

# 準解析的モデルを用いた活動銀河核におけるダスト減光効果の研究

白方 光 (北海道大学大学院理学院 宇宙理学専攻)

## Abstract

我々は準解析的銀河形成モデルである, *New Numerical Galaxy Catalogue* ( $\nu^2$ GC) を用いて超巨大ブラックホール (SMBH) と銀河の共進化について理論的に研究している. 準解析的銀河形成モデルでは, ダークマターの空間分布をダークマターのみ  $N$  体シミュレーションで計算し, バリオンが関わる部分については観測や数値シミュレーション・解析解を元にモデル化している. そのため, 宇宙論的流体シミュレーションによる銀河進化研究よりも格段に広い計算体積を取ることができ, 統計的研究に優れている. 特に活動銀河核 (AGN) などの, 空間密度が低い天体の研究には強力な武器となる. これまで私は, AGN の中で最も明るいクラスであるクェーサーのダスト減光効果を研究してきた. クェーサーが質量比の大きな銀河合体によってトリガーされるとして, 合体後のクェーサー母銀河に存在するダストがクェーサーの減光にどの程度寄与するかを調べた. その結果, 我々の準解析的銀河形成モデルが銀河の観測結果を説明できるのなら, 母銀河のダストによって, クェーサーは可視光 (B-band) で約 2 等級ほど暗くなることがわかった. しかし観測はクェーサーにおけるダスト減光の効果は統計的には無視できるほど小さいことを示唆している. 今回は, クェーサーだけでなく暗い AGN をトリガーする物理過程も考慮した上で, 母銀河のダスト減光が AGN にもたらす影響を調べた. 観測と比較する際はダストによる減光は無視できると考えられている硬  $X$  線と可視光 (B-band) の光度関数を用いた. 今回は  $z < 2$  の結果を発表する. また, クェーサーについてはダスト減光を弱めるために必要なプロセスも議論する.

## 1 Introduction

SMBH と母銀河の共進化について探るため, SMBH に質量が降着することで明るく光る活動銀河核 (AGN) の研究が盛んに行われてきた. 観測では可視光だけではなく,  $X$  線や赤外線, 電波観測によってダスト減光やコンプトン吸収によって特定の波長域で検出できない AGN も含めた統計的な議論が可能になってきている.

AGN は可視光で観測できるかどうかという観点から 1 型 (unobscured) ・ 2 型 (obscured) と分類されることが多い. この 2 型 AGN の存在割合についての研究は, 多波長の AGN 観測によって実現される. 例えば Hopkins, Richards, & Hernquist (2007) では, AGN の SED を仮定し,  $X$  線, 可視光, 赤外線の AGN 光度関数を bolometric 光度関数に焼き直すことで  $X$  線で観測されていて可視光で受かっていない 2 型 AGN の割合は過半数から 8 割程度であると報告している.

AGN についての理論研究は, 主に数値シミュレ-

ーション・準解析的モデルという相補的 2 手法を用いて行われてきた. しかし, AGN のダスト減光についての理論的示唆はまだ乏しい.

例えば Fanidakis et al. (2012) の準解析的モデルを用いた研究では, Hopkins, Richards, & Hernquist (2007) の観測的に調べられた 2 型 AGN の存在割合や各波長光度を bolometric 光度に焼き直す式を使って AGN の性質を議論しており, 彼らの準解析的銀河形成モデルから得られる母銀河周辺のダスト分布は使われていないため AGN モデルと銀河形成モデルが整合的に取り扱われていない.

私はこれまで準解析的銀河形成モデルで, AGN 光度関数にダスト減光が及ぼす影響について研究してきた (Shirakata et al. 2015). 私の研究は銀河形成モデルから直接求められる母銀河に存在するダスト量から減光の大きさを調べ, 観測されている AGN の特性がどのようなメカニズムで現れているのかについて理論的観点から示唆を与えることを目的としている.

Shirakata et al. (2015) では円盤を持たない銀河に存在する AGN をトリガーすると考えられている物理過程 (銀河の major merger) のみを考えていた. 1 型の AGN に分類されるものの多くはこのような円盤を持たない銀河に存在しており, ダスト減光効果は無視できるほど小さいと考えられている. しかし我々のモデル (“Numerical Galaxy Catalogue”;  $\nu_{GC}$  Nagashima et al. (2005)) では母銀河のダスト減光によって本来の光度から 2 等級ほど暗く見える AGN が多く存在し, 観測の AGN 光度関数を再現できないことがわかった.

今回の研究では, 星形成を活発に行っている渦巻銀河のような形態の銀河に存在する AGN も考慮したモデルを構築した. 2 型 AGN の母銀河の過半数は円盤をもち, 星形成を活発に行っている銀河であると言われており (Villaruel 2014), 2 型 AGN の中には銀河円盤に存在するダストが減光に大きく寄与していると示唆されているものもある (Rigby et al. 2006). このような 2 型 AGN も含めて AGN 母銀河のダストが AGN 光度関数に与える影響を調べた結果を報告する.

