

(我々の)銀河形成モデルの最近の進展について ～ ν^2GC : 準解析的(semi-analytic)モデル ～

長島雅裕(文教大学教育学部)

榎基宏(東京経済大学)、石山智明(千葉大学)、小林正和(呉高専)、
真喜屋龍(MPA/東京大学)、大木平(IPMU)、白方光、岡本崇(北海道大学)、
大越克也(東京理科大学)、小倉和幸(愛媛大→文教大)

1. はじめに—現代の標準的な銀河形成シナリオ
2. 新しい準解析的(SA)モデル ν^2GC とAGN形成
3. 最近の結果から
 - a) SMBHの形成と進化、バルジとの共進化
 - b) AGN空間相関と super Eddington accretion/luminosity
 - c) SMBHからの重力波(時間があれば)
4. まとめ

今日の話に関係する論文

Makiya et al. 2016, PASJ, 68, 25 (main paper)

Ishiyama et al. 2015, PASJ, 67, 61 (N -body)

Enoki et al. 2014, ApJ, 794, 69 (AGN down-sizing)

Shirakata et al. 2016, MNRAS, 461, 4389 (seed BH mass)

Shirakata et al. 2018, arXiv:1802.02169 (AGN general)

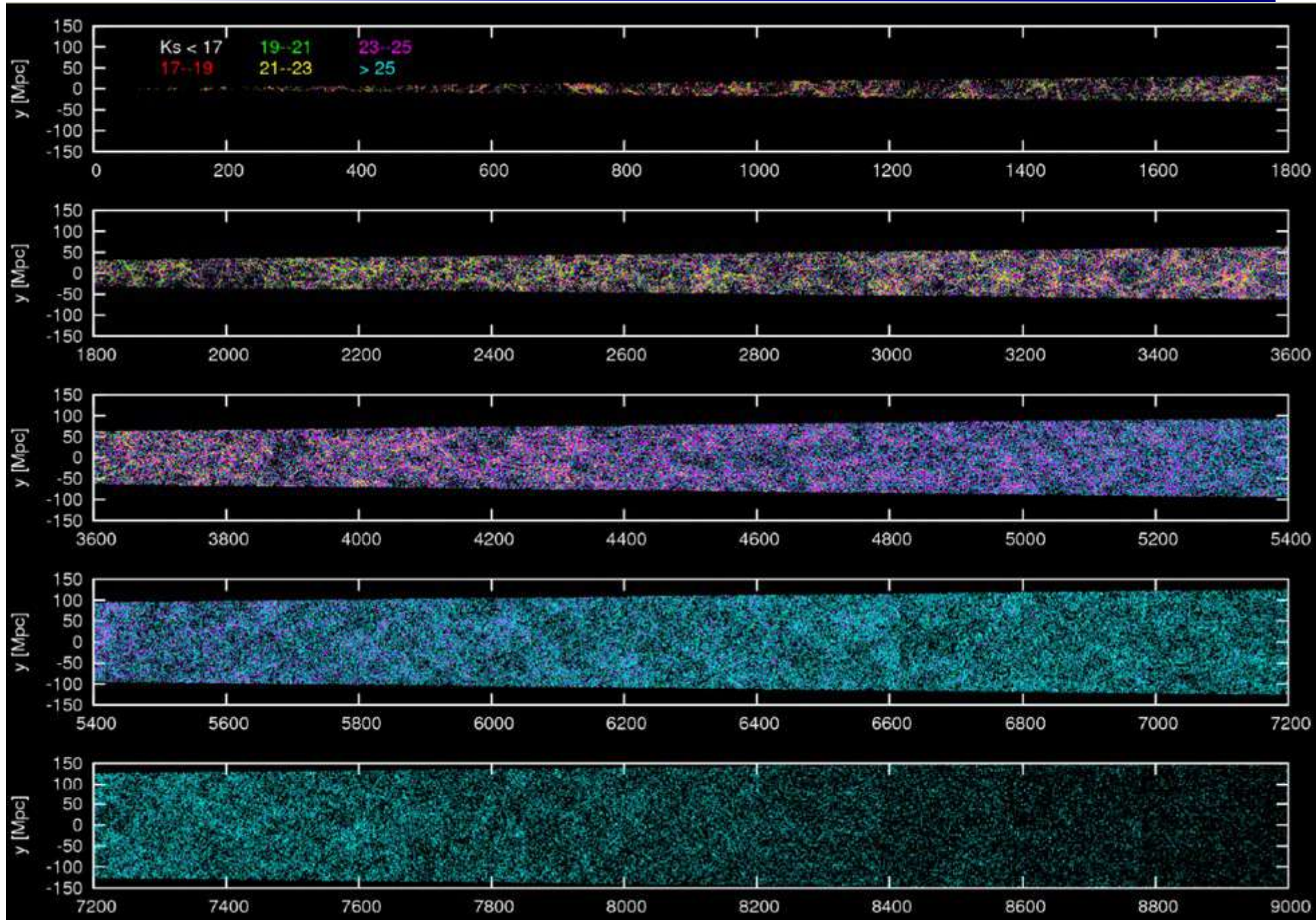
Oogi et al. 2016, MNRAS, 456, L30 (AGN clustering)

Oogi et al., 2017, MNRAS, 471, L21 (super Eddington luminosity)

Enoki et al. 2004, ApJ, 615, 19 (GW)

Enoki & Nagashima 2007, PTP, 117, 241 (GW/eccentric orbit)

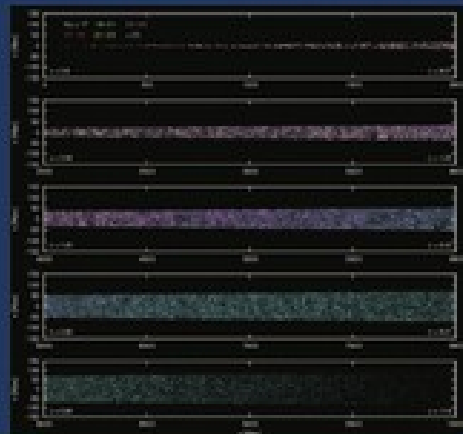
mock catalog (Ks-band)



The New Numerical Galaxy Catalog (v^2 GC): An updated semi-analytic model of galaxy and active galactic nucleus formation with large cosmological N -body simulations

Ryu MAKIYA,^{1,*} Motohiro ENOKI,² Tomoaki ISHIYAMA,³
Masakazu A. R. KOBAYASHI,⁴ Masahiro NAGASHIMA,^{5,6} Takashi OKAMOTO,⁷
Katsuya OKOSHI,⁸ Taira OOGI,^{5,6} and Hikari SHIRAKATA⁷

Publications
Astronomical
Society of
Japan



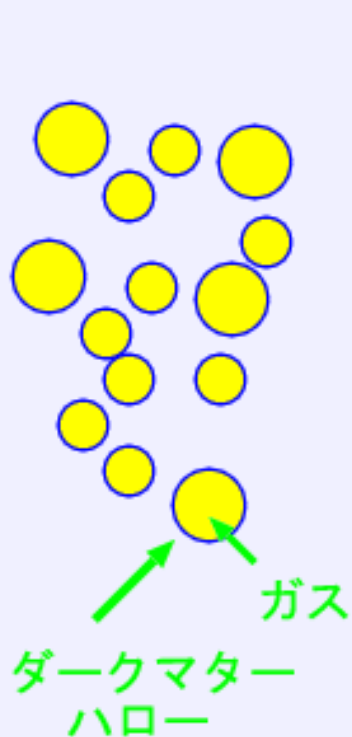
(See figure 4 of article 25)

2016
Vol. 68, No. 2
pasj.oxfordjournals.org

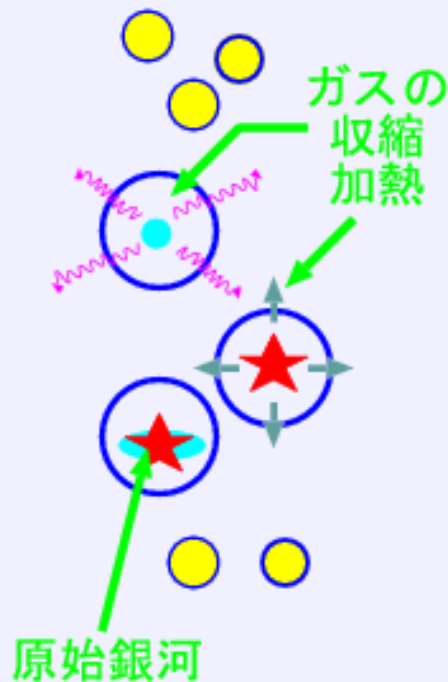
階層的構造形成説に基づく銀河形成シナリオ

宇宙初期

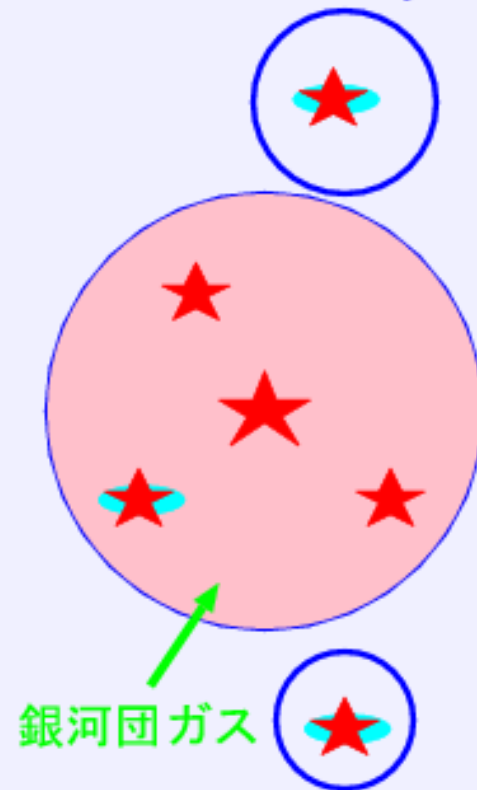
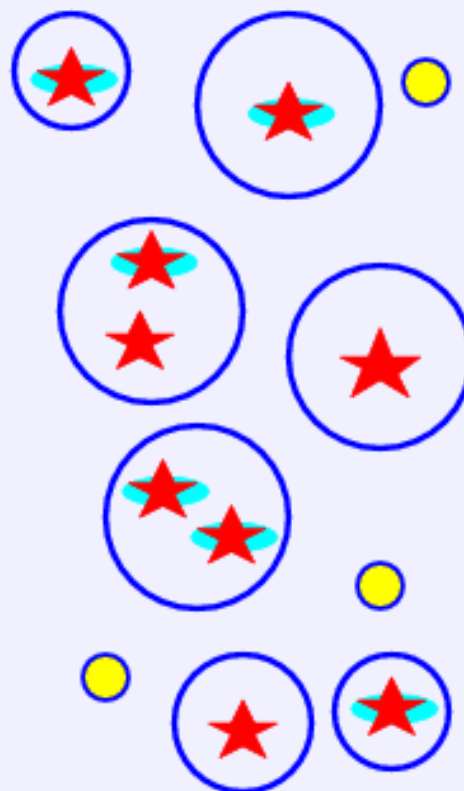
現在



自己重力による
初期天体の形成



ガスの冷却による収縮,
星形成,
超新星爆発による
ガスの加熱



-現在の宇宙-
銀河団の形成
我々の銀河の形成

銀河の形成過程

- typical scales
 - ▶ 星、分子雲 (~pc) << 銀河 (~10kpc) << 宇宙 (~Gpc)
 - ▶ 星形成 (~Myr) << 銀河形成 (~100Myr) < ハローの dyn. time (~Gyr) < Hubble time (13.8Gyr)
- 宇宙における主要な階層の一つ
- 星の集団
- CDM cosmology: 階層的にダークハローが形成
 - ▶ バリオンもダークマターにひきずられる
- 多くの物理過程が絡む複雑系 (e.g. ガス → 星)
 - ▶ ガスの冷却・加熱、星形成、超新星フィードバック、銀河の合体、etc.
 - ▶ 極めて広範囲な質量・時間スケールにわたっている
- 解析はけっこう大変

銀河形成の解析

現実の銀河形成
難しすぎて
そのままでは
わからない

現象の本質を
抜き出そう!
(細かいところは
サボろう)

物理法則の適用
流体とか重力とか
輻射とか

星形成とか星団とか
小スケールは
よくわからないし
モデル化しよう

ダークマターは
よくわかってるから
ちゃんと解こう

モデル化
パラメータ使って
ソレっぽくしよう

バルジとかディスクとか
星とかガスとか
銀河スケールで
モデル化しよう

方程式を解いたと言うには
どれくらいのサボリ(差分化等)
は許されるか?

数値シミュレーション
解くの大変
パラメータや状況などは限定

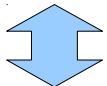
それぞれ得意な
ものが違う
相補的な役割

準解析的(SA)モデル
計算軽い
広大な領域扱える
パラメータ色々試せる

銀河の形成過程の解析

- モデルを「構成」して、本質をえぐりだす
 - ▶ 数値流体シミュレーションなら“sub-grid physics”という名の「簡単なモデル」の導入
 - ▶ たとえば銀河スケールのシミュレーションでは、星形成を真面目に解くことはできない
- 銀河形成シミュレーション
 - ▶ ダイナミクスを(一応)解ける
 - ▶ 分解能はまだ不十分
 - ▶ 分解能稼ぐために小さいboxで計算すると、密度揺らぎの長波長モードを落としてしまう
 - ▶ 計算に時間がかかる
 - ▶ “sub-grid physics” …分解能以下はモデルを導入
 - たとえばガス粒子から星粒子の変換に任意パラメータ
 - 超新星爆発のエネルギーをどの範囲のガス粒子に渡すか

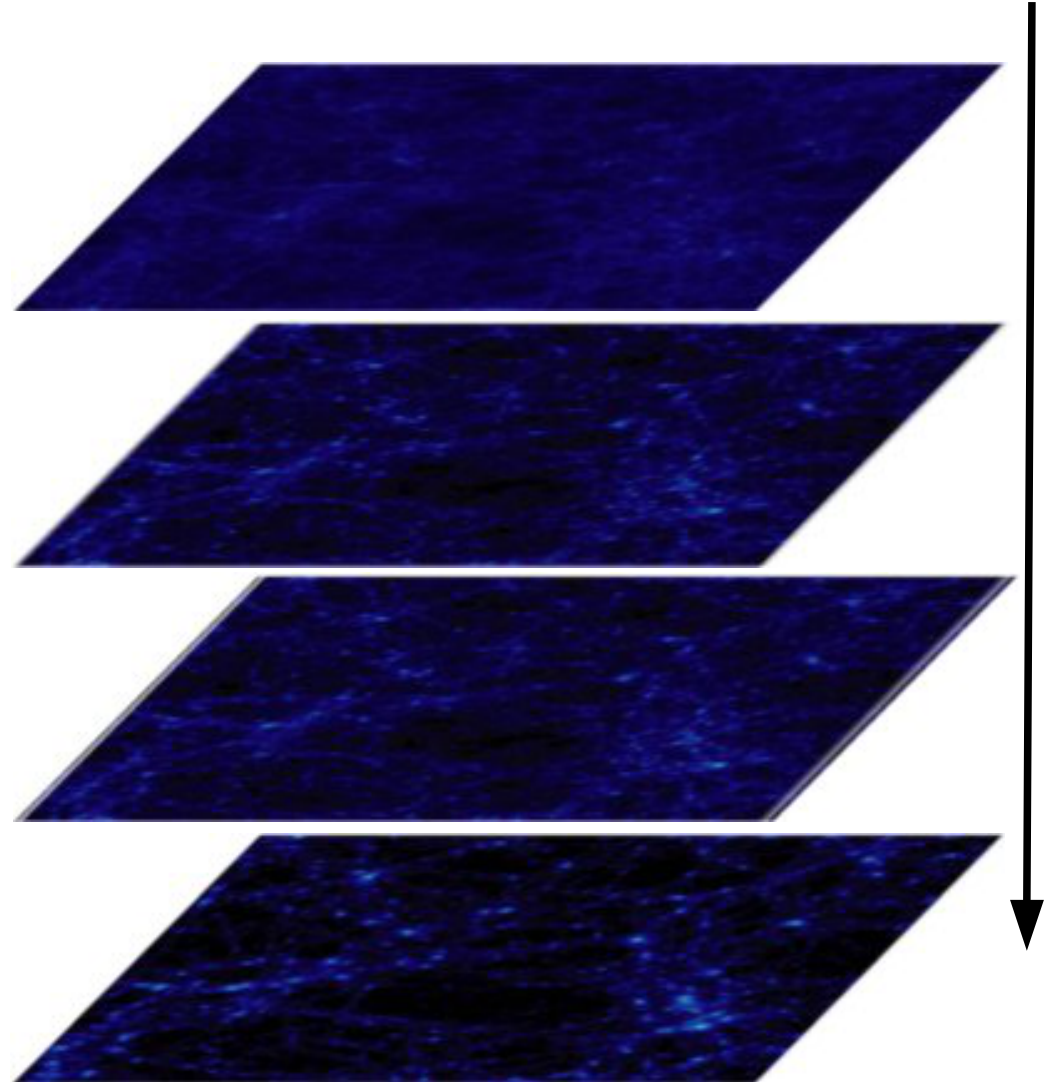
準解析的(SA)モデル

- 準解析的モデル/semi-analytic (SA) models
 - ▶ 物理プロセスの本質を抜き出して簡素化し、大量の銀河を計算する
 - ▶ 統計量を求められる←観測と直接比較可能
 - $\sim 10^5$ galaxies with $\phi \sim 10^{-1} h^3/\text{Mpc}^3$ in $100\text{Mpc}/h$ box
 - モックカタログを構築することで、サーベイ観測と直接比較することが可能
 - ▶ 銀河・AGNの形成過程の物理的理解
 - ▶ 広大な領域を高速に解ける：パラメータ空間をサーチできる
 - ▶ 数値流体シミュレーションとは相補的
 - 一つの銀河を詳細に解く
- 
- 多数の銀河を一度に解いて統計的に扱う

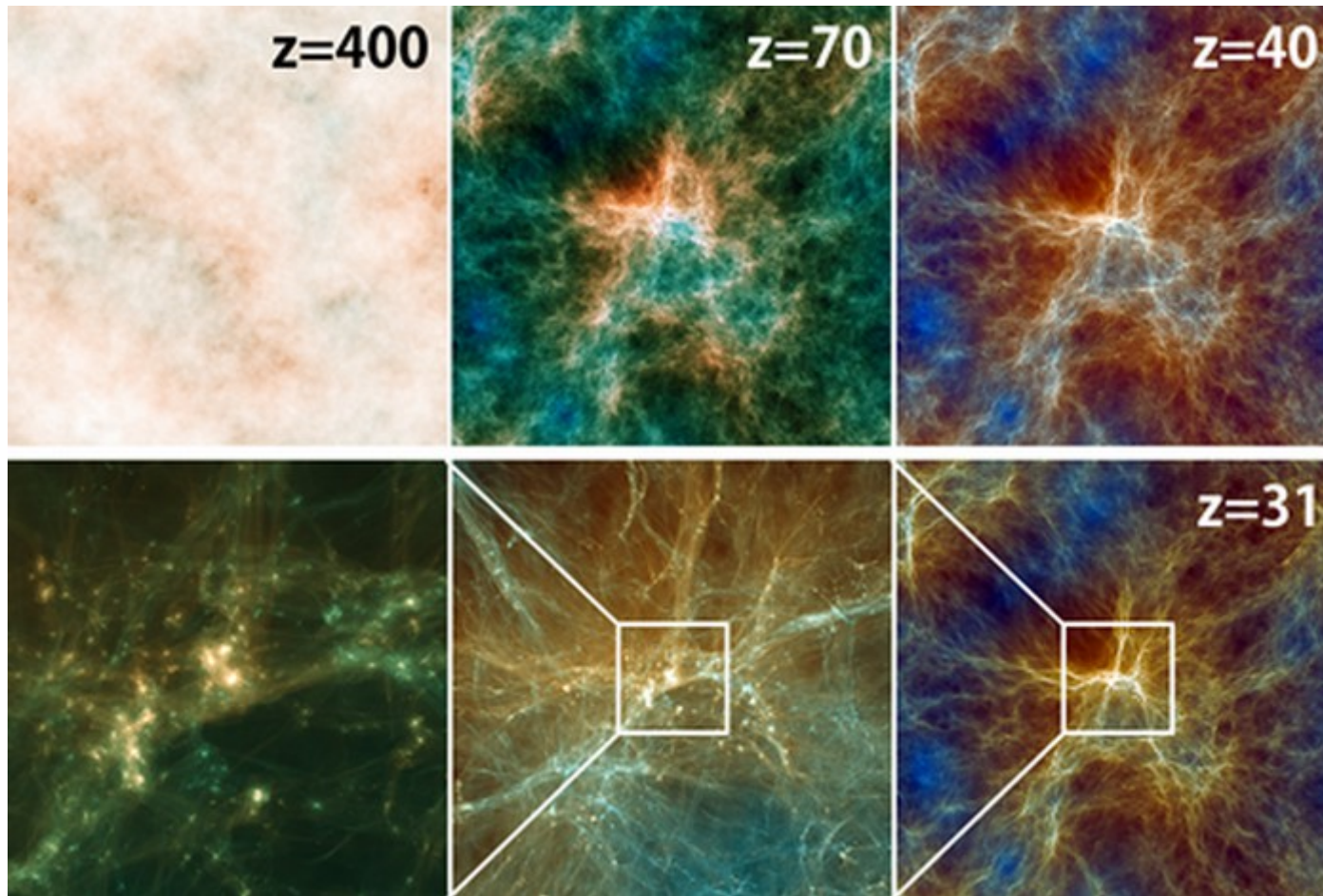
ν^2 GC

- 高精度のN体シミュレーション(ダークマターのみ)を実行し、スナップショットを集める。
- 各時刻でハローを同定し、異なる時刻間での関係を調べる。
- ハローの合体形成史を読み込んで、ガスの進化や星の形成を解く。

