z = 0 - 3の星形成銀河の紫外光脱出率とダストのジオメトリー

日下部晴香 (東京大学大学院 理学系研究科)

Abstract

銀河の紫外線 (UV) 脱出率 f_{esc}^{UV} は、銀河の Spectral Energy Distribution (SED) を左右し、ダスト減光を 考慮した星形成率の見積もりに欠かせない。 f_{esc}^{UV} とそれを左右するダストの空間分布の関係について、観測 に基づいたモデルがない。そのため銀河進化の理論モデルでは、観測的裏付けの無い単純なモデルを仮定し ていることも多く、理論モデルの銀河の性質には不定性をもたらしている。そこで本研究では、 f_{esc}^{UV} とダス トの空間分布の関係について、近傍と遠方の星形成銀河 ($z \sim 0-3$)を用いて初めて観測的に調べた。近傍銀 河は、Herschel Reference Survey から約 110 個、遠方銀河は、重力レンズで増光された銀河を含む、深い 赤外線 (IR) の観測のある約 10 個 ($z \sim 1-3$)を用いた。その結果、私たちは、銀河の f_{esc}^{UV} と銀河の global な (系全体の) ダスト柱密度 Σ_d に強い相関関係が存在することを見いだした。この関係は、ダスト の動径方 向の分布が、星と同じ exponential 分布に従うとするモデルで表すことができ、近傍から遠方 ($z \sim 0-3$) の銀河について観測に基づくダストの空間分布の減光モデルを初めて確立した。最新の銀河進化モデルの 1 つである Shimizu et al. (2014)の採用している減光モデルを初めて確立した。最新の銀河進化モデルを用いる と、紫外光度と可視の銀河半径からサブミリフラックス、赤外光度、減光量などを簡単に推定する手法につ いても紹介する。

1 Introduction

銀河の若い星から出る UV の一部は、ダストに減光 され、赤外線 (IR) で再放射され、UV のまま抜けて くるのは一部の輻射である。この割合を表す UV の 脱出率 $f_{\rm esc}^{\rm UV}$ は、銀河の Spectral Energy Distribution (SED)を決める重要な物理量であり、UV から星形 成率を正しく見積もる際にも減光の補正として必要 となる。しかし、これまで $f_{\rm esc}^{\rm UV}$ が光学的厚みを左右 するダストの空間分布によってどのように決まるの か、近傍銀河と遠方銀河を global(銀河の系全体) な 観点から統一的に調べた研究はされておらず、銀河 の UV 脱出の仕組みの理解は進んでいない。

これまでのダストの空間分布に関する研究では、近 傍銀河を中心として、銀河の系全体を単純なモデル で近似的に表そうとしてきた (Calzetti et al. 2001, 表 1)。代表的な空間分布のモデルは、1)foreground screen モデル: 星の光を背景光として手前側にダス トの screen があるもの、2)mixed slab/ sandwich モ デル:星とダストが一様に混ざって平板状に分布し、 sandwich の場合はさらに平板の両側に星のみの層が

ついているもの、3)spherical モデル:球状に星やダ ストを分布しているもの、4)exponential モデル:銀河 の表面輝度が exponential 分布であることに従って、 ダストと星を分布させて減いるもの、などがあげら れる。モデル化は行われているものの、光学的厚み の源となる ∑d の観測値に着目した検証は少ない。近 傍の edge-on disk 銀河に限れば、可視の減光と Σ_d か ら4)は水平方向に関しては観測と合うことが示され ている (Verstappen et al. 2013)。また、間接的な研 究も含めて、近年は1)よりも2)の方が他の観測との 矛盾が少ないとされている (Nordon et al. 2013)。問 題なのは、銀河一般に対して、直接的な観測による モデルの確立は未だにされていないことである。特 に、減光の影響を大きくうける、肝心な紫外光に着目 して $f_{
m esc}^{
m UV}$ と $\Sigma_{
m d}$ を調べた研究はなく、実際の銀河を global に見た時に、どのような仕組みで紫外線が脱 出しているかわかっていない (Munoz-Mateos et al. 2009, c.f. 近傍銀河を局所的に見た時のふるまい)。

このような状況のため、輻射輸送を解かない銀河 進化の理論モデルでは、裏付けのない2)や3)など の単純な空間分布を仮定して f_{esc}^{UV} を決定しているこ とが多く (Shimizu et al. 2014; Makiya et al. 2015)、 輻射輸送を解く場合でも f_{esc}^{UV} が観測と合うか確認さ れていない。そのため、最新の銀河進化の理論モデ ルは紫外線光度関数の観測をよく再現できているが、 個々のモデル銀河の f_{esc}^{UV} が正しい保証はなく、星形 成率などの銀河の性質が正しくない可能性がある。

