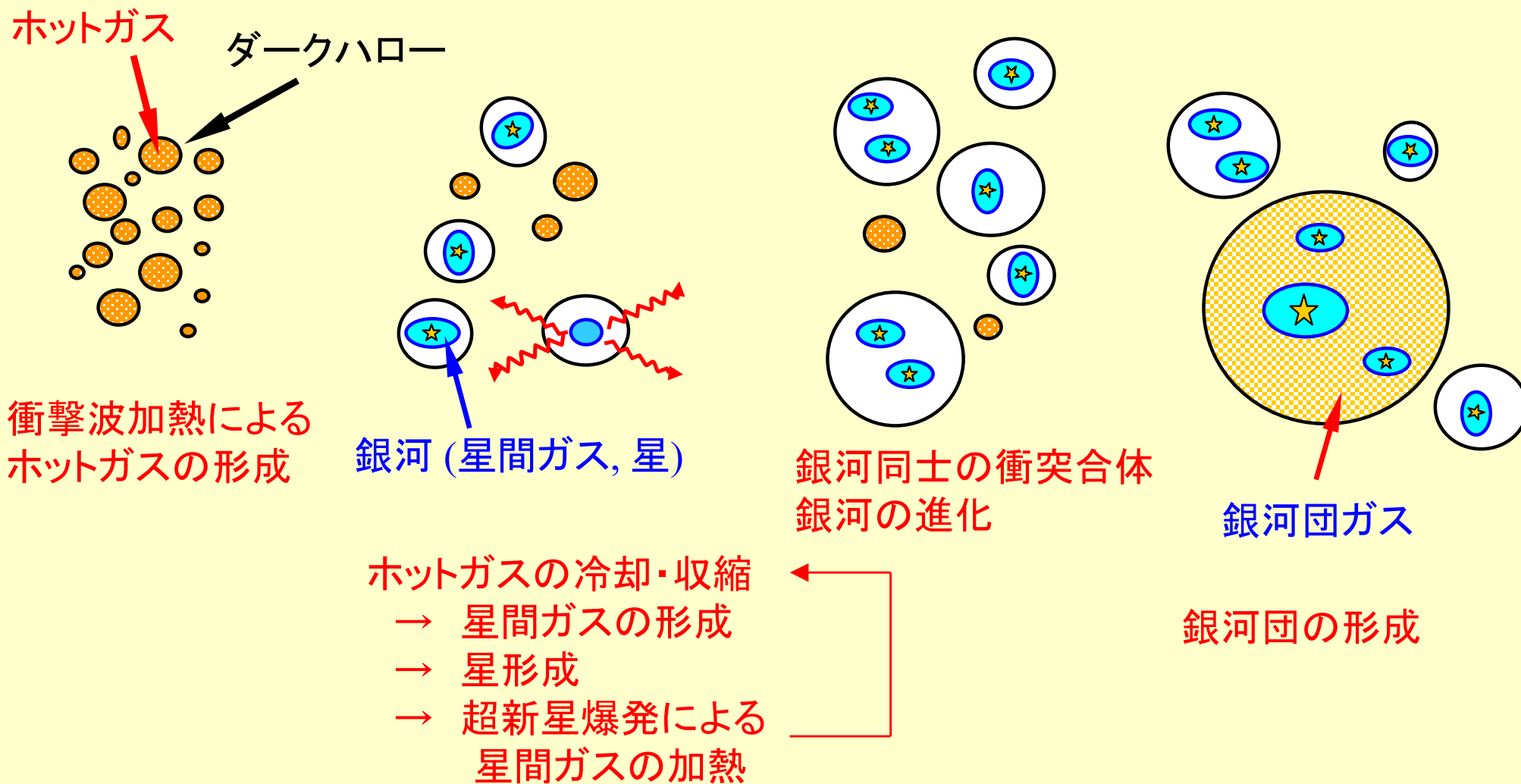
銀河形成・SMBH形成

⇒ 宇宙論的な構造形成理論の枠組みの中で  
考える必要がある。

## § 2. SMBH/QSO Formation Model

### Galaxy Formation in Hierarchical Clustering Scenario

CLUSTERLING OF DARK HALOS



# SMBH growth model

(Enoki, Nagashima & Gouda 2003)

\*近傍銀河での中心SMBHとbulge質量が比例

\*Gas-dynamical simulation

galaxy major merger  $\Rightarrow$  • starburst,  
• bulge formation  
• trigger of gaseous inflow

SMBH formation  $\Leftrightarrow$  Bulge formation via galaxy merger

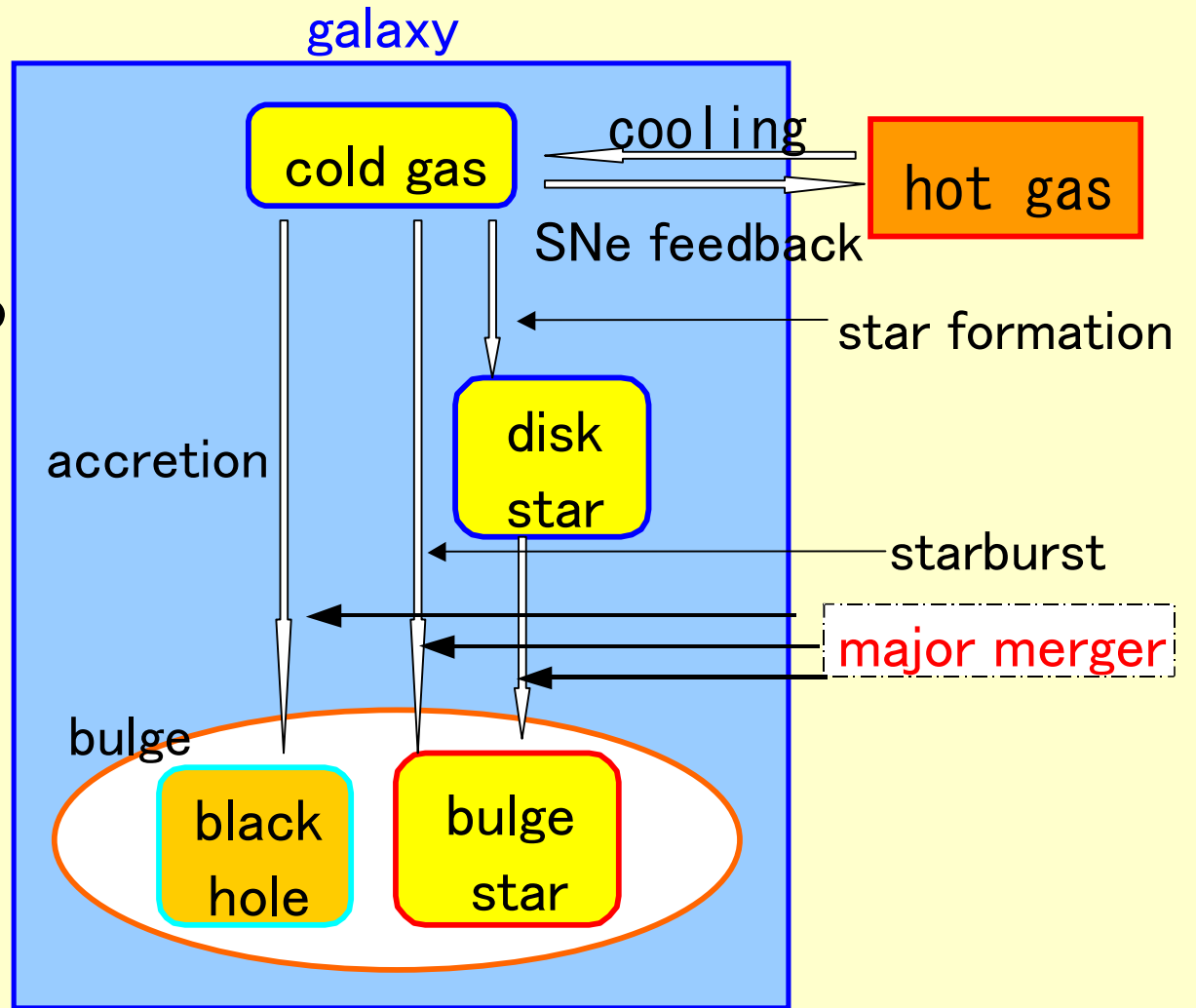
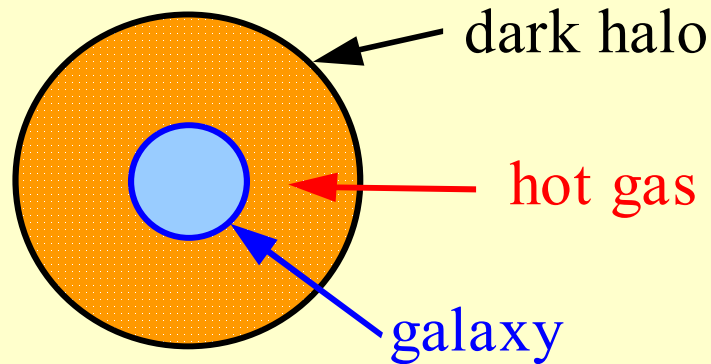
## Assumptions

1) 銀河同士の合体が major mergerの時は、 cold gasの一部を SMBHに降着させる。

$$M_{acc} = f_{BH} M_{*,burst}$$

2) 銀河同士がmergeした時、バルジにあるSMBHsは binaryとなり、重力波を出してcoalesceする。

# \*gasの進化のサイクル



\* **galaxy** = disk + **bulge**

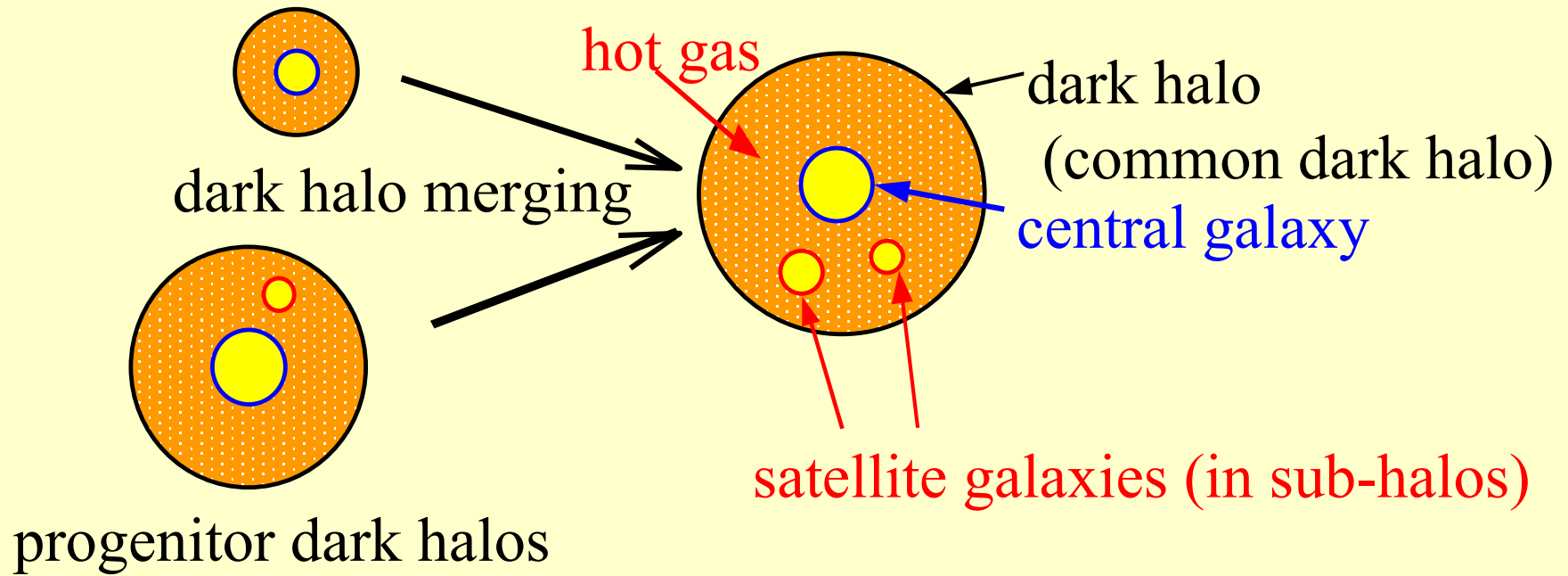
disk = disk star + cold gas

**bulge** = bulge star + black hole

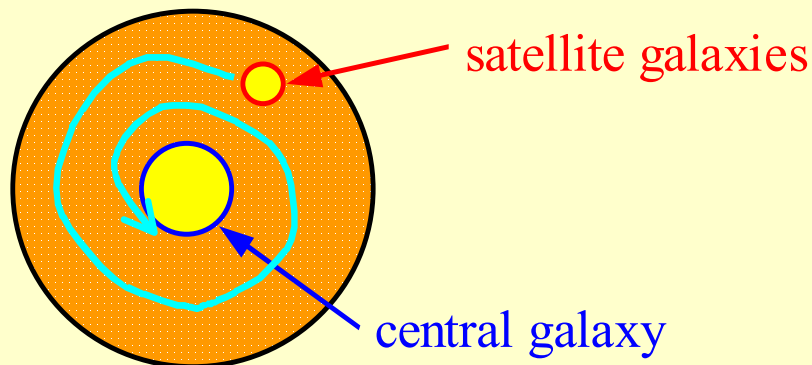
\* **hot gas** ; diffuse gas, virial temperature