N-body snapshots



京でゴードン・ベル賞獲得



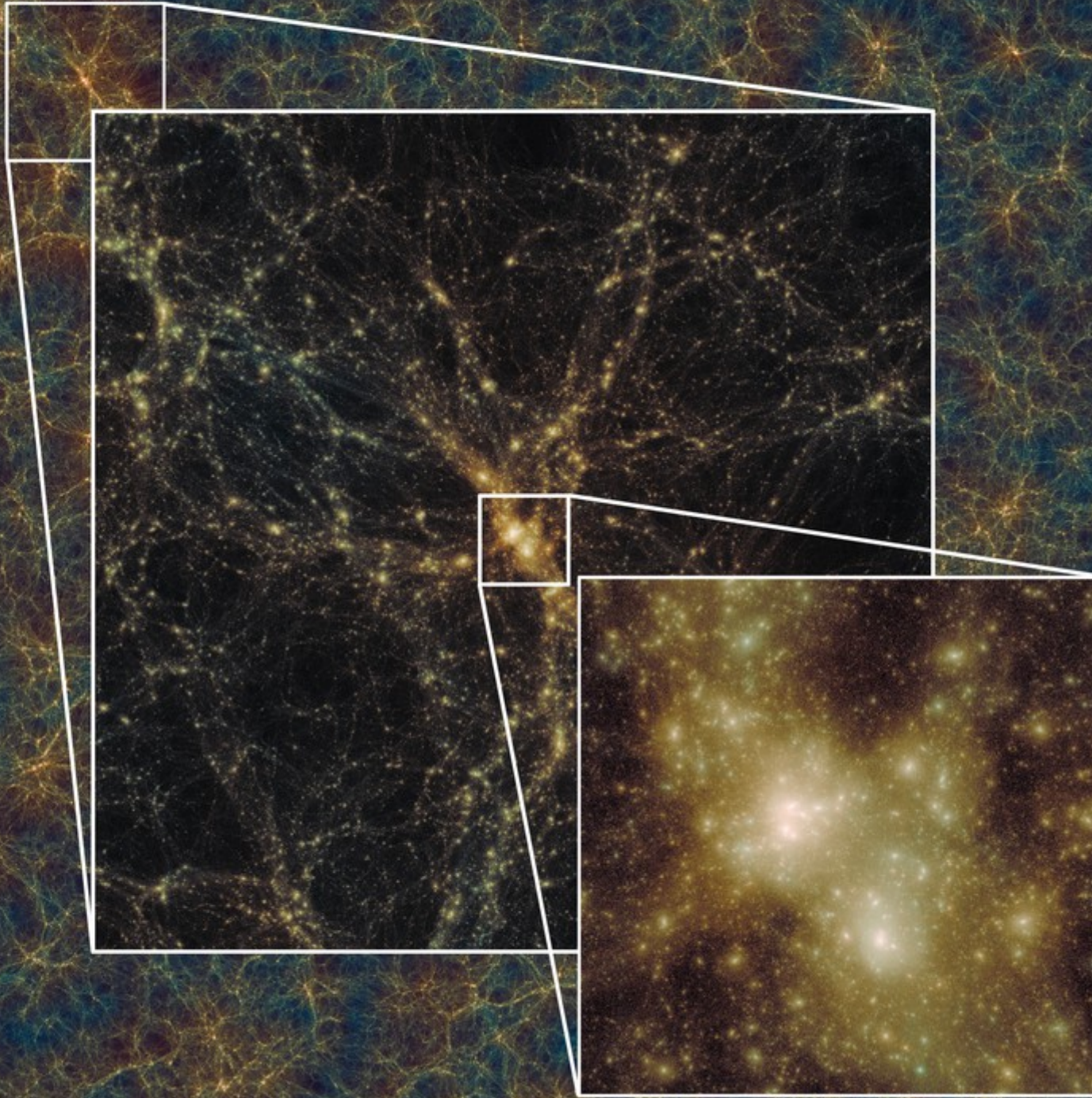
$N=10740^3$ (約2兆粒子)
石山、似鳥、牧野

プレスリリースより

<http://www.ccs.tsukuba.ac.jp/CCS/pr/media/gordonbell121116>

1120Mpc/h

140Mpc/h



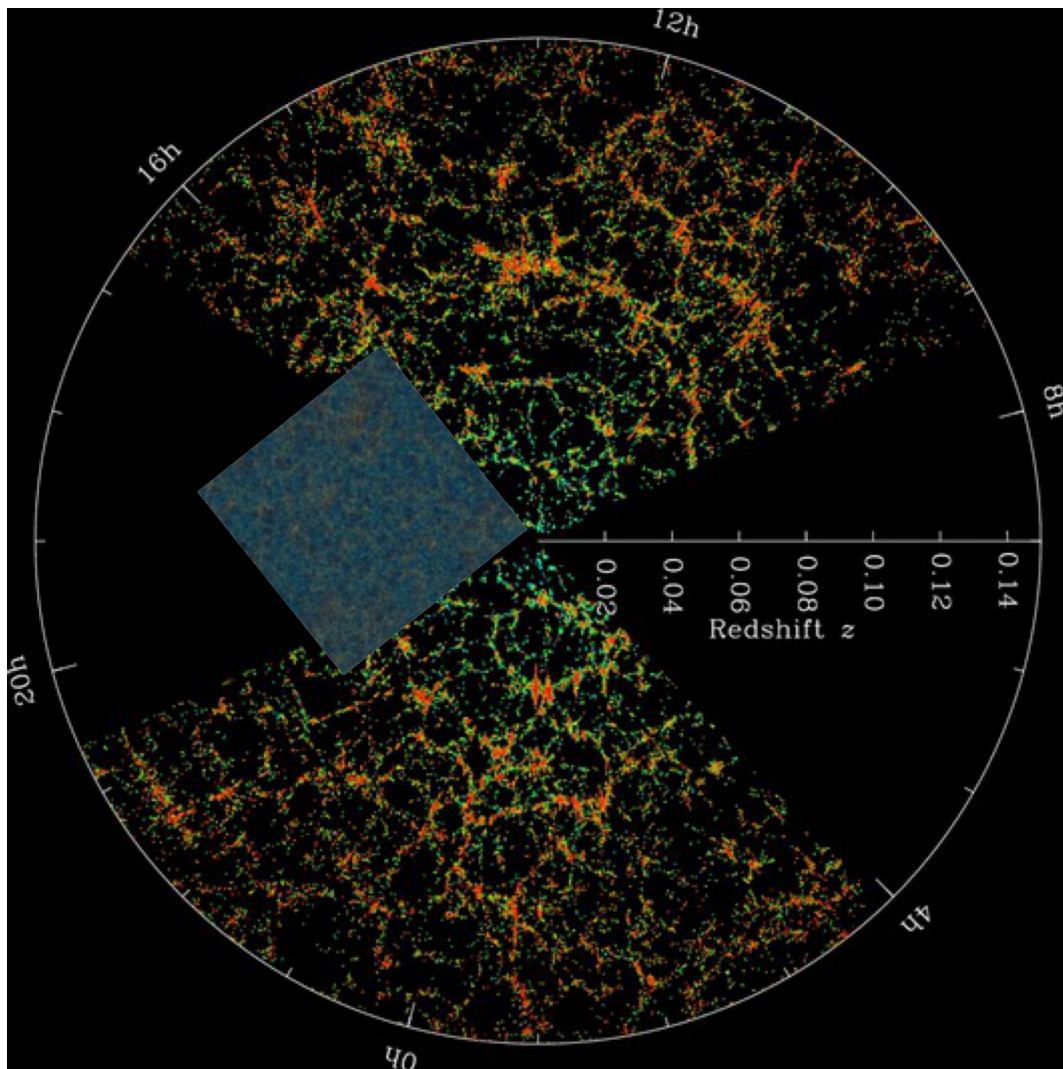
※初代vGC：
70Mpc/h box

「京」
「アテルイ」

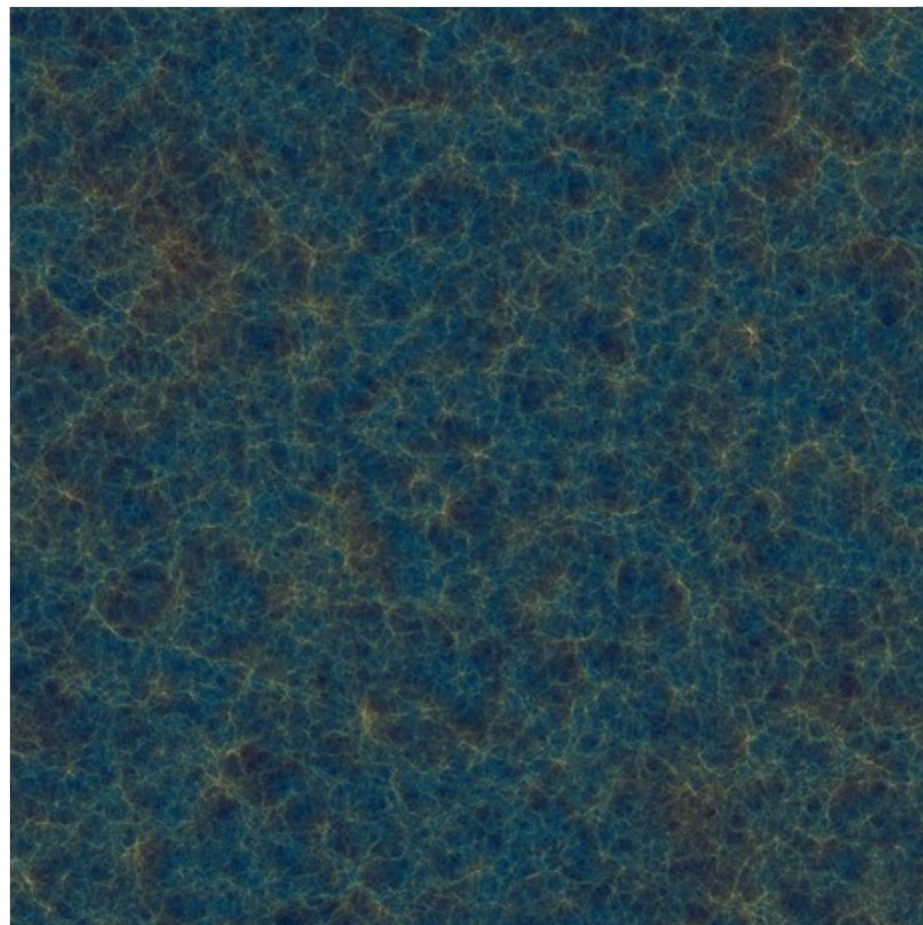
良質のN体計算が
良質のモデルの
基盤

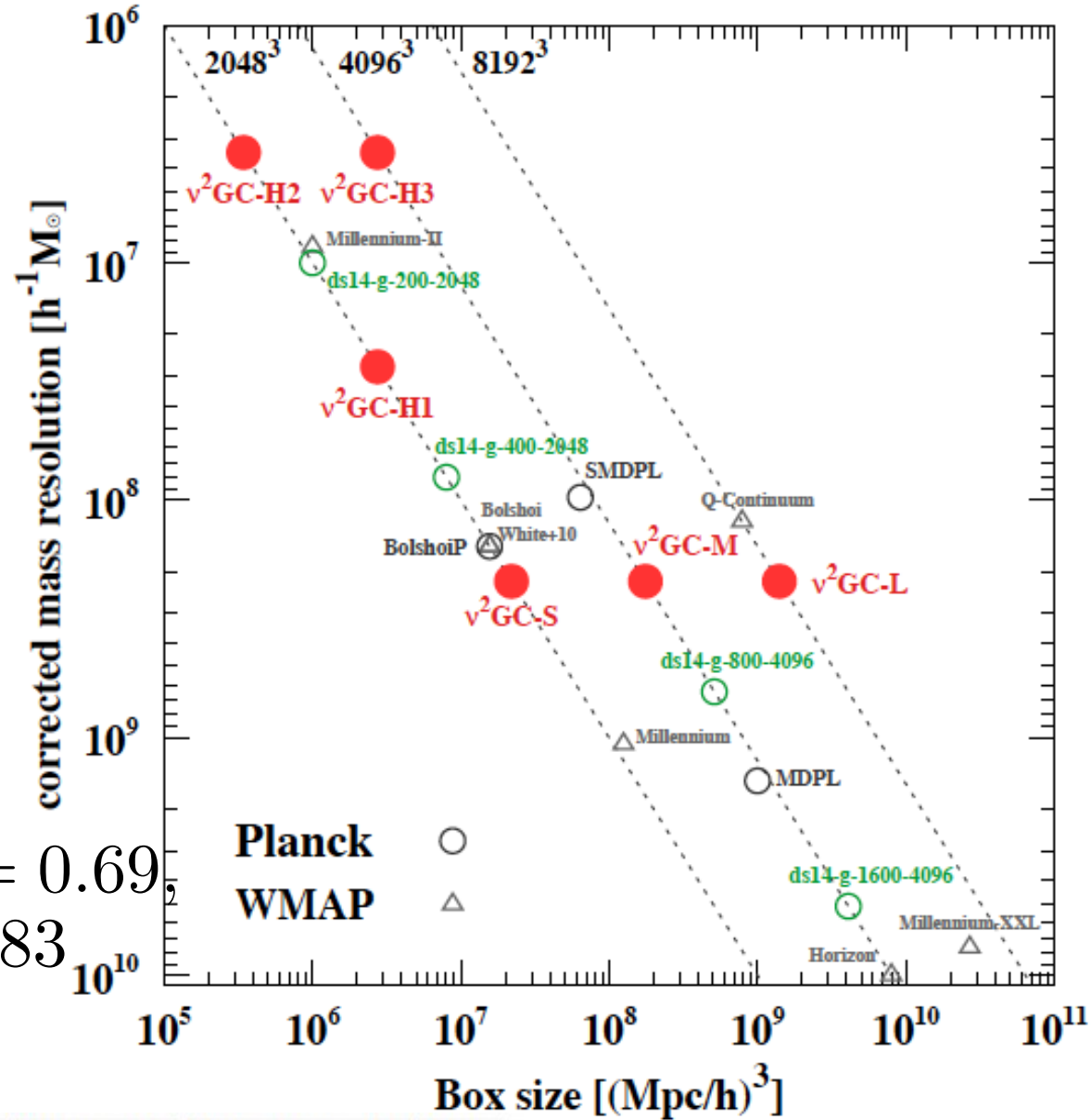
280Mpc/h & 1120Mpc/h boxes

- 空間相関を調べるのに有利
- AGNのような rare な天体も十分確保できる



14 deg @ z=3





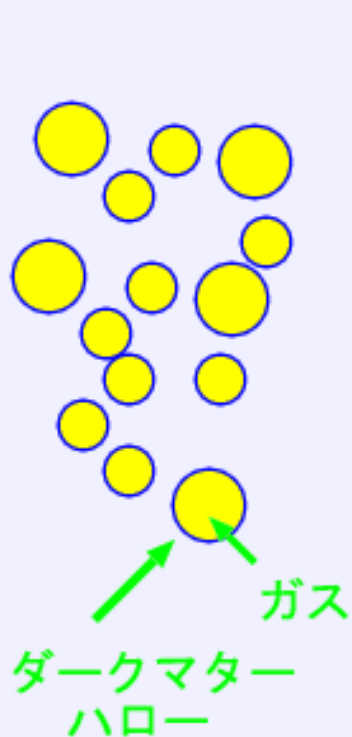
- cosmological parameters:
Planck 2014
 $\Omega_0 = 0.31, \Omega_b = 0.048, \lambda_0 = 0.69,$
 $h = 0.68, n_s = 0.96, \sigma_8 = 0.83$

Name	N	$L(h^{-1}\text{Mpc})$	$m(h^{-1}M_\odot)$	$\varepsilon(h^{-1}\text{kpc})$	$M_{\min}(h^{-1}M_\odot)$
$\nu^2\text{GC-L}$	$8192^3 = 549,755,813,888$	1120.0	2.20×10^8	4.27	8.79×10^9
$\nu^2\text{GC-M}$	$4096^3 = 68,719,476,736$	560.0	2.20×10^8	4.27	8.79×10^9
$\nu^2\text{GC-S}$	$2048^3 = 8,589,934,592$	280.0	2.20×10^8	4.27	8.79×10^9
$\nu^2\text{GC-H1}$	$2048^3 = 8,589,934,592$	140.0	2.75×10^7	2.14	1.10×10^9
$\nu^2\text{GC-H2}$	$2048^3 = 8,589,934,592$	70.0	3.44×10^6	1.07	1.37×10^8
$\nu^2\text{GC-H3}$	$4096^3 = 68,719,476,736$	140.0	3.44×10^6	1.07	1.37×10^8

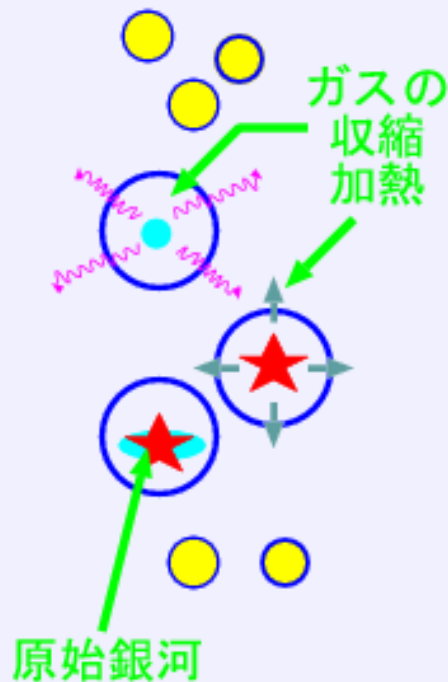
階層的構造形成説に基づく銀河形成シナリオ

宇宙初期

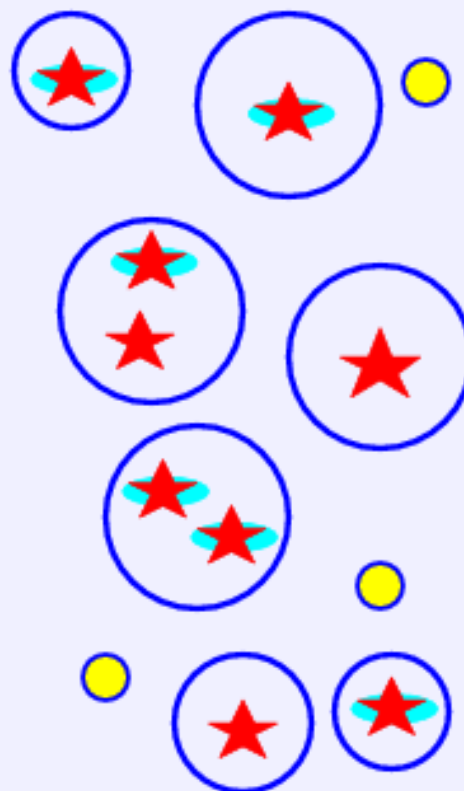
現在



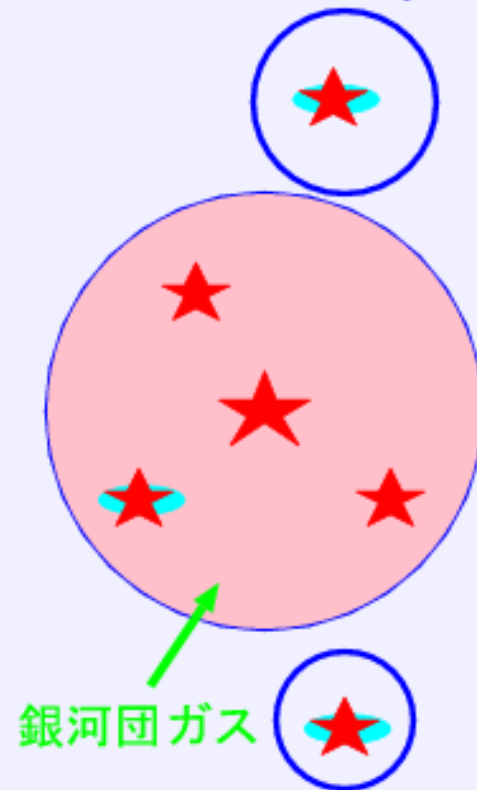
自己重力による
初期天体の形成



ガスの冷却による収縮,
星形成,
超新星爆発による
ガスの加熱

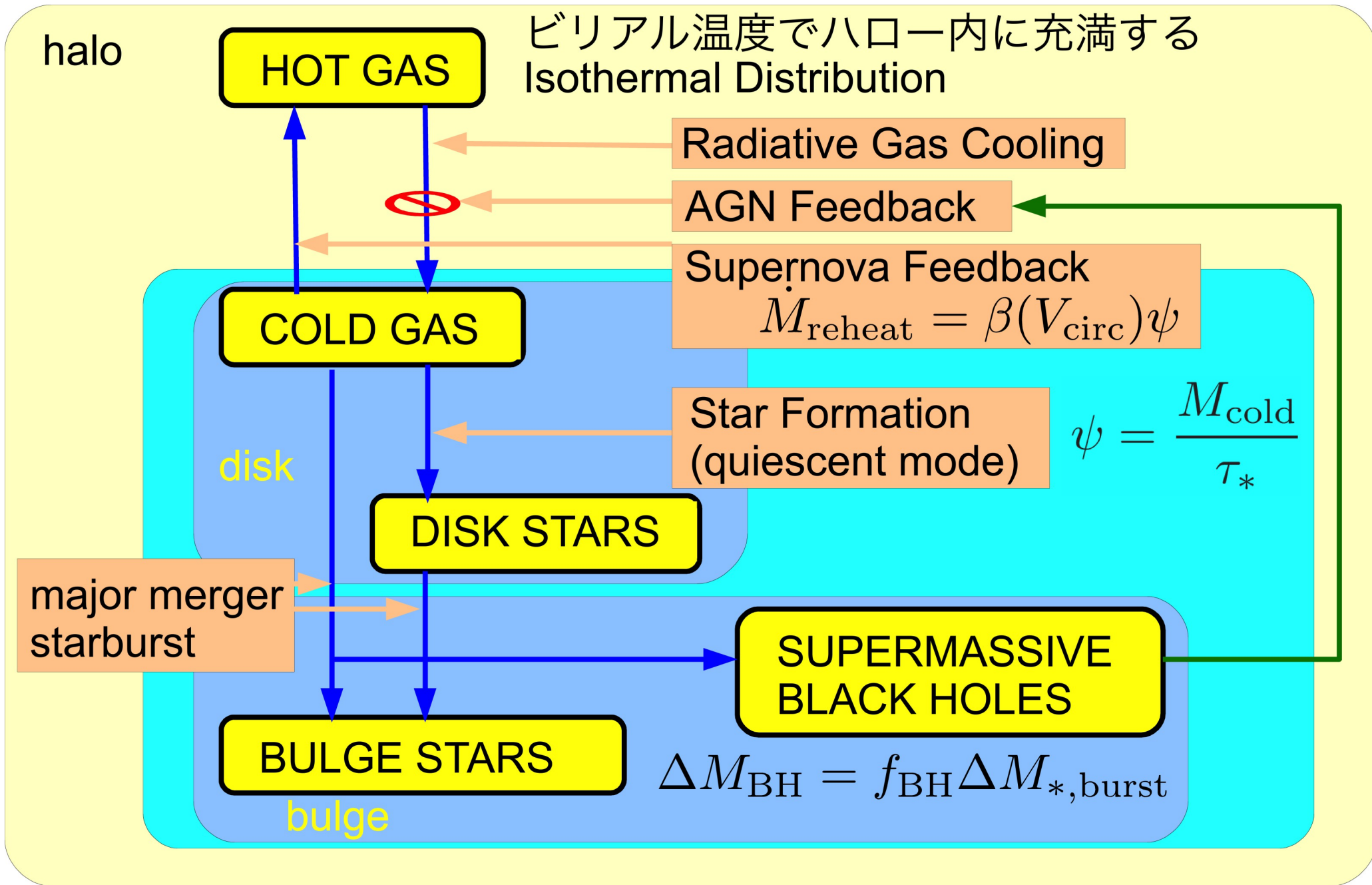


銀河同士の合体



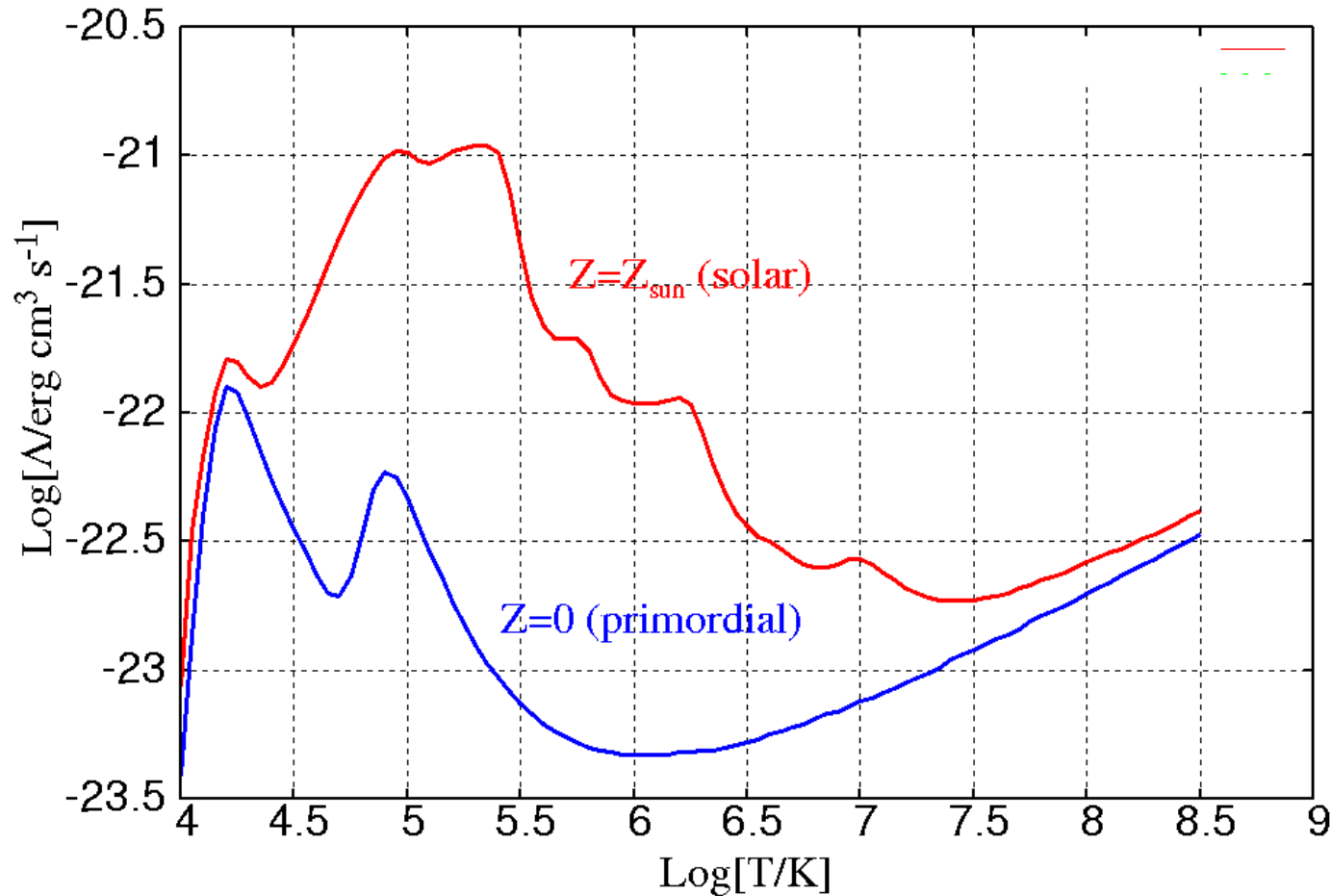
-現在の宇宙-
銀河団の形成
我々の銀河の形成

バリオンの進化(ハロー合体の度に繰り返す)



Gas Cooling

- 10^4 [K]まで冷えたらdiskに降り積もり、ISMになってあとは一部がもっと冷える($\ll 10^4$ K)と仮定する

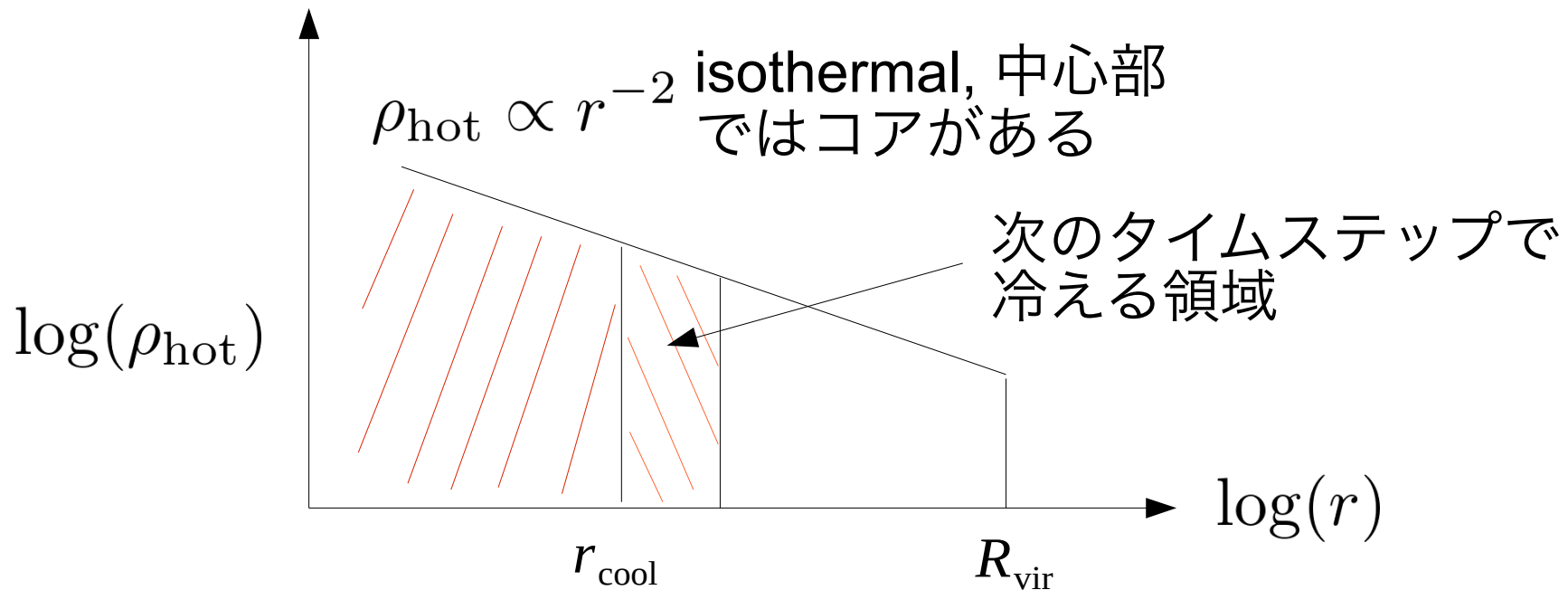


$T=10^4$ K
($V_{\text{circ}} \sim 17$ km/s)

clusters of galaxies

Sutherland & Dopita (1993)

“Cooling radius” prescription



$\tau_{\text{cool}}(r_{\text{cool}}) = t_{\text{life}}$ そのタイムステップの間に冷えられる半径

$$t_{\text{cool}}(r) = \frac{3}{2} \frac{\rho_{\text{hot}}(r)}{\mu m_{\text{p}}} \frac{k_{\text{B}} T_{\text{vir}}}{n_{\text{e}}^2(r) \Lambda(T_{\text{vir}}, Z_{\text{hot}})}$$

※実際にはこれは「便法」。銀河スケールハローではすぐに全部冷える(球対称にならない)し銀河団スケールでは冷えない。微妙な銀河群スケールはAGN feedbackで調整される

ガスが効率的に冷えられるハロー

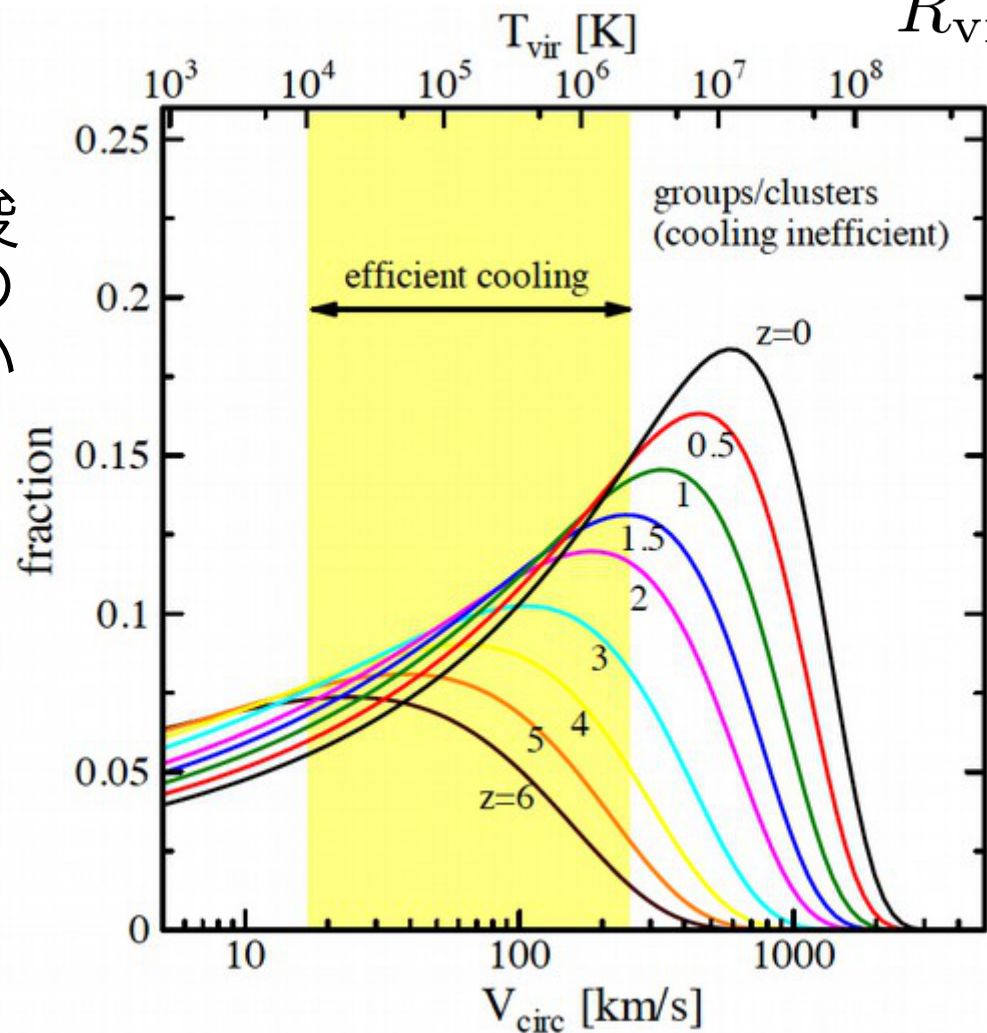
- ビリアル温度が $T > 10^4 \text{K}$ のハローでないと冷えにくい
- 銀河団ガスは中心部でも冷えていない

- ▶ クーリングフローはなぜ起きていないか(謎)
- ▶ 中心部の観測の T, ρ は十分冷えられることを示唆しているのに、中心部の温度があまり下がっていない

何が加熱している?

