

電波領域を考慮した銀河スペクトルエネルギー分布モデルの構築

永田 拓磨 (名古屋大学大学院 理学研究科)

Abstract

波長ごとのエネルギー分布をスペクトルエネルギー分布 (SED) と呼ぶ。SED から、単位時間当たりに形成される星質量を示す星形成率 (SFR) や星質量など銀河の物理量が推定でき、銀河の SED モデルを構築することは物理量を求める上で重要である。

先行研究で、ダストによる星の放射に対する吸収および再放射を考慮することにより、化学進化と整合的な銀河 SED 進化モデルが紫外線から赤外線までの波長で構築されている。一方、電波領域ではシンクロトロン放射、熱的制動放射、線スペクトル、21cm 線があり、銀河にとって重要な要素を含むが、紫外線から電波までの波長の銀河 SED 進化モデルはいまだ構築されていない。

シンクロトロン放射や熱的制動放射によって得られる電波領域での連続スペクトルも SFR と深い関係があり、紫外線や赤外線と組み合わせることでより正確な SFR を調べることができる。本研究では先行研究で得られた紫外線から赤外線までの銀河 SED 進化モデルを用いて、電波領域まで拡張した銀河 SED 進化モデルを構築した。構築したモデルを系外銀河の M51 の観測データと比較し、モデルの妥当性について述べる。

1 Introduction

銀河はあらゆる波長の放射源である。例えば OB 型星による紫外線の放射、ダストによる赤外線の再放射がある。一方電波領域では超新星残骸の相対論的電子によるシンクロトロン放射、HII 領域のプラズマによる熱的制動放射、分子雲内の CO などによる分子輝線スペクトル、中性水素による 21cm 線があり、銀河にとって重要な要素を含む。紫外線から電波までの波長の銀河 SED 進化モデルを構築することは、SFR などの銀河の物理量を正確に求める上で重要である。

銀河の SED モデルを構築するためには、銀河を構成する星やガス、ダストのスペクトルを足し合わせる必要がある。これらのスペクトルは銀河が形成されてから、銀河がたどってきた進化を仮定することで導出できる。つまり、SED モデルを構築するためには、初期質量関数や星の個々のスペクトルだけではなく、銀河進化を考慮する必要がある。特に銀河の SED に関連して重要なのは化学進化である。これは、銀河内の星が内部の核融合反応により金属を形成し、超新星爆発や恒星風により、金属が宇宙空間に放出されることで銀河の化学組成が変化していく現象の

ことである。

先行研究で、ダストによる星の放射に対する吸収および再放射を考慮することにより、化学進化と整合的な銀河 SED 進化モデルが紫外線から赤外線までの波長で構築されている (河北 2015)。

2 Preceding Model

本研究で使用する先行研究のモデルについて紹介する。

銀河の進化 SED モデルは星形成史 (SFH) を仮定し、計算コード PEGASE (Fioc & Rocca 1997) を用いて、銀河が形成してからの星の進化を計算し導出する。今回、初期質量関数 (IMF) は KroupaIMF (Kroupa 2001) を使用する。ダストによる減光は、Cardelli et al. (1989)、Calzetti et al. (2000) の減光曲線を採用し、減光を考慮した SED を計算する。ダストによる再放射は、Dale & Helou (2002) の経験的なモデルを採用し、ダストによって減光したエネルギーを保存しながら放射するとした。

このモデルでは、星から放出された、重元素を含むガスが瞬時に周りのガスと混ざり合い、銀河内の物質

分布が一様となる one-zone モデルを採用