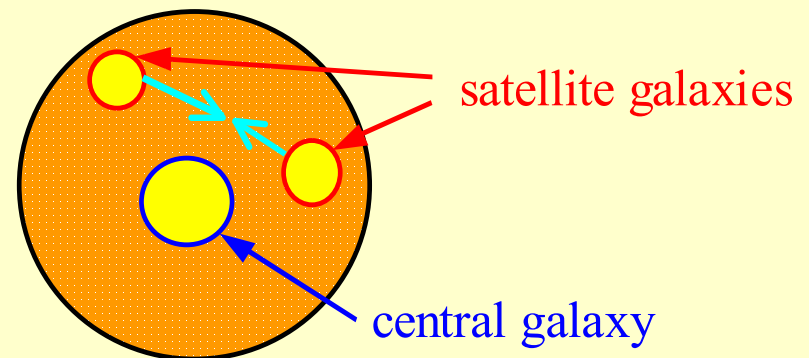
# \*Galaxy Merging (NOT dark halo merging)



- satellite-central merger  
dynamical friction



- satellite-satellite merger  
random collision



# \*Galaxy merger time scale

## ▪ Satellite-Central merger

$t_{\text{fric}}$  (dynamical friction time-scale)

$$\tau_{\text{fric}} = \frac{260}{\ln \Lambda_c} \left( \frac{R_H}{\text{Mpc}} \right)^2 \left( \frac{V_{\text{circ}}}{10^3 \text{ km s}^{-1}} \right) \left( \frac{M_{\text{sat}}}{10^{12} M_{\odot}} \right)^{-1} \text{ Gyr,}$$

## ▪ Satellite-Satellite merger

$t_{\text{coll}}$  (random collision)

$$\tau_{\text{coll}} = \frac{500}{N^2} \left( \frac{R_H}{\text{Mpc}} \right)^3 \left( \frac{r_{\text{gal}}}{0.12 \text{ Mpc}} \right)^{-2} \left( \frac{\sigma_{\text{gal}}}{100 \text{ km s}^{-1}} \right)^{-4} \left( \frac{\sigma_{\text{halo}}}{300 \text{ km s}^{-1}} \right)^3 \text{ Gyr,}$$

(Makino & Hut 1997)

## \* 合体のタイプ

• **Major merger**:  $m_{\text{small}} / m_{\text{large}} > f_{\text{bulge}}$

→ star burst + bulge formation

• **Minor merger**:  $m_{\text{small}} / m_{\text{large}} < f_{\text{bulge}}$

→ 小さい銀河は、大きい銀河のdiskにする

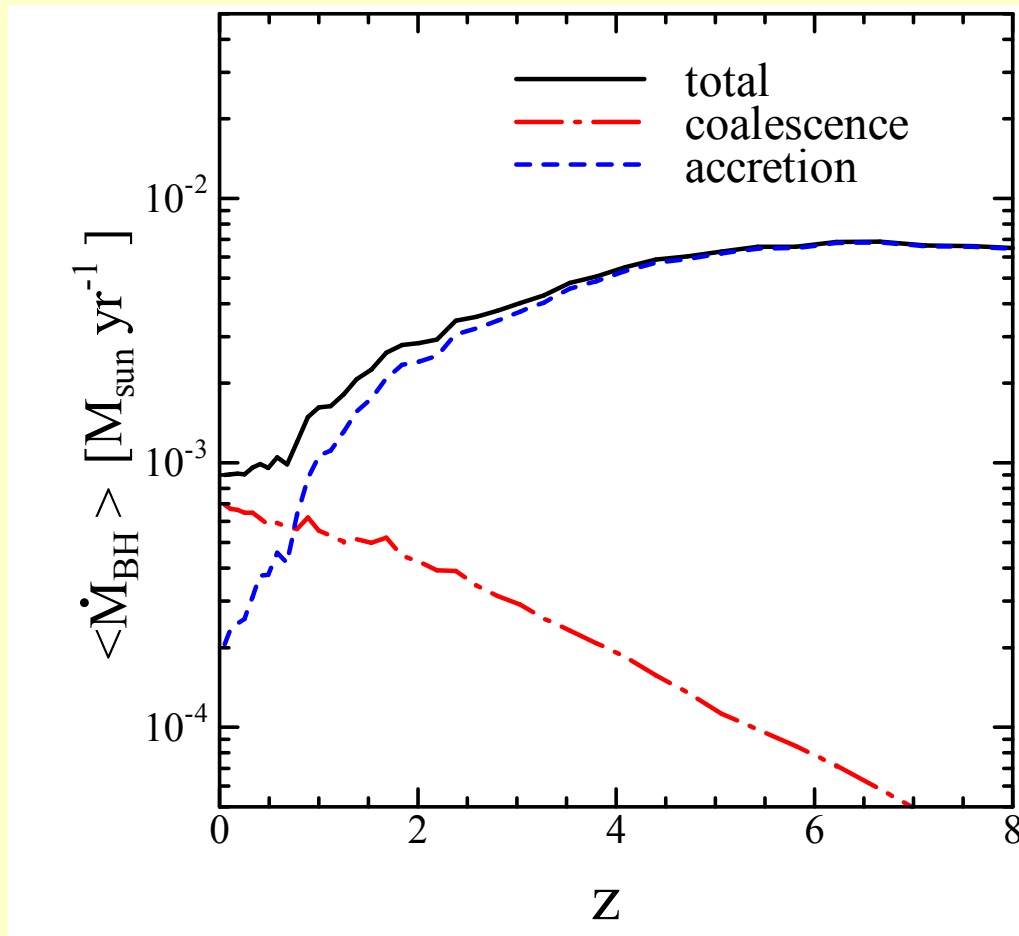
## \* SMBH growth

$$M_{acc} = f_{BH} M_{*,burst}$$

$M_{BH} / M_{bulge}$  の結果と観測結果を  
比べて  $f_{BH}$  を決める

$$\Rightarrow f_{BH} = 0.03$$

SMBH mass growth rate;



$z > 1$  では  
\*accretion

$z < 1$  では  
\*coalescence

が質量増加の主要因

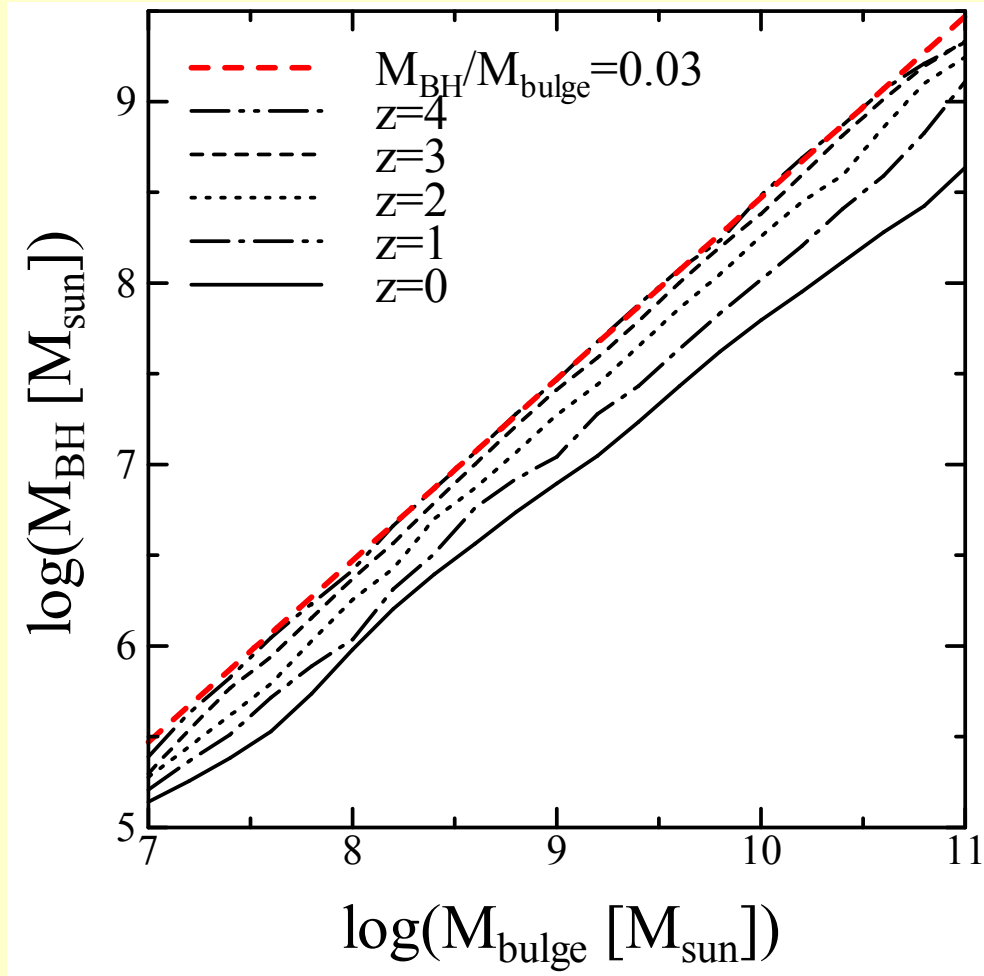
← low- $z$ ではcold gas  
が星になり、降着する  
ガスが減る

# \* $M_{\text{BH}}/M_{\text{bulge}}$ の進化

$$M_{\text{acc}} = f_{\text{BH}} M_{*,\text{burst}}$$

$M_{\text{BH}} / M_{\text{bulge}}$  の結果と観測結果を  
比べて  $f_{\text{BH}}$  を決める

$$\Rightarrow f_{\text{BH}} = 0.03$$



high-z

- cold gasが豊富にある
- bulge, BHとも質量増加の  
主因はstarburst

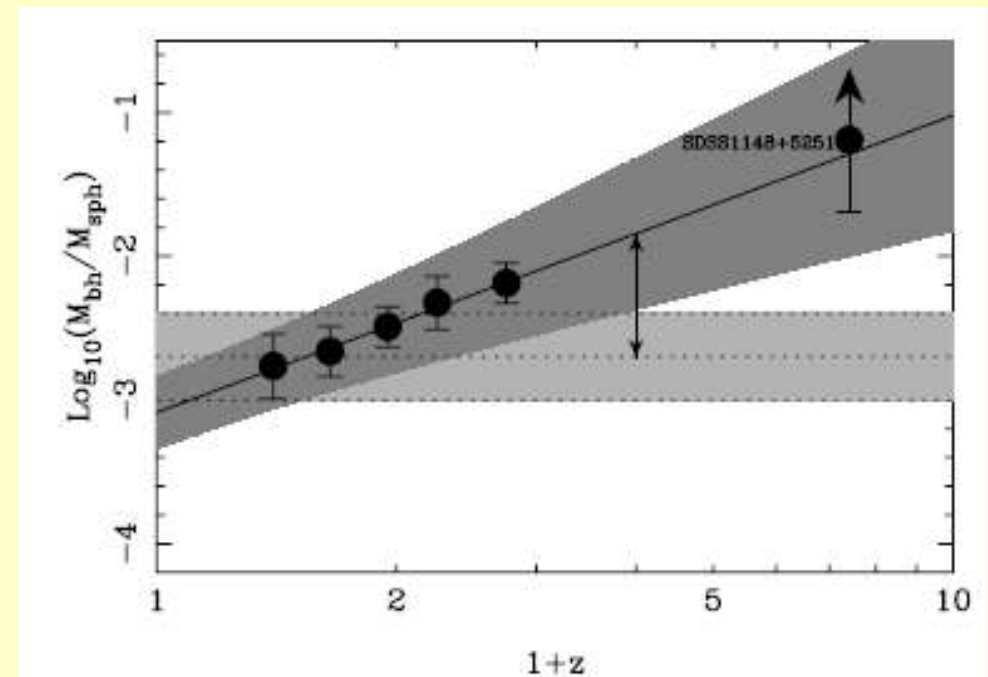


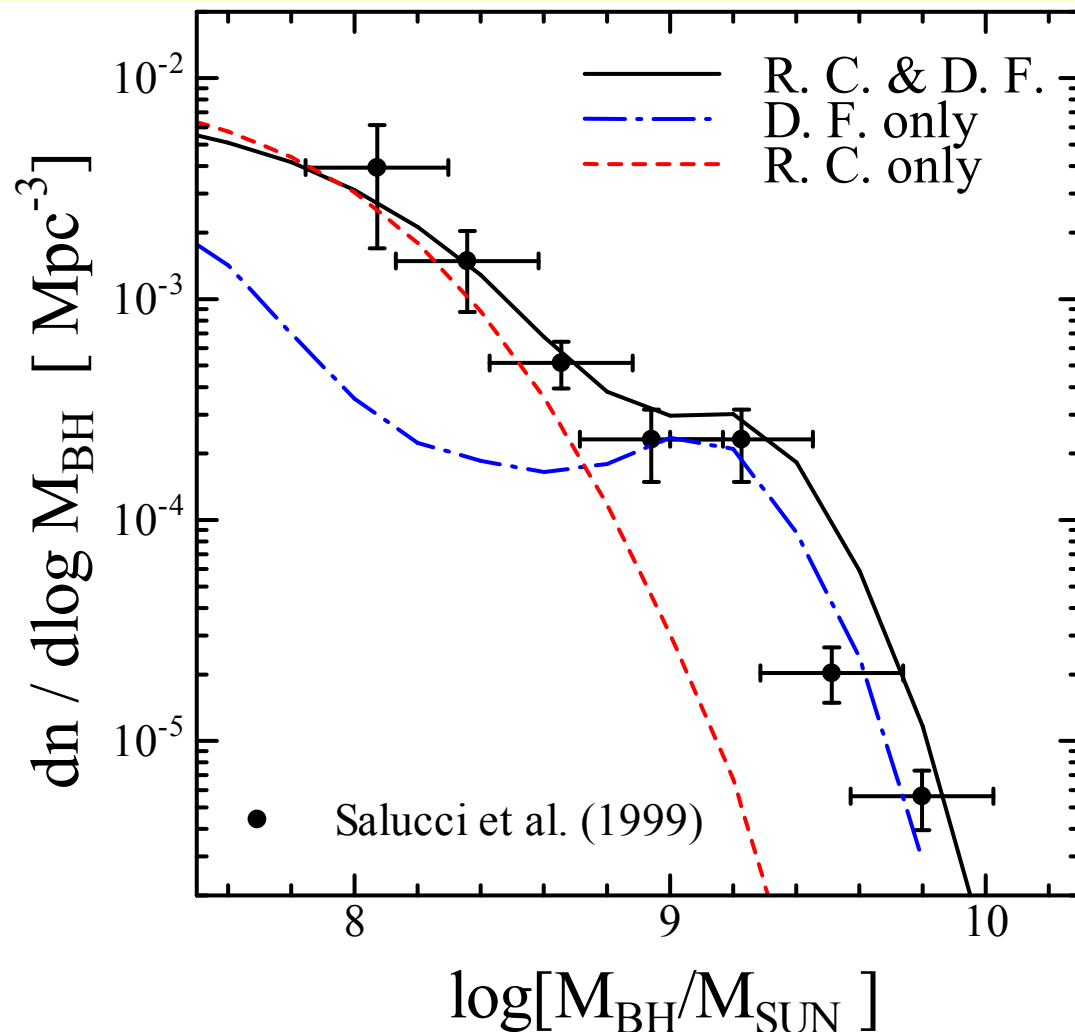
Figure 4. The evolution of the  $M_{\text{bh}}:M_{\text{sph}}$  ratio for the 3C RR sample as  
McLure et al. (2006)

