

空間分解された近傍銀河における星形成則

照屋 なぎさ (名古屋大学大学院 理学研究科 銀河進化研究室 (Ω 研))

Abstract

銀河の進化を考える上で、さまざまな時代の星形成を正確に評価することは本質的に重要である。大質量星が放射する紫外線と、ダストから放射される遠赤外線の間を用いることによって、正確な星形成率を得ることができる。本研究では、空間分解された近傍銀河 (15-25Mpc) について GALEX と Herschel SPIRE の撮像データから星形成率を、また SDSS と 2MASS の撮像データを用いて星質量を見積もった。メッシュごとに星質量の密度と星形成率の密度の関係を調べ、それらが正の相関を持つことと、その関係が3種類に分類できることが分かった。今回は、3種類の分類がどのようなスケールで発生するのかを探るため、銀河を大きなスケールから小さなスケールへと分解していき、星質量密度と星形成率密度の関係を調べた。また、星形成率と、紫外線の吸収の強さを表す指標である赤外超過 (IRX)、紫外線のスペクトルエネルギー分布の傾きを表す β の関係も調べた。

1 Introduction

現在、宇宙には様々な種類の銀河が存在しており、銀河の物理量は時間発展していることが分かっている。銀河の形態や化学組成、星形成活動など、様々な量が進化しており、活発に研究が行われている。

近年、銀河の星形成活動の進化を探る研究として、星形成率と星質量の間のタイトな関係 (星形成主系列) が注目を浴びている。最近の研究によって、赤方偏移によって星形成主系列が変化することや星形成をしていない銀河やスターバースト銀河は星形成主系列を満たさないことが分かっており、さらに詳しい研究が進められている。

本研究では、空間分解された銀河の撮像データを用いて、メッシュごとに星質量と星形成率の関係を求めることを目的としている。

銀河の星形成率は、寿命の短い大質量星 (寿命 $10^6\text{--}10^8$ yr) の数を観測から求めることで計算することができる。この大質量星は、紫外線領域にピークを持つ光を放射する。そのため、初期質量関数を仮定することにより、観測された紫外線量からその領域の星の数ないし質量を推測することができる。

一方で、星形成を活発に行っている領域ではダストと呼ばれる $1\mu\text{m}$ 以下の固体微粒子が形成されており、そのダストが紫外線放射を吸収し遠赤外線でも放射する。そのため UV の観測データのみから星形

成率を推定すると過小評価してしまう可能性がある。そこで、本研究において星形成率は UV と FIR の両方を考えて見積もった。

さらに、銀河の物理量を考える上ではダストの減光曲線もまた重要となっている。この減光曲線の評価方法として、Meurer et al.(1999) で提唱された IRX- β 関係が広く用いられている。本研究では、その分布についても調べた。

2 Observations

本研究では、GALEX(紫外線)、Herschel SPIRE(遠赤外線)、2MASS(近赤外線)、SDSS(可視光) の撮像観測のデータを用いて解析を行った。サンプルは、Herschel Reference Survey のカタログに準じた。また、このカタログは K バンドで十分な SN を持つものであり、15 Mpc $\sim$ 25 Mpc の距離にある銀河を対象にしたものである。

3 Application to Sample

3.1 Stellar Mass Estimate

銀河の星質量は、以下の式から求めた。Bell et al. (2003) はカラーと M_*/L の関係を、PEGASE (Fioc

& Rocca-Volmerange 1997) model を用いて

$$\log \frac{M_*/L_K}{M_\odot/L_{\odot,K}} = a_{ug} + b_{ug}(u - g) \quad (1)$$

と表した。\$M_*\$ は星質量、\$L_K\$ は \$K\$ バンド (\$2.2 \mu\text{m}\$) における光度、\$M_\odot\$ は太陽質量、\$L_{\odot,K}\$ は \$K\$ バンドにおける太陽光度、\$u, g\$ は SDSS の \$u\$ バンド、\$g\$ バンドにおける AB 等級で定義されている。係数 \$a_{ug}\$ と \$b_{ug}\$ は、Zibetti et al.(2009) において Chabrier IMF を仮定し \$(a_{ug}, b_{ug}) = (-1.578, 0.739)\$ と求められている。