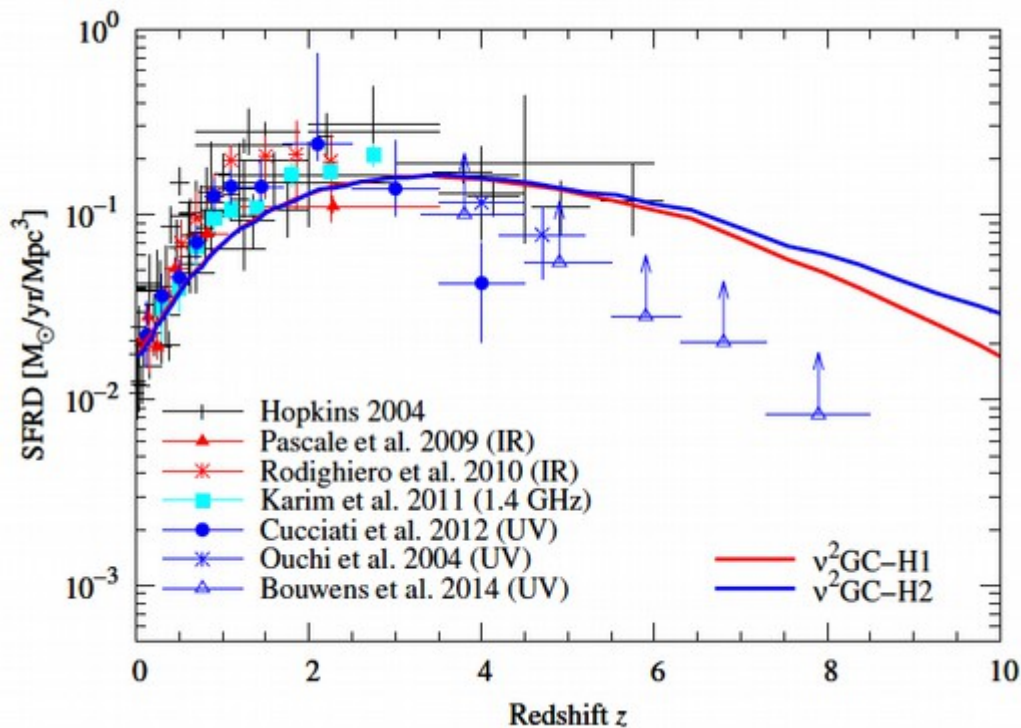
- ▶ AGN? non-thermal particles? or...
- ▶ ここではAGNフィードバックを考える(後述)

$$V_{\text{circ}}^2 \equiv \frac{GM}{R_{\text{vir}}}$$

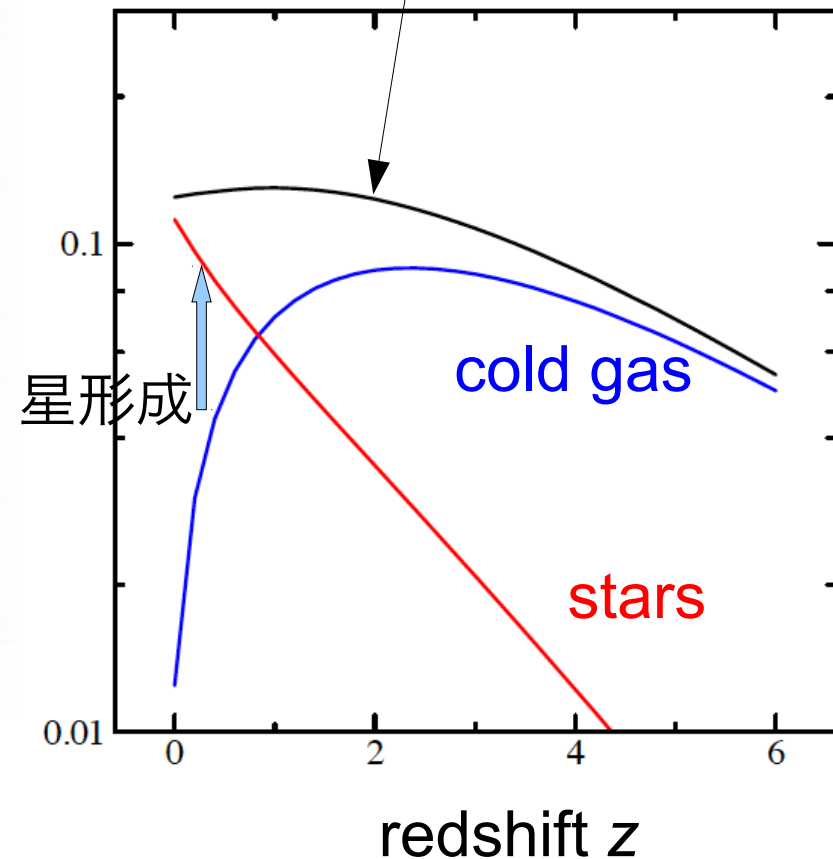


cooling可能なハローの質量比

- 0th approximation to cosmic star formation rate
 - ▶ $\psi \propto M_{\text{cold}}$



cooling 可能な質量範囲の
ハローの fraction



AGN feedback

- 目的：massive halo での冷却をとめる
- 必要条件：Gyrスケールで加熱が続かないといけない
 - ⇔AGN lifetime はがんばっても0.1Gyr程度
- 仮定：準定常的に冷却が起こり、一部のガスが直接SMBHに落ち、AGNがactive(ただし光度は低い)であり続け、そのpowerで加熱する
 - ▶ RIAF (ADAF) 的降着円盤
 - ▶ 銀河団のクーリングフローモデルの再来
 - ▶ Mpcスケールからauスケール(r_g)までまっすぐに落ちるとは到底思えないが、これが現在の「標準」モデル
- これが所謂 radio mode。光って見えるQSOの活動はQSO mode (後述)
- いいアイデアがあれば一緒に考えましょう!

AGN feedback (Bower+06)

- AGN feedback が起きる必要条件：cooling time が長い(準定常的)

$$\tau_{\text{cool}} > \alpha_{\text{cool}} t_{\text{ff}}$$

- さらに、AGNからのpowerがcooling luminosityより大きければ冷却を止める

$$L_{\text{cool}} < \varepsilon_{\text{SMBH}} L_{\text{Edd}}$$

- 実効的には、 $M \gtrsim 5 \times 10^{11} M_{\odot}$ で有効(ものによる)
- この間SMBHは次のrateで太るとする (radio mode)

$$\dot{M}_{\text{bh}} = L_{\text{cool}} / 0.2c^2$$

- 質量が大きいくほど、low-z であるほど効く
 - ▶ high-z で massive 銀河を作り、low-z で成長を止める

$$\frac{\tau_{\text{cool}}}{t_{\text{ff}}} \propto \sqrt{G\rho} \frac{\rho T}{\rho^2 \Lambda(T)} \propto M^{2(1-\alpha)/3} \rho^{-(1+2\alpha)/6} \quad (\Lambda \propto T^{\alpha})$$

$\alpha=1/2$ for brehms, $\alpha \sim 0$ for metal lines

ハロー・銀河の合体

- ダークハロー同士が合体すると：
 - ▶ hot gas は広がっているので速やかに合体
 - ▶ 銀河はコンパクトなので合体するとは限らない
 - 最も重い銀河を central、それ以外を satellite と定義

- 銀河の合体とその条件

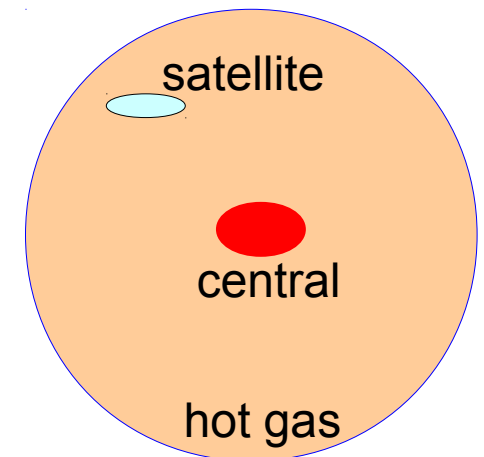
- ▶ dynamical friction で satellite が central に落ちる
- ▶ random collision で satellite 同士が衝突

$$t_{\text{elapse}} > \tau_{\text{fric}}$$

$$p = \frac{\Delta t}{\tau_{\text{coll}}}$$

- 合体すると：

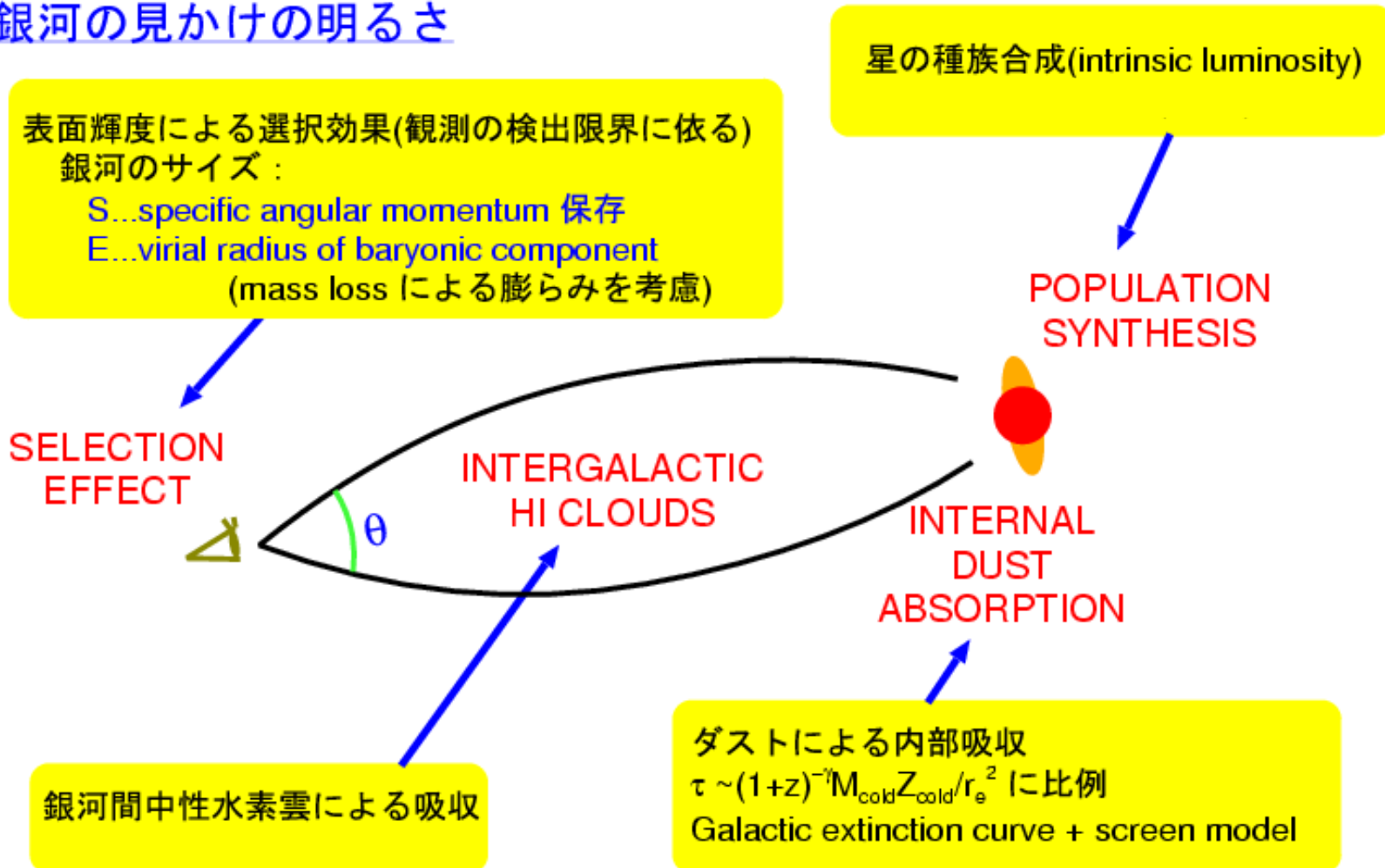
- ▶ major merger $m_{\text{smaller}}/m_{\text{larger}} \geq f_{\text{bulge}}$
 - starburst & spheroid formation
- ▶ minor merger $m_{\text{smaller}}/m_{\text{larger}} < f_{\text{bulge}}$
 - satellite absorbed into bulge



銀河の光度と色

- 個々の銀河の星形成史がすべて計算されている
 - ▶ 星の種族合成により intrinsic な光度が計算できる
- ダストによる内部吸収等を考慮する

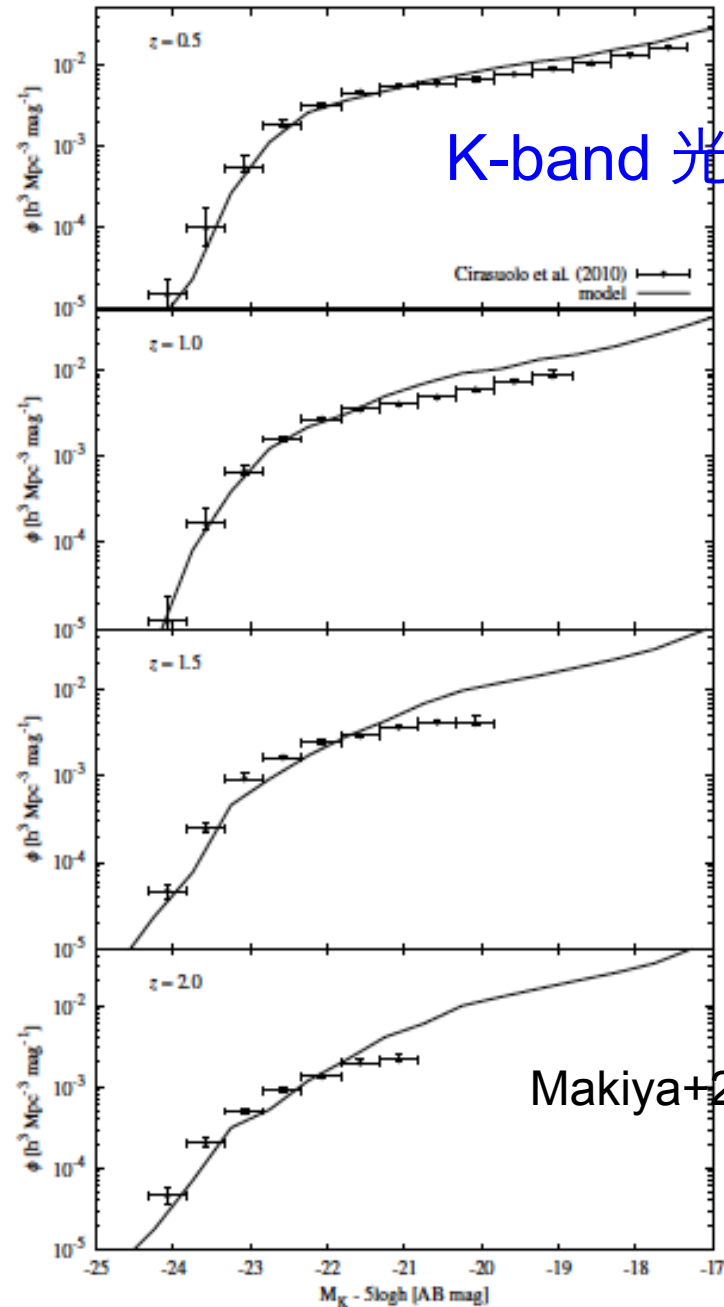
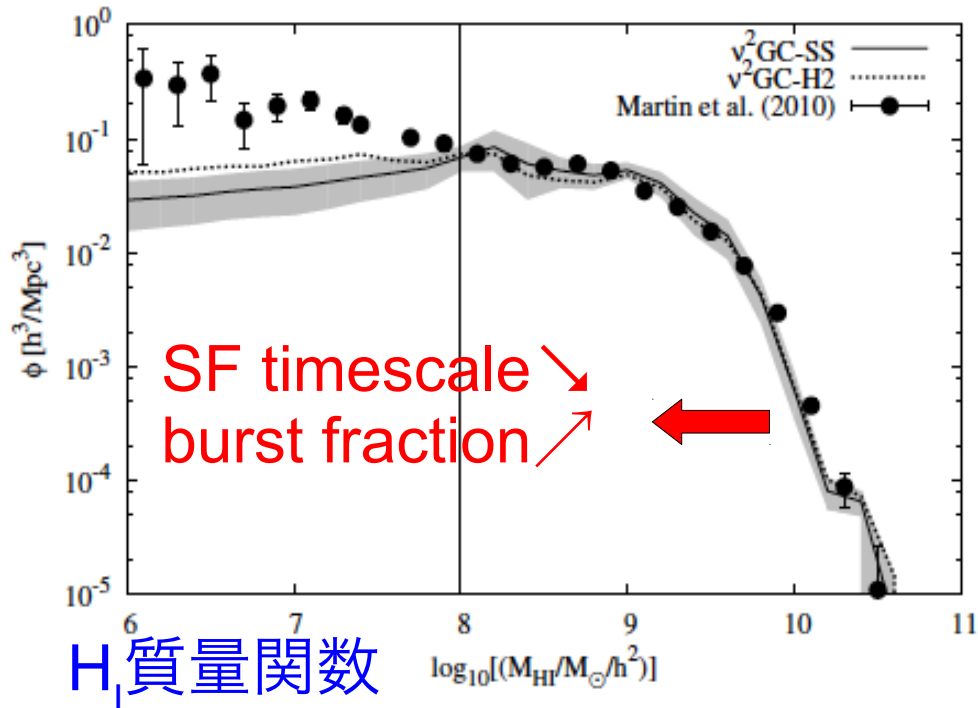
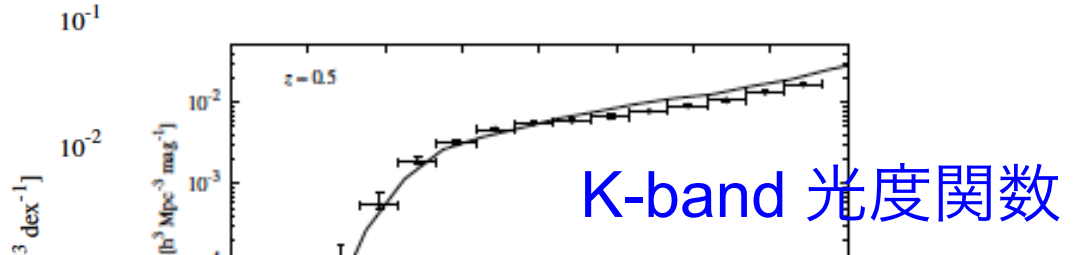
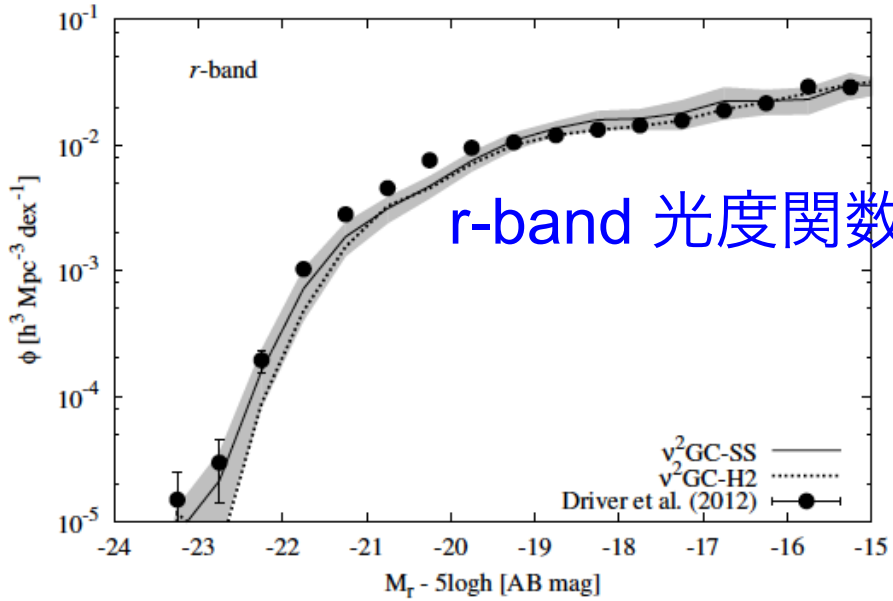
銀河の見かけの明るさ



初代星の位置付け

- low-z との物理的な違いは(ほぼ) metallicity
- 星形成が起こればすぐに enrich され、low-z とあまり変わらなくなる
- 「初代星ならでは」の効果は、大勢に影響はないと考えられる
 - ▶ “dirty” な世界の解析と切り離せる
- 観測と比較する際は、極端な metal-poor stars だけ注意すればよいだろう
- seed BH も同様(後述)