## \* SMBH mass function

Galaxy merging processes;

\*Dynamical Friction [D.F.] (satellite-central merger)

\*Random Collision [R.C.] (satellite-satellite merger)



central galaxy中のSMBHの成長

→ cold gasの降着が主

→ SNe feedbackが効く小さい銀河では降着するcold gasが無くなってしまふ。

→ 小さい銀河中ではSMBHはあまり成長しない

# \*QSO Luminosity function

$$L_B(t) = \frac{\varepsilon_B M_{acc} c^2}{t_{life}} \exp\left(-\frac{t}{t_{life}}\right)$$

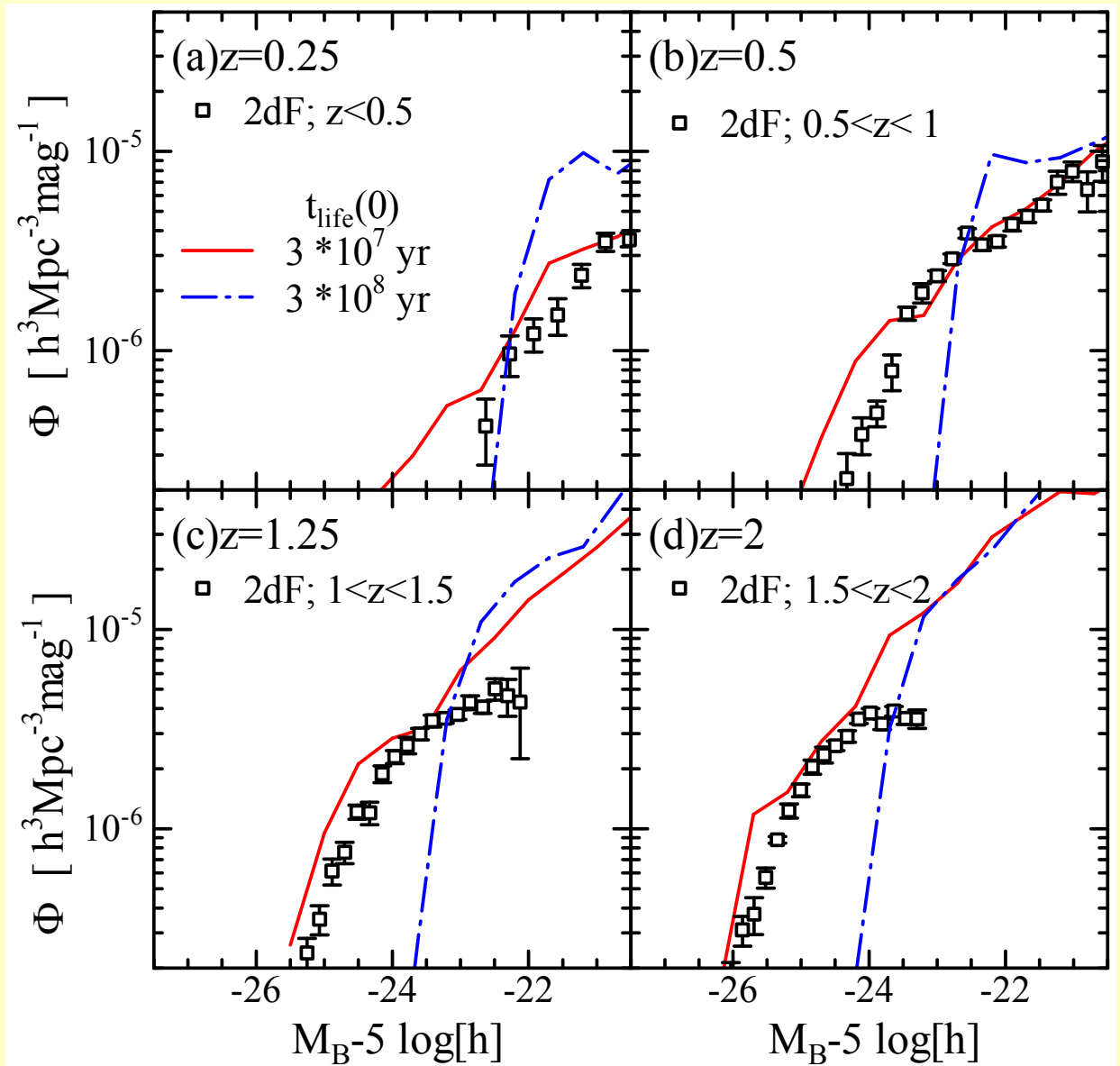
$\varepsilon_B$ : B-bandでの放射効率

$$t_{life} = t_{life}(z) \propto t_{dyn}$$

: QSO lifetime scale

放射効率、life timeの  
決定

=> 様々なredshiftで  
の光度函数の比較が  
重要



# \*その他のSMBH/QSO形成モデル

準解析的手法による銀河形成過程も含めた研究の例

▪ Kauffmann & Haehnelt (2000) : MPAグループ

▪ Cattaneo (2001)

\* Kauffmann & Haehnelt (2002) : MPAグループ,  $N$ 体数値計算の導入

▪ Menci et al. (2003)

? # Granato et al. (2004) ? ? ?

\* Cattaneo et al. (2005): AGNICS (GALICS)

\*# Croton et al. (2006) : MPAグループ, Millennium simulation

▪# Bower et al. (2006) : GALFORM + Millennium simulation

▪# Menci et al. (2006)

▪ Malbon et al. (2007) : GALFORM

▪# Monaco et al. (2007) : MORGANA

\*  $N$ -body simulationを使用

# AGN feedback あり

## § 3.SMBH連星からの重力波

CDM宇宙における銀河形成

⇒ *Hierarchical clustering scenario*

銀河は衝突合体を繰り返し成長する

銀河同士が衝突合体(merge)した時、  
中心にあるSMBHはどうなる？

⇒ dynamical friction により merger 後の銀河の  
中心に沈み込みbinaryとなる。

⇒ 最後には重力波(GW)を放射し合体(coalescence)

- SMBH binary からの重力波の重ね合わせ

  - Gravitational Wave Background Radiation

- SMBHの合体による強い重力波

  - Gravitational Wave Burst



## \* Coalescence of SMBH binary

- An ensemble of GWs from in-spiraling SMBH binaries

=> Gravitational Wave Background Radiation (GWBR)

$$f \sim 10^{-9} \text{ -- } 10^{-5} \text{ Hz}$$

- Pulsar timingの測定により上限が決まる。
- スペクトルは？

- Coalescence of SMBH

=> Gravitational Wave Burst (GWB)

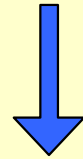
$$f \sim 10^{-4} \text{ -- } 10^{-2} \text{ Hz}$$

- *LISA* (レーザー干渉型宇宙重力波望遠鏡)なら測定可能。
- 出現確率は？

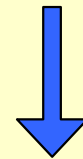
GWBRのスペクトルやGWRの出現確率を知るには、  
SMBH coalescing rateを求める必要がある。

そこで、

準解析的銀河 + SMBH 形成モデル  
(SA-model)



SMBH coalescence rate



\*GW background radiation spectrum from SMBH binaries

\* Events rate of GW burst from SMBH coalescence

## § 3-1. SMBH連星からの重力波背景輻射(GWBR)

(Enoki et al. 2004, Enoki & Nagashima 2007)

Phinney (2001)の公式を基にする

$h_c(f)$ : Characteristic amplitude of GWBG spectrum

$$\begin{aligned} h_c^2(f) &= \frac{4G}{\pi c^2 f^2} \int_0^\infty n_c(z) \frac{1}{1+z} \left( f_r \frac{dE_{\text{GW}}}{df_r} \right) \Big|_{f_r=f(1+z)} dz. \\ &= \frac{4G}{\pi c^2 f} \int_0^\infty n_c(z) \left( \frac{dE_{\text{GW}}}{df_r} \right) \Big|_{f_r=f(1+z)} dz. \end{aligned}$$

重力波源が連星系なら

$$h_c^2(f) = \frac{4G}{\pi c^2 f} \int dM_1 dM_2 dz n_c(M_1, M_2, z) \left( \frac{dE_{\text{GW}}(M_1, M_2)}{df_r} \right) \Big|_{f_r=f(1+z)}$$

$n(M_1, M_2, z)$ : Number density of binaries

## \*Eccentricity ?

通常のSMBH連星系からの重力波背景輻射の研究

→ 連星系の軌道は円と仮定されている

しかし、SMBHを中心に持つ銀河がmergeする時に形成されるSMBH連星の軌道は楕円になることが多い。

- SMBH - IMBH (Matsubayashi et al. 2005)
- SMBH binary + SMBH (Iwasawa et al. 2006)
- SMBH binary + gas disk (Armitage & Natarajan 2005)

軌道が楕円になる場合も考えよう

→ Enoki & Nagashima 2007

## \*GW from Binaries on Eccentric Orbit

連星系の軌道が楕円であると、  
軌道周波数  $f_p$  の整数倍の振動数の高調波が放射される。  
(Peters & Mathews 1963)

連星系の軌道が楕円なら、円の場合と比べて重力波放射の

- Spectral Energy Distribution が異なる
- timescaleが短くなる
- luminosityが大きくなる

⇒ GWBRのspectrumの形も変わってくる

# \*GWBG from binaries on eccentric orbit

(Enoki & Nagashima 2007)

$$h_c^2(f) = \frac{4\pi c^3}{3} \int dM_1 dM_2 dz n(M_1, M_2, z) (1+z)^{-1/3} \left( \frac{GM_{\text{chirp}}}{c^3} \right)^{5/3} (\pi f)^{-4/3} \\ \times \sum_{n=1}^{\infty} \left( \frac{2}{n} \right)^{2/3} \frac{g(n, e)}{F(e)}$$

※円軌道であれば、 $h_c^2 \propto f^{-4/3}$

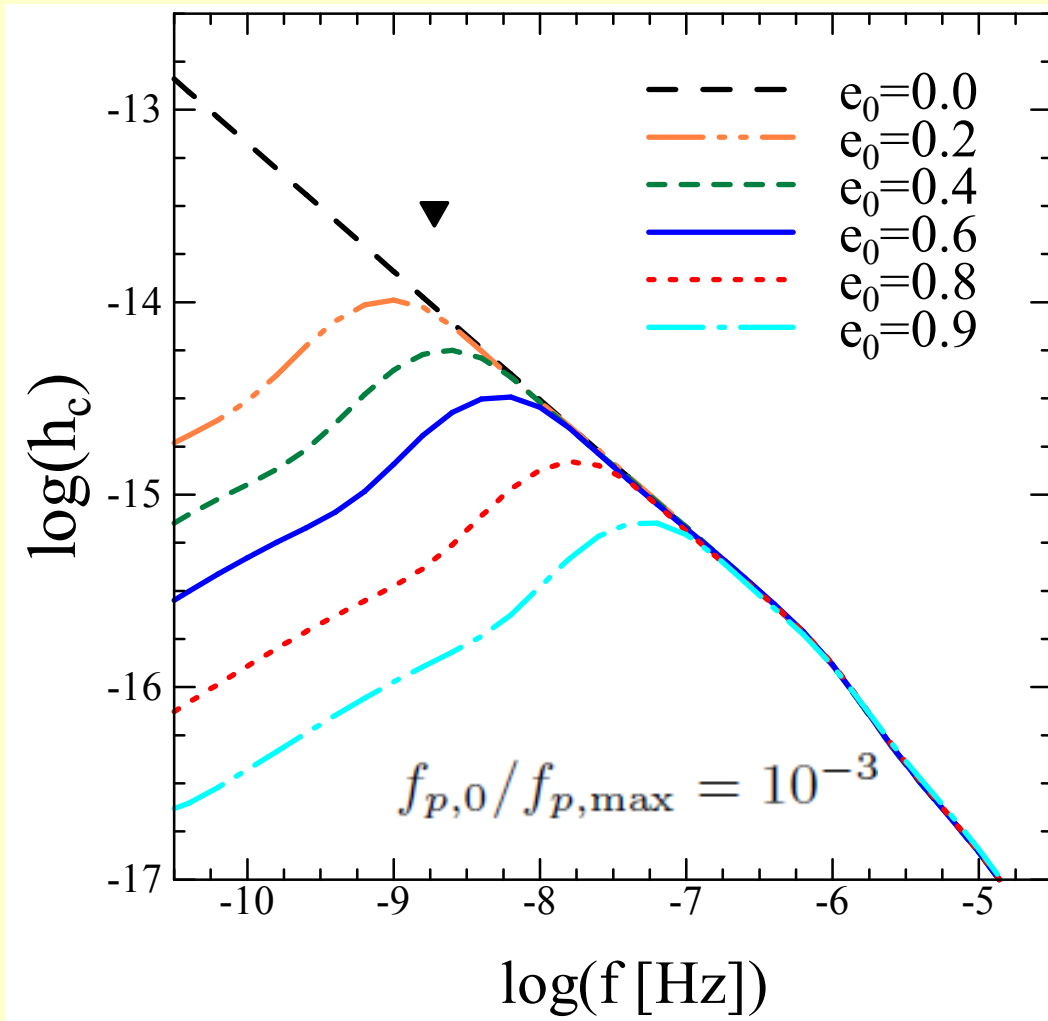
離心率 $e$ は定数ではない。

$$e = e(f_p/f_{p,0}, e_0) = e(f_r/nf_{p,0}, e_0) = e[f(1+z)/nf_{p,0}, e_0]$$

$$\frac{f_p}{f_{p,0}} = \left\{ \frac{1-e_0^2}{1-e^2} \left( \frac{e}{e_0} \right)^{\frac{12}{19}} \left[ \frac{1 + \frac{121}{304}e^2}{1 + \frac{121}{304}e_0^2} \right]^{\frac{870}{2299}} \right\}^{-3/2}$$