3.2 Star Formation Rate

星形成率とは、一定期間にどれぐらいの質量の星が出来るかを表す量である。紫外線と遠赤外線の見積もりにより、\$10^{6-7}\$ 年前から現在までに生まれた OB 型星の数を見積もることが可能となる。そこに初期質量関数を導入し、\$10^{6-7}\$ 年前から現在までに生まれた全ての星の数ないし質量を計算することで星形成率を推定した。

太陽金属量, Salpeter IMF (Salpeter 1955), \$10^8\text{yr}\$ 以上で SFR が一定であることを仮定し、スペクトル進化種族合成モデル Starburst 99 (Leitherer et al. 1999) を用いると、SFR は次のように表される (Takeuchi et al., 2010a)。

$$\log \text{SFR}_{\text{FUV}} = \log L_{\text{FUV}} - 9.51 \quad (2)$$

$$\log \text{SFR}_{\text{TIR}} = \log L_{\text{TIR}} - 9.75 + \log(1 - \eta) \quad (3)$$

$$\text{SFR} = \text{SFR}_{\text{FUV}} + \text{SFR}_{\text{TIR}} \quad (4)$$

ただし、\$L_{\text{FUV}} = \nu L_\nu\$ (\$\nu\$: 振動数、\$L_\nu\$: 光度密度)、\$L_{\text{TIR}}\$ は \$8 - 1000 \mu\text{m}\$ にわたる光度と定義されている。\$L_{\text{TIR}}\$ をどのようにして計算したかは次の節に記述する。

3.3 Correlation between \$L_{\text{TIR}}\$ and \$L_{\text{SPIRE}}\$

\$\text{SFR}_{\text{TIR}}\$ を計算するためには、\$8 - 1000 \mu\text{m}\$ にわたる光度 \$L_{\text{TIR}}\$ が必要である。本研究では SPIRE の 3 つのバンドのデータを用いて SFR を推測するため、

SPIRE のデータと \$L_{\text{TIR}}\$ の関係を求めた。SPIRE のデータに関して \$L_{\text{SPIRE}}\$ を次のように定義した。

$$L_{\text{SPIRE}} = L_\nu(250)\Delta\nu_{250} + L_\nu(350)\Delta\nu_{350} + L_\nu(500)\Delta\nu_{500} \quad (5)$$

ここで \$\Delta\nu\$ とは SPIRE のバンド幅である。

また、Galametz et al.(2012) において、11 個の銀河について MIPS, IRAS, PACS, SPIRE の 4 つの遠赤外線観測でフラックス密度を求めている。よって、この論文のデータを用いて \$L_{\text{SPIRE}}\$ を用いて \$L_{\text{TIR}}\$ との関係を求めていく。

\$L_{\text{TIR}}\$ を出す手順は以下のようになる。

1. ある銀河について、遠赤外線のデータを two modified blackbody model (Galametz et al. 2012) でフィットする
2. フィットした結果を \$8 - 1000 \mu\text{m}\$ の範囲で積分し、\$L_{\text{TIR}}\$ を出す。
3. この銀河について観測量 \$L_{\text{SPIRE}}\$ を出す。
4. 1 - 3 の作業を 11 個の銀河について行い、\$L_{\text{SPIRE}}\$ と \$L_{\text{TIR}}\$ の関係をみる。

two modified blackbody model (Two-MBB model) とはダストを二つの一定の温度だと仮定し、フラックス密度を二成分ダスト (cold dust & warm dust) の黒体放射の足し合わせで表す方法である。

NGC337 を例にあげて、どのように \$L_{\text{TIR}}\$ を計算したかについて説明する。この銀河についてのデータをプロットし、Two-MBB model でフィットしたのが図 2 である。また、サンプルの銀河全てについて同じ作業を行い、横軸に \$L_{\text{SPIRE}}\$、縦軸に \$L_{\text{TIR}}\$ を取ると図 2 のようになる。