## 2 Methods

私はダストに埋もれた AGN の存在割合を理論的に調べるべく, 準解析的銀河形成モデル “New Numerical Galaxy Catalogue” ( $\nu^2_{GC}$ ; Makiya et al. (in prep.)) の SMBH 成長史モデルを改良した.  $\nu^2_{GC}$  は “Numerical Galaxy Catalogue” ( $\nu_{GC}$ ; Nagashima et al. (2005)) のアップデート版で, 銀河形成モデルや AGN フィードバックモデルを改良したモデルである. ダークハローの成長・進化を計算する  $N$  体シミュレーションは Planck で得られた宇宙論的パラメータ (Planck Collaboration et al. 2014) を用いて新たに計算されたものを使っており, その計算体積・解像度は世界最高を誇る (Ishiyama et al. 2015). 今回用いた  $N$  体シミュレーションの計算体積は  $280h^{-1}[\text{Mpc}^3]$ , 粒子数が  $2048^3$ , 粒子質量が  $2.2 \times 10^8 [h^{-1} M_{\odot}]$  である. 本論文で宇宙論パラメータは  $\Omega_0 = 0.31, \Omega_b = 0.048, \lambda_0 = 0.69, h = 0.68, n_s = 0.96, \sigma_8 = 0.83$ . 以下では SMBH の形成・進化に関連する部分についてモデルの概要を述べる.

### 2.1 Merger of Galaxies and mass accretion to SMBHs

ダークハローの合体の後, 同じダークハロー内に存在する銀河同士の合体が起こる.  $\nu^2_{GC}$  では合体するダークハローのうち最も重いダークハロー中に存在する最も重い銀河を合体して新しくできたハローの中心銀河とし, それ以外の銀河は衛星銀河とみなす. 銀河同士の合体は, 力学的摩擦によって衛星銀河が中心銀河と合体する場合と衛星銀河同士のランダム衝突を考えている. どちらの場合も銀河同士の衝突は major merger と minor merger の 2 つに分類される.

合体する 2 つの銀河の質量をそれぞれ  $m_1, m_2 (m_1 > m_2)$  とする. major merger は  $m_2/m_1 > f_{\text{bulge}}$  ( $f_{\text{bulge}}$  はフリーパラメータで本研究では  $f_{\text{bulge}} = 0.46$ ) を満たす合体を指し, major merger が起こると銀河円盤は完全に破壊され, バルジで爆発的星形成が起こり, 銀河が保持していたすべての cold gas はこの爆発的星形成によって使い果たされるが, 一部の cold gas が SMBH に降着し, AGN を発現させる.

minor merger は  $m_2/m_1 \leq f_{\text{bulge}}$  を満たす合体である. これまでの  $\nu^2_{GC}$  モデルでは, minor merger 時に爆発的星形, SMBH への cold gas 降着は起きないとしていた. これは円盤をもつ銀河で AGN が発現しないことを示している. しかし AGN の過半数は円盤をもつ銀河に存在することが示唆されている. そのため今回は以下のように, minor merger 時でも爆発的星形成が起き, SMBH への質量降着が起きるモデルを考えたい.

minor merger が起きると, 合体する銀河のうち小質量 ( $m_2$ ) の銀河はすべて大質量銀河のバルジに吸収される. 大質量銀河の円盤に存在する星 (質量  $M_{\text{st,disk}}$ ), cold gas (質量  $M_{\text{cold,disk}}$ ) は以下の割合でバルジに降着する.

$$\Delta M_{\text{st}} = \left(\frac{m_2}{m_1}\right)^{\alpha_{\text{disk}}} M_{\text{st,disk}} \quad (1)$$

$$\Delta M_{\text{cold}} = \frac{1}{e-1} \left( \exp\left(\frac{m_2/m_1}{f_{\text{bulge}}}\right) - 1 \right) \quad (2)$$

$\alpha_{\text{disk}}$  はフリーパラメータで, 本研究では  $\alpha_{\text{disk}} = 1$  に固定した.