ある  $f_{p,0}$  での、離心率 $e_0$ の分布関数が必要。

# \*GWBG Spectrum from SMBH Binaries



※  $e_0$ の分布は  
考慮していない

$f_{\max}$ ; 考える周波数の上限  
 $\leq$  BH の大きさ

$$f_{\max} \sim 5 \times 10^{-5} (M_{\text{BH}}/10^8 M_{\text{sun}})^{-1} \text{ Hz}$$

$$a^3 = GM_{\text{tot}} / (2\pi f_p)^2$$

$$a = 0.5 \times 10^{-2} \times (M / 10^8 M_{\text{sun}})^{1/3} (f_p / 10^{-8} \text{ Hz})^{-2/3} \text{ pc}$$

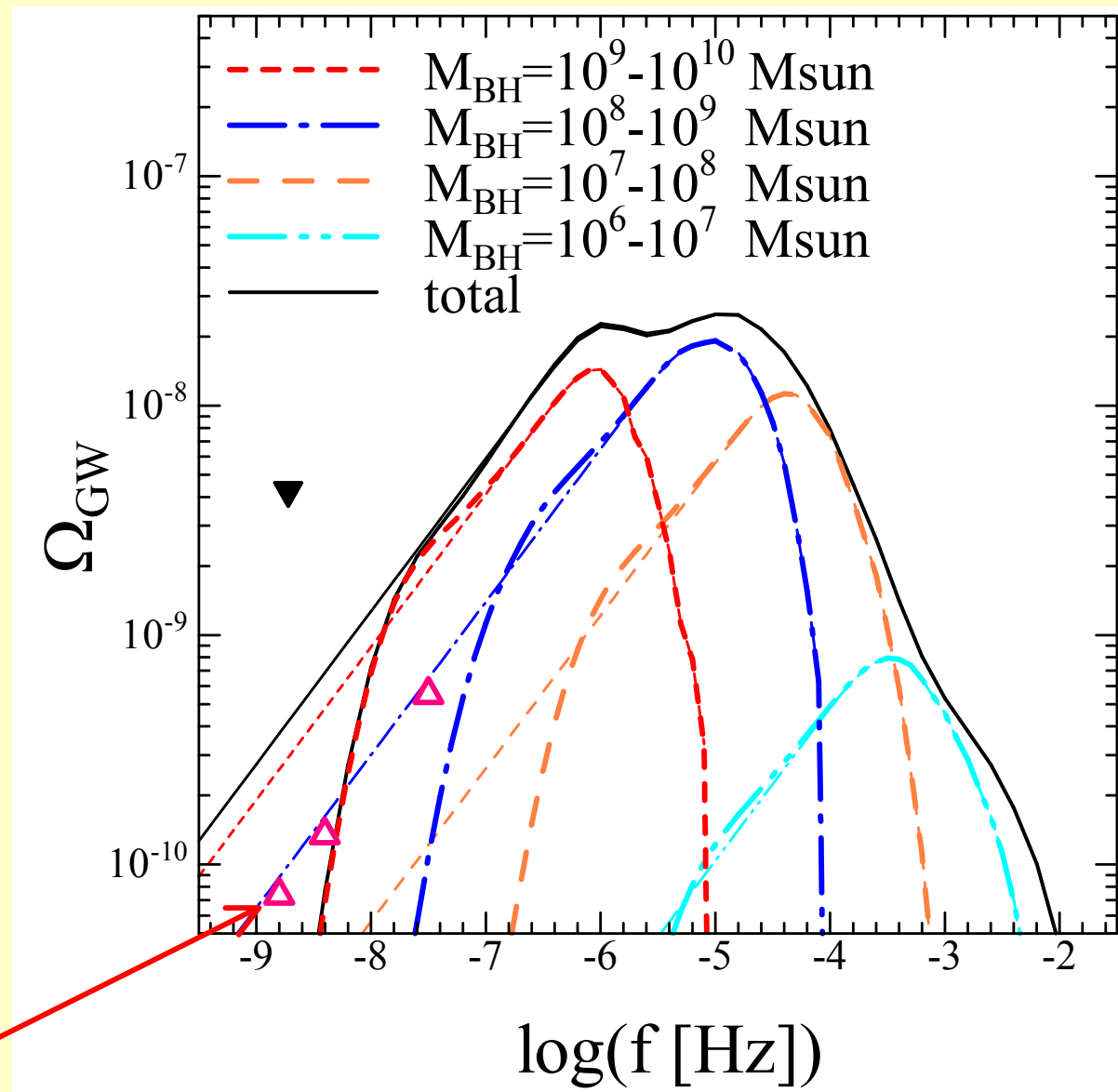
# \*GWBG energy density from SMBH Binaries

$$\Omega_{\text{GW}}(f) = \frac{2\pi^2}{3H_0^2} f^2 h_c^2(f)$$

$$e_0 = 0.8$$

$$f_{p,0}/f_{\text{max}} = 1/10^3$$

$$f_{\text{max}} \propto 1/M_{\text{BH}}$$



$\triangle$  : Parkes Pulsar Timing Array (PPTA) projectで期待される detection limit ( $h_c \propto f^{-2/3}$ を仮定) Jenet et al. (2006)



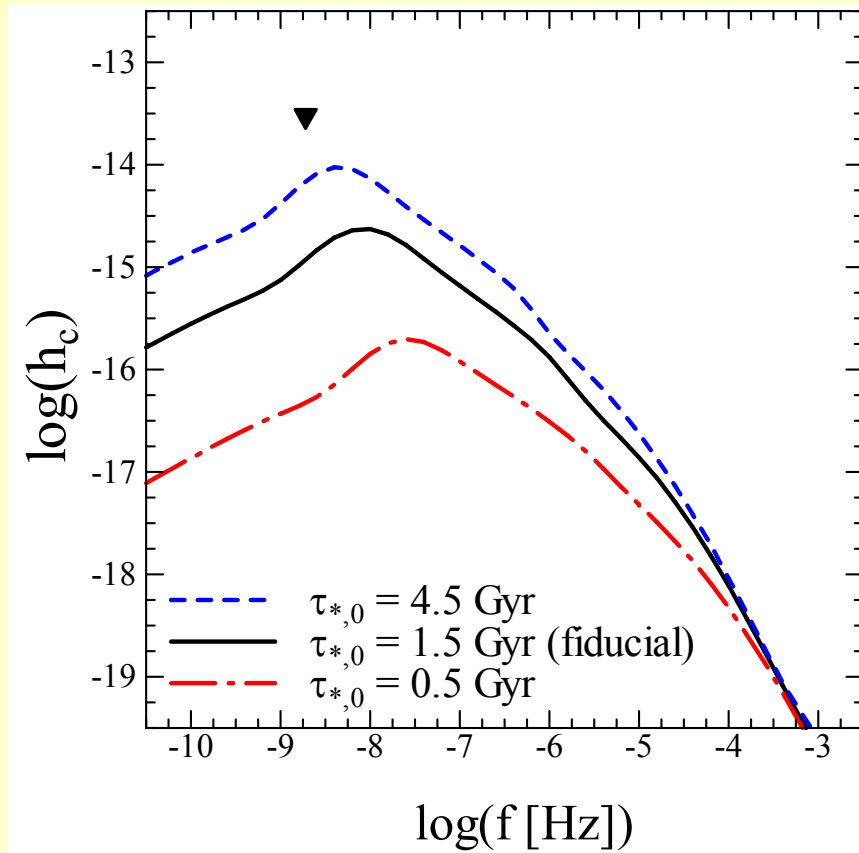
# \*銀河形成過程の影響

SMBHの成長  $\Leftarrow$  cold gas の降着が主

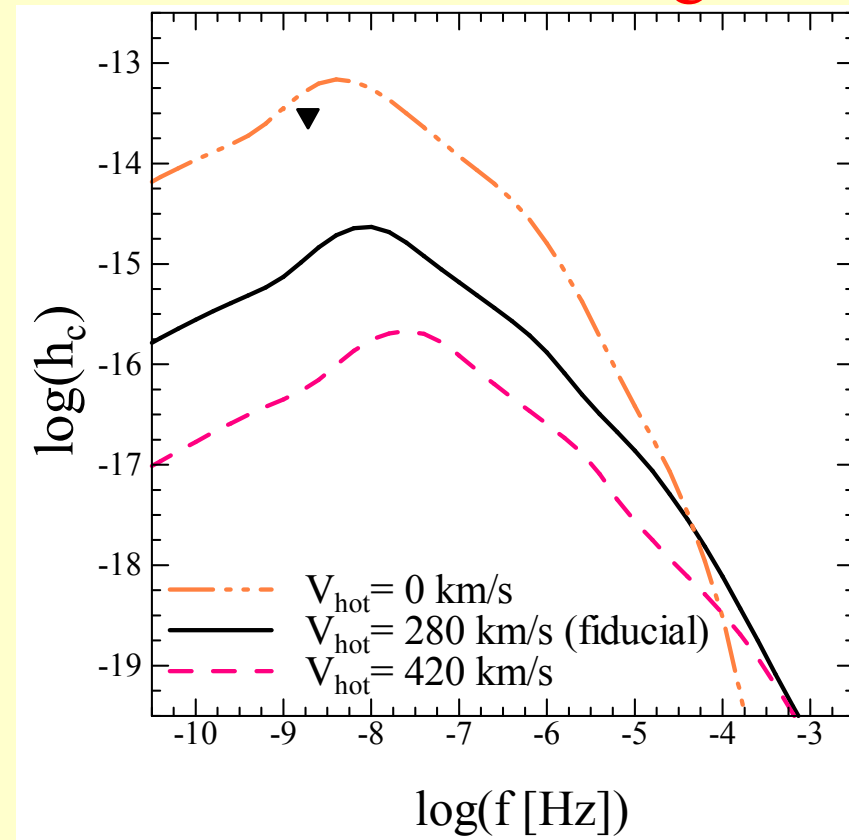
$\Leftarrow$  cold gas の量を左右する過程に依存

$\Leftarrow$  Star formation & SNe feedback

Star formation time-scale:



SNe feedback strength:



$$e_0 = 0.8 \text{ and } f_{p,0}/f_{p,\text{max}} = 10^{-3}.$$

# \*その他のモデルでのSMBH合体率の計算

1. Quasar/spheroidのnumber countの観測値を元に現象論的モデルを作る。

Thorne & Braginsky(1976) , Fukushige, Ebisuzaki & Makino(1992), Jaffe & Backer(2003) など

2. dark halo のmerger rateを元にする。

- a. dark haloのmergerをSMBHのcoalescenceとみなす

Menou, Haiman & Narayanan (2001) など

- b. dark halo 内のsub-haloのmergerを SMBHのcoalescenceとみなす

Wyithe & Loeb (2003), Volonteri, Haardt & Madau (2003), Sesana et al. (2004) など

→ 銀河形成過程との関連は不明確

## § 3-2. GW burst from SMBH coalescence

(Enoki et al. 2004)

### \*Gravitational Wave Burst

coalescenceの最後にエネルギー  $\epsilon M_{\text{BH}} c^2$  の重力波をバースト的に出す(Thorne & Braginsky 1976)。