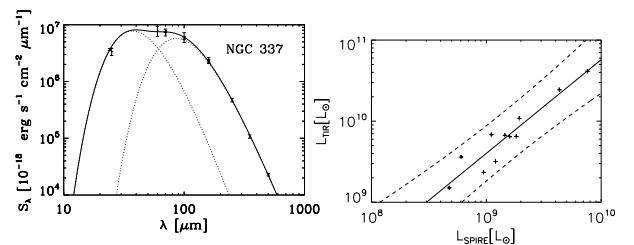


図 1: NGC337 における遠赤外線領域の SED。

図 2: \$L_{\text{SPIRE}}\$ と \$L_{\text{TIR}}\$ の関係。

これより、ベストフィットは

$$\log L_{\text{TIR}} = 1.15590 \log L_{\text{SPIRE}} - 0.800479 \quad (6)$$

と求められた。点線は、95% の予測区間である。

3.4 IRX and β

FUV の吸収の強さを表す IRX と、FUV の SED の赤化の強さを表す β は、次のように定義される。

$$\text{IRX} = \log \left(\frac{L_{\text{TIR}}}{L_{\text{FUV}}} \right) \quad (7)$$

$$\beta = \frac{\log f_{\text{FUV}} - \log f_{\text{NUV}}}{\log \nu_{\text{FUV}} - \log \nu_{\text{NUV}}} \quad (8)$$

ここで、 f_{FUV} 、 f_{NUV} は FUV、NUV での単位波長あたりのフラックス密度を表している。定義から IRX は FUV 光度と TIR 光度（積分值）の比であり、IRX が大きくなるほどダストによる紫外線の吸収が強い、つまり減光量が多いことを示している。同様にして定義から β は FUV の SED の傾きを表しており、 β が大きいほど NUV に対して FUV がよく吸収されている、つまり減光曲線が紫外側に急激に増加していることを示している。

4 Results and discussions

結果は以下になる。

4.1 Σ_{M_*} and Σ_{SFR}

まず、SFR と M_* の関係は次のようになる。

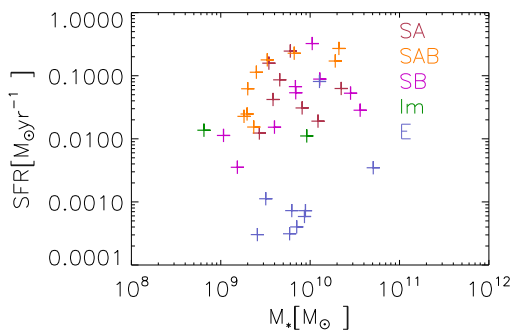


図 3: SFR と M_* の関係。

図 3 から、星形成をしている銀河（渦巻銀河，不規則銀河）と星形成をしていない銀河（楕円銀河）に大きな差があることが分かる。一つだけ E2 型で星形成銀河に入っているものがあるが、それは楕円銀河に分類されてしまった BCD 銀河（BCD 銀河:青色コンパクト矮小銀河 (blue compact dwarf galaxy) といい、高い星形成活動によって表面輝度が非常に高くなった矮小不規則銀河のこと。）である。

Σ_{M_*} と Σ_{SFR} の関係は図 4 のようになった。図 4

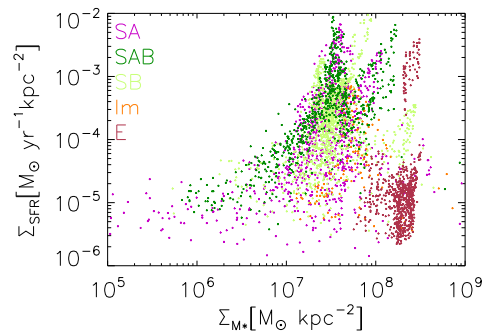


図 4: Σ_{M_*} と Σ_{SFR} の関係。

から、星形成銀河については、星質量の面密度が大きくなるほど星形成率の面密度が大きくなる傾向があることが分かる。逆に、非星形成銀河については、星質量の面密度の大きさのわりに星形成率は小さいということが分かった。