銀河合体によってバルジに流れ込んだ cold gas は爆発的星形成によって使い果たされる。この爆発的星形成でできた星質量  $\Delta M_{\text{st,burst}}$  に比例する量の cold gas が SMBH に降着すると考える。1 度の爆発的星形成で SMBH に降着するガス質量  $M_{\text{acc}}$  は、

$$M_{\text{acc}} = f_{\text{BH}}(m_2/m_1)\Delta M_{\text{st,burst}} \quad (3)$$

と表される。ここで  $f_{\text{BH}}$  はフリーパラメータで、本研究では 0.013 とした。

## 2.2 AGN luminosity

AGN の bolometric 光度は以下のように計算する。

$$L_{\text{bol}}(t) = \frac{\epsilon_{\text{bol}} M_{\text{acc}} c^2}{t_{\text{lifc}}} \exp(-t/t_{\text{lifc}}) \quad (4)$$

$c$  は光速、放射効率  $\epsilon_{\text{bol}}$  は 0.1 に固定している。AGN の lifetime,  $t_{\text{lifc}}$  は銀河の dynamical time  $t_{\text{dyn}}$  を用いて  $t_{\text{lifc}} = f_{\text{lifc}} t_{\text{dyn}}$  とし、 $f_{\text{lifc}}$  は  $z \sim 2.0$  での hard X 線光度関数が観測を再現するように値を設定する (本研究では  $f_{\text{lifc}} = 1.5$ )。

bolometric 光度に対する各バンド光度の割合は bolometric 光度の関数として、Marconi et al. (2004) で与えられる式を用いる。

$$\begin{aligned} \log[L_{\text{bol}}/L(2-10 \text{ keV})] &= 1.54 + 0.24\mathcal{L} + 0.012\mathcal{L}^2 \\ &\quad - 0.0015\mathcal{L}^3, \\ \log[L_{\text{bol}}/\nu_B L_{\nu_B}] &= 0.80 - 0.067\mathcal{L} + 0.017\mathcal{L}^2 \\ &\quad - 0.0023\mathcal{L}^3, \end{aligned} \quad (5)$$

ここで  $\mathcal{L} = (\log L - 12)$ ,  $L_{\text{bol}}$  は  $L_{\odot}$  を単位とする。

## 3 Results

本研究では、Makiya et al. (in prep.) で新たに導入された Markov-Chain Monte Carlo (MCMC) 法を用い、近傍の r, K-band の銀河光度関数と HI 質量関数、バルジ質量 - BH 質量関係が観測と整合的になるようにフリーパラメータを決めている。

AGN 光度関数については  $z \sim 2$  での hard X 線光度関数 (図 1) が観測に合うように  $f_{\text{lifc}}$  の値を決め

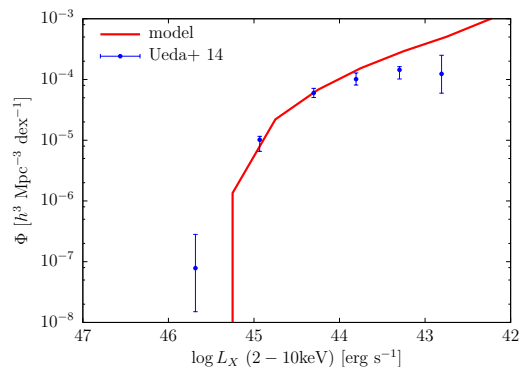


図 1:  $z \sim 2.0$  における hard X 線の AGN 光度関数。赤線がモデルから求めた光度関数で  $N_H > 10^{24} [\text{cm}^{-2}]$  を満たす AGN は Compton thick で観測できないとして除外してある。青のエラーバー付きの点が Ueda et al. (2014) の観測データ。

た。しかし今回のモデルでは hard X 線で暗い AGN が多く出来すぎていることが分かる。

次に同じく  $z \sim 2$  での B-band 光度関数を図 2 に示す。黒が母銀河のダスト減光を考慮しなかった場合のモデルの線で、赤が母銀河のダスト減光を考慮した場合のモデルの線である。

この図 2 に示した 2 つの観測データのうち青は Croom et al. (2009) で得られた UV 光度関数を  $M_{1450} = M_B + 0.7043$  の関係を用いて B-band に変換したもので、オレンジは図 1 でも示した Ueda et al. (2014) の hard X 線の観測データを式 5 を使って B-band 光度関数に変換したものである。この観測データの比較から、hard X 線で観測されているが B-band で受かっていない AGN が B-band で受かっているものの 8 倍以上存在ことが見て取れる。今回の私の結果はダスト減光が効いて hard X 線では受かるが B-band では見えない AGN がほとんど存在せず、B-band 光度関数を観測と整合的に説明できない。

## 4 Discussion and Summary

私は準解析的銀河形成モデル  $\nu^2_{\text{GC}}$  を用いて、minor merger にトリガーされる、円盤をもつ銀河に存在する AGN をモデル化し、AGN 母銀河のダストが AGN 光度関数に及ぼす影響を調べた。その結果、AGN 母銀河のダストによる減光効果はほとんどないが、B-band で観測できる AGN が出来すぎており観測と矛

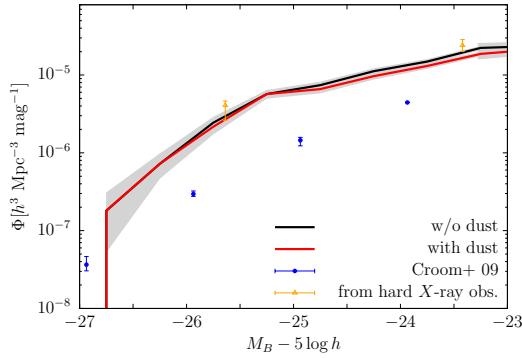


図 2:  $z \sim 2.0$  における B-band の AGN 光度関数. 黒と赤の実線がモデルから求めた光度関数で, それぞれ母銀河のダストによる減光を考慮しない場合と考慮した場合である. (グレーの領域は  $1\sigma$  エラー.) 青のエラーバー付きの点は Croom et al. (2009) の観測データで  $M_{1450} = M_B + 0.7043$  の関係を用いて変換している. オレンジのエラーバー付きのデータは Ueda et al. (2014) の hard X-線の光度関数を Marconi et al. (2004) の bolometric correction を使って B-band 光度関数に変換したもの.

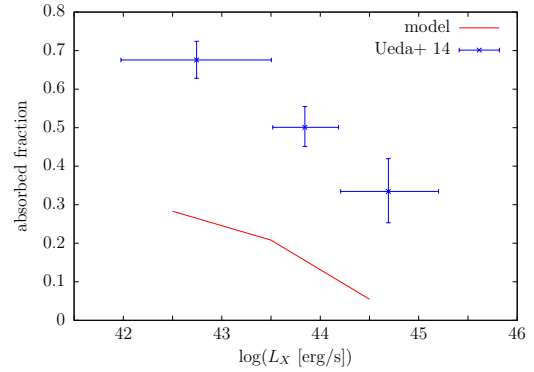


図 3:  $z \sim 2.0$  における AGN の absorbed fraction. 赤の実線がモデルから求めたもので, 母銀河の  $N_H$  が  $10^{24} [\text{cm}^{-2}]$  以上のものが AGN 全体のうちのどのくらいの割合を占めるのかを示している. 青のエラーバー付き観測データは Ueda et al. (2014) より ( $1 < z < 3$ ).

盾することが分かった. これは母銀河以外に存在するダストが AGN 光度に大きな影響を与えることを示唆していると考えられる. 候補としては降着円盤周辺のトーラス状構造が挙げられる.

図 3 で AGN の Absorbed fraction を hard X 線光度の関数として表した. モデルは観測で示唆されるより absorbed fraction が小さいことから AGN 周辺にガスやダストの量を過小評価していることが分かる. この absorbed fraction の観測との不一致も, トーラス状構造の導入で改善されることが期待される.

Shirakata et al. (2015) のモデルでは母銀河のダスト減光が無視できず, 観測と矛盾が生じていたが今回のモデルでは母銀河のダストによる減光はほとんど効かなかった. これは近傍の銀河の観測とモデルを整合的にするために 超新星爆発によるフィードバックを Shirakata et al. (2015) のモデルの約 100 倍の強さで入力しているためだと考えられる.

## Acknowledgement

基礎物理学研究所 (研究会番号: YITP-W-15-04) 及び国立天文台からのご支援に感謝いたします。

## Reference

- Croom S. M., et al., 2009, MNRAS, 399, 1755  
 Fanidakis N., et al., 2012, MNRAS, 419, 2797  
 Ferrarese L., Merritt D., 2000, ApJ, 539, L9  
 Häring N., Rix H.-W., 2004, ApJ, 604, L89  
 Hopkins P. F., Richards G. T., Hernquist L., 2007, ApJ, 654, 731  
 Ishiyama T., Enoki M., Kobayashi M. A. R., Makiya R., Nagashima M., Oogi T., 2015, PASJ, 194  
 R. Makiya et al. in prep.  
 Marconi A., Risaliti G., Gilli R., Hunt L. K., Maiolino R., Salvati M., 2004, MNRAS, 351, 169  
 McConnell N. J., Ma C.-P., 2013, ApJ, 764, 184  
 Merritt D., Ferrarese L., 2001, ApJ, 547, 140  
 Nagashima M., Yahagi H., Enoki M., Yoshii Y., Gouda N., 2005, ApJ, 634, 26  
 Planck Collaboration, et al., 2014, A&A, 571, A1  
 Rigby J. R., Rieke G. H., Donley J. L., Alonso-Herrero A., Pérez-González P. G., 2006, ApJ, 645, 115  
 Shirakata H., Okamoto T., Enoki M., Nagashima M., Kobayashi M. A. R., Ishiyama T., Makiya R., 2015, MNRAS, 450, L6  
 Ueda Y., Akiyama M., Hasinger G., Miyaji T., Watson M. G., 2014, ApJ, 786, 104  
 Villarroel B., 2014, cosp, 40, 3523