--The GW amplitude

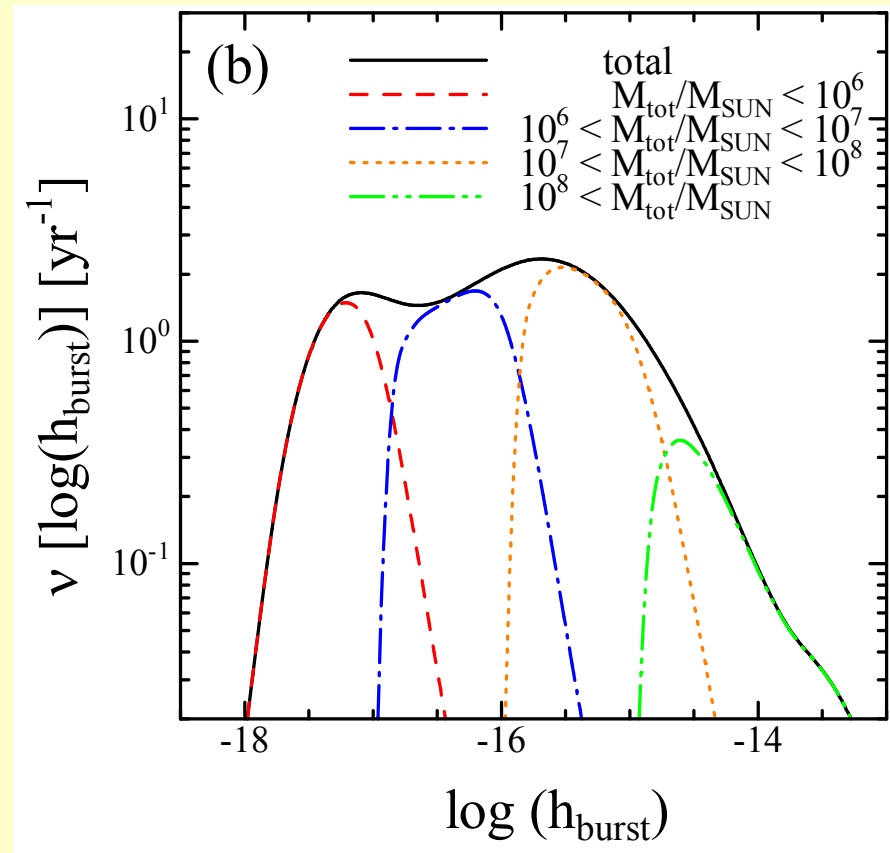
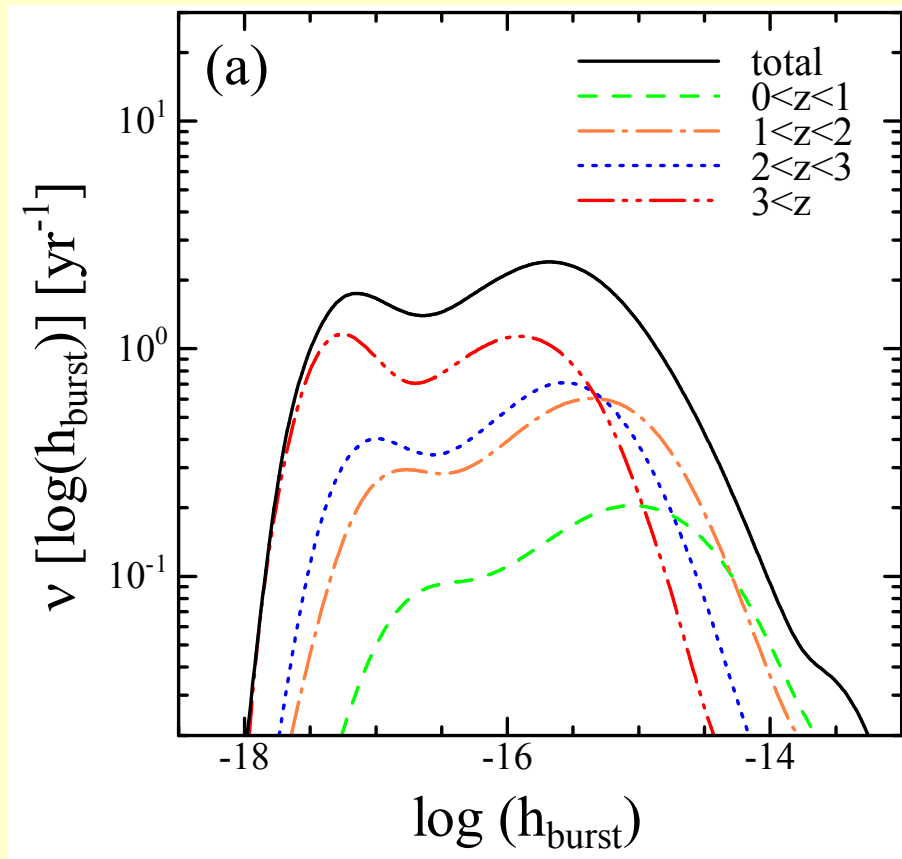
$$h_{\text{burst}} = 7.8 \times 10^{-16} \left( \frac{\epsilon}{0.1} \right)^{1/2} \left( \frac{M_{\text{tot}}}{10^8 M_{\odot}} \right) \left[ \frac{D(z)}{1 \text{ Gpc}} \right]^{-1}$$

--The observed characteristic frequency

$$f_c = 3.9 \times 10^{-4} \left( \frac{M_{\text{tot}}}{10^8 M_{\odot}} \right)^{-1} (1+z)^{-1} \text{ Hz}$$

# \*Integrated GW burst rate

Integral event rate of GW burst;  $\nu(\log[h])$

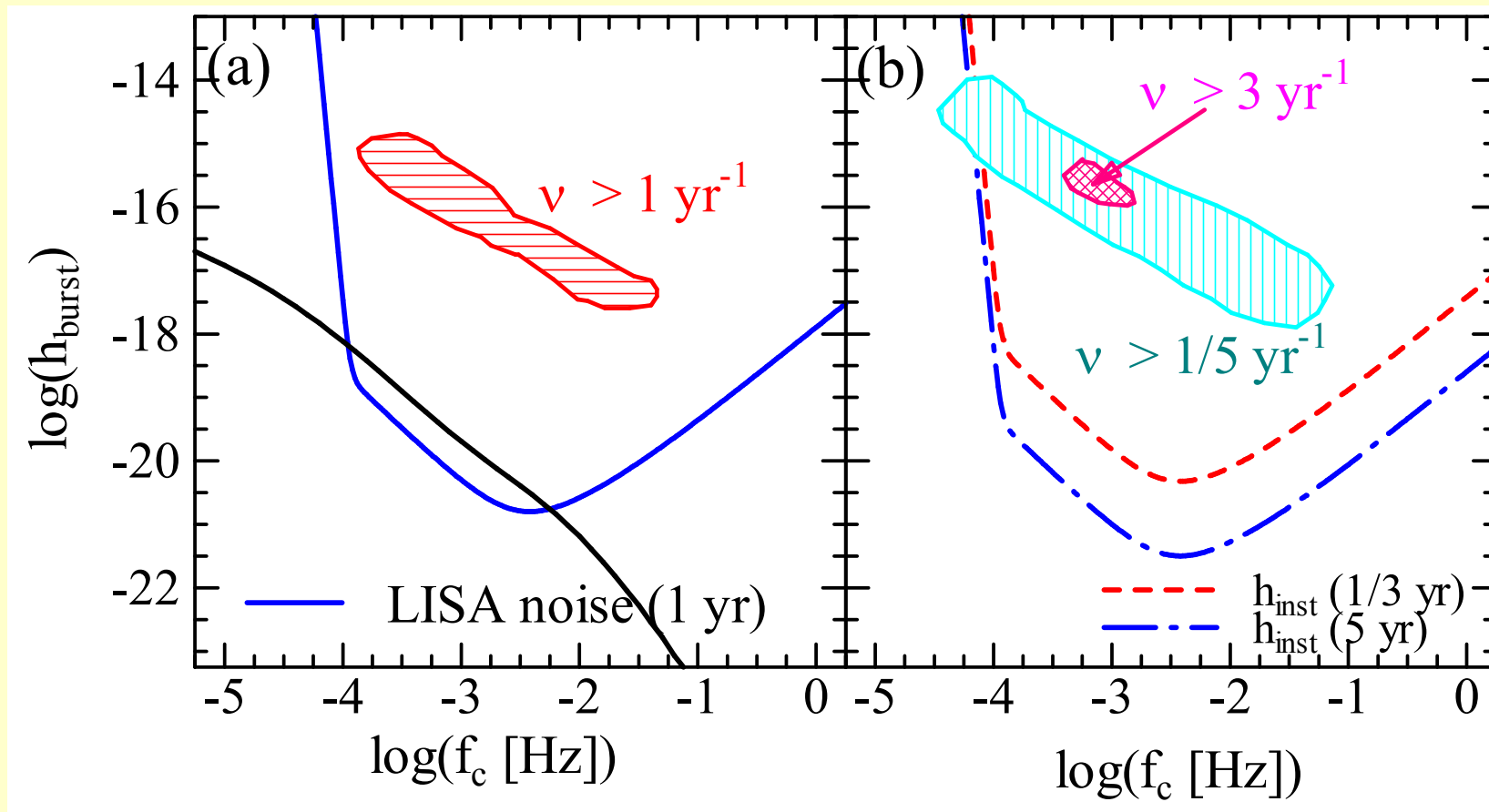


$h^{-17}$  ;  $M_{BH} < 10^6 M_{\text{sun}}$  from  $z > 3$

$h^{-15}$  ;  $M_{BH} \sim 10^7 - 10^8 M_{\text{sun}}$  from  $z < 3$

## \*GW burst rate

Expected signals of GW burst;  $\nu(\log[h], \log[f])$



We adopt  $\varepsilon = 0.1$

Note;  $h \propto \varepsilon^{1/2}$

## § 3-1,2 のまとめ

準解析的銀河形成 + SMBH形成モデルを用いて、GWBR spectrum、GR burst rate を計算した。

### \*GWBR spectrum

連星の軌道が楕円であると、高調波が出るため、低周波数側のspectrumの振幅が小さくなる。

- pulsar timingにより離心率の影響が測定可能

### \*GW burst rate

⇒  $z > 2$  のSMBHからの寄与が主

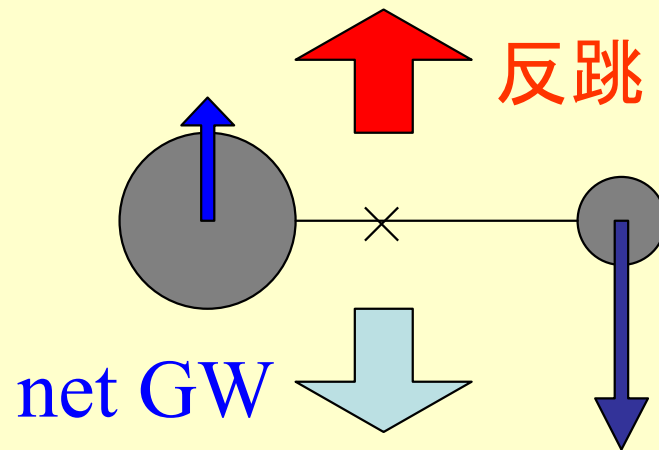
LISAで 0.1 ~ 1/yr の割合で見つかる可能性あり

観測 ⇔ 理論予言 → SMBH合体形成モデルへの制限

## § 3-3. Gravitational Radiation Recoil

等質量ではない連星が重力波を出す場合

- => 重力波は非等方に放射される
- => 連星は非等方重力波放射による反跳を受ける



反跳によってSMBH連星が得た速度 (Kick Velocity) が、銀河の脱出速度より大きいと、SMBH連星は銀河から飛び出してしまふ。

=> SMBHの成長にも影響を与える可能性あり。

(e.g. Merritt et al. 2004, Madau & Quataert 2004, Libeskind et al.2006)

## \* Gravitational radiation recoil from SMBH binaries

Kick velocity (Fitchett 1983)

$$V_{\text{kick}} = 1480 \left[ \frac{f(q)}{f_{\text{max}}} \right] \left[ \frac{2G(M_1 + M_2)/c^2}{a} \right]^4 \text{ km/s}$$

$q = M_1 / M_2$  : mass ratio ( $M_1 < M_2$ )