また、一つ一つの銀河について星形成率密度と星質量密度の関係を見たとき、図 5 のように S 字型・直線型・分類不可型の 3 種類に分けられることが分かった。

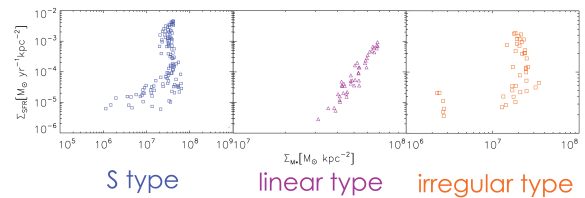


図 5: Σ_{M_*} と Σ_{SFR} の関係の特徴的な 3 つの形

4.2 Σ_β and Σ_{SFR} and Σ_{IRX}

まず, Σ_β と Σ_{SFR} の関係は次のようになった。

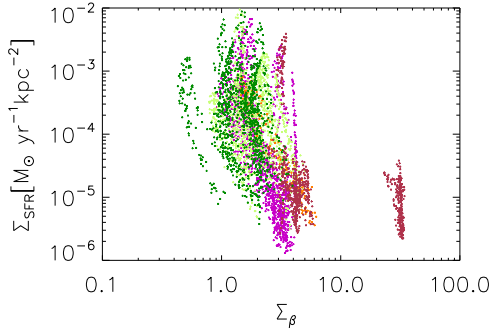


図 6: Σ_β と Σ_{SFR} の関係。

このように, Σ_β と Σ_{SFR} は負の相関を持つ。この相関は SFR が大きくなればなるほどダストの量が多くなり, NUV と比較して波長の短い FUV がより吸収され, β の値が小さくなるというように解釈できる。次に, Σ_{SFR} と Σ_{IRX} の関係は次のようになった。

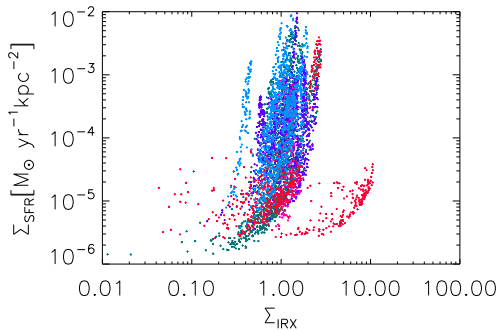


図 7: Σ_{IRX} と Σ_{SFR} の関係。

このように, Σ_{IRX} と Σ_{SFR} は正の相関を持つ。この相関は SFR が大きくなればなるほどダストの量が多くなり, FUV を吸収し IR を再放射する量が多くなり, IRX の値が大きくなると解釈できる。次に, Σ_β と Σ_{IRX} の関係は次のようになった。

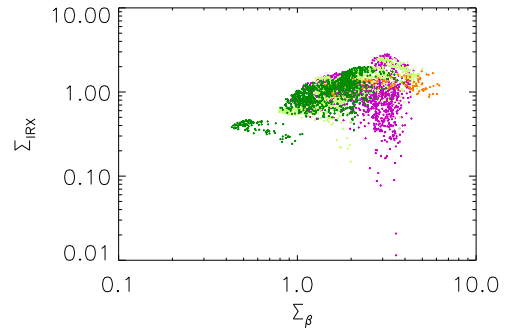


図 8: Σ_{IRX} と Σ_β の関係。

このように, Σ_{IRX} と Σ_β は正の相関を持つものとそうでないものがあるように伺える。Takeuchi et al.(2012) などにあるように, 銀河単位での IRX- β 関係は正の相関を持つはずである。 Σ_{IRX} と Σ_β ではなぜ正の相関とそうでないものに分かれてしまうのかについては, 今後考察していきたいと考えている。

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

- Bell, E. F., et al. 2003, ApJS, 149,289
- Ciesla,L., et al. 2012, A&A, 543, 161
- Cortese, L., et al. 2012, A&A 544, 101
- Desert, F. X., et al. 1990, A&A, 237,215
- Fioc, M., Rocca-Volmerange, B. 1997, A&A, 326, 950
- Galametz, M., et al. 2012, MNRAS, 425, 763
- Gunn, J. E., et al. 2006, AJ, 131,2332
- Gunn, J. E., et al. 1998, AJ, 116,3040
- Hirashita, H., et al. 2003, A&A 410, 83
- Leitherer, C., et al. 1999, ApJS, 123, 3
- Morrissey, P., et al. 2007, ApJS, 173,682
- Meurer, G.R., et al. 1999, ApJ, 521,64
- Pilbratt, G. et al. 2010, A&A 518, L1
- Salpeter, E. E. 1955, ApJ, 121,161
- Strurskie, M. F., et al. 2006, AJ 131, 1163
- Takeuchi, T. T., et al. 2010, A&A, 514, A4
- Takeuchi, T. T., et al. 2012, ApJ, 755,144
- Zibetti, S., Charlot, S., Rix, H. 2009, MNRAS,400,1181