光度関数、H_I質量関数



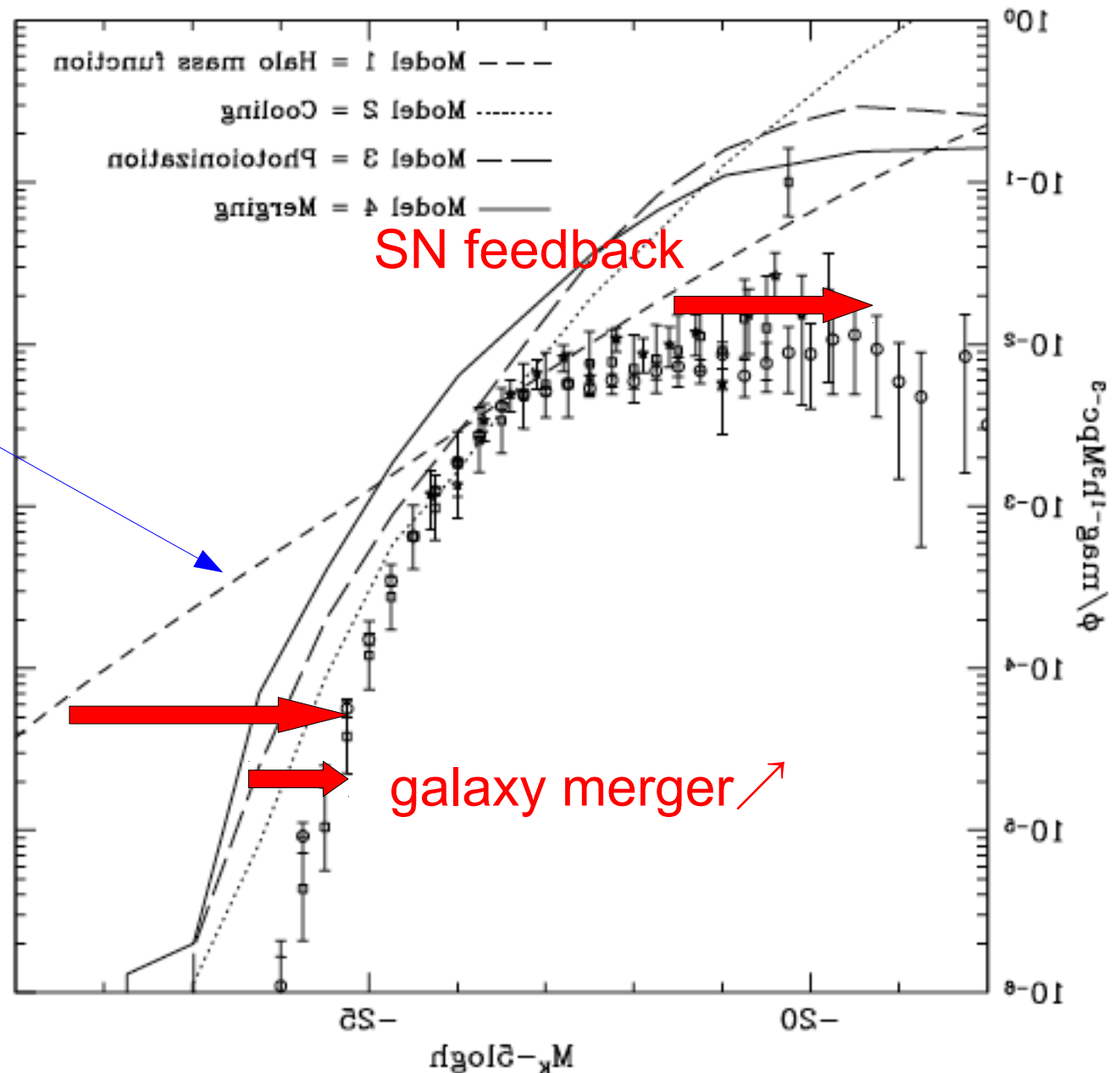
星形成タイムスケールは宇宙年齢に比べて十分短いので、LFには影響しない

dark halo mass function

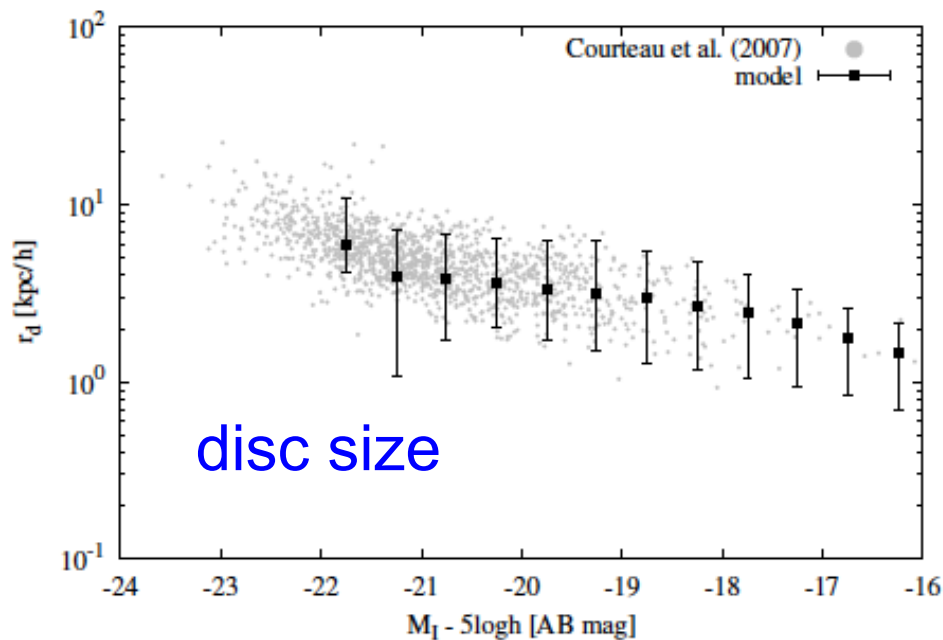
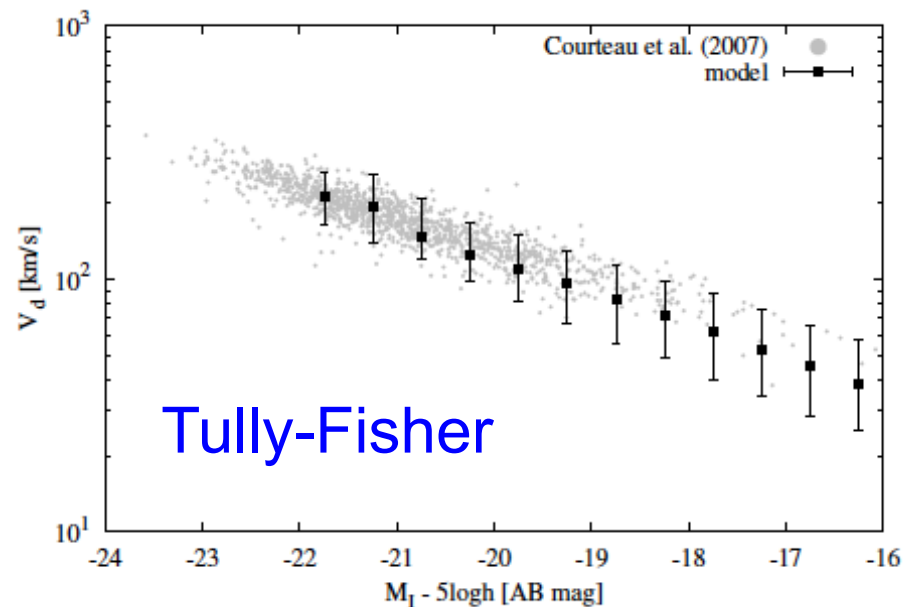
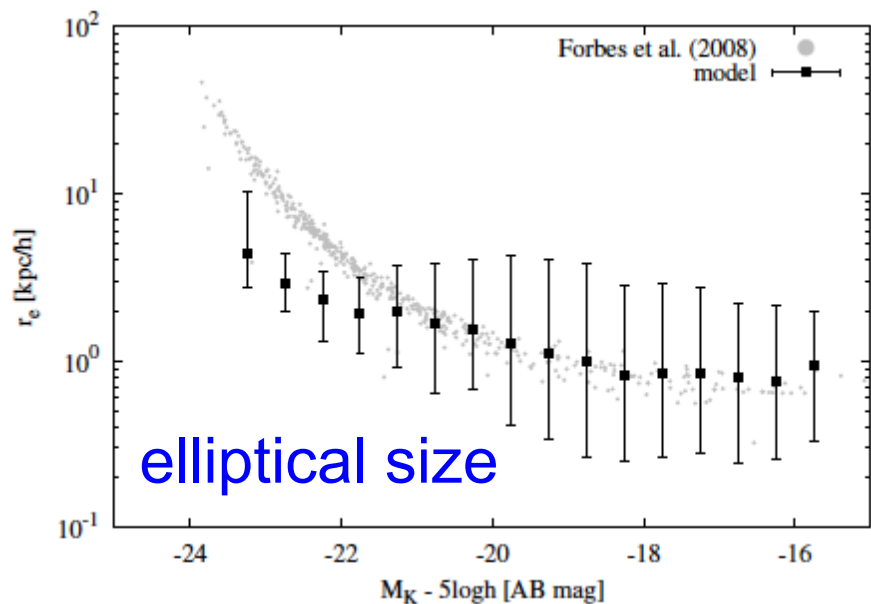
AGN feedback?

SN feedback

galaxy merger

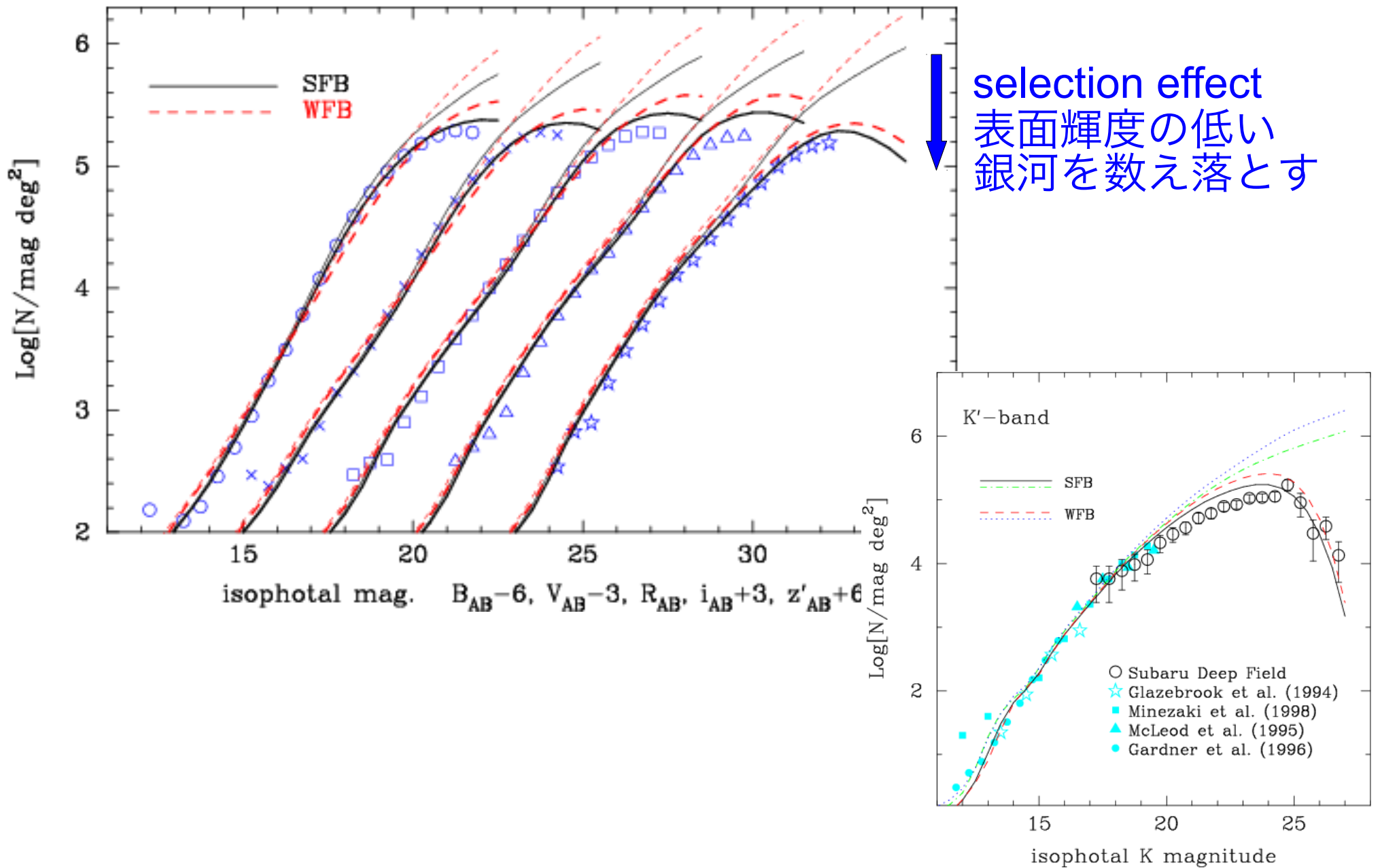


サイズ、Tully-Fisher関係



Makiya+2016

銀河計数



宇宙星形成史、UV光度密度

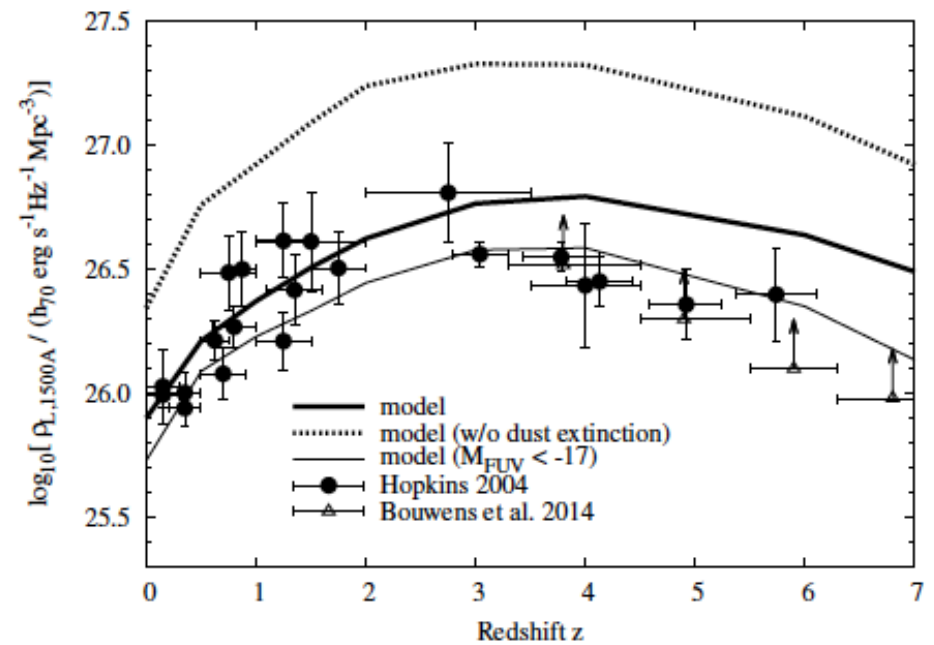
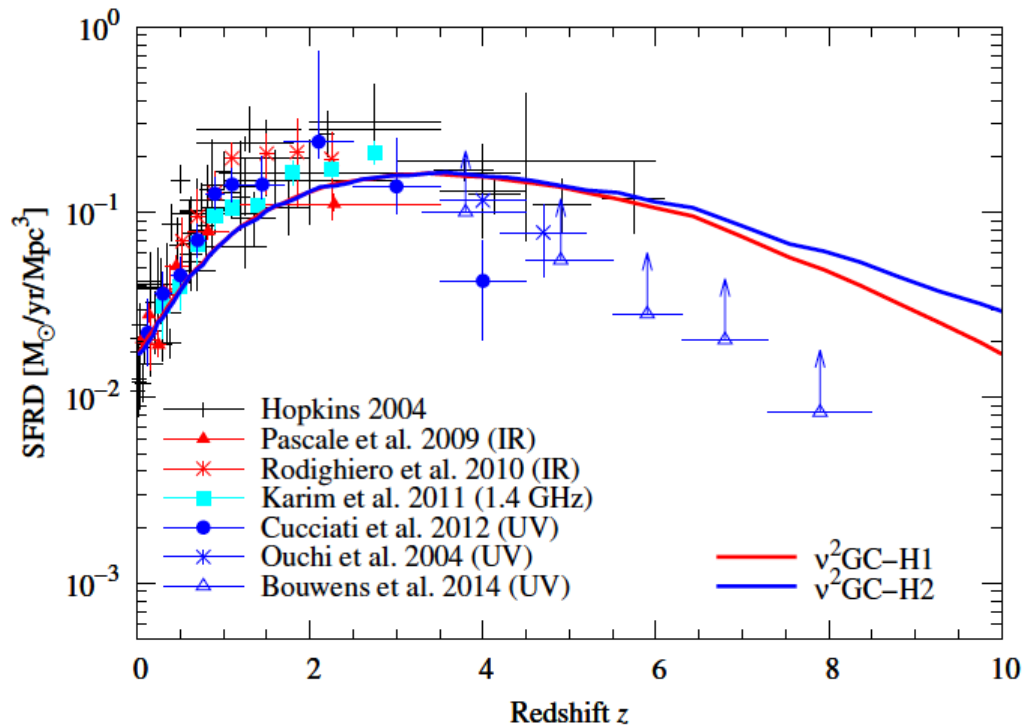
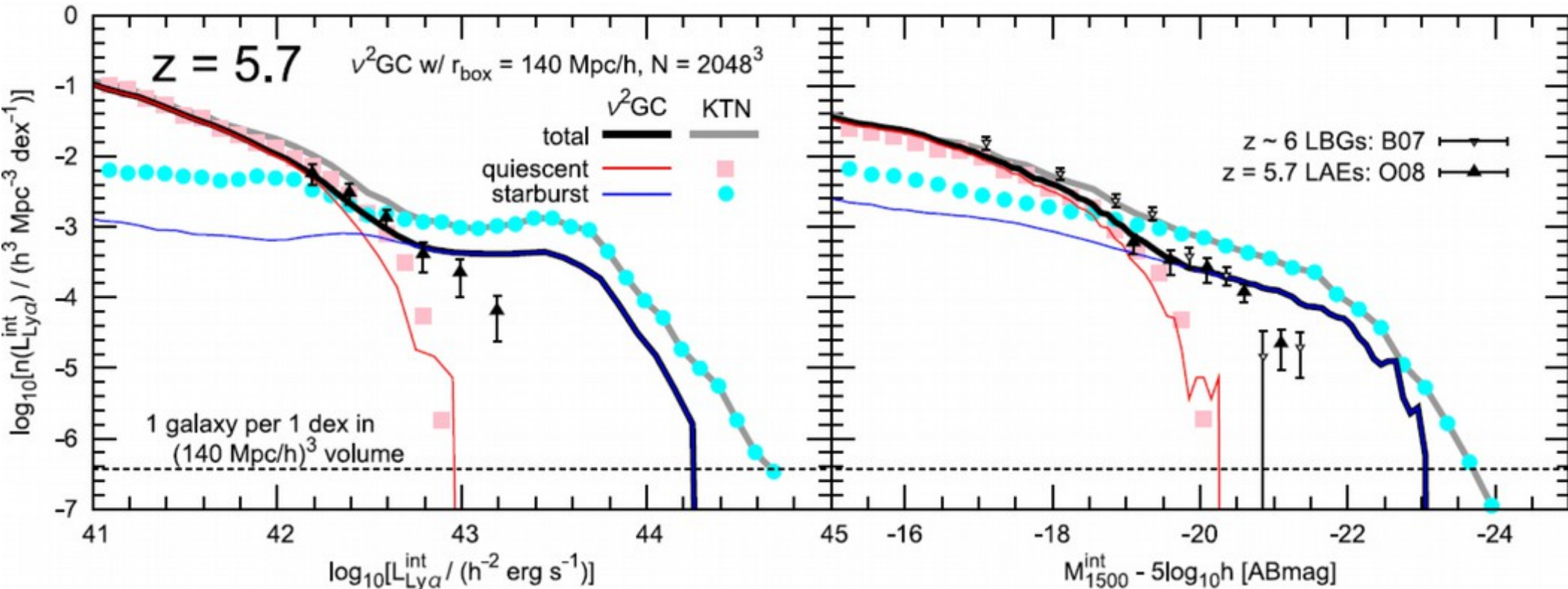


Fig. 19. The redshift evolution of luminosity density at 1500 Å. The filled circles and open triangles are observational data compiled by Hopkins (2004) and obtained by Bouwens et al. (2014), respectively. The model prediction is shown by solid black line. For the purpose of comparison, we also show the model without dust extinction (dotted line). Those model predictions include a contribution from all galaxies. The data points of Bouwens et al. (2014) are obtained by integrating LF down to the $M_{AB}(1500\text{\AA}) < -17.0$ while the other observational data are integrated down to zero luminosity. The thin solid line show the model prediction taking into account the magnitude limit of $M_{AB}(1500\text{\AA}) = -17.0$.

Makiya+2016

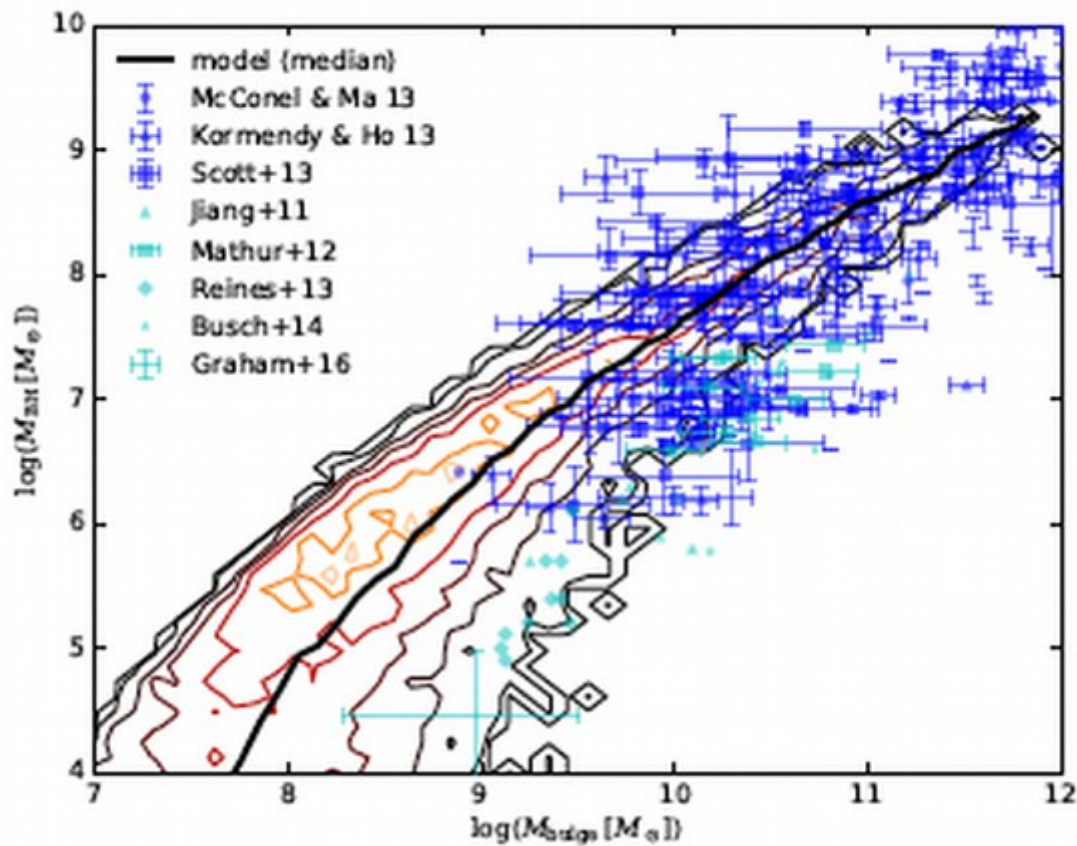
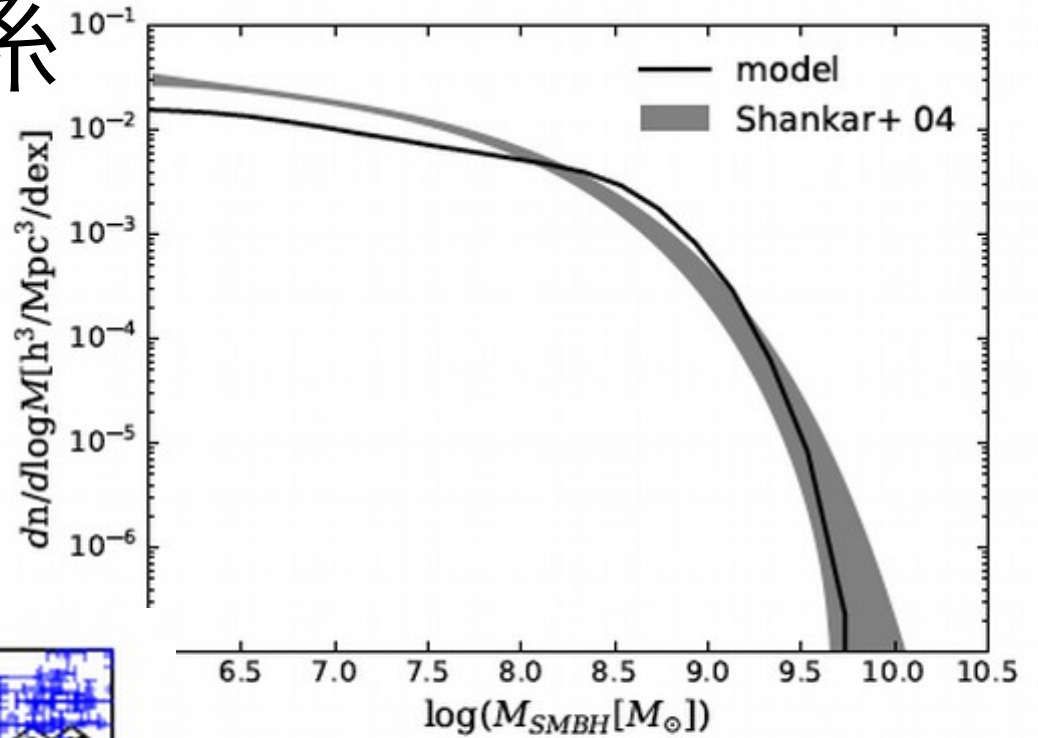
LAE/UV LFs

(burst時の dust 減光については不定性が大きいのでとりあえず無視しています)



Kobayashi+ in prep.

Mbulge-Mbh關係



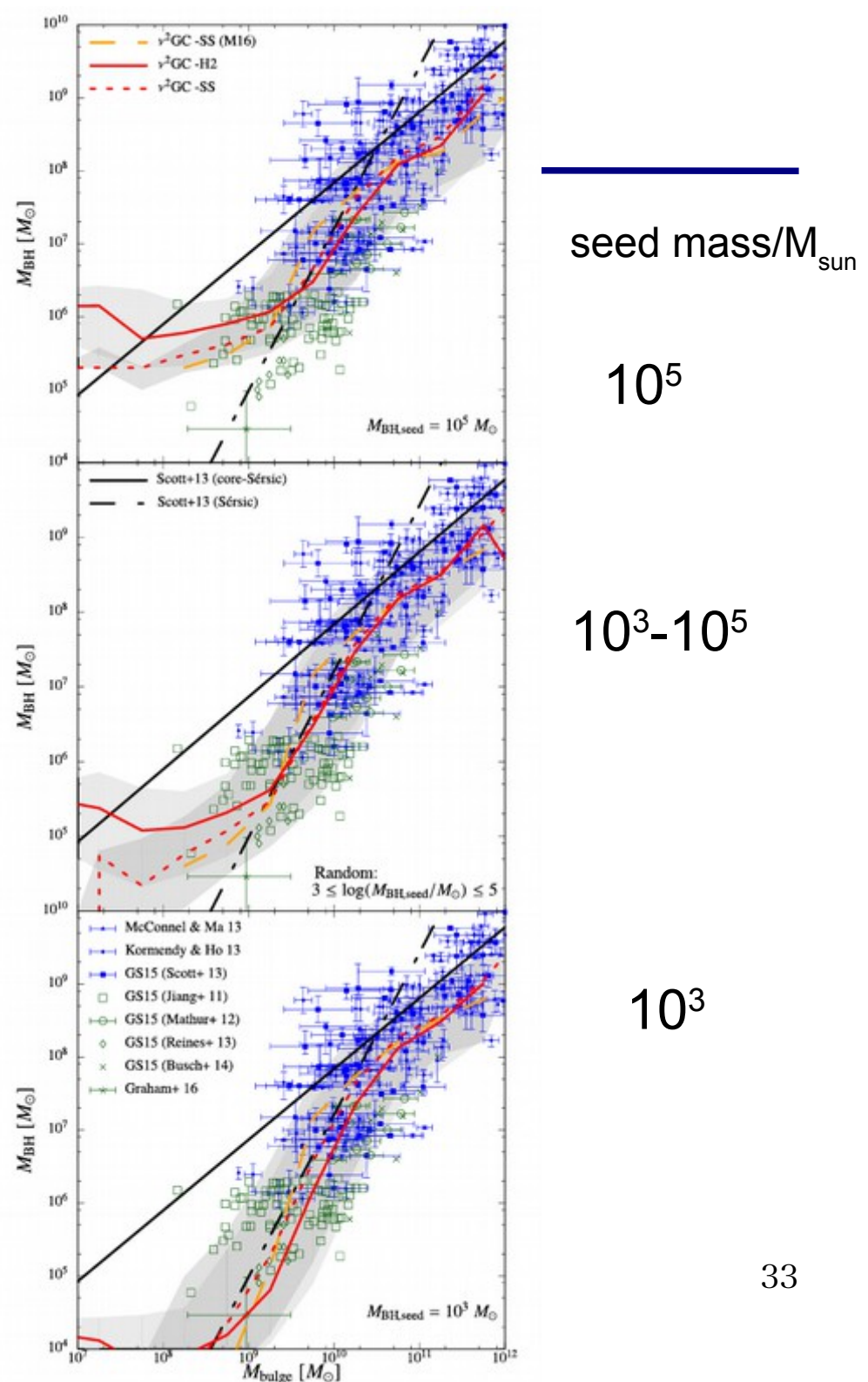
1. SMBH MF at $z \sim 0$. The model result obtained with S simulation appears in black solid line with analytical observational data obtained from Shankar et al. (2004) added region.