$$f(q) = q^2(1-q)/(1+q)^5$$

$$f_{\text{max}} \sim 0.0179 \text{ @ } q \sim 0.382$$

\* 近似 (quasi-Newtonian) を使っており、不定性が大きい

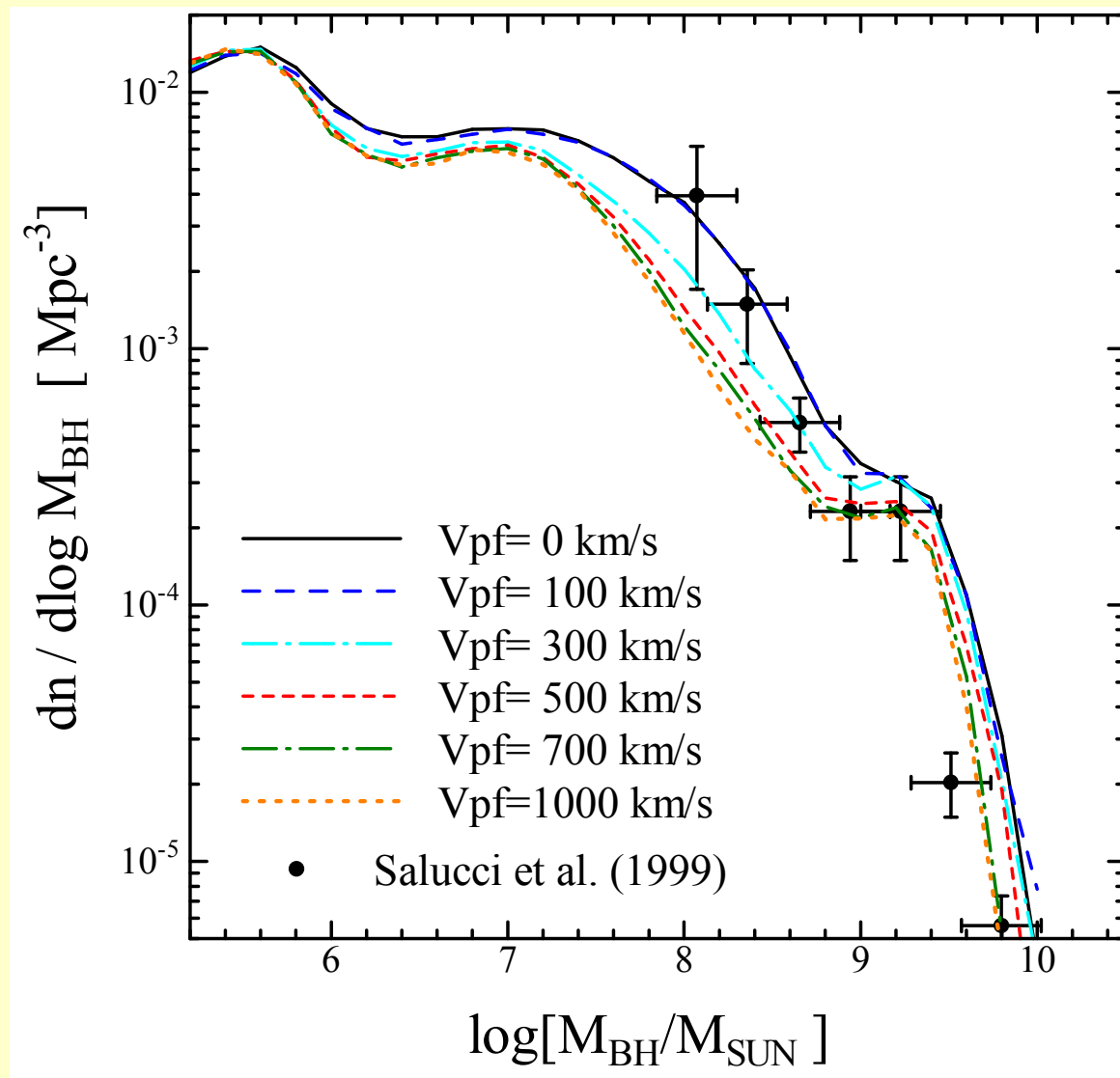
$$V_{\text{kick}} = V_{\text{pf}} \left[ \frac{f(q)}{f_{\text{max}}} \right]$$

$V_{\text{pf}}$  をパラメータとする。

「 $V_{\text{kick}} > V_c$  なら、SMBH binary は銀河から飛び出し戻ってこない」と仮定



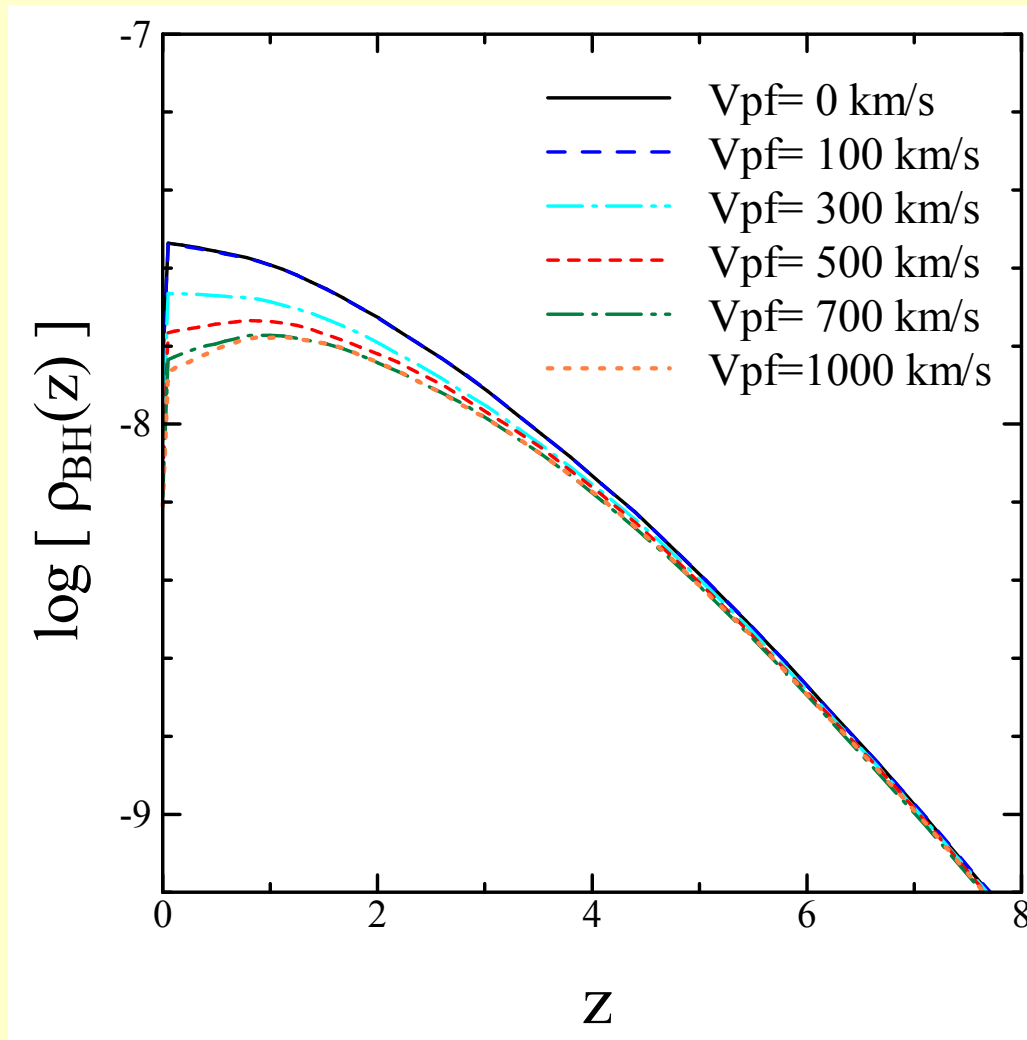
## \* SMBH mass function



$$V_{\text{kick}} = V_{\text{pf}} \left[ \frac{f(q)}{f_{\text{max}}} \right]$$

$10^6 \sim 10^9 M_{\text{sun}}$   
のBHが減少する

## \* SMBH mass density



$$V_{\text{kick}} = V_{\text{pf}} \left[ \frac{f(q)}{f_{\text{max}}} \right]$$

$V_{\text{pf}} = 300 \text{ km/s}$  の場合、  
 $z=0$  で、36% 減っている。

## § 3-3 のまとめ

SMBH合体時の重力波放射の反跳の効果を考慮した場合、SMBHの質量関数がどのような影響を受けるか解析した。

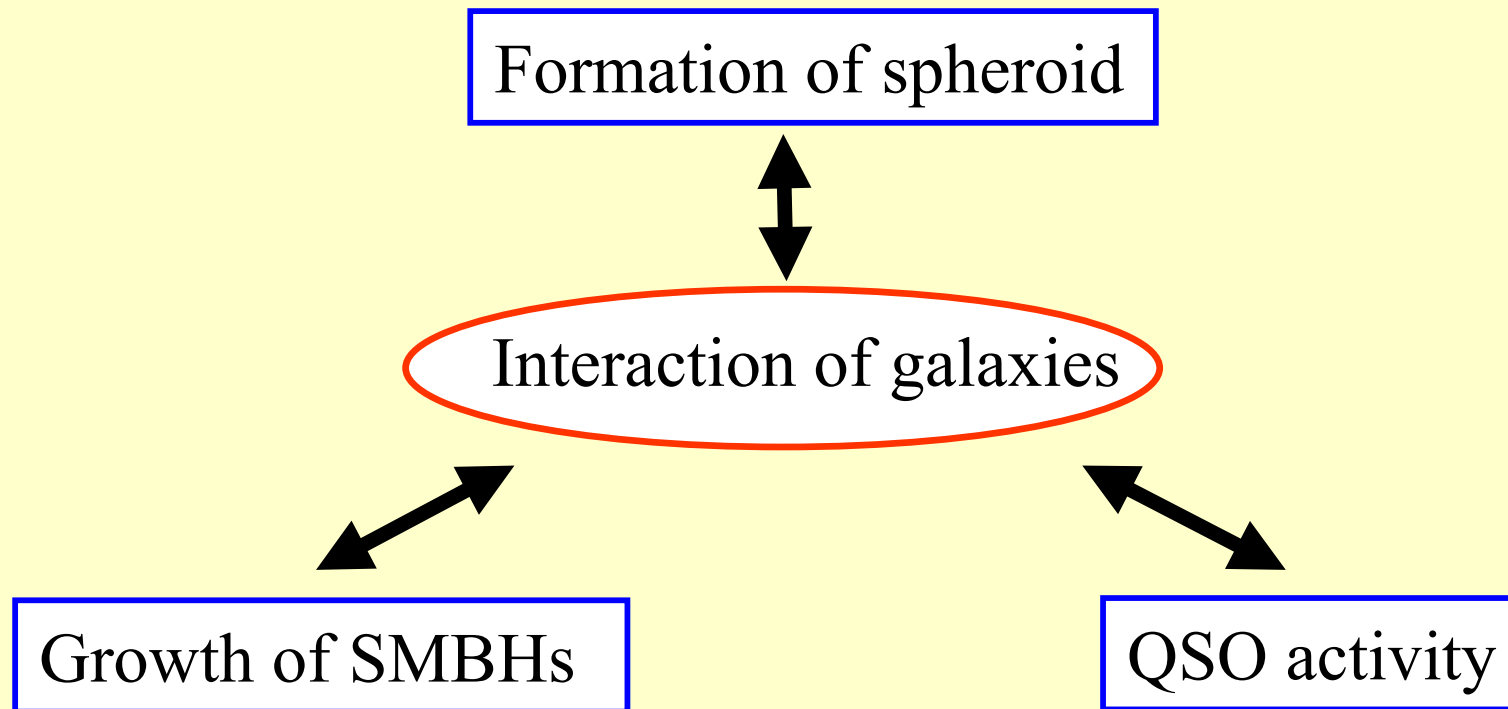
仮定

「 $V_{\text{kick}} > V_c$ なら、SMBH連星は銀河から飛び出し戻ってこない」

結果： $10^6 \sim 10^9 M_{\text{sun}}$  のBHが減少する

- $10^9 M_{\text{sun}}$  ?  
大きなSMBHは $V_c$ の大きな銀河にいる。  
→ 反跳を受けても、銀河から飛び出さない。
- $10^6 M_{\text{sun}}$  ?  
小さなSMBHは最近できる。  
→ 合体を殆ど経ていない。  
→ 反跳を受けない

## § 4. QSO environments



銀河同士の衝突合体がQSOの活動性を引き起こすなら、QSOがどんな所にいるのか(環境)を明らかにすることは重要。

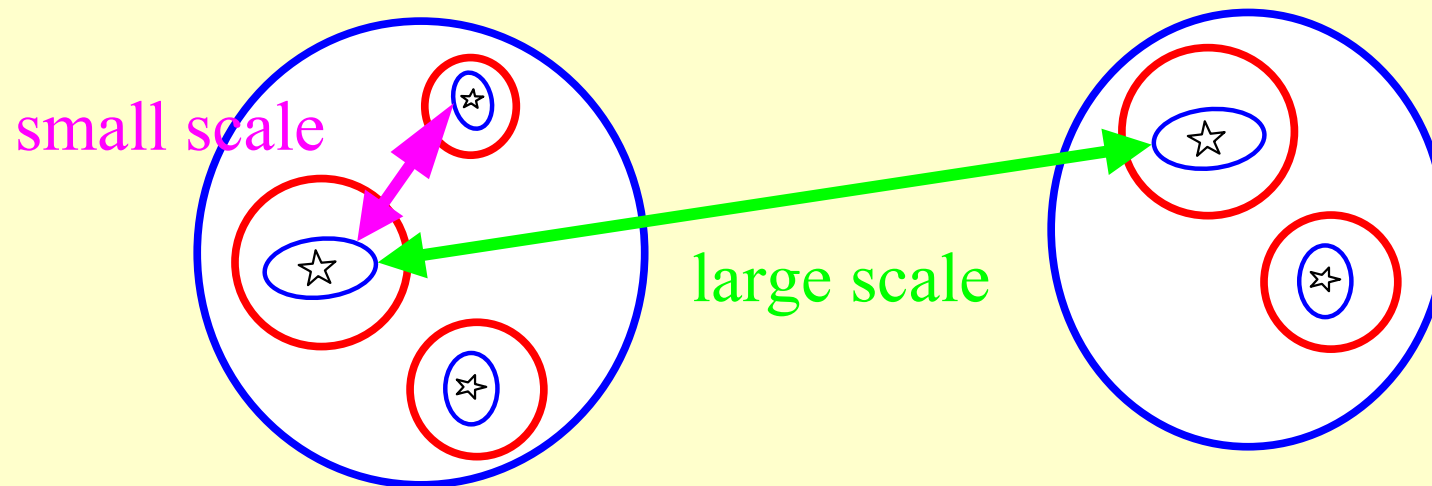
\* QSO-QSO空間相関 (large scale)

\* QSO-galaxy空間相関 (small scale)

## \*QSO auto-correlation & QSO-galaxy cross-correlation

銀河とQSOの相互相関

small scale ( $< 1\text{Mpc}$ ) なら、  
一つのdark halo中での銀河とQSOの分布を反映



merger がQSOの活動性の原因？

host galaxy？

QSO周囲の銀河の分布を知ることが重要

cluster？ group？ field？

## § 4-1. QSO auto-correlation

Correlation function

$$\xi_{QSO} = b_{QSO}^2 \xi_{DM}$$

### QSO形成モデルとの比較

#### Halo Model の利用

Effective bias  
(Baugh et al. 1999)

$$b_{QSO,eff} = \frac{\int b_{halo}(M) \langle N_{QSO}(M) \rangle n(M) dM}{\int \langle N_{QSO}(M) \rangle n(M) dM}$$

