

Casey et al. 2014

石田 剛

2015 年 6 月 8 日

1 Introduction

2 Selection of Distant Infrared-Luminous Galaxies

2.1 Local Infrared-Luminous Galaxies

2.2 The very negative K-correction

2.3 Dusty Galaxy Selection from $\sim 8\text{--}2000\,\mu\text{m}$

2.3.1 Facilities and Instruments Discovering high- z DSFGs

2.3.2 Notable surveys focused on DSFG Discovery

2.4 Selection biases and Sensitivity

2.4.1 Intrinsic Variation in SEDs

2.4.2 Identifying Multi-wavelength Counterparts

2.5 DSFG Multiplicity

3 Submillimeter Number Counts

3.1 Confusion Noise

3.2 Using Monte Carlo Simulations in Number Counts Analysis

3.2.1 Estimating Deboosted Flux Densities

3.2.2 Estimating Positional Accuracy

3.2.3 Estimating Sample Contamination & Completeness

3.3 Number Counts

3.4 Parametrizing Number Counts

3.5 Bright-End Counts: Gravitationally Lensed DSFGs

3.6 The Cosmic Infrared Background and P(D) Analysis

4 Redshifts and Spectral Energy Distributions of Infrared-Luminous Galaxies

この section では、遠方の dusty な infrared star-forming galaxy に関する全体の基本的な特徴をいくつか説明する。DSFG の redshift distribution—以前はどのようにして測定され、今後はどのように一緒に測定されていくと思われるのか—についての議論を含む。また、luminosity function の最も良い推定と、DSFG population の CIB density、あるいは SFR density に対する寄与についても議論する。一度 redshift が分かれば、どのようにして基本的な物理的特徴を FIR SED fit から推定するか、直接解析的な fit を行うか、template を用いるかについても見ていく。

4.1 Acquiring Spectroscopic or Photometric Redshifts

個々の DSFG の物理的性質や、それらの population の全体的性質が理解されるためには、redshift が必要である。この review の最初の方の section 2 で説明したように、redshift を得ることは残念ながら dusty infrared-selected sample については簡単ではない。redshift を確定する努力は、rest-frame の UV や optical における著しい減光によって阻まれる。その波長帯においては、redshift indicator となる classic な emission-line の多くが存在する。また、IR/submm の大きな beamsize により、multi-wavelength での counterpart identification が曖昧になることも、問題を難しくしている (section 2.4.2 を見よ)。

multi-wavelength での counterpart matching の曖昧さにより、counterpart identification に適した中間の band への依存が進んだ。section 2.4.2 では、どのようにして radio と mid-IR 24 μm での撮像がしばしば中間の band として用いられるようになったかを説明している。その band では counterpart galaxy は 1 $\sim$ 2'' の scale で決まり、redshift を得るために必要な正確な位置を与える。

一般に、high-redshift の銀河は photometric か spectroscopic な redshift identification によって詳細に研究される。前者は正確さや信頼性に劣るが、deep extragalactic field (例えば COSMOS field; Scoville et al., 2007) において利用可能な multi-wavelength の data が増えたことにより、phot-z は以前に増して信頼できるものとなった (例えば Ilbert et al, 2009)。また、spec-z を得るよりも観測的に安くて済むという利点もある。暗い銀河 (i バンド等級が 23 $\sim$ 25) に対する spec-z は $> 8\text{ m class}$ の望遠鏡で数時間の積分が必要になりうる。仮に銀河の optical/NIR のスペクトルをさらに解析する必要がなければ、photo-z が特に counterpart が曖昧なときに有用である、と結論づけたくなるかもしれない。しかし、より ‘normal’ な high-redshift galaxy とは対照的に、DSFG の redshift を考える際には頭において置かなければならない重要な点がいくつかある。

1 つ目は、dusty infrared-selected galaxy は著しい optical の減光の影響を受けるということである。counterpart identification が難しくなるということよりも、phot-z の推定の質や信頼性に影響を与える。 $\sim 500\text{ M}_\odot\text{ yr}^{-1}$ の 850 μm で選択された SMG の分光観測では、continuum は受からず、明るい輝線のみ detect されることがしばしばある (Chapman et al., 2003b, 2005)。このような銀河は、例えば $\sim 10\text{ M}_\odot\text{ yr}^{-1}$ の Lyman-Break Galaxy (Shapley et al., 2003) よりもはるかに大きい emission-line-to-continuum ratio を持つ。SMG や他の似た dusty な high-SFR DSFG に対する phot-z の質は、激しい星形成史や非常に大きな減光の factor、そして非常に高い SFR を説明する stellar population model の仮定に依存している。幅広い stellar population model が、optical で identify された銀河の正確な phot-z を測定するのにうまく使われてきた一方、より dusty な starburst galaxy に対するこの手法の信頼性は、今まで systematic に議論されてこなかった。そしてしばしば、phot-z は DSFG に対しては全く適用できないことも分かってきた (例えば