そこで、本研究では、 $z \sim 0-3$ の星形成銀河について、銀河を global にみた時の $\Sigma_{d} \geq f_{esc}^{UV}$ の関係を探り、モデル化したものを既存の銀河進化の理論モデルと比較し、理論モデルに組み込む。

2 Data, Methods and Models 2.1 Data

本研究では、個々の銀河の $f_{\rm esc}^{\rm UV}$ とダストの ${
m global}$ な柱密度 $\Sigma_{
m d}$ を用いるため、紫外減光量 $A_{1600 \mathring{A}}$ もし くは紫外線光度 $L_{\rm UV}$ と赤外線光度 $L_{\rm IR}$ 、並びに銀河 サイズ (半光度半径: $R_{\rm e}$)、ダスト質量 $M_{\rm d}$ の観測量が 必要となる。近傍銀河 (赤方偏移: $z \sim 0$) は、Herschel Reference Survey から gas rich な星形成銀河を約 110 個 (Ciesla et al. 2014; Cortese et al. 2012, 2014) を用いる。遠方銀河は、PACS Evolutionary Probe (PEP) から $z \sim 1$ の星形成銀河 7 個 (Magnelli et al. 2012; Nordon et al. 2013, PEP web page), $z \sim 1.5$ の BzK 銀河 5 個 (Magnelli et al. 2012; Nordon et al. 2013; Daddi et al. 2010) と、サンプル数を増やす ために、重力レンズ (GL) で増光された z~1-3の **星形成銀河約**4個 も用いる (Saintonge et al. 2013; Richard et al. 2011; Hainline et al. 2009)。これらの 銀河は、穏やかな星形成銀河と爆発的星形成銀河に 分類される。

2.2 Methods

 f_{esc}^{UV} は、 A_{1600A}° から、もしくは Overzier et al. (2011)に基づいて L_{UV} と L_{IR} から計算する。近傍 銀河では、紫外線よりも長い波長の輻射が卓越して いる中・小質量星 (~ 古い星)によってもダストが暖 められるので、Cortese et al. (2008)と同様に L_{IR} か らこれらの寄与を取り除く。

 $\Sigma_{\rm d}$ は、 $0.5M_{
m d}/(\pi R_{
m e,d}^2)$ とし、これはダストの半光 度半径 $R_{
m e,d}$ より内側の平均的なダストの柱密度に相 当する。ダストを観測する赤外線望遠鏡は空間分解 能が悪いため、本サンプルについて $R_{e,d}$ を測ること はできない。近傍銀河の $R_{e,d}$ は可視光の R_e と同程 度なので (Munoz-Mateos et al. 2009)、静止系可視 の R_e をダストの $R_{e,d}$ として採用する。ただし、可視 の R_e がない一部の GL 銀河は、紫外線や H α 輝線で 測った R_e を用いる。BzK 銀河の $R_{e,d}$ は、Sextractor を用いて HST/WFC3/IR F125W の画像 (3D-HST; Skelton et al. 2014) から測定し、その他の銀河は先 行研究の値を採用する。また、 M_d は、GL 銀河は修 正黒体輻射から求めたものを、それ以外は Draine & Li (2007) に基づいた値を用いる。サンプルのうち、 4 つの PEP 銀河、1 つの BzK 銀河は、静止系可視 での形態が R_e を測ることが困難なほど不規則また は clumpy であったため、これ以降の議論では除外 する。

2.3 Models

 $z \sim 0 - 3$ の星形成銀河のダストはどのような空間 分布をもつのか。本サンプルはほとんど disk-like な 銀河であり、典型的には表面輝度は exponential 分布 に従うため、前述 3) の spherical 分布のモデルも適 切ではないと考えられる。Sec. 1 で述べた先行研究 の様子を踏まえて、本研究では、特に exponential 分 布の減光モデルに注目する。簡単のため、赤外線 (ダ スト)、紫外線(若い星)、可視光(古い星)の表面輝度 プロファイルが同じセルシックインデックスn(=1)、 $R_{\rm e}$ に従うとする。私たちは質量吸収係数 κ ごとに、 銀河の global な $f_{\mathrm{esc}}^{\mathrm{UV}}$ と Σ_{d} の関係について数値計算 を行い、この関係をモデル化した。この exponential 分布の減光モデルは、 $\Sigma_{\rm d}$ vs. $f_{\rm esc}^{\rm UV}$ の図において、 κ を変えると水平に移動する。exponential 分布の減光 モデルでは、紫外線の光度の強いところにダストも 多く分布するため、slabのような一様分布に比べて 減光は効率よく起こり、モデルの関数形も異なる。