\*  $b_{halo}(M)$  : 質量 $M$ のdark halo のbias

\*  $n(M)$  : dark halo の mass function

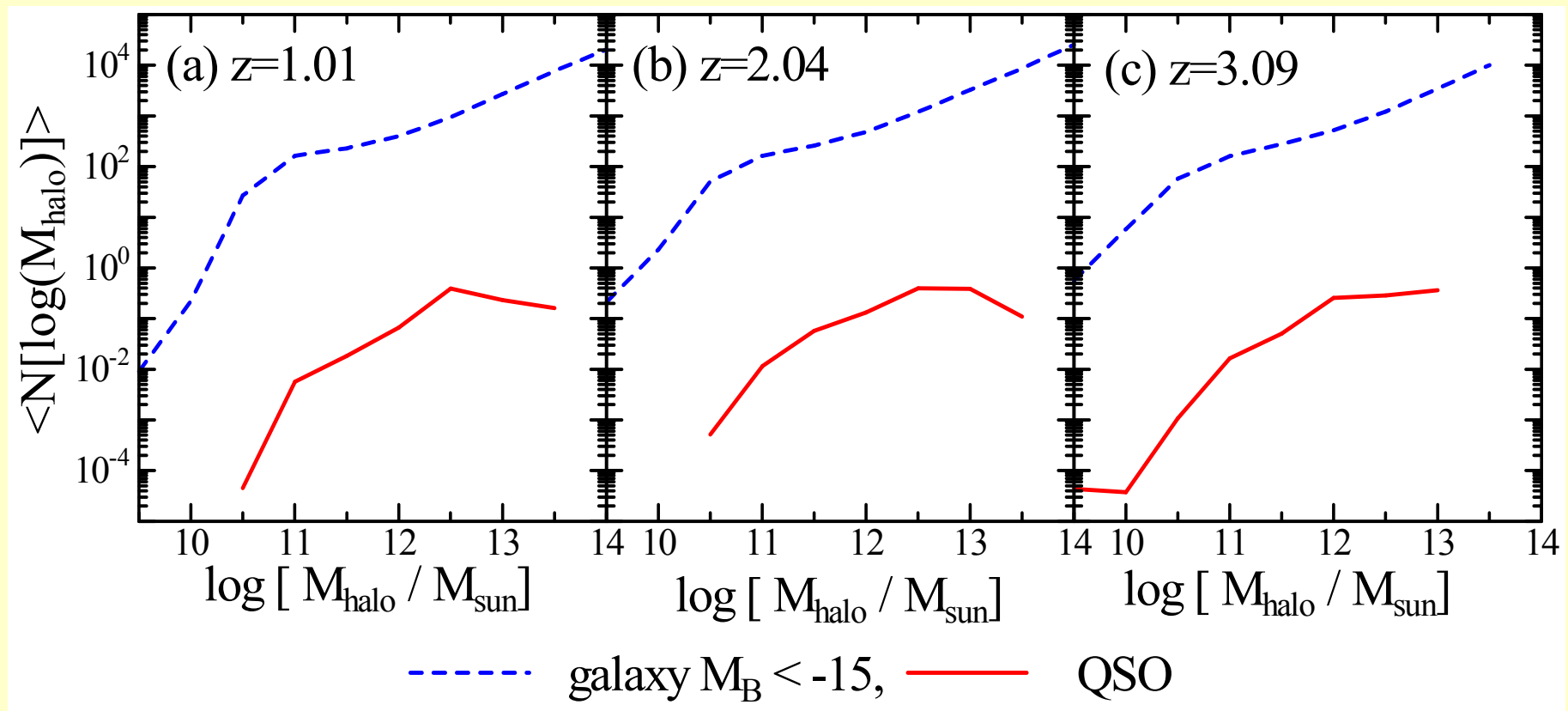
\*  $\langle N_{QSO}(M) \rangle$  : 質量 $M$ のdark haloに存在するQSOの平均個数

QSO 形成モデルから予言される量

← QSO のlife time、放射効率、などに依存

## \*The mean occupation functions

1つのdark haloにある、平均の銀河個数と QSOの個数

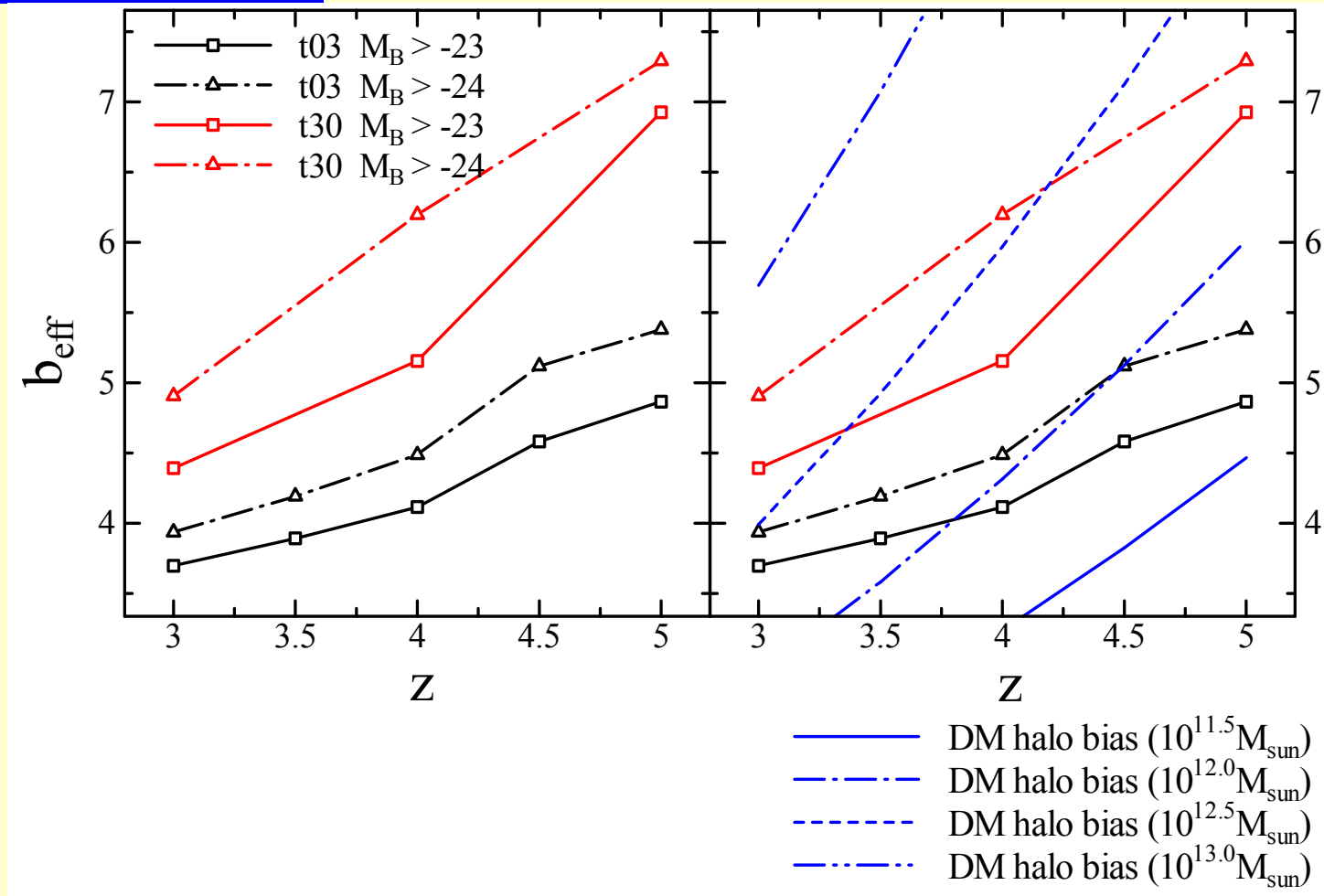


QSOは質量が $10^{12} \sim 10^{13} M_{\text{sun}}$ のdark halos にいる傾向がある。

### \* galaxy merger rate

- 1つの dark halo 中の銀河の個数が増えれば、増大。
- dark haloの速度分散が大きくなれば、減少。  
⇒ 最大になるのは、 $M_{\text{halo}} \sim 10^{13} M_{\text{SUN}}$

# \*QSO effective bias

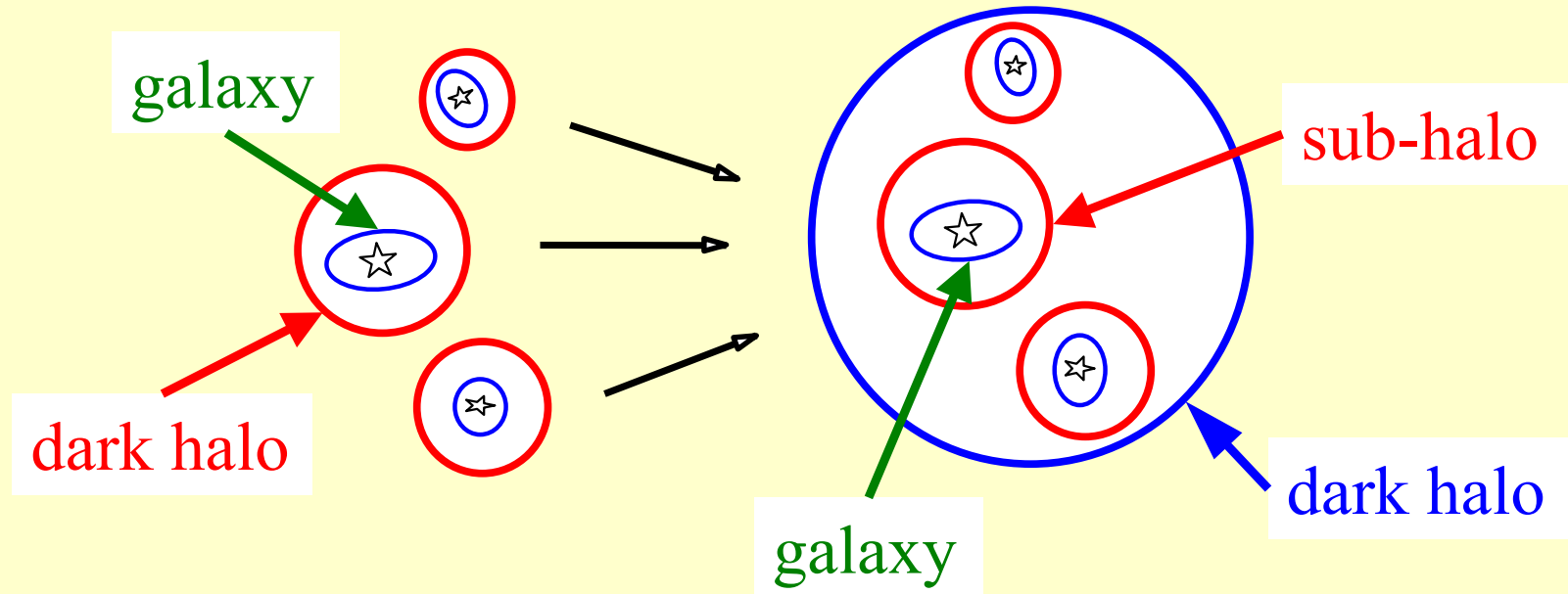


QSOは主に  $M_{\text{halo}} = 10^{12-13} M_{\text{sun}}$  のdark haloにいる。



注: host halo ?