Casey et al., 2012b)。

2 つ目は、submm の survey 領域が今よりも狭かった時代には、redshift を得るために適した手法が異なっていた。2009 年以前、submm map によって覆われる領域は legacy field のあたりと、いくつかの銀河団の周りの数平方度に限られていた。後者は信頼できる phot-z を計算するために必要である、十分 deep な optical の補助的な data が足りない傾向にあった。個々の領域が数〜数十平方分程度の広さしかないと考えると、同様の視野を持つ機器による spec-z follow-up がしばしば効率的であり正確である。さらに、spectroscopic identification により運動学的、力学的研究の follow-up、例えば補償光学を用いた IFU による resolved H α の観測や、CO 分子ガスの観測^{*1}が容易になるという利点もある。

より最近の赤外観測では submm mapping の領域が劇的に広がり、したがって detect される DSFG の数も大きく増えたが、補助的な data における同様の限界がある。というのも、map された領域のほとんどは phot-z により sample を解析するための data や、さらには optical/NIR での spectroscopic follow-up に用いる radio、または mid-IR counterpart を得るための十分 deep な multi-wavelength data がなかった。最も数が少なく、空に散らばった submm source に対しては、millimetric phot-z が redshift を得るために最初にとれる唯一の手段かもしれない。また、もしかすると millimetric spec-z が最も効率的な follow-up technique かもしれない。redshift を得るための異なる手法を考える際には、survey の scale、補助的な data が利用できるかどうか、そして最終的に何が得られるかどうかをすべて考えるべきである。

4.1.1 Millimetric Spectroscopic Redshifts

4.1.2 Millimetric Photometric Redshifts

4.1.3 Redshift Distributions of 24 μ m selected DSFG populations

4.1.4 Redshift Distributions of 850 μ m–1.4 mm-selected DSFG populations

4.1.5 Redshift Distributions of 250 μ m–500 μ m-selected DSFG populations

4.2 Infrared SED Fitting for DSFGs

FIR での SED fitting は銀河の dust emission に関する基本的な性質を抽出するのに必要である。得られる情報としては、IR luminosity や obscured SFR, dust temperature, dust mass などがある。FIR SED fitting は template library や scaling relation を利用することから、direct data fitting や parametrized fitting までいろいろとある。optical や NIR の data (Bolzonella et al, 2000; Bruzual & Charlot, 2003; Maraston, 2005) とは違い、FIR は model と比較するために利用できる band が少ないため、しばしば photometric な data が足りないということが起こる。最も多くても、個々の銀河は FIR における photometric data を ~ 10 程度しか持たない。平均的には 3–5 程度であるのに対し、optical は 30+ の band が利用できる。残念なことに、FIR emission を記述するために必要な parameter は optical/NIR よりも複雑であり、dust distribution や composition, dust grain type, orientation, galaxy structure, AGN heating, emissivity そして optical depth などが含まれる。以下では、FIR SED の基本的な特徴を知るため文献で用いられる一般的な方法を説明する。Table 2 にそれらを要約した。DSFG に対するあらゆる IR SED fitting に対する注意として、CO や CII による FIR emission line の影響を考えなければいけないということがある。これらの emission line は、submm の flux density を幅広い範囲で最大 20–40 % contaminate する (Smail et al., 2011)。

SED fitting の方法は以下のカテゴリに分けられる。(1) モデルとの直接比較 (輻射輸送あるいは経験的)。そ

^{*1} 2000 年代を通して、多くの mm line の観測のための bandwidth は狭く、そのため spec-z は CO line を観測するために非常に確固としたものである必要があった。

の際、例えば χ^2 検定などを用いる。(2) ベイズ統計を用いた model template との比較。(3) 単純な modified blackbody-like な関数での直接的な FIR fitting。最初の 2 つは section 4.2.1 で、最後の 1 つは section 4.2.2 で説明する。data の異なる扱い方によって、異なる SED model を使わなければならない。最後に挙げた一連の方法は、最も計算的に率直な方法であり、data の少ない銀河に対して適用することができる。また、stellar emission と dust emission を同時に fit したい人にとっては便利であろう。したがって、stellar synthesis modeling や正確な attenuation curve と dust grain の解析に基づく、より複雑なモデルのいくつかを用いる。