Shirakata+18

seed BH mass

- 近傍小質量SMBHの観測データが増えてきた
- $M \sim 10^3 M_{\text{sun}}$ 程度の seed が majority でないと観測と矛盾
- もちろん $10^5 M_{\text{sun}}$ の seed があってもいいが、「現在小質量銀河にいるSMBH」の seed は小質量が大半でないと困る

Shirakata+16



Growth of SMBHs

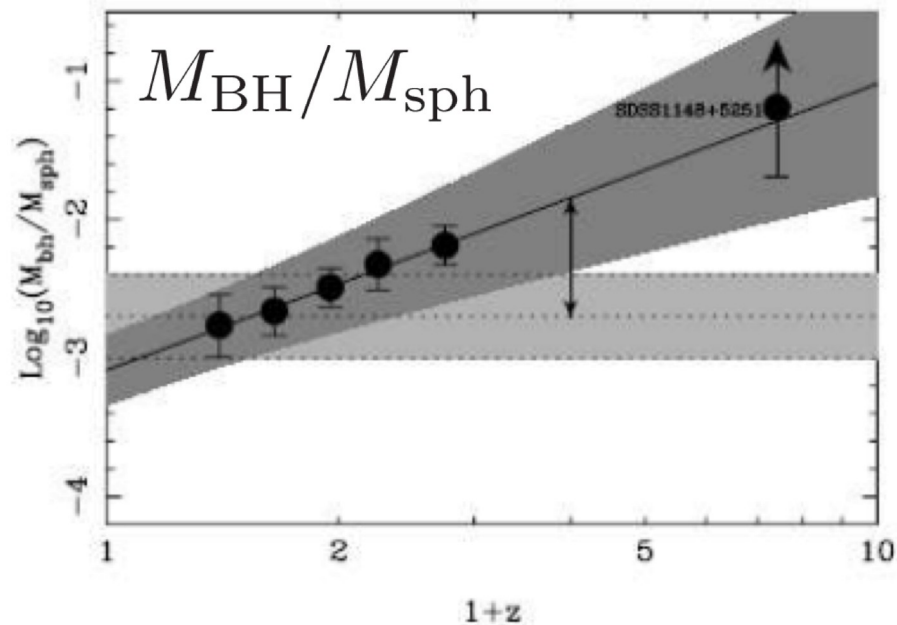
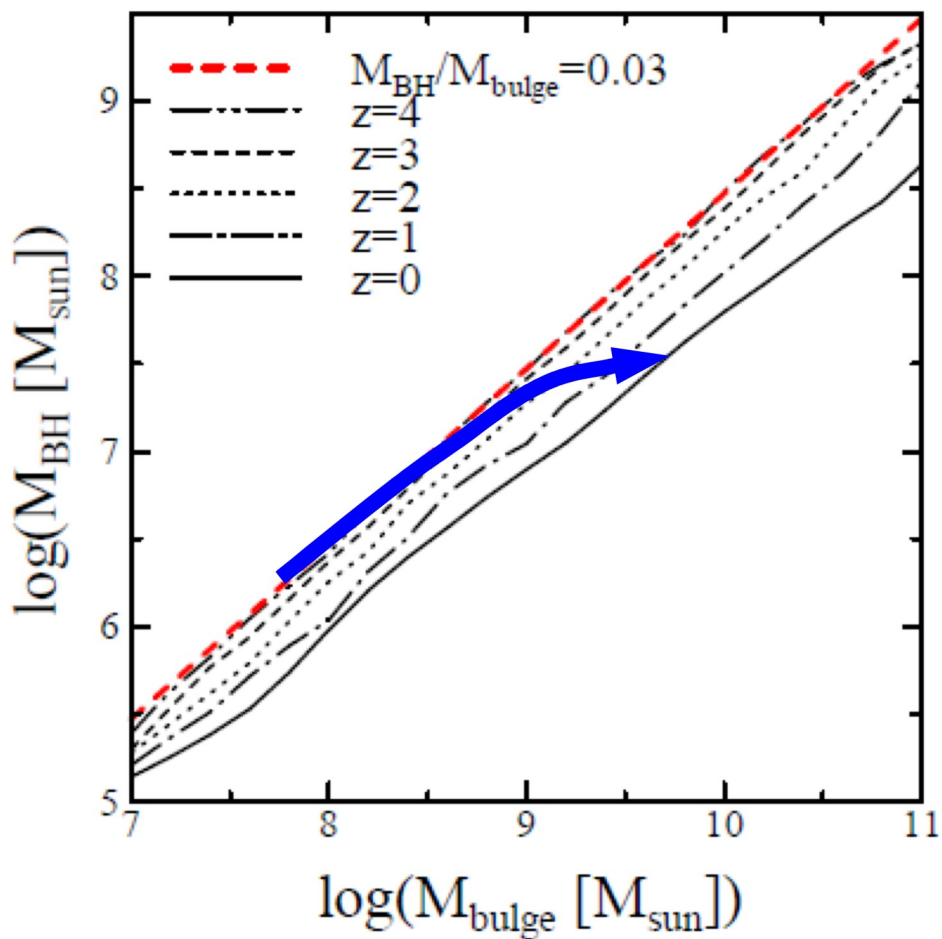
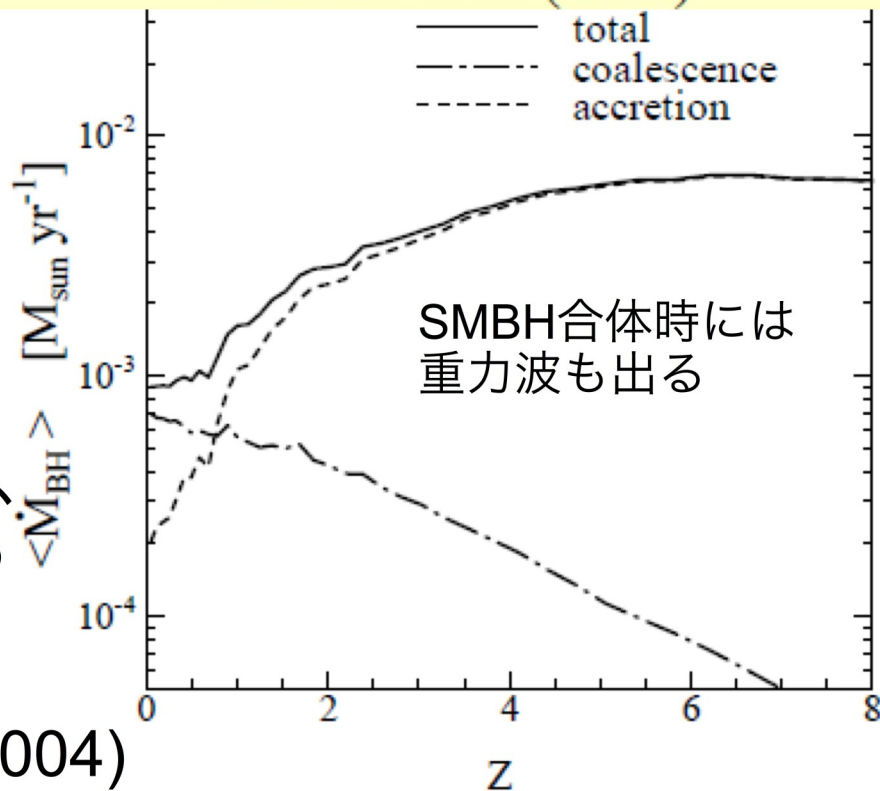


Figure 4. The evolution of the $M_{\text{bh}}:M_{\text{sph}}$ ratio for the 3C RR sample as McLure et al. (2006)



high- z では gas accretion で、
 low- z では BH merger で太る
 (low- z にはガスがあまりない)

AGN luminosity

- major merger 時に、cold gas の一部が BH へ
 - ▶ SMBH の成長
- その際、”accretion rate” に応じて AGN が光る
 - ▶ SMBHの質量には無関係
 - ▶ もちろん、accretion の総量で BH は太る

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

$$t_{\text{life}}(z) \propto t_{\text{dyn}} \propto 1/\sqrt{\rho_{\text{vir}}}$$

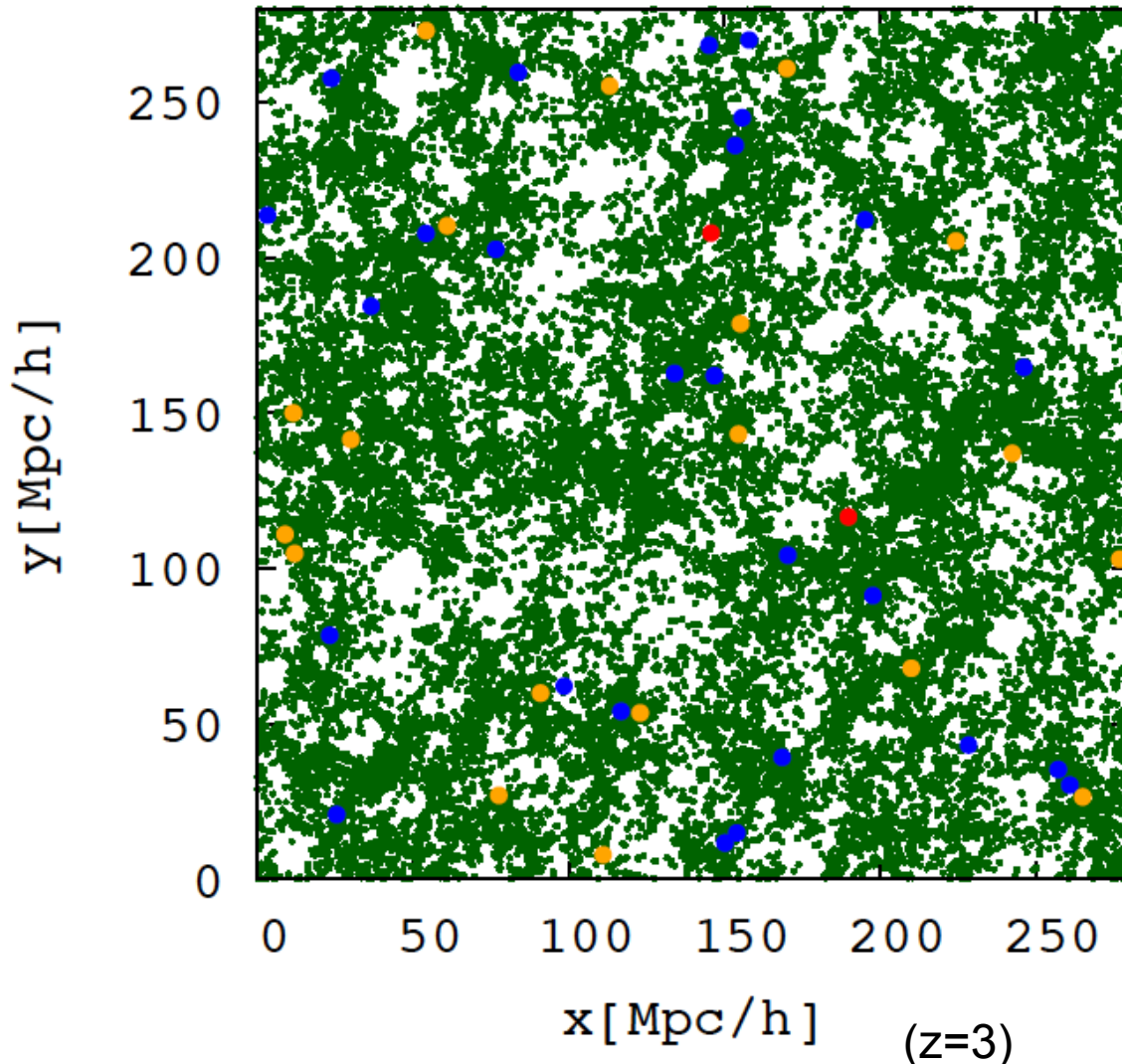
$$\text{おおよそ } t_{\text{life}} \sim (1+z)^{-3/2}$$

$$\epsilon_B = 0.00331$$

$$t_{\text{life}}(z=0) = 15\text{Myr}$$

accretion rate と luminosity が比例しない場合については後述

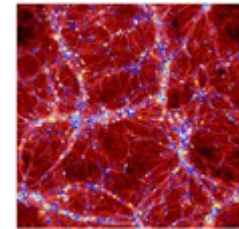
AGN分布



- QSO [$M_B - \log(h) < -24.5$] ●
- QSO [$-24.5 < M_B - \log(h) < -23$] ●
- QSO [$-23.0 < M_B - \log(h) < -21$] ●
- galaxy [$M_B - 5 \log(h) < -18$] ●

← $v^2 GC$

vGC

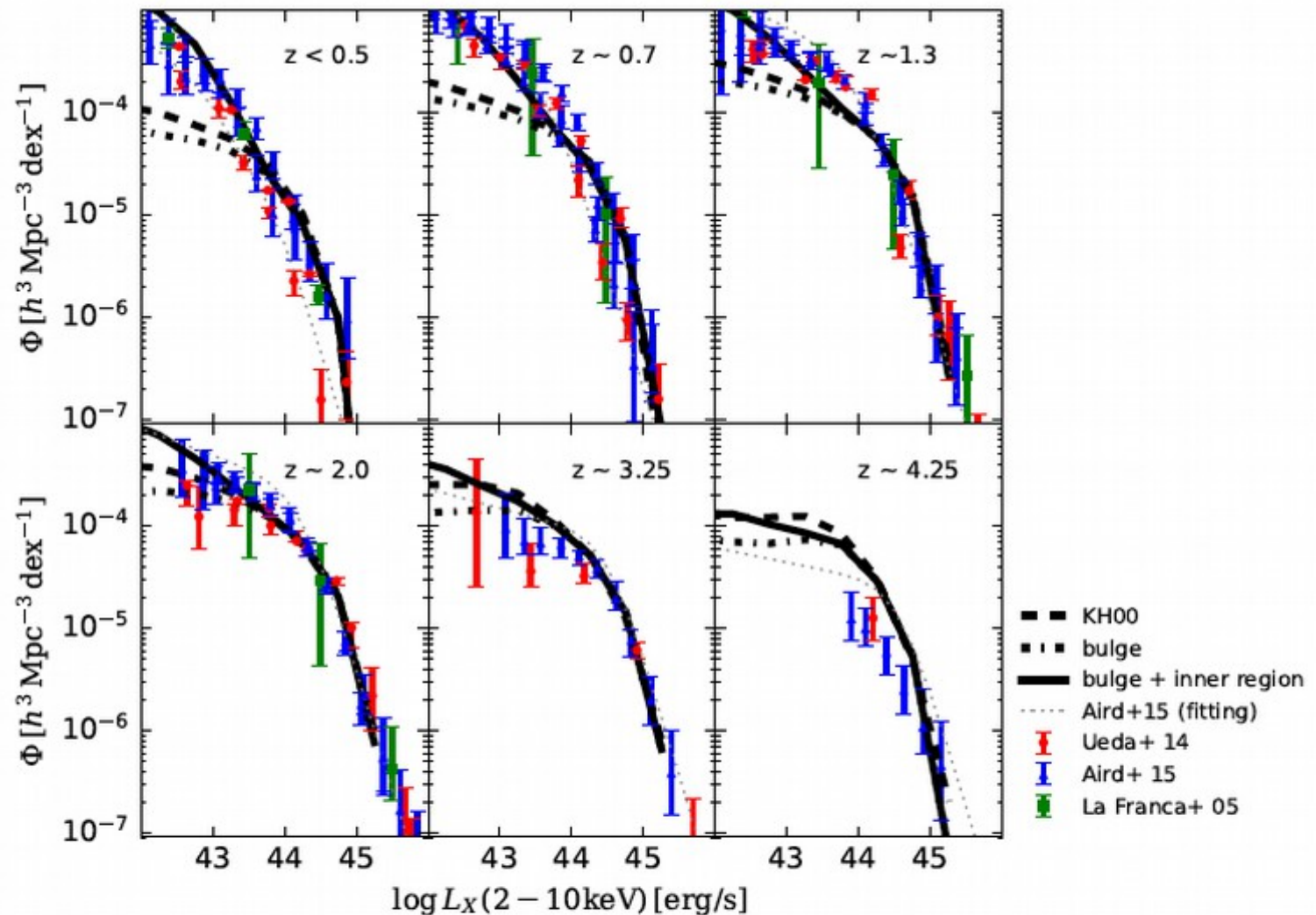


AGNは rare な天体
巨大な box が必要

すばるHSCによるサー
ベイ観測と比較できる
理論データを提供可能

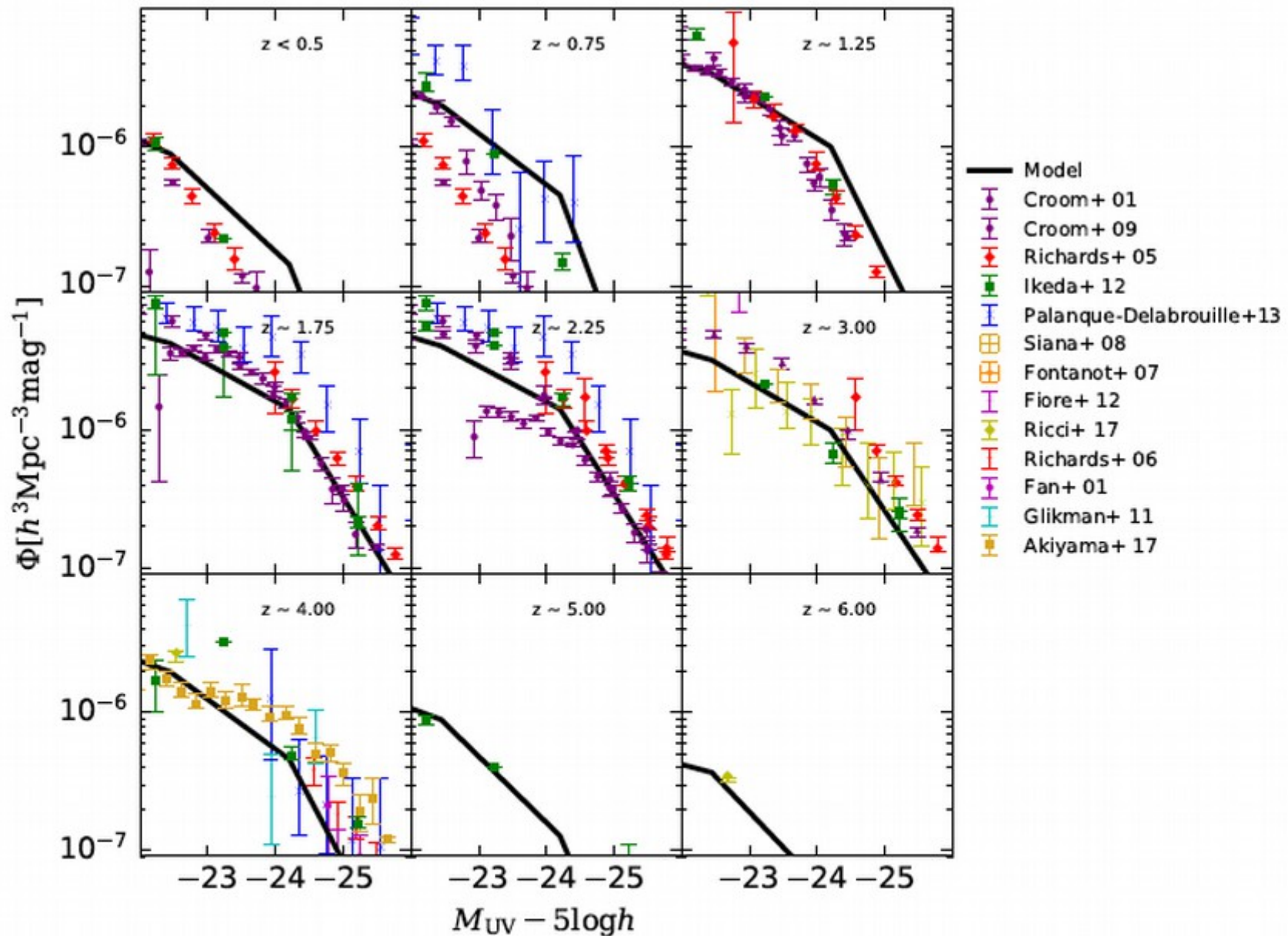
AGN光度関数

- SMBHへのガス降着によって光る
- SMBHの質量ではなく、降着率で光度が決まる
- 光っていないSMBHも大量にある



Shirakata+18

Figure 13. AGN LFs in hard X-ray (2-10 keV) at $z < 0.5$, $z \sim 0.7$, $z \sim 1.3$, $z \sim 2.0$, $z \sim 3.25$, and $z \sim 4.25$. The model LFs are obtained with the $\nu^2\text{GC-S}$ simulation. Black dashed, dot-dashed, and solid lines are the model LFs with different models of accretion timescale; the KH00 model, $t_{\text{acc}} = \alpha_{\text{bulge}} t_{\text{dyn, bulge}}$ and $t_{\text{acc}} = \alpha_{\text{bulge}} t_{\text{dyn, bulge}} + t_{\text{loss}}$, respectively. Observational results are obtained from Red circles, blue triangles, and green squares are the data taken from Ueda et al. (2014), Aird et al. (2015), and La Franca et al. (2005), respectively. Grey dotted lines show the fitting LFs of observed data (Aird et al. 2015).

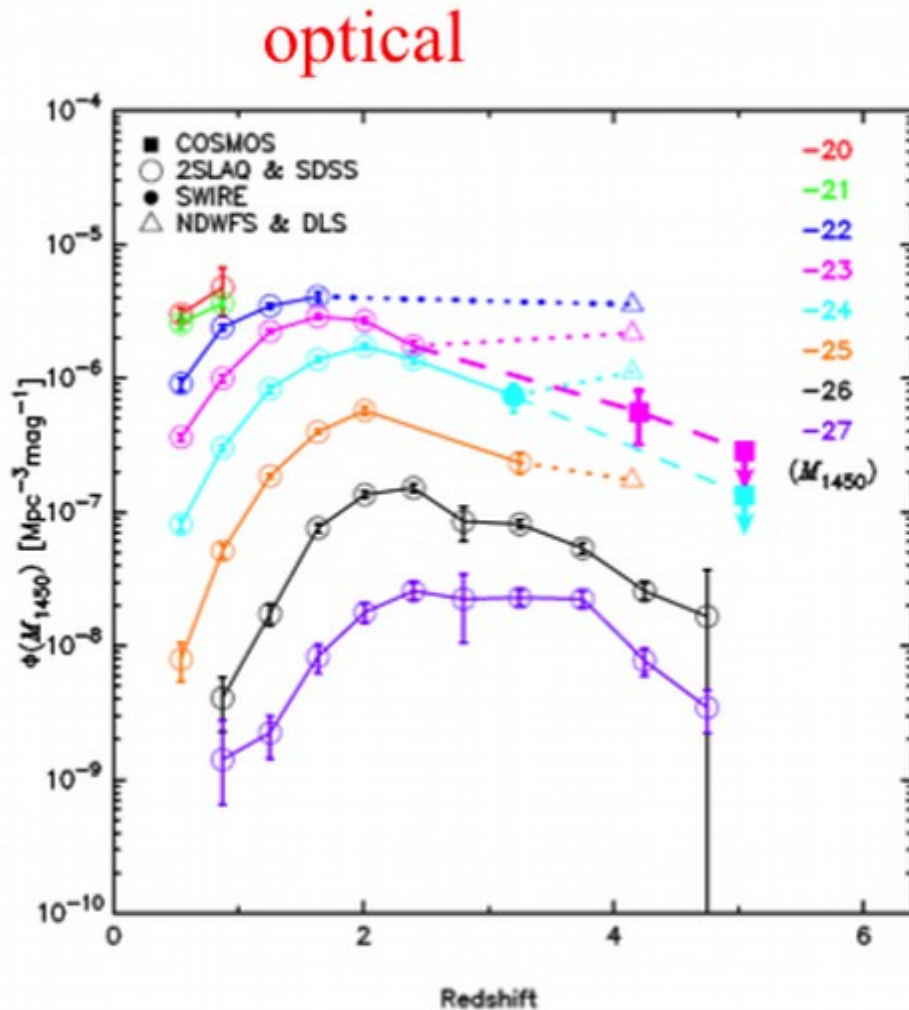


Shirakata+18

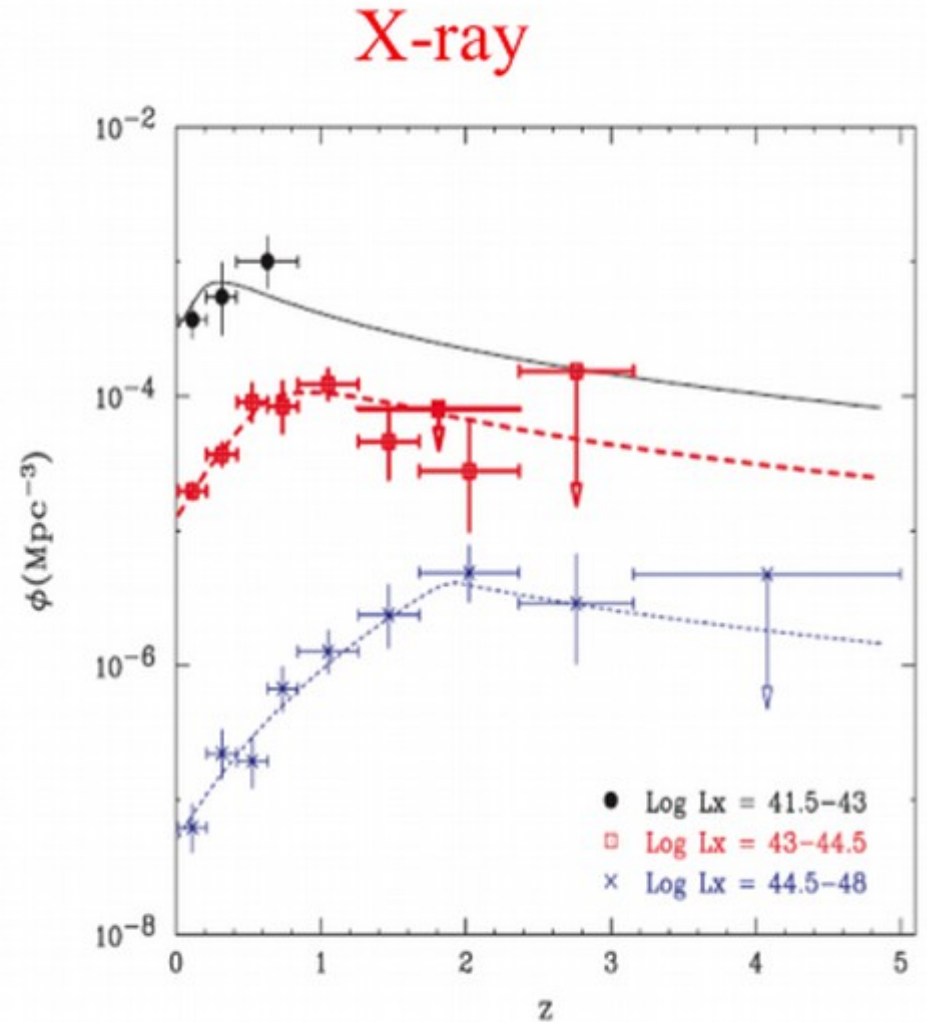
Figure 18. AGN LFs in UV-band (1450 \AA) at $z < 0.5$, $z \sim 0.75$, $z \sim 1.25$, $z \sim 1.75$, $z \sim 2.25$, $z \sim 3.00$, $z \sim 4.00$, $z \sim 5.00$, and $z \sim 6.00$. The model LFs (volume-weighted) obtained with the ν^2GC -S simulation appear in black solid lines. Observational results are obtained from Croom et al. (2001), Croom et al. (2009), Fan et al. (2001), Richards et al. (2005), Richards et al. (2006), Fontanot et al. (2007), Siana et al. (2008), Glikman et al. (2011), Fiore et al. (2012), Ikeda et al. (2012), Palanque-Delabrouille et al. (2013), Ricci et al. (2017), and Akiyama et al. (2017).