\*hierarchical clustering scenario



$b_{\text{qso,eff}}$  : 異なるdark haloにいるQSO同士  
の相関を考えている  
=> large scale の相関

## § 4-2. QSO-Galaxy cross correlation

QSOの周囲はどんな場所？

=> 銀河・QSOの位置情報が必要

=>  $N$ 体計算との結合

**Semi-analytic model of galaxy formation**

**and QSO/SMBH formation**

**+Cosmological  $N$ -body simulation**

*Numerical Galactic Catalog : vGC*

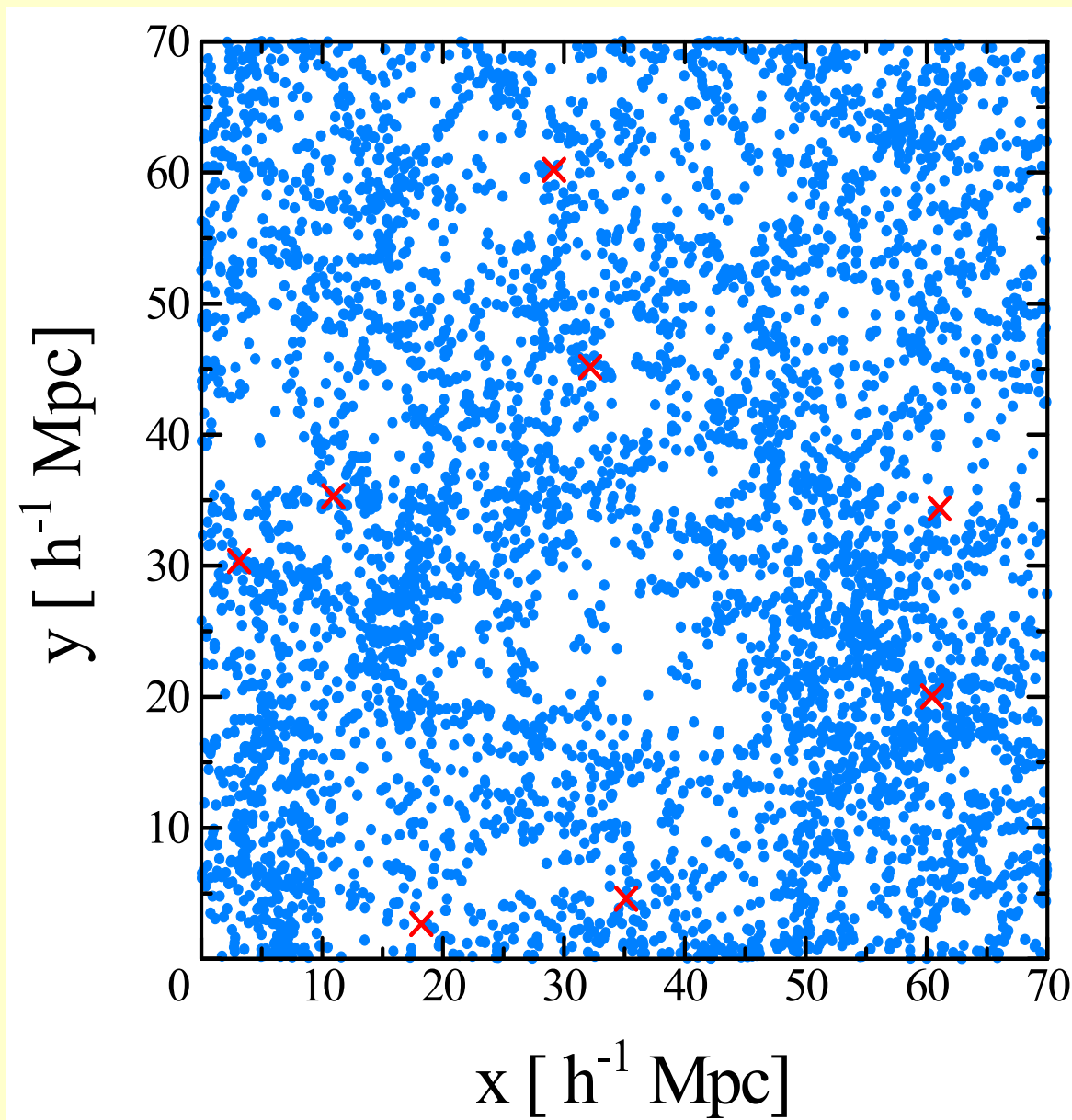
注) QSO自己相関を $N$ -体数値計算で調べるのは厳しい。

• Box sizeの問題

$$n_{\text{QSO}} \sim 10^{-6} \text{Mpc}$$

# QSO environments

Projected distributions of galaxies and QSOs in vGC.



SFB @ $z=1.5$

× : QSO

• : galaxy  $M_B < -18.0$

## § 4のまとめ

### Environments of QSO (QSOはどこにいるのか?)

- QSO-QSOの空間相関関数
- 1つのdark halo中のQSOの平均個数
- QSO-Galaxy 空間相関関数

このモデルでは

QSO activity

← galaxy major merger

← merger rate は 質量が $10^{12} - 10^{13} M_{sun}$   
のdark haloで最大。

=> QSOはGroups of galaxiesにいる傾向がある。

モデル結果と観測結果との比較により,

galaxy merging process

QSO formation scenarios

に制限が加えられる。

## § 5. 問題点・課題

### 準解析的SMBH/QSOモデルの問題

- SMBHの合体をちゃんと解いていない。

本当に合体するのか？

合体しないのなら、何がおきるのか？

3体相互作用でgravitational sling shot?

→ 銀河を飛び出たSMBHがある？

← GW radiation recoilでも飛び出るのでは？

⇔「HE0450-2958 騒動」

- ガスの降着過程をきちんと解いていない。

→ QSOのlight curve のモデル化に影響

→ AGN feedbackの強さにも影響

## 問題点・課題 2

- QSOのトリガーは銀河のmergerだけ？  
→ QSO環境の観測で、本当に制限できる？

- 可視光でのQSO/AGNでモデルパラメータを決めていいのか？

obscured AGN ？

そもそも光ってないSMBHは？

← kick で飛び出たものとか

- AGN feedbackを入れるべき？

何に対するfeedback？

cold gas (ISM)？ hot gas (ICM)？

\*人によってAGN feedbackの内実はかなり異なるので注意！

# \*AGN feedback modelの例

Cronton et al (2006), Bower et al.(2006)

SMBHへの物質降着

- QSO mode: merger 時に cold gas が降着
- radio mode: hot gas が降着 (Bondi 降着などで)

AGN feedback

- radio mode 時に、hot gas を直接加熱

## \*Star Formation

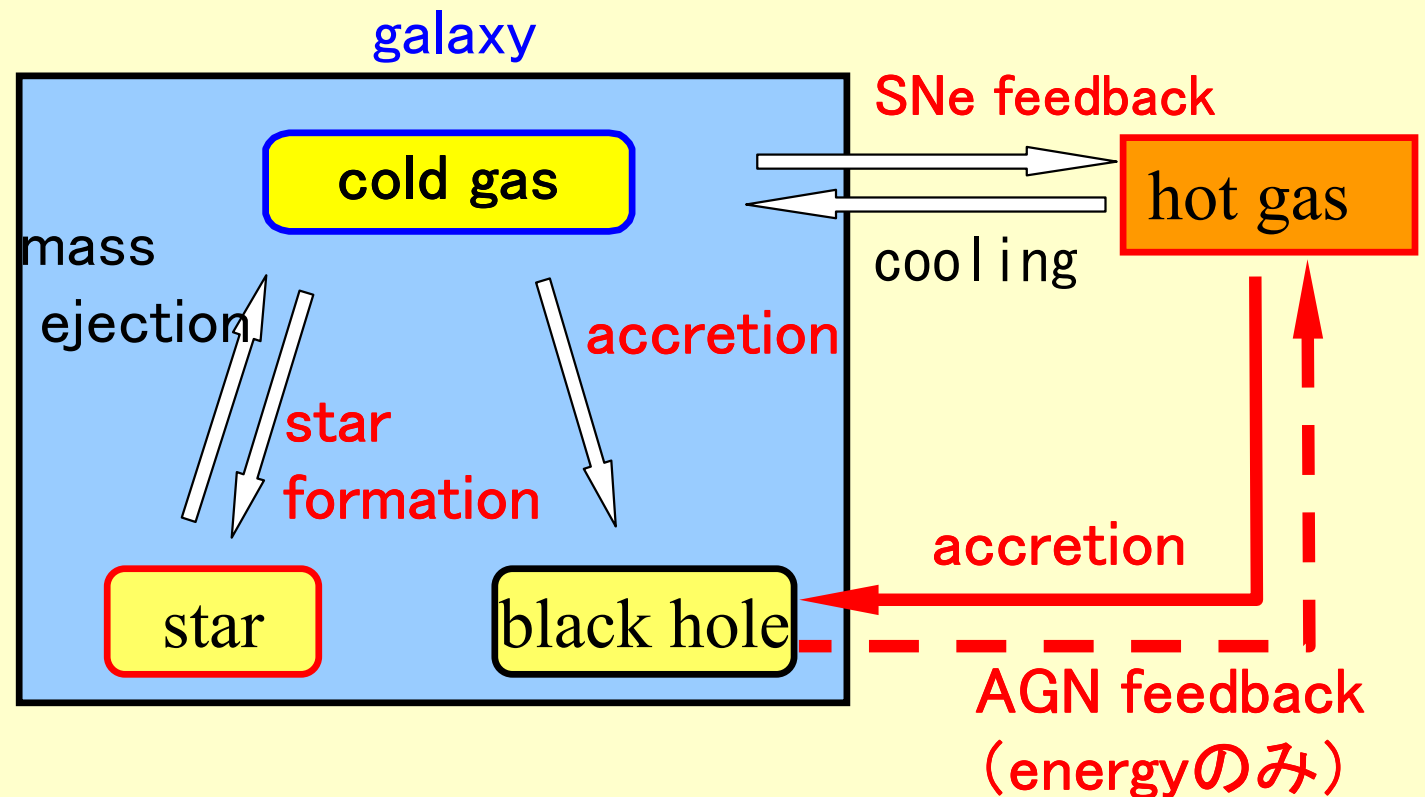
cold gas  $\rightarrow$  star

## \*SNe feedback

cold gas  $\rightarrow$  hot gas

## \*AGN feedback

hot gas を加熱



# \*AGN feedback modelの例の「ご利益」

radio mode

- hot gas が降着
- radio mode 時に、hot gasを直接加熱

- low z
- cooling time が長いのでhot gas が多く残る
  - SMBHに降着するhot gas多し
  - SMBHも成長していて大きい
  - feedbackがよく効いて、hot gas が加熱される
  - cold gas ができない
  - 星形成も止められる
  - - down sizing説明可
    - 明るい銀河の数を減らせる
    - ICMのcooling flowも止められる



# 問題点・課題 3

## • SMBHのseed BHは？

候補例

remnants of the first generated stars  $M_{\text{BH}} = 10^2\text{-}10^3 M_{\odot}$   
(e.g. Madau et al. 2001)

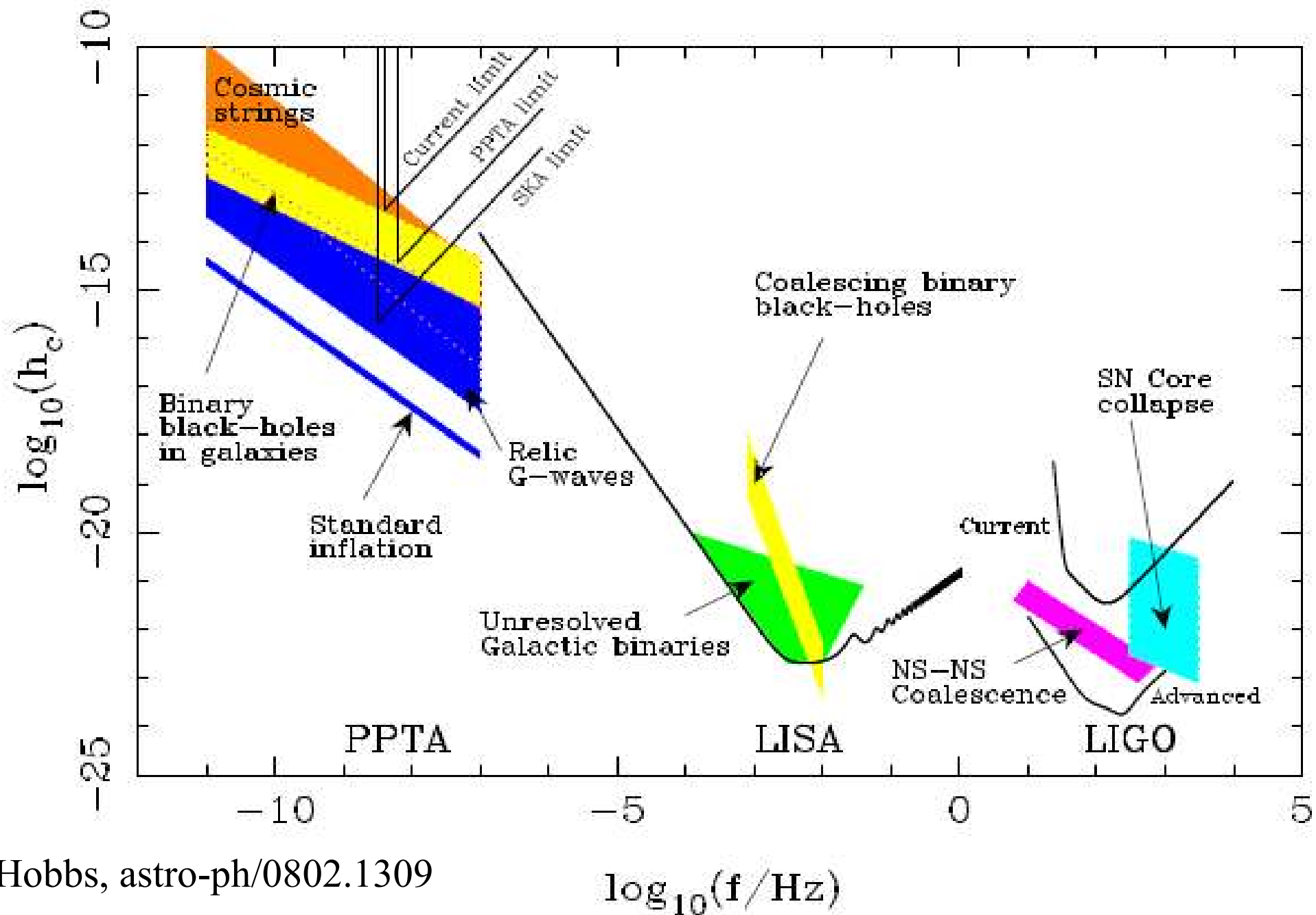
collapsing gas cloud  $M_{\text{BH}} = 10^4\text{-}10^6 M_{\odot}$   
(e.g. Begelman et al. 2006)

→seedが異なれば、 $z > 5$ での、BHの合体率が大きく  
(一桁以上)異なる (Sesana 2007)

$$f_c \sim 0.5 \times \left( \frac{M_{\text{BH}}}{10^4 M_{\odot}} \right)^{-1} \left( \frac{21}{1+z} \right) \text{ Hz}$$
$$h \sim 10^{-20} \times \left( \frac{M_{\text{BH}}}{10^4 M_{\odot}} \right) \left( \frac{D}{10 \text{ Gpc}} \right)$$

→ DECIGO (Deci-hertz Interferometer Gravitational Wave Observatory) で観測可能(?)

- GW detection limit



Hobbs, astro-ph/0802.1309