4.2.1 Employing dust radiative transfer models and empirical templates

詳細な data が比較的不足しているにもかかわらず、詳細な輻射輸送モデルや経験的な template library によって、星や分子雲、ダスト粒子からの複雑な赤外放射がモデル化されてきた。これは、幅広い銀河の geometry や luminosity に対して適用できる (Silva et al., 1998; Chary & Elbaz, 2001; Dale et al., 2001; Dale & Helou, 2002; Abel & Wandelt, 2002; Siebenmorgen & Krügel, 2007; Draine & Li, 2007)。これらのモデルを議論する際、data から正確性や適用の可否は決めることが出来ないことに注意。というのも単に、geometry や distribution, optical depth などの効果を分離するだけの詳細な情報が無いためである。また、この分野では多くの研究がなされているが、特に SED を作るために local starburst population において輻射輸送がモデル化されていることは重要である (Efstathiou & Rowan-Robinson, 1995; Efstathiou et al. 2000; Efstathiou & Rowan-Robinson, 2003; Efstathiou & Siebenmorgen, 2009; Nenkova et al., 2002; Dullemond & van Bemmelen, 2005; Piovan et al., 2006; Nenkova et al., 2008; Takagi et al., 2003; Fritz et al., 2006; Hönig et al., 2006; Schartmann et al., 2008)。しかし、ここでは high- z dusty starburst の SED fitting に対して最も一般的に用いられてきた手法に焦点を当てることにする^{*2}。

Silva et al. (1998) は UV から FIR に至るまで、ダスト吸収と放射をはっきりと説明することによって銀河の放射をモデル化するため、GRASIL のコードを開発した。彼らは stellar population synthesis model と chemical evolution code を用い、年齢や metallicity, SFR, ガスの割合、散らばった ISM と分子雲に取り込まれたガスの比、dust geometry やダスト粒子のサイズ分布 (小さな粒子と PAH の比) が異なる、単純な stellar population に対する integrated spectrum を作成した。Chary & Elbaz (2001) は GRASIL と Silva et al. (1998) の解析を用いて、適度に high- z ($z \sim 1$) まで infrared-luminous galaxy に対する template SED を作成した。そして CIB に対する異なる galaxy population の寄与を測定した。Chary & Elbaz は GRASIL を使い 4 つの SED を作成し、それぞれ 10 倍ずつ infrared luminosity の異なる近傍銀河—Arp220, NGC 6090, M82, M51 —の data を fit した。彼らは model spectrum の mid-IR の部分を棄却し、ISOCAM による data で置き換えた (Smith et al., 1989; Charmandaris et al., 1997; Laurent et al., 2000; Förster Schreiber et al., 2001; Roussel et al., 2001)。そして 4 つの銀河の SED を中間の光度まで内挿した。この template は $20\mu\text{m}$ で分割され、さらなる FIR の template ($20\text{--}1000\mu\text{m}$) は Dale et al. (2001) によって与えられ、より幅広いスペクトルの形、すなわちダスト温度まで拡張された。Silva et al. (1998) や Chary & Elbaz (2001) の研究とは対照的に、Dale et al. (2001) は FIR の SED に対する異なるモデルを提供した。SED は様々な dust emission curve と、幅広い radiation field に渡って dust mass (すなわち dust temperature) 分布が power-law に従うことを仮定して構成される。小さい粒子や大きい粒子、PAH などは全て考慮されており、このモデルは 69 の近傍銀河の data (IRAS や ISOCAM, ISOPHOT などから) と比較、制限された。Dale

^{*2} これらのモデルは high- z dusty starburst の SED をモデル化するために幅広く用いられてきたが、支配的な parameter の深い理解なしに、闇雲に多くの DSFG の data に対して適用するのはよくない。

et al. は一般的な銀河の SED は単に IRAS の band で定義される様々な FIR color、すなわち S_{60}/S_{100} によって説明されるとした。Dale & Helou (2002) はこの現象論的アプローチを補強し、 $>120\ \mu\text{m}$ の波長で calibration を拡張した。そして、Dale et al. (2001) の dust emissivity や radiation field intensity に関する model assumption を補正した。

Dopita et al. (2005) は UV から FIR、radio に至るまでの SED を再構成する別の手法を提供した。その際、STARBURST99 (Leitherer & Heckman, 1995) の stellar synthesis output や、nebular line emission modeling, HII region の力学的進化モデル、単純化された synchrotron emissivity model を組み合わせた。そして、 $\sim 100\ \text{Myr}$ の間続く solar-metallicity starburst に対する self-consistent な SED を構成した。彼らは、FIR emission は starburst の ambient pressure に依存すると説明した。Dopita et al. (2005) のモデルは high- z dusty galaxy community の中ではあまり用いられないが、特に solar-metallicity な系に対しては正しく適用できる。

Chary & Elbaz (2001) と Dale & Helou (2002) は SED fitting において dusty galaxy community の主流となってきた。特に、FIR emission の推定が必要な mid-IR で detect された銀河に対して有用である。しかし、より新しいモデルが最近では利用できるようになってきており、それらのモデルではより複雑で新しい data や、extreme starburst に対する特有の modeling technique を活用している。