AGN down sizing

- 観測では、暗いAGNの方が、low-z で個数のピークを迎える

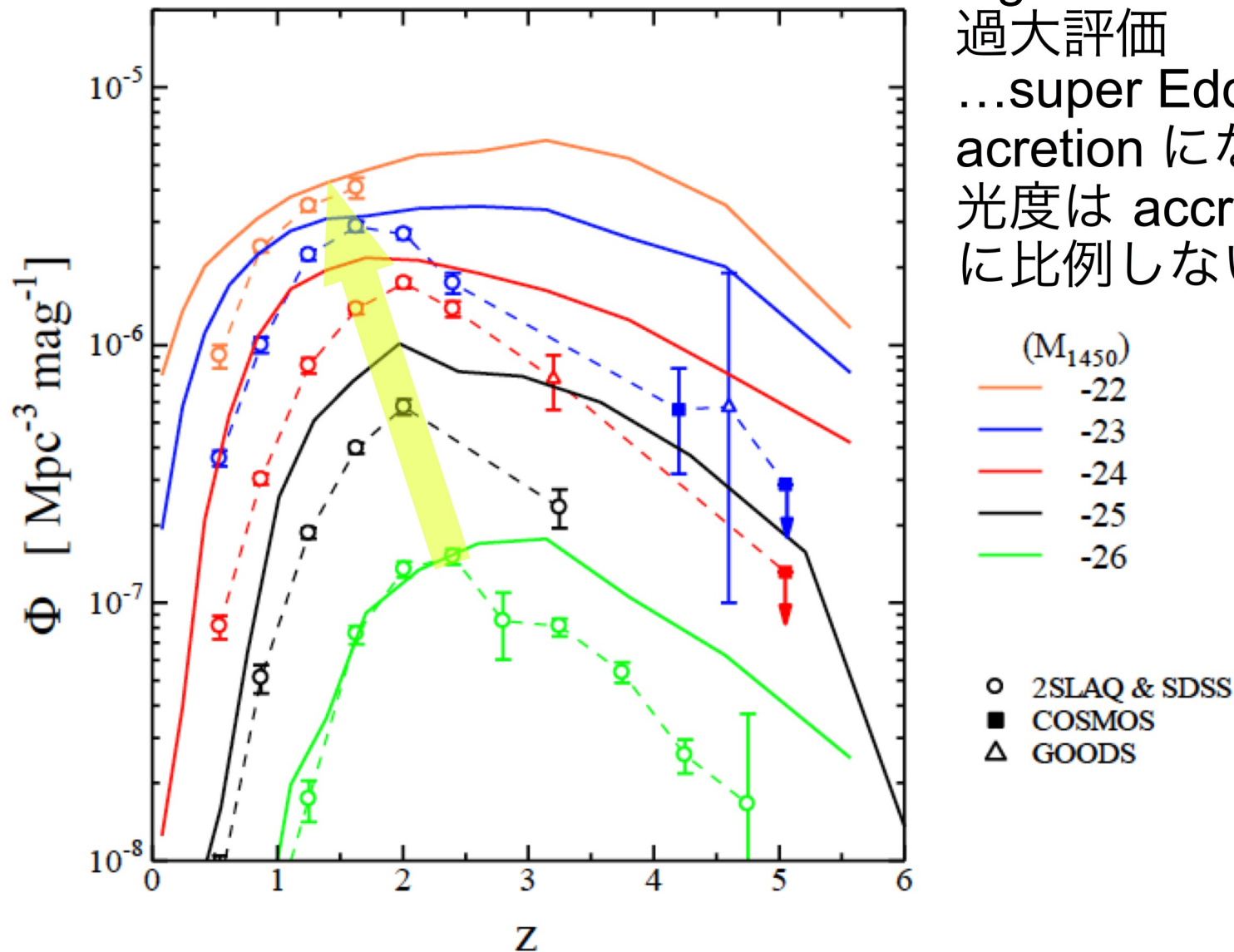


Ikeda et al. (2012)



Ueda et al. (2003)

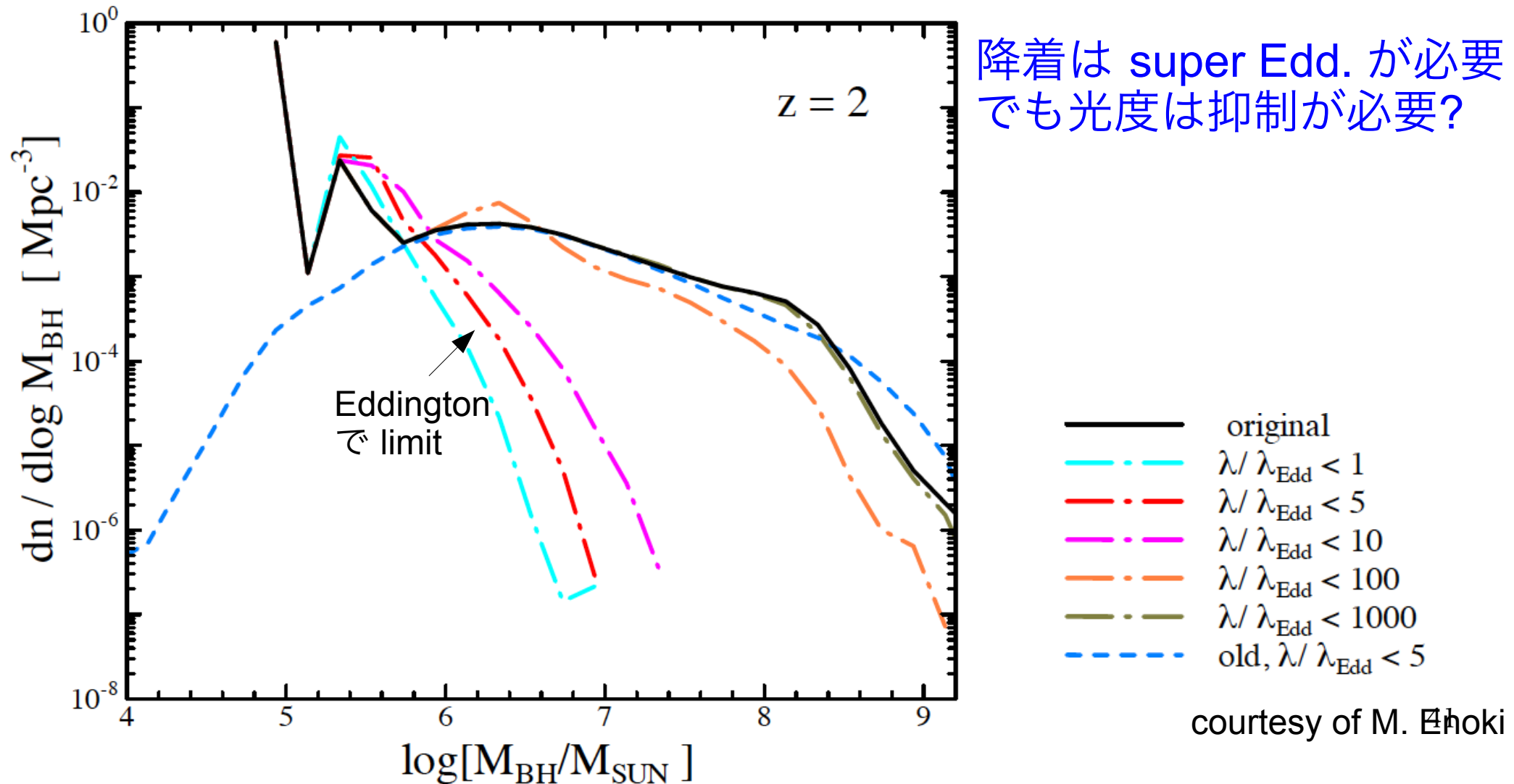
AGN down sizing (理論モデル)



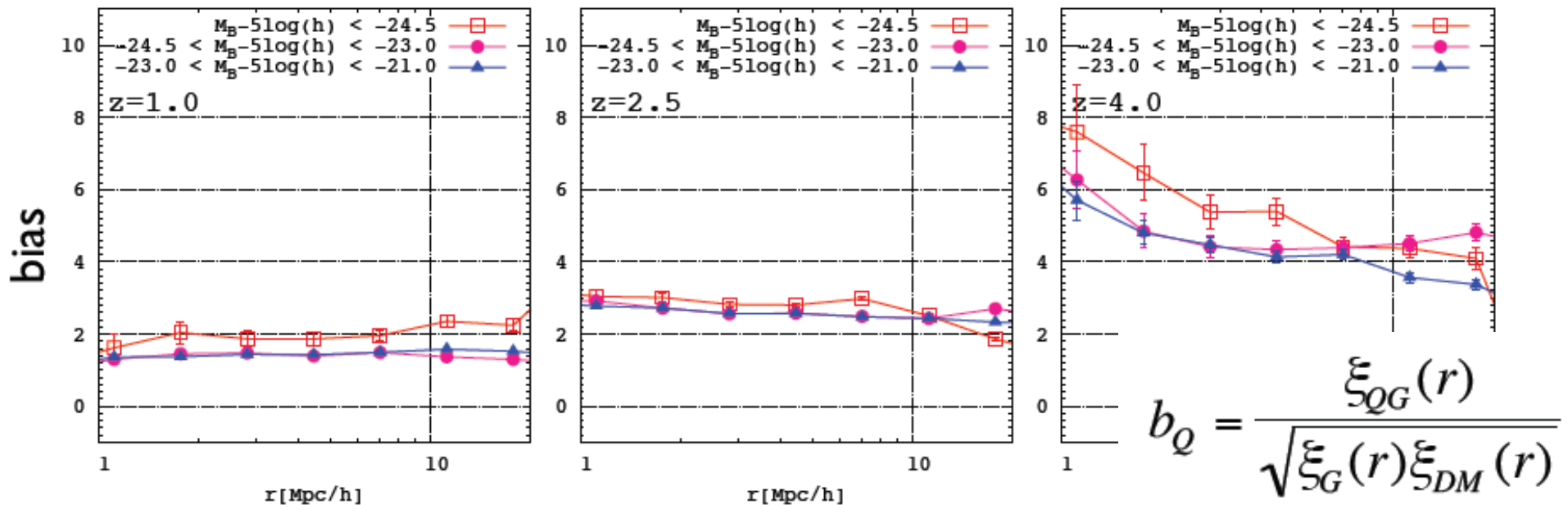
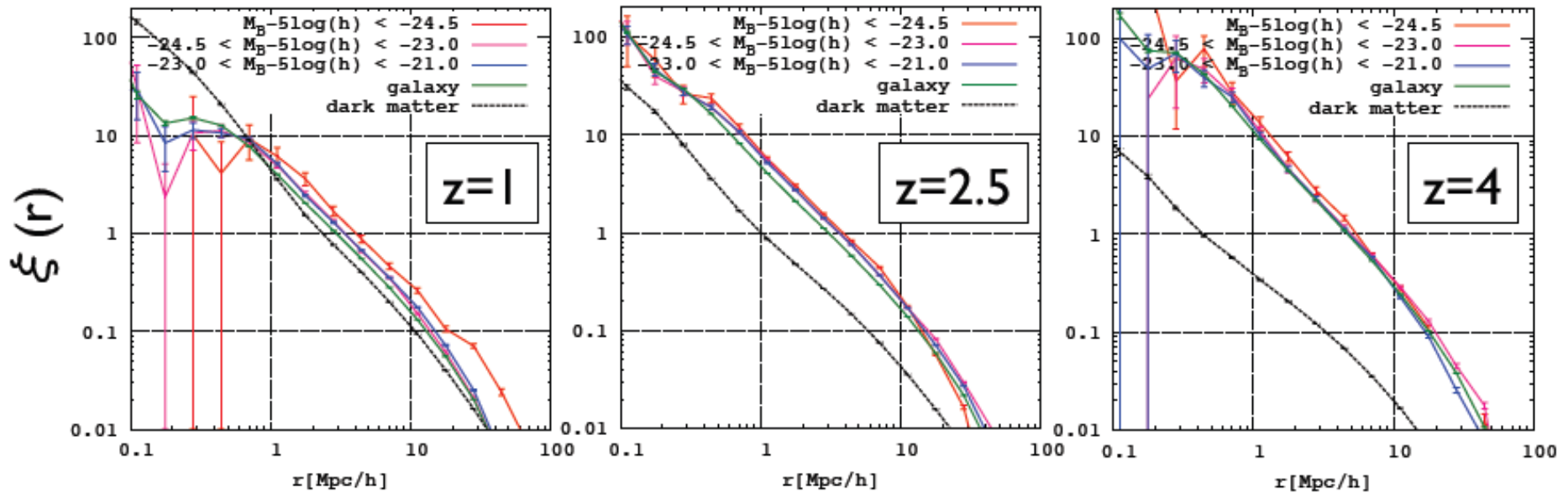
high- z では光度を
過大評価
...super Eddington
accretion になっている
光度は accretion luminosity
に比例しないはず

super-Eddington降着流

- SMBH質量関数：CDM構造形成に基づく「自然な」過程だと、観測されているような大質量SMBHの形成には super-Eddington accretion が必要



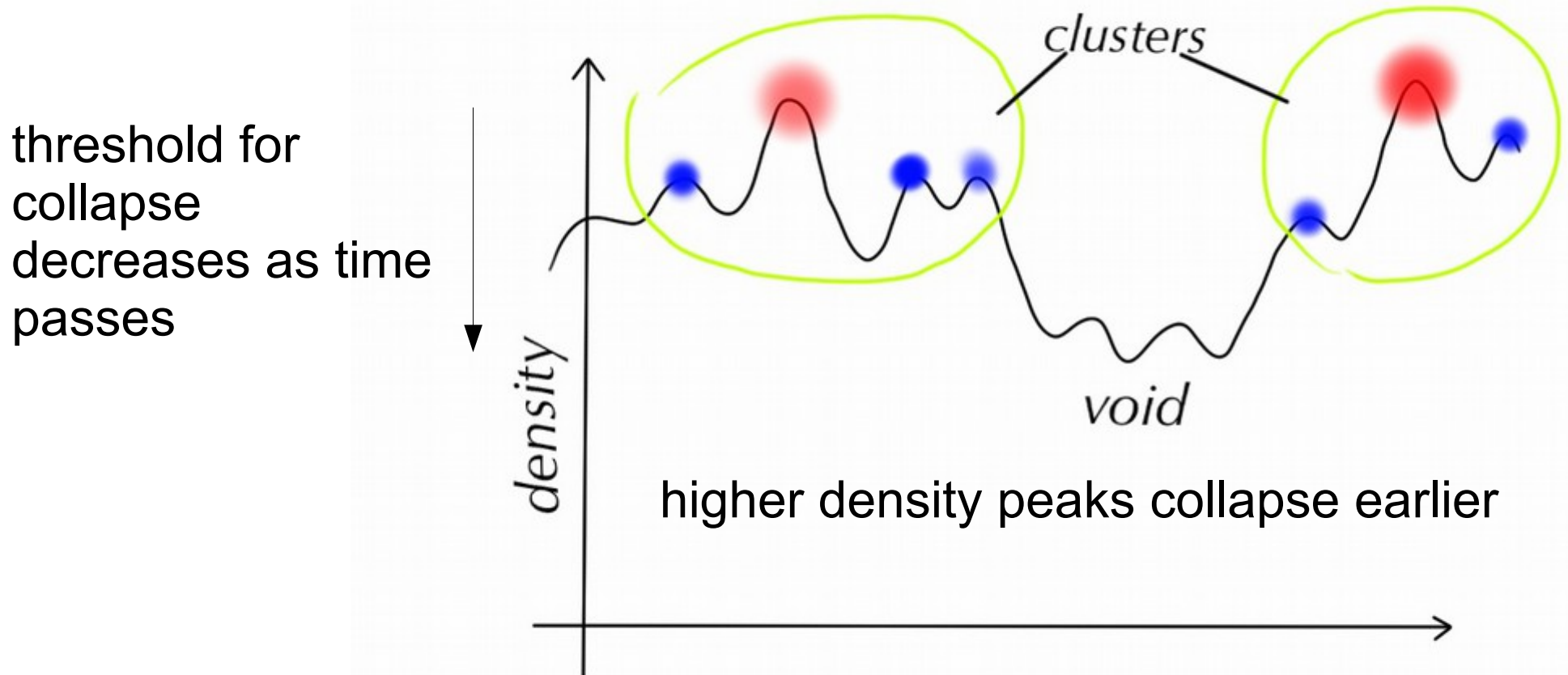
AGN cross-correlation functions



courtesy of T. Oogi

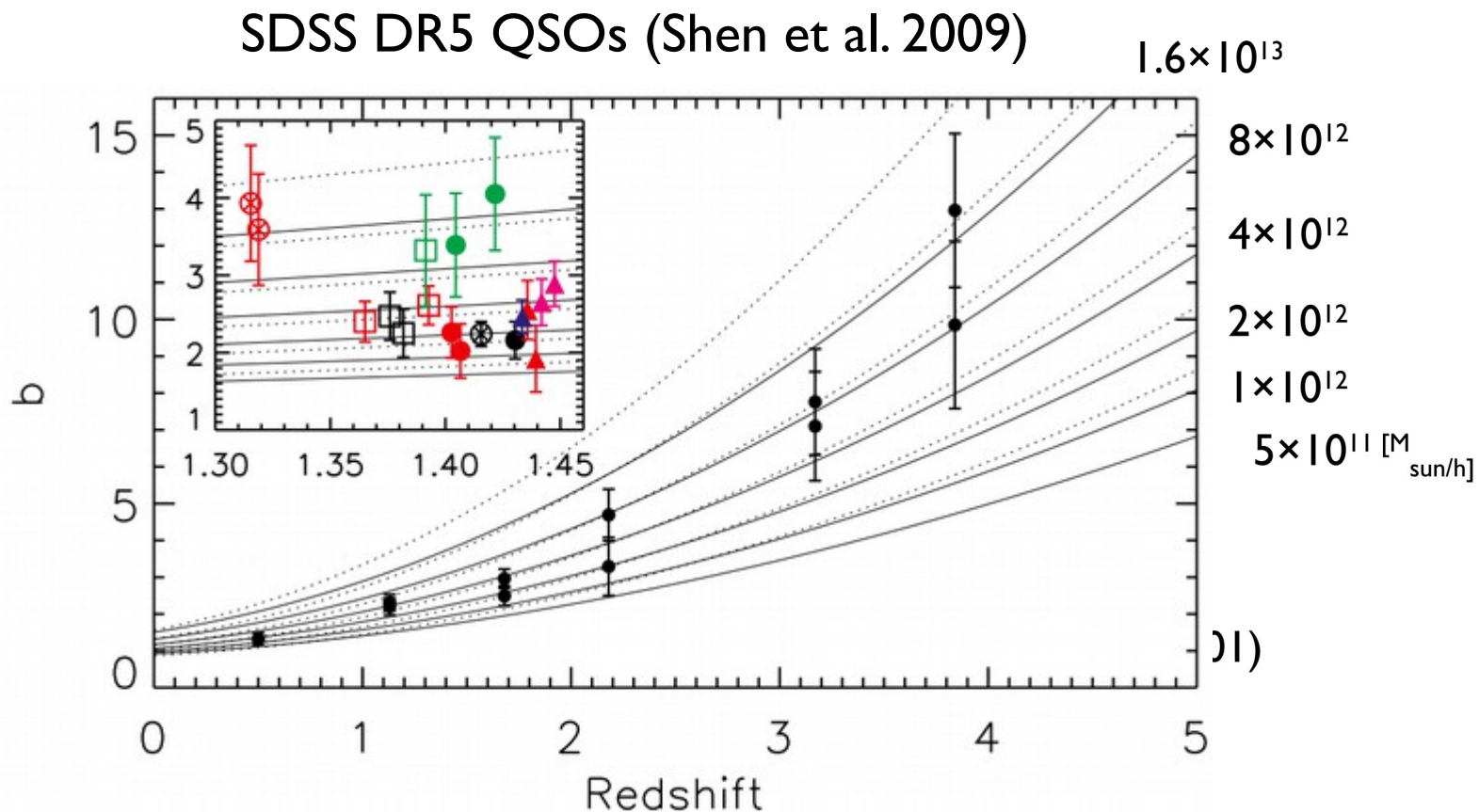
Biased Galaxy Formation

- “void” region ∙ ∙ ∙ dark matter exists but galaxies not
- galaxies cluster stronger than dark matter, especially at higher redshift



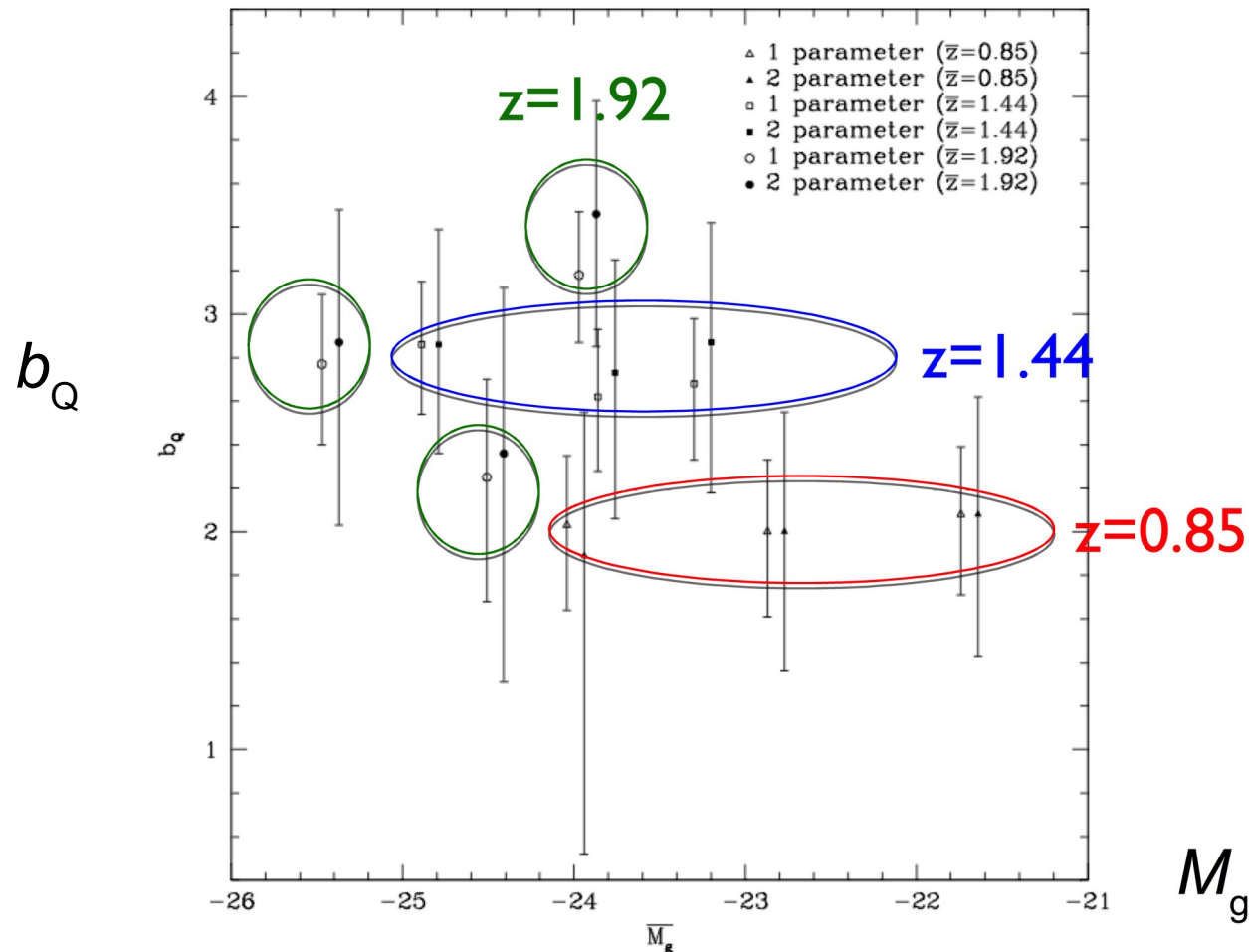
QSO bias

- QSOバイアスは赤方偏移とともに増加
- ホストハロー質量： $\sim 3 \times 10^{12} M_{\text{sun}}/h$ @ low-z,
 $> 5 \times 10^{12} M_{\text{sun}}/h$ @ $z > 3$ (Shen+2009)



bias の luminosity 依存性

- QSOバイアスに QSO luminosity 依存性は見られない (see also da Angela et al. 2008, Shen et al. 2009 and references therein)
 - ▶ ※ただし相関があるという観測も出てきている
SDSS photo-z QSOs (Myers et al. 2007)