3 Results: Σ_{d} and f_{esc}^{UV}

図 1 に、 $z \sim 0-3$ の銀河の $\Sigma_{d} \geq f_{esc}^{UV}$ の観測結 果と、exponential 分布の減光モデル (Sec. 2.3 参照) を κ を変数にして chi-square fitting をした結果を示 した。まず、観測結果であるが、 f_{esc}^{UV} と global な Σ_{d} の相関関係が見られる。

この相関関係に対して、Sec. 2.3 の exponential 分 布の減光モデルを用いて、 κ を変数とした chi-square



図 1: 横軸が Σ_d (M_☉/kpc²)、縦軸は f_{esc}^{UV} を表す。赤、 緑、ピンク、水色の点は各々、HRS、BzK, PEP, GL のサ ンプルの結果を表す。黒線は HRS の best fit の κ 、灰色 の線は 1 σ の κ 、茶色の線はその他の high-z の 3 サンプル の中央値の κ を採用した exponential 減光モデルを表す。



図 2: 横軸が $\kappa(cm^2/g)$ 、縦軸が個数を表す。青のヒストグ ラムは近傍の HRS の結果で、 κ の分布中央値、標準偏差 σ は各々7.6,4.5×10⁴ cm^2/g である。赤は遠方銀河 ($z \sim 1-3$) の結果で κ の中央値、 σ は、各々5.1,12.5×10⁴ cm^2/g で ある。

fit を行った。観測結果の横軸方向の不定性が縦軸に 比べて大きいため、縦軸をモデルと観測結果であわ せて、横軸方向の 1 σ の不定性を用いて重み付けを 行った。HRS 銀河を用いた近傍銀河の best fit は、 $\kappa = 8.6^{+6.9}_{-3.8} \times 10^4 cm^2/g$ となる。観測結果の 68% が 含まれるように κ の 1 σ の不定性を求めた。reduced chi square~ 2 であった。遠方銀河は、サンプル数が 11 と少なく、ばらつきも大きいため、各銀河につい て求めた κ の中央値である $\kappa = 5.1 \times 10^4 cm^2/g$ を 採用した。図1で特にモデルから離れている銀河は、 静止系可視と紫外の R_e の比から説明することがで きる。HRS 銀河のうち特に顕著にモデルよりも右上 に位置している5つの天体は、静止系紫外の R_e が 可視の R_e より2-5倍大きく、今回の指数減光モデル よりも f_{esc}^{UV} が大きくなると考えられる。一方、BzK 銀河が4天体中3天体ほどモデルよりも下側に分布 しているが、これは静止系紫外の R_e が可視の R_e よ りも小さいため、今回の指数減光モデルよりも f_{esc}^{UV} が小さくなると考えられる。このBzK 銀河の半径の 傾向は、Yuma et al. (2012)のBzK 銀河の紫外より も可視の R_e の方が大きいという結果と矛盾しない。

ここでいう質量吸収係数 κ の物理的な意味は、銀 河の global な吸収と散乱を合わせた effective な減光 の、単位質量あたりの効率を表している。近傍と遠方 の銀河の比較のため、図2に全てのサンプルの ~ のヒ ストグラムを示した。注釈に記すように、κのばらつ きは大きく、近傍銀河と遠方銀河の κ は不確かさの 範囲で一致する。天の川銀河の吸収と分散を足しあ わせた κ は、 $6.6 \times 10^4 cm^2/g$ (Weingartner & Draine 2001)、 $z \sim 3 \sigma$ Lyman Break Galaxies の理論モデ ルからの推定値は、 $\sim 6-7 \times 10^4 cm^2/g$ (Yajima et al. 2014) であり、近傍銀河の結果と不定性の範囲で 一致する。赤方偏移や銀河種族によって κ や空間分 布が変わるか、それに応じて R_{e.d} はどのような値を 採用すべきか議論するには、より多くのサンプルと 精度の良い Re と M の観測が必要となる。本研究で は、観測結果の分散に気をつけて、HRS の best fit の $\kappa = 8.6 \times 10^4 cm^2/g$ を $z \sim 0-3$ の星形成銀河の 典型的な κ として採用する。

4 Galaxy evolution model

図 3 は、Shimizu et al. (2014)の宇宙流体シミュ レーションの $z \sim 0, 2$ の銀河の結果を観測を比較す るためのものである。この銀河進化の理論モデルは、 紫外光度関数などの統計的な観測を再現するように 調整をした (mixed slab を含む)sandwich モデルの パラメーターに基づいて、各銀河の $f_{\rm esc}^{\rm UV}$ を与えてい る。 $z \sim 0$ の理論モデルの銀河は slabの空間分布に なっており、 $z \sim 0$ の観測よりも、理論モデルの銀



図 3: 横軸が Σ_d (M_{\odot}/kpc^2)、縦軸は f_{esc}^{UV} を表し、図 1 に Shimizu et al. (2014)の宇宙流体シミュレーションの 結果を追加した図である。 $z \sim 0,2$ の結果を各々青の大き い丸、小さい丸で示した。ダスト質量は金属量の半分を仮 定している。

河の方が紫外脱出率が高くなっていることがわかる。 一方、 $z \sim 2$ の理論モデルの銀河は、sandwich 分布 のパラメーターが $f_{\rm esc}^{\rm UV}$ の下限値を高くしすぎていて (1600Åの減光量にして 1.8mag 以下)、 $z \sim 2$ の観測 と合っていない。このように、銀河進化の理論モデ ルで仮定するダストの空間分布の減光モデルが現実 の銀河に即していない場合、紫外光度関数などの統 計的物理量はよく再現できていても、個々の銀河の 性質は観測と合わないということが起こりえる。

次に、exponential 分布の減光モデルをこの銀河進 化の理論モデルに組み込んだ。exponential 分布の減 光モデルを仮定して、統計的観測の再現ができるのな ら、減光メカニズムが観測とあうだけでなく、 $z \sim 2$ の銀河のような、 $f_{\rm esc}^{\rm UV}$ の下限値が大きすぎる問題は 解決できる。興味深いことに、モデルの紫外光度関 数の形が観測よりも bright end で steep に、高さも より低くなってしまい、紫外光度関数をうまく再現 できなくなった。これは、銀河進化の理論モデルの より根源的なパラメータである、銀河サイズ ($R_{\rm e,d}$) や $M_{\rm d}$ 、星形成率を改善すると観測を再現できる可 能性を示唆している。

この減光モデルを準解析的モデルに組み込む場合 を考える。準解析的モデルの銀河進化モデルは、ダ ストの空間分布に応じて f^{UV}_{esc} を与えることで、計算 を効率よく行うため、exponential 分布の減光モデル との親和性が高い。図 2 やシミュレーションに組み 込んだ際の結果からわかるように、exponential の減 光モデルは、slab モデルよりも f_{esc}^{UV} が低くなる傾 向をもつ。最新の結果である Makiya et al. (2015) (Nagahima et al. 2005, の後継 ver) に組み込む場合、 観測よりも cosmic SFRD が低いという点を改善で きる可能性がある。本研究の exponential 減光モデル は、輻射輸送を解か場合に限らず、輻射輸送をとく 銀河進化の理論モデルでも結果の確認に用いること ができ有用である。

講演では、本モデルに基づいた、紫外光度と可視 の銀河半径からサブミリフラックス、赤外光度、減 光量などを簡単に推定する手法についても紹介する。

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

Calzetti, D., et al. 2005, CHICAGO JOURNAL, 113, 84 Ciesla, L., et al. 2014, A&A, 565, 128 Cortese, L., et al. 2014, MNRAS, 440, 942 Cortese, L., et al. 2008, MNRAS, 386, 1157 Cortese, L., et al. 2012, A&A, 544, 101 Daddi, E., et al. 2010, 713, 686 Draine & Li, 2007, ApJ, 657, 810 Hainline, K., et al. 2009, ApJ, 701, 52 Magnelli, B., et al. 2012, A&A, 548, 22 Makiya, R., et al. 2015, in prep Munoz-Mateos, J. C., et al. 2009, ApJ, 701, 1965 Nagashima et al. 2005, ApJ, 634, 26 Nordon, R., et al. 2013, ApJ, 762, 125 Overzier, R., et al. 2011, ApJ, 726, 7 Richard, J., et al. 2011, MNAS, 413, 643 Saintonge, A., et al. 2013, ApJ, 778, 2 Sersic, J.L., et al. 1963, BAAA, 6, 41S Shimizu, I., et al. 2014, MNRAS, 440, 731 Skelton, R., et al. 2014, ApJS, 214, 24 Yajima, H., et al. 2014, MNRAS, 439, 3073 Yuma, S., et al. 2012, ApJ, 761, 19 Verstappen, J., et al. 2013, A&A, 556, 54 Weingartner & Draine 2001, ApJ, 548, 296