Siebenmorgen & Krügel (2007) は dusty starburst nucleus と ULIRG に対する、球対称な輻射輸送モデルを説明している。また、球対称の仮定や、dust clumpiness に対する説明が不足していることは、dusty galaxy の SED を大きくは変えないということも主張している。彼らは local、または high- z の銀河に fit できる 7000 もの SED library を提供し、それらは正確に luminosity や size, dust または gas の mass を測定するのに用いられる。彼らの SED はいくつかの最近の研究でも用いられている。例えば Symeonidis et al. (2013) が挙げられ、そこでは high- z での FIR SED の全体的な特徴が研究されている。

Draine & Li (2007) は他の modeling method を提供しており、スペクトルの mid-IR におけるダストからの放射に焦点を当てている。しかし、FIR に至るまで follow もしている。このモデルは PAH 粒子の size distribution と starlight intensity、そしてある intensity 以上の starlight によって加熱されるダストの相対的な比をバランスさせている。これは Spitzer の data によって制限されている。

また別の DSFG community によって幅広く用いられる template の集合として、Rieke et al. (2009) で説明されているものがある。Rieke et al. は 11 の local LIRG と ULIRG の Spitzer による詳細な観測を用い、 $0.4\ \mu\text{m}$ – $30\ \text{cm}$ と luminosity で 5×10^9 – $10^{13}\ L_{\odot}$ の範囲の template を構成した。この template の静止系で $<35\ \mu\text{m}$ の範囲の特徴は、IRS と ISO のスペクトルから成り立っており、 $0.4\ \mu\text{m}$ – $5\ \mu\text{m}$ の stellar photospheric template を単純に redshift させたものと consistent である。スペクトルの FIR の部分は 38 – $64\ \text{K}$ ($70 < \lambda_{\text{peak}} < 125\ \mu\text{m}$) と $0.7 < \beta < 1$ の範囲の modified blackbody で fit されている。

最新の経験的な template を説明する研究と同時期に、Bayesian fitting code が現れた。これは UV から FIR に至るまでの template SED に observed data を fit するために作られた。Code Investigating GALaxy Emission (CIGALE) は Burgarella et al. (2005) で説明されたアルゴリズムにより開発され、Noll et al. (2009) で正式に与えられた。CIGALE は、optical/NIR で thermally pulsating asymptotic giant branch (TP-AGB) stars を説明する Maraston (2005) によって作られた model spectrum や、Calzetti et al. (1994) と Calzetti (2001) で与えられた modified law に基づく synthetic dust attenuation curve、そして Dale & Helou (2002) による FIR SED template に基づいている。対照的に、Multi-wavelength Analysis of Galaxy Physical Properties (MAGPHYS) code は energy balance argument を用いて、UV から FIR に至るまでの SED を経験的に制限する da Cunha et al. (2008) で説明された modeling package である。この SED の IR

の部分は、hot grains (mid-IR continuum; 温度で $\sim 130\text{--}250\text{ K}$), PAH (mid-IR の spectral line), そして熱平衡の粒子 (FIR continuum; 温度で $\sim 30\text{--}60\text{ K}$) からの放射をモデル化することで作られている。また、stellar component の部分は Bruzual & Charlot (2003) の stellar population synthesis によって作られ、optical で減光される starlight は IR での再放射にて説明される。da Cunha et al. (2008) の model technique が特に、幅広い星形成史の銀河に対する SED を制限するのに利用できる。というのも、どんな input stellar emission template も適宜合わせられるからである。

4.2.2 Direct modified blackbody SED modeling

詳細なモデルとは対照的に、多くの研究では代わりにスペクトルの FIR の部分を modified blackbody として近似する。^{*3} *Herschel* が打ち上がる前、DSFG が一般に FIR においてただ 1 つの photometric point でしか観測されていなかったとき—detection band に対応した photometric point、例えば $24\text{ }\mu\text{m}$ や $850\text{ }\mu\text{m}$ —過度に単純化された modified black body の解釈がなされた。というのも単に、より複雑なモデルはまだ制限されていなかったためである。例えば、 $850\text{ }\mu\text{m}$ で選択された SMG sample については、一般に $850\text{ }\mu\text{m}$ の flux density が直接 FIR の luminosity、それから SFR に変換された。この際、だいたいある温度、例えば $30\text{--}40\text{ K}$ 、の modified black body や、もしくは Arp 220 のような local ULIRG の SED template を仮定する (Barger et al., 2012)。この方法の欠点は、ある一定の赤外光度や SFR の銀河の $850\text{ }\mu\text{m}$ における flux density に大きな影響を与える、ダスト温度の変化を説明しないことである (section 2.4.1 の図 8 を見よ)。

力尽きました

^{*3} しばしば greybody という言葉が modified blackbody の代わりに用いられるが、前者は optical depth が波長に依存しない状況を指すことに注意。