ハロー質量, QSO mag, BH質量

B-band Eddington ratio

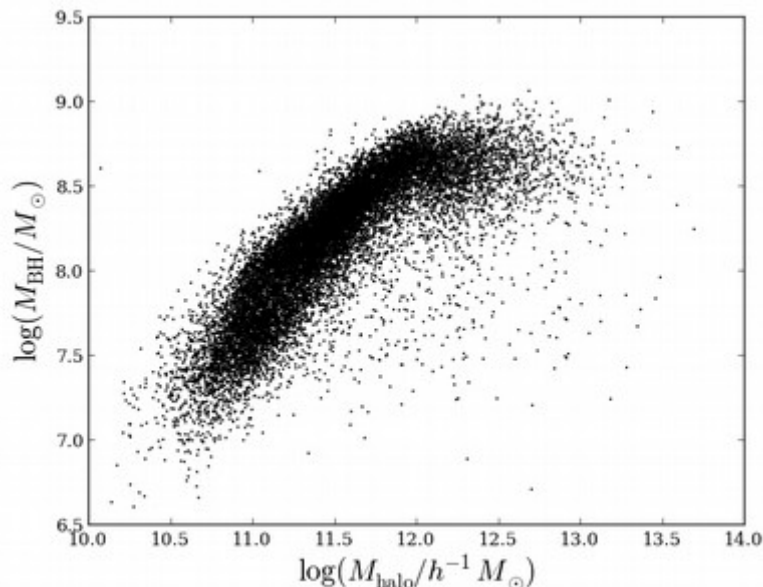
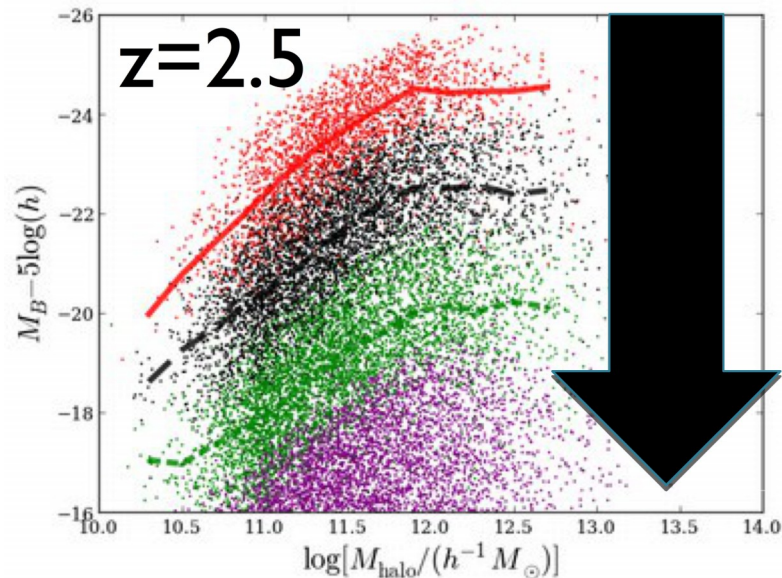
$$f_{\text{Edd},B} \equiv L_B / L_{\text{Edd}}$$

Red: $0.1 < f_{\text{Edd},B}$

Black: $10^{-2} < f_{\text{Edd},B} < 0.1$

Green: $10^{-3} < f_{\text{Edd},B} < 10^{-2}$

Purple: $f_{\text{Edd},B} < 10^{-3}$

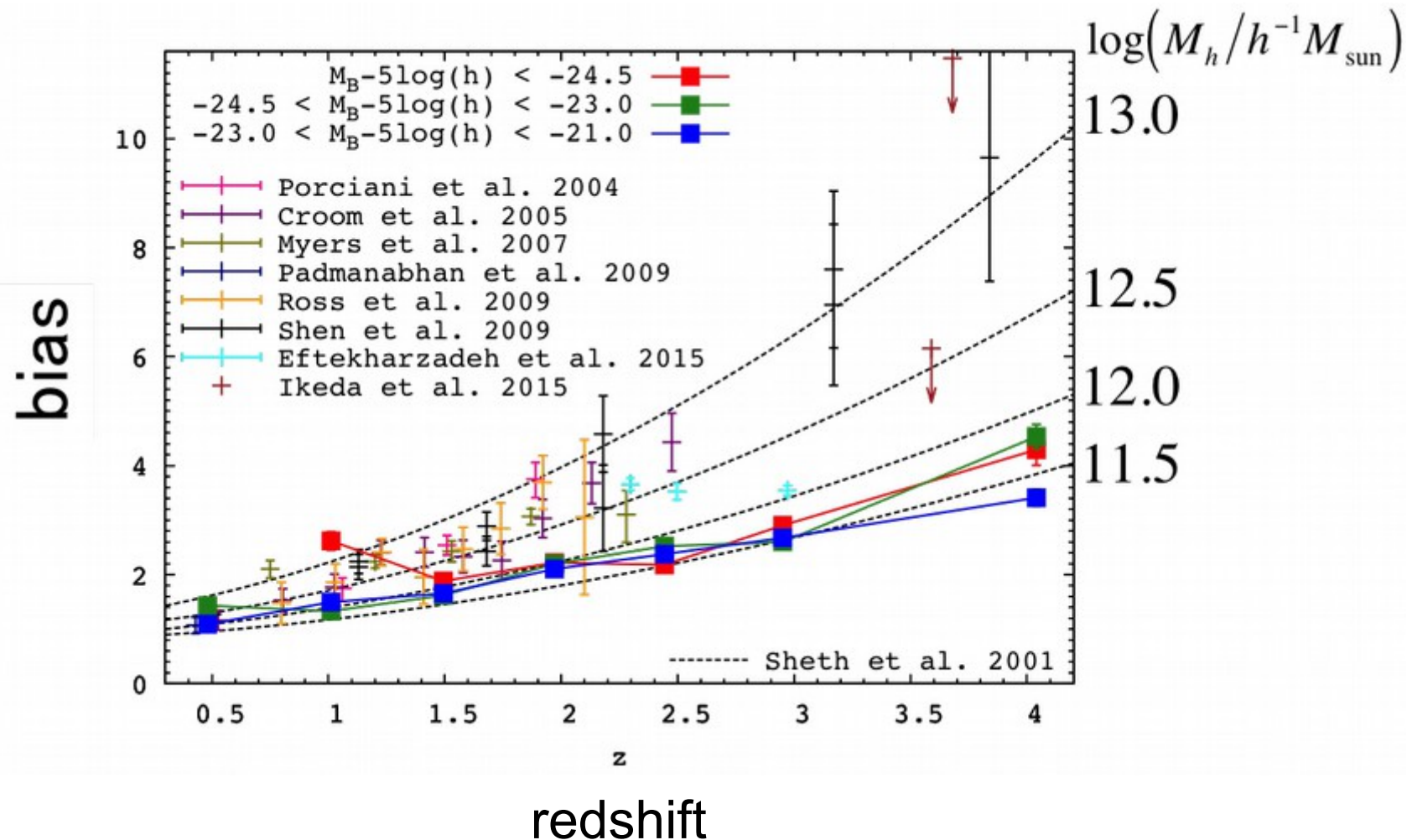


- Eddington ratio を固定すると、DMハローとQSO等級に相関が見られる
- モデルQSOは、Eddington ratioの大きいほうから小さいほうに進化していく
- 結果として、様々な Eddington ratio の QSO が同程度の質量の DMハローに存在する

このため、DMハロー質量とQSO等級に相関が見られない

QSO bias evolution

- QSO bias は z とともに増加
- high- z で顕著なズレ
 - ▶ 典型的なハロー質量が小さい



QSOホストハローの質量分布

結果

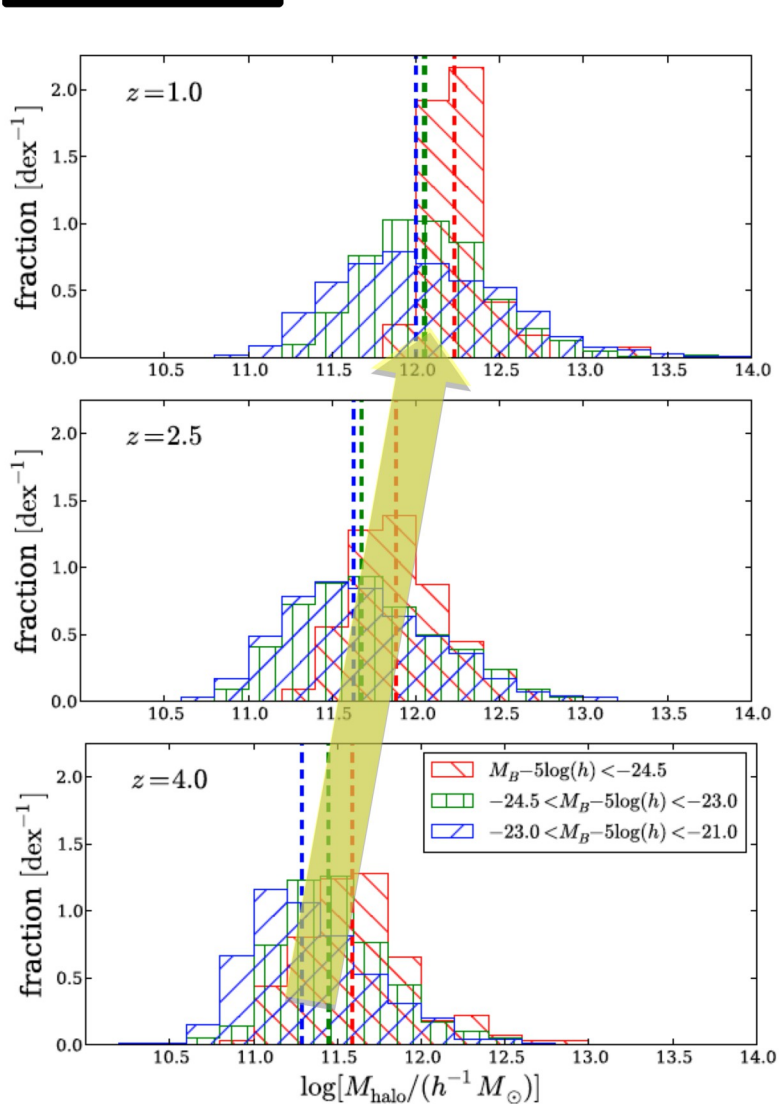


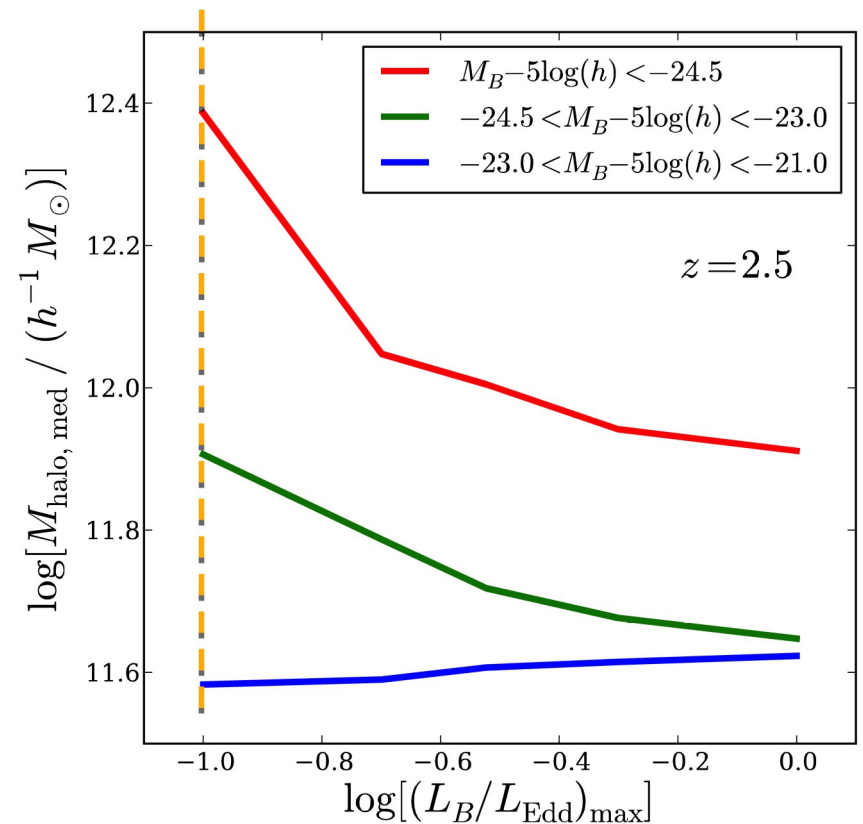
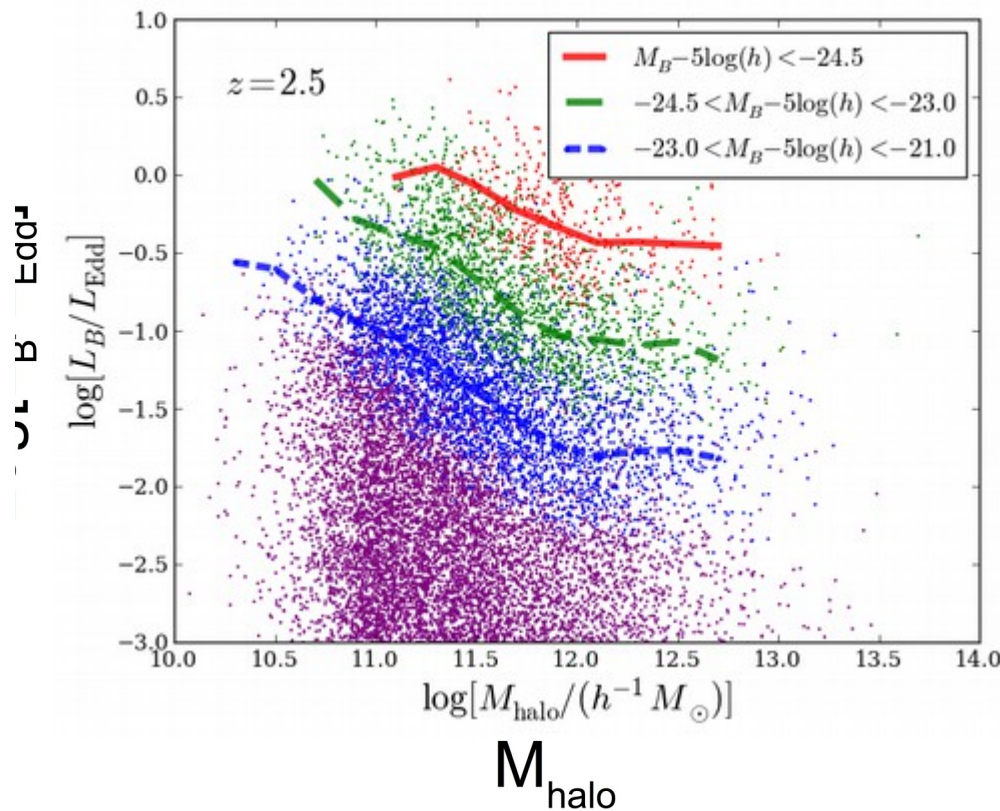
Figure 1. Mass distributions of DM haloes hosting bright (red), intermediate (green) and faint (blue) quasars at $z = 1.0$ (top), 2.5 (middle) and 4.0 (bottom). The vertical dashed lines denote the median masses of the distributions.

QSO [$M_B - 5\log(h) < -24.5$] : Bright
QSO [$-24.5 < M_B - 5\log(h) < -23$] : Intermediate
QSO [$-23.0 < M_B - 5\log(h) < -21$] : Faint

- 典型的なホストハロー質量は QSO luminosity にほとんど依存しない
- $z=4$ から $z=1$ にかけて、ホストハロー質量は $\sim \text{a few } 10^{11} \rightarrow \sim \text{a few } 10^{12} M_{\text{sun}}/h$ に増加
- low- z では観測と一致
- z とともに、ホストハロー質量が増加する傾向を示唆する Shen et al. 2009 の観測結果とは不一致

Eddington limit

- 低質量ハローに高Eddington比のQSOが多い
- Eddington比に上限があれば、低質量ハローQSOは暗くなるため、明るいQSOのホストハロー質量は大きくなる



※もちろんQSOの数が減ってしまうので、埋め合わせのため他のパラメータをいじる必要あり

L_B/L_{Edd} の上限

Eddington limit

- accretion は super Eddington
- luminosity は上限をつける
- limit の効果は high-z ほど大

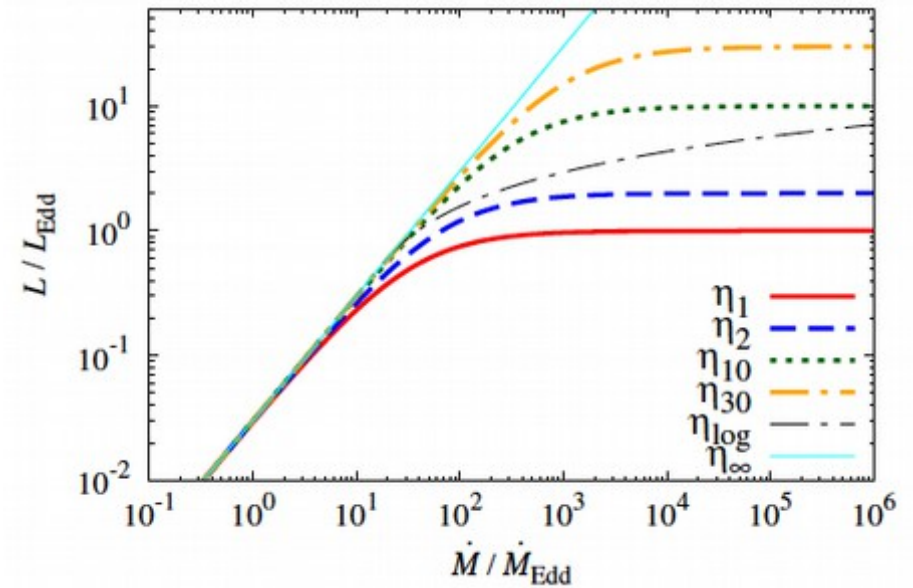
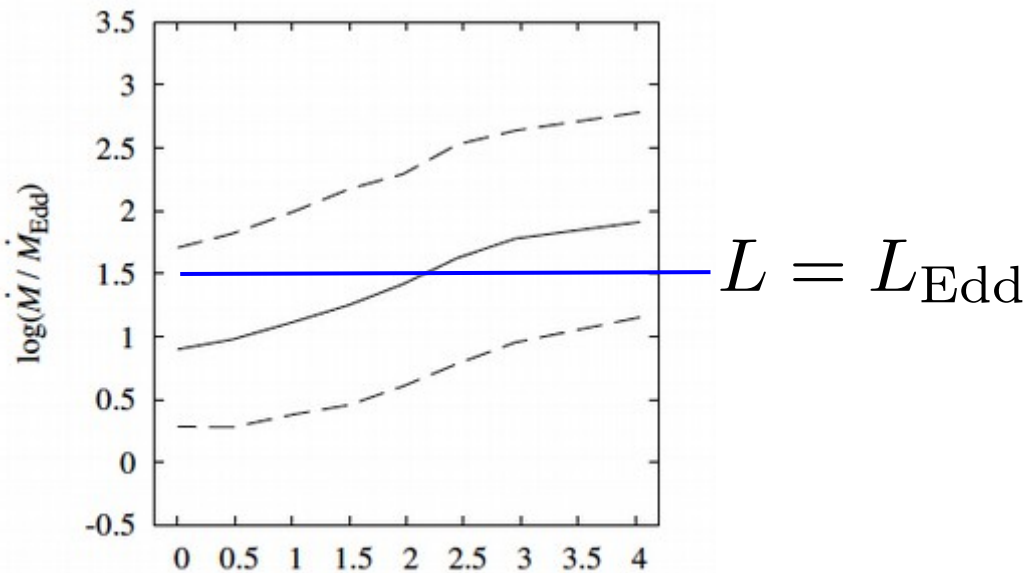


Figure 2. Evolution of normalized accretion rates for quasars. The solid line denotes the median. The dashed lines show the 10th and 90th percentiles. Note that we use equation (1) for the definition of \dot{M}_{Edd} . The Eddington ratio $L/L_{\text{Edd}} = \eta \dot{M}_{\text{BH}}/\dot{M}_{\text{Edd}}$, where $\eta \leq 0.03$ in our model. Thus, the luminosity of most quasars is sub-Eddington at $z \sim 0$.

host halo mass @z=2.5

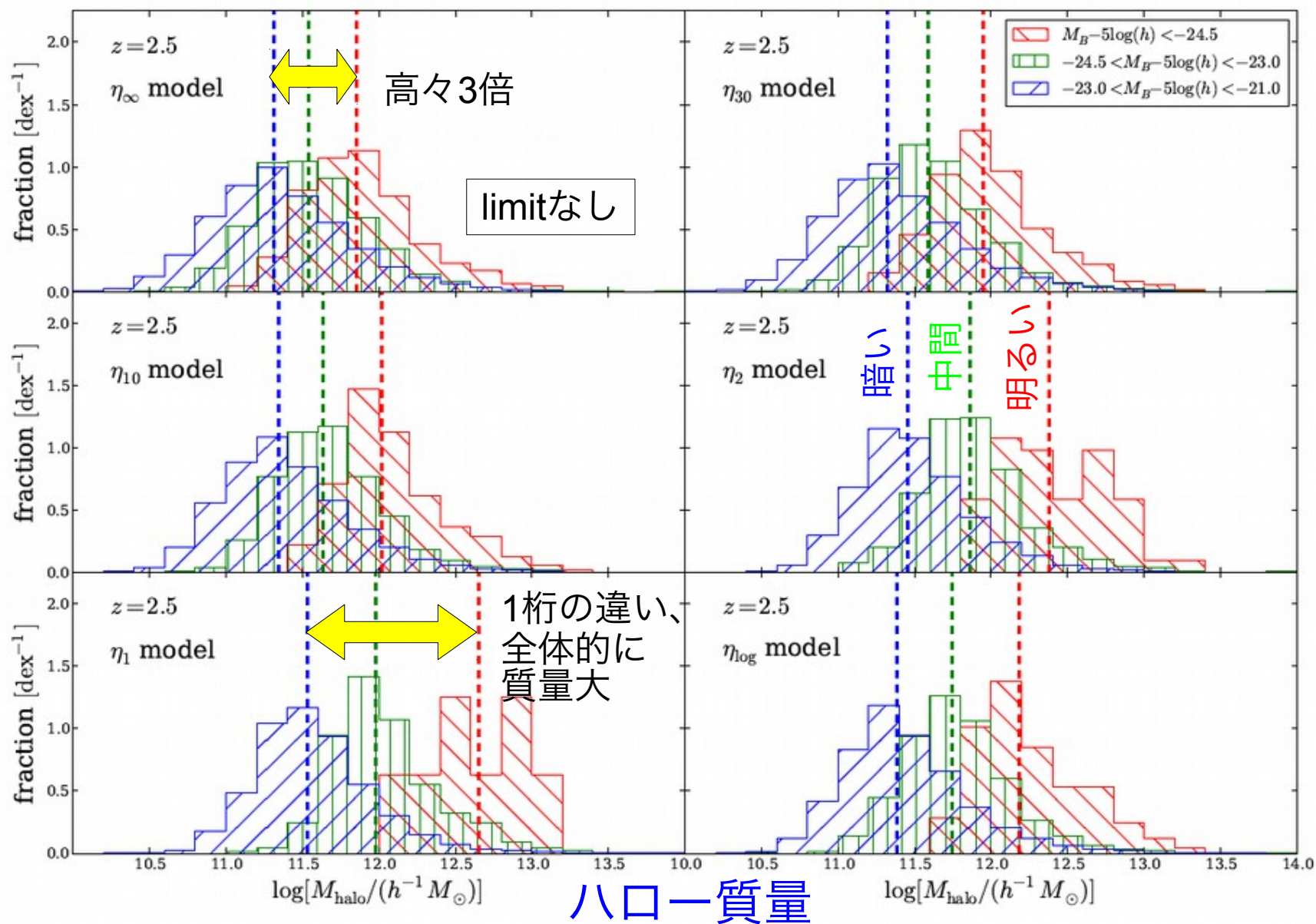


Figure 3. Mass distributions of DM haloes hosting bright (red), intermediate (green) and faint (blue) quasars at $z = 2.5$. Each panel corresponds to a different model of radiative efficiency, as indicated by the legend. The vertical dashed lines are the median masses of the distributions.

明るいAGNの
 bias が high-z
 で大きくなる
 ↓
 large-scale bias
 の観測から、
 AGN の根元の
 物理に迫れる

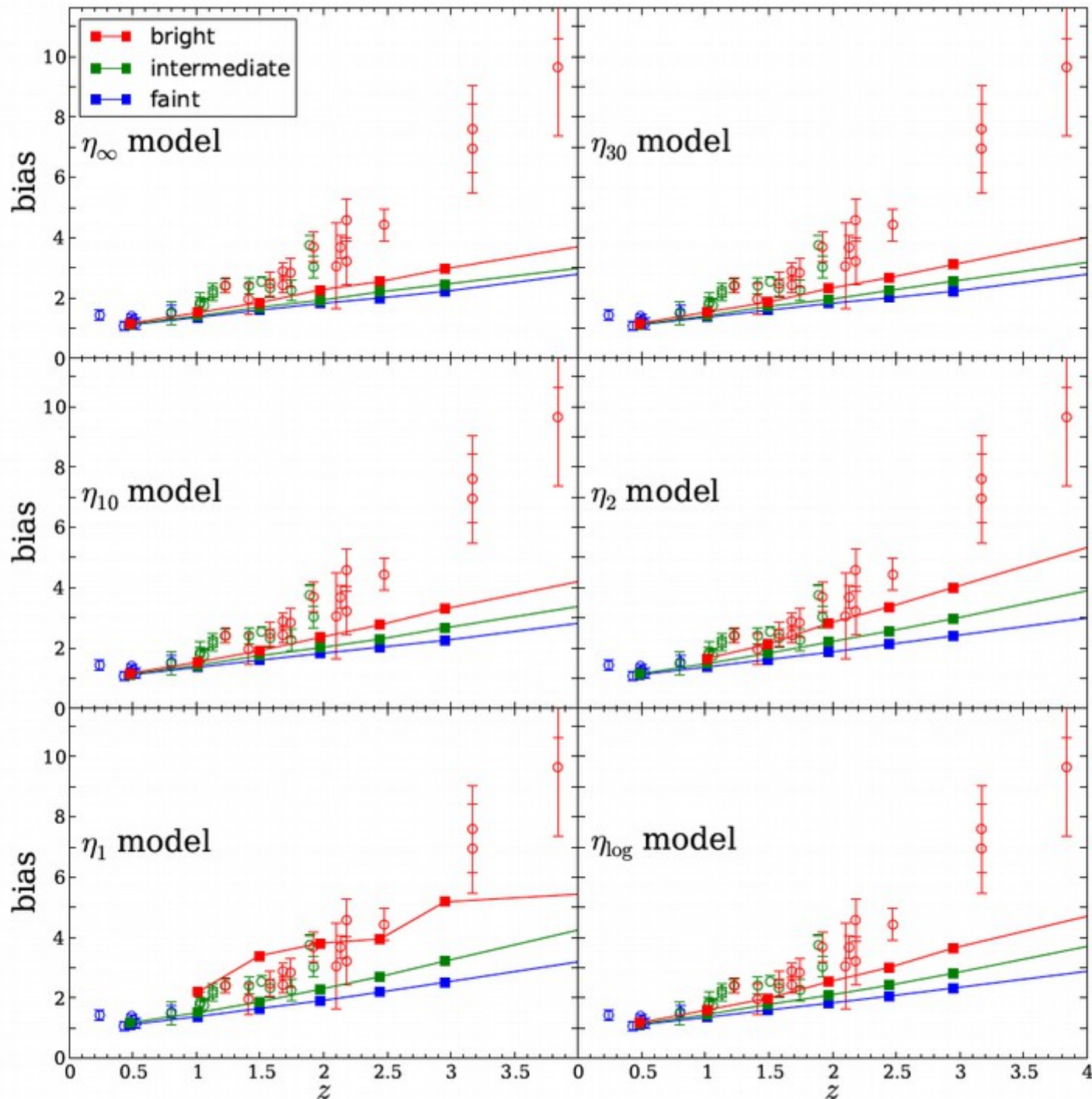


Figure 4. Redshift evolution of the bias of bright (red), intermediate (green) and faint (blue) quasars. Each panel corresponds to a different model of radiative efficiency, as indicated by the legend. Observational results are also plotted (small filled circles and error bars). **The color coding represents the luminosity of quasars in the same way as for the models.**

SMBH binaries からの重力波

- 銀河が合体すると、もとの銀河が持っていたSMBHも速やかに合体する(「速やかに」は仮定)
- 合体の過程で重力波を発生する
- 合体した結果、 $z=0$ のSMBH質量関数を再現する必要
- ただしSMBHは合体だけでなくガス降着でも太る

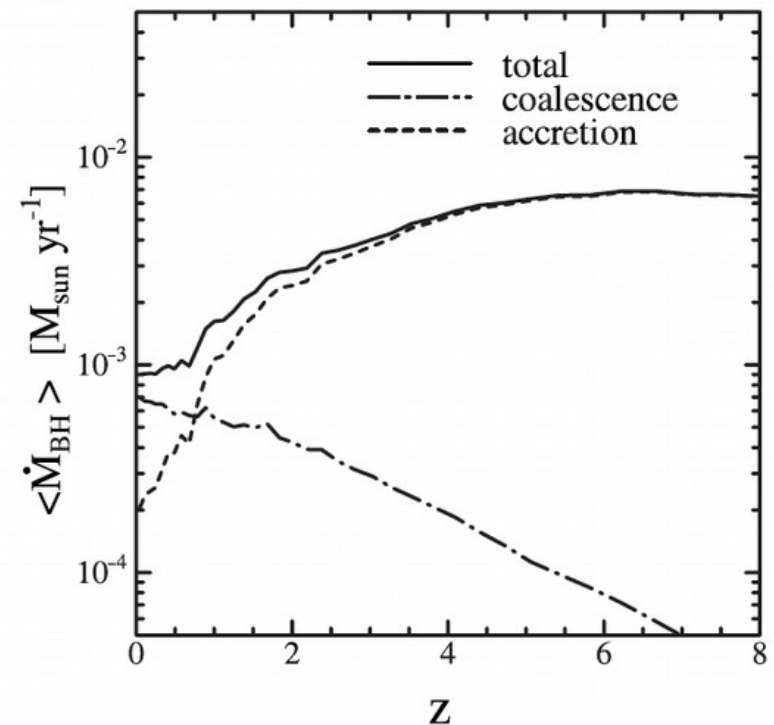
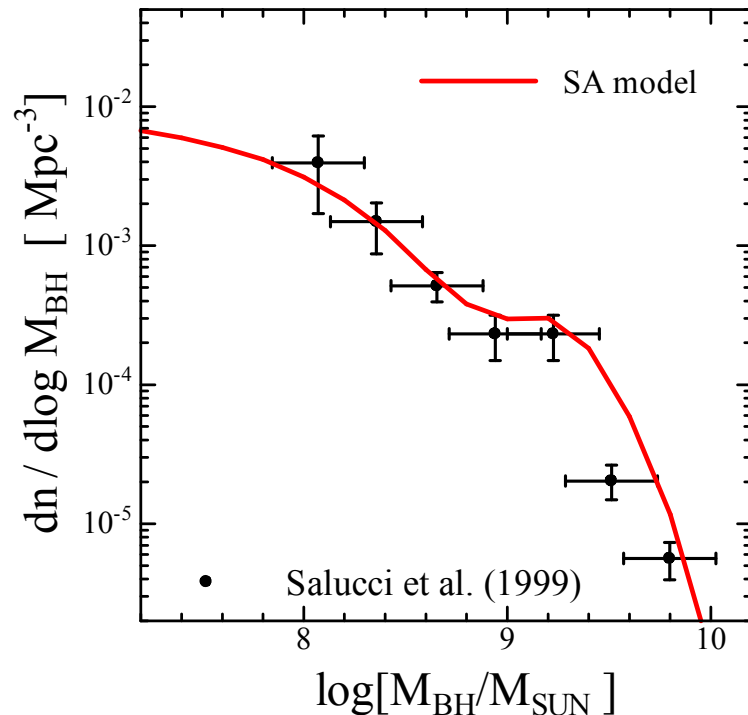


FIG. 1.—Averaged SMBH mass growth rate, $\langle \dot{M}_{\text{BH}} \rangle$, of the model. The solid, dot-dashed, and short dashed lines indicate the SMBH mass growth rate due to the total SMBH coalescence, and gas accretion, respectively.

SMBHからの重力波

- 背景重力波：SMBH連星系からの重力波の重ね合わせ
 - ▶ 連星の公転周期⇒典型的な周波数、 $f \sim 10^{-9}$ - 10^{-5} Hz
 - ▶ pulsar timing で観測
- SMBHの合体時の強い重力波(重力波バースト)
 - ▶ SMBHのサイズ、 $f \sim 10^{-4}$ - 10^{-2} Hz
 - ▶ eLISA等の重力波検出衛星のターゲット
- SMBHの合体率を知る必要アリ⇒モデルで計算可能
- SMBHの質量の大半は、重力波を出さないでガス降着で太るモードであることに注意

重力波背景輻射

- 質量 M_1, M_2 のSMBH連星から放出される重力波(cf. Phinney 2001)

$$h_c^2(f) = \int dz dM_1 dM_2 \frac{4\pi c^3}{3} \left(\frac{GM_{\text{chirp}}}{c^3} \right)^{5/3} (\pi f)^{-4/3} (1+z)^{-1/3} n_c(M_1, M_2, z) \theta(f_{\text{max}} - f).$$

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

f_{max} : 考える周波数の上限 ← BH の大きさ

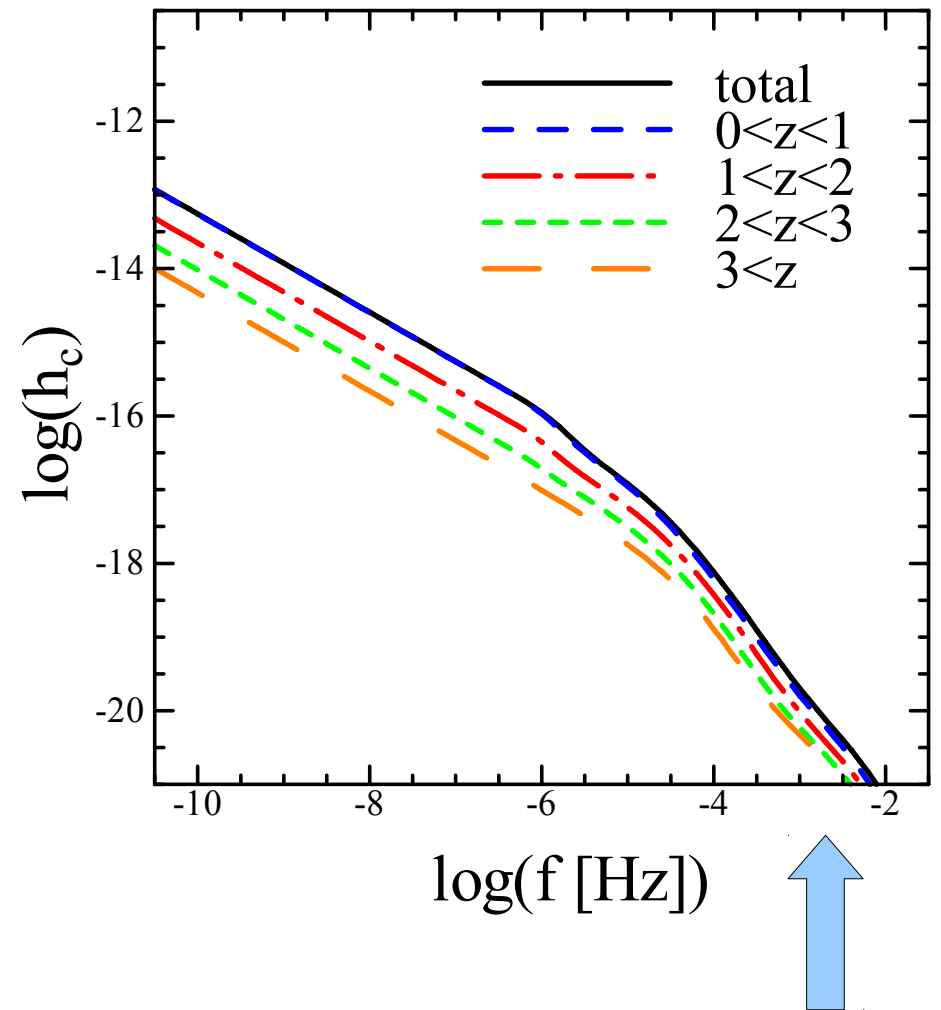
$$f_{\text{max}} \sim 5 \times 10^{-5} (M_{\text{BH}}/10^8 M_{\text{sun}})^{-1} \text{ Hz}$$

$n(M_1, M_2, z)$: 質量 M_1, M_2 のSMBHの合体率

⇒モデルで与えられる

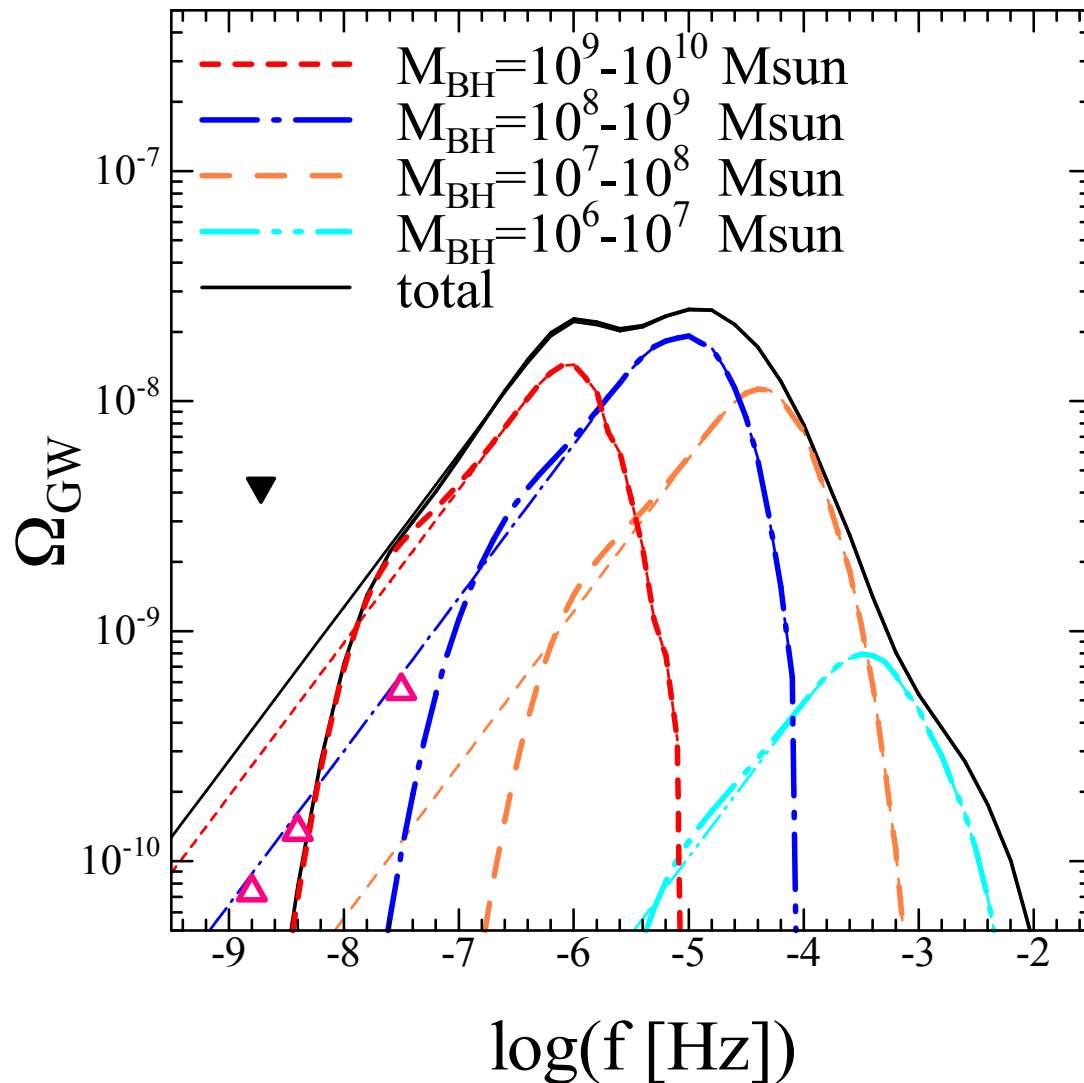
重力波背景輻射(円軌道の場合)

- $f < 10^{-6}$ Hzでは
$$h_c \sim 10^{-16} \times (f / 1 \text{ mHz})^{-2/3}$$
- $z < 1$ にある SMBH 連星系からの寄与が主
- しかし、既に Pulsar timingの測定で求められた低周波 ($f \sim 3 \text{ nHz}$) での重力波背景輻射の振幅の上限値はいくつかの銀河形成モデルの予想より低い (Shannon et al. 2013)
- 円軌道の過程が悪い
 - ▶ 楕円だと低周波成分が高周波に移行



大質量BHは高周波の重力波を放出できない

重力波背景輻射のエネルギー密度



power spectrum
=> energy density

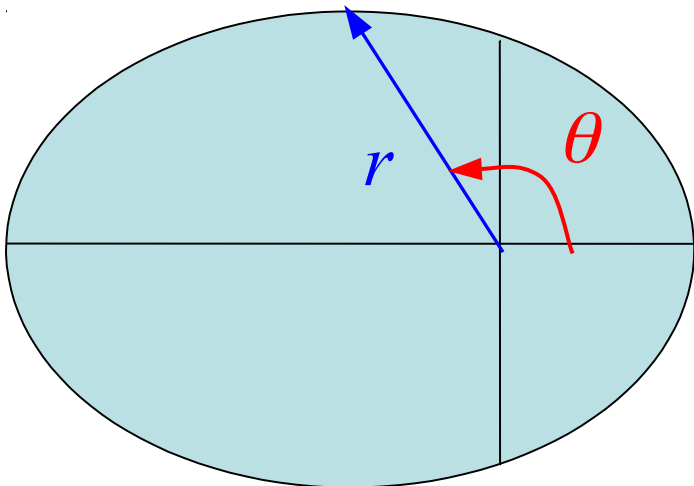
$$\Omega_{\text{GW}}(f) = \frac{2\pi^2}{3H_0^2} f^2 h_c^2(f)$$

△: $h_c \propto f^{-2/3}$ [$e_0=0$: circular orbits]を仮定した場合の PPTAのfull data-setで到達できる感度。(Jenet et al. 2006)

Thick lines: for $e_0=0.8$, $f_{p,0}/f_{\text{max}}=1/10^3$

軌道のフーリエ展開

- 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)
- 各モードの重力波が出る (a が大きくても高周波が出る)

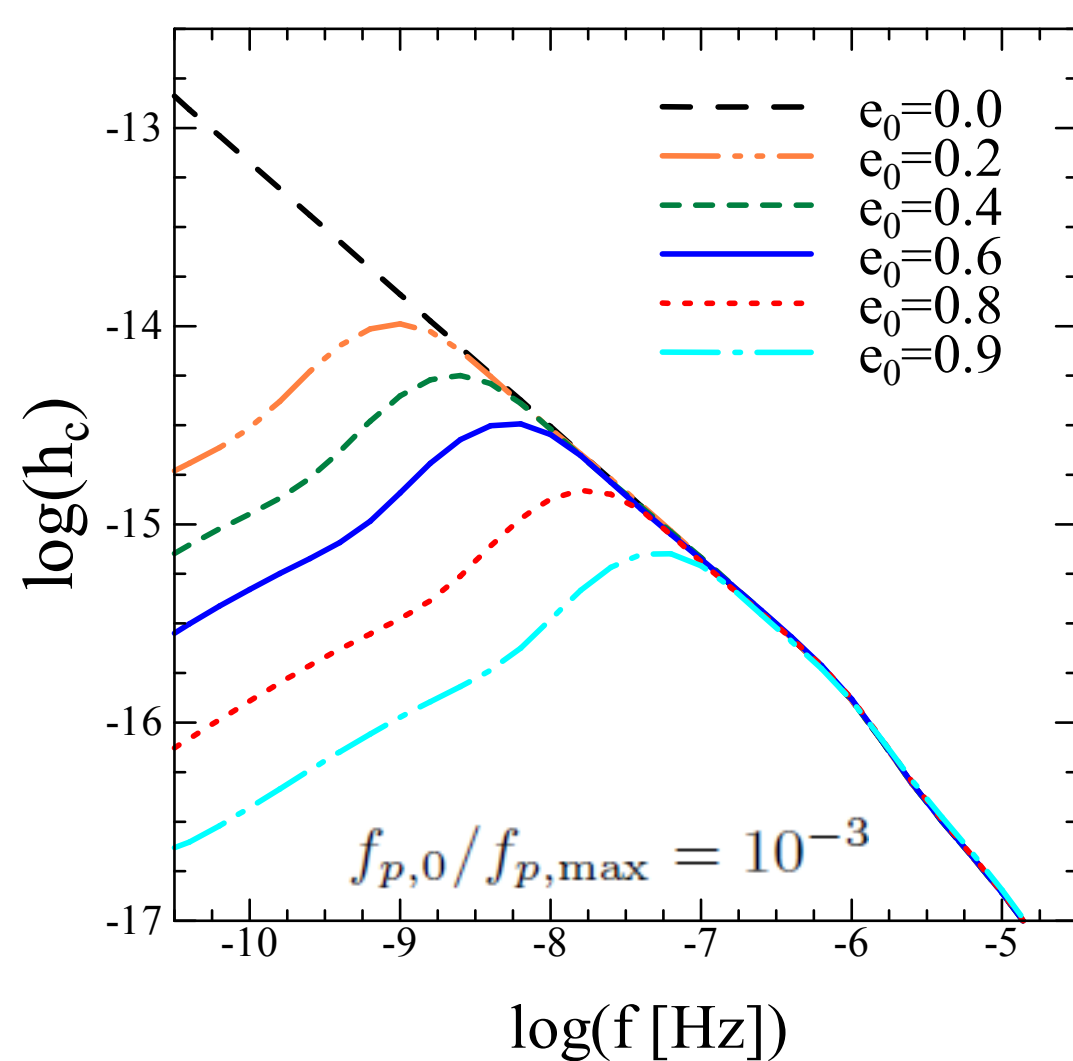


軌道長半径 : a
離心率 : e

$$r = \frac{a(1 - e^2)}{1 + e \cos \theta}$$

$$\frac{r}{a} = 1 + \frac{e^2}{2} - \sum_{n=1}^{\infty} \frac{2e}{n} J_n'(ne) \cos(n\omega t)$$

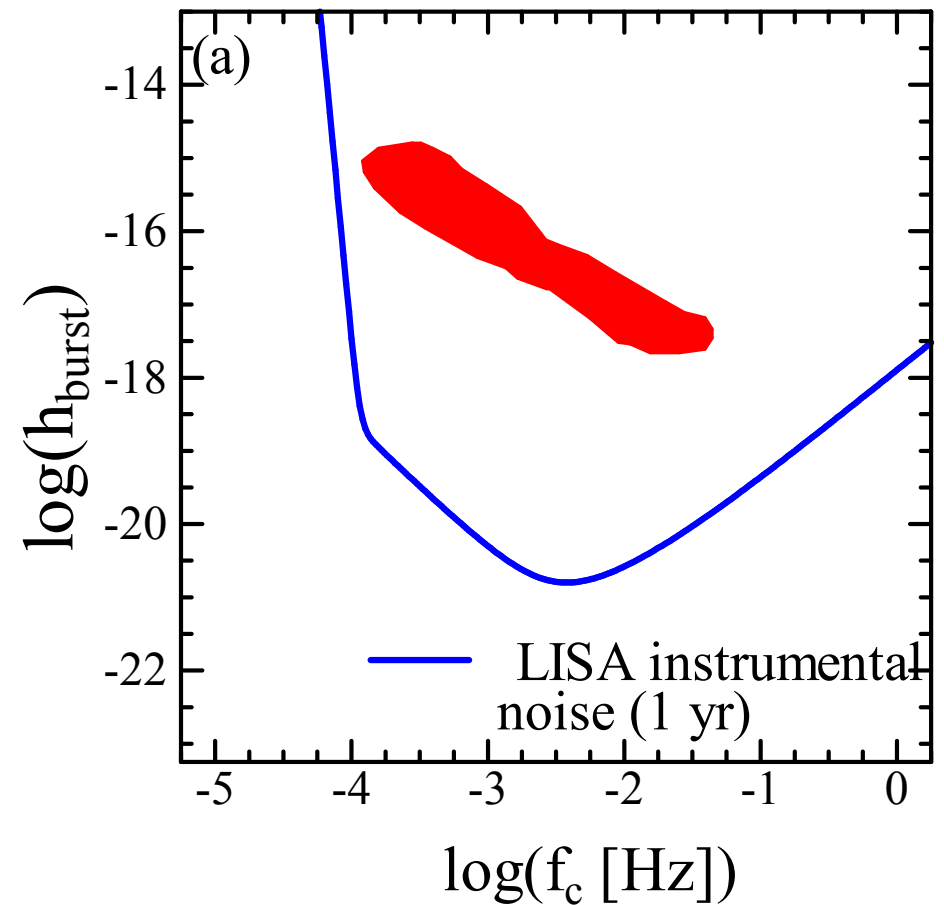
背景重力波(楕円軌道の場合)



- $f_p/f_{p, \max} = 10^{-3}$ ($a = 300R_S$)
での離心率を e_0 として
いる。
- 重力波放射による、軌道
半径・離心率の進化も解
いている
- これからの pulsar timing
array の結果に期待

重力波バースト

- 合体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放射する (Thorne & Braginsky 1976)
- 年に1発は検出が期待
- 周波数はSMBHの質量で決まり、 h は ϵ で決まる(8桁落ちてても検出限界以上) $\epsilon = 0.1$ ($h \propto \epsilon^{1/2}$)



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

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

銀河形成パラメタへの依存性

- 重力波の観測からも銀河形成に制限をつけられる

- 試しに SN feedback の強さを変えてみる

- SNe feedbackを強くする

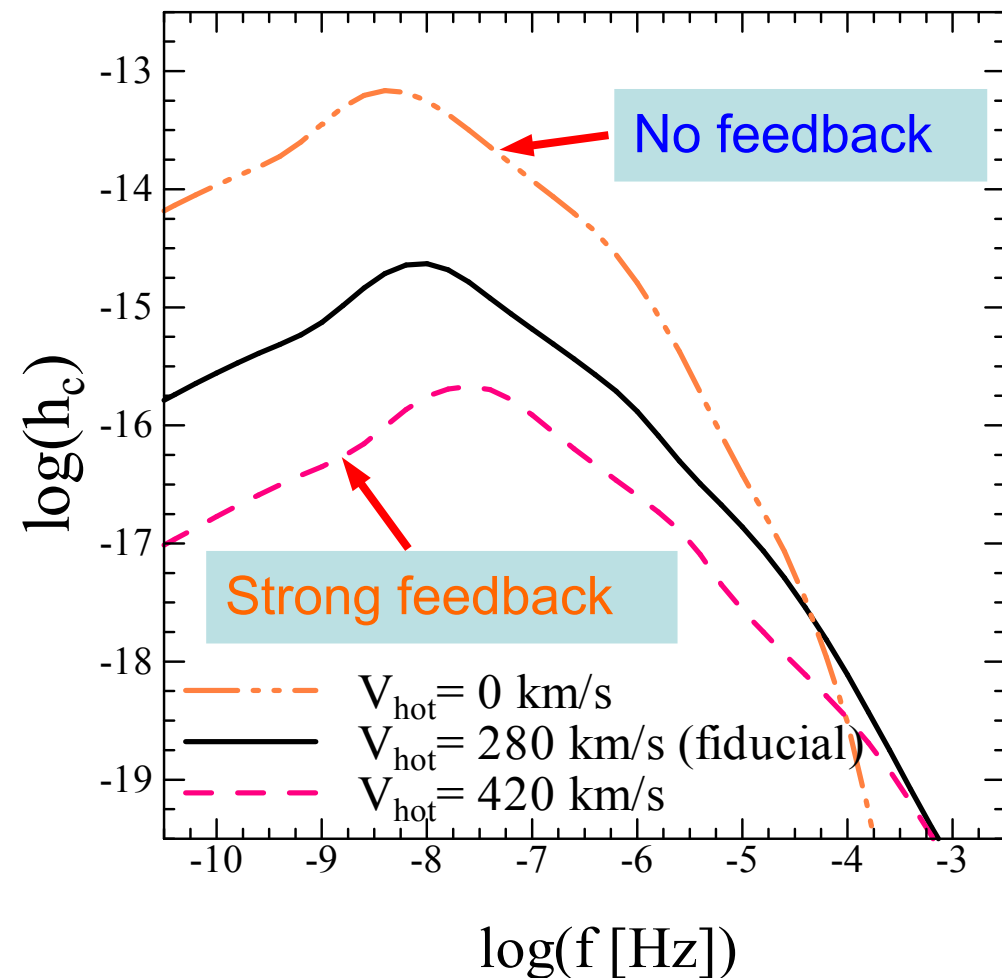
→cold gasが減る

→SMBHがあまり成長しない

→重力波の強度は減少

注：この図はパラメタを銀河の観測結果に合わないくらい極端に変えた例である

- 銀河の観測に合うようにパラメタを決めてやれば、重力波の不定性は小さい



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

まとめ

- 世界最高クラスのN体シミュレーションを用いて、新たな準解析的銀河形成モデルを構築した
 - ▶ 最大1.6Gpc、すばるHSCによるサーベイと比較可能
 - ▶ AGNのようなrareな天体も大量に得られる
- データの一部は公開されています
 - ▶ 銀河 <http://vizier.nao.ac.jp/cgi-bin/VizieR?-source=J/PASJ/68/25>
 - ▶ N-body <http://hpc.imit.chiba-u.jp/~nngc/>
- いじりたい人/使いたい人/データ見たい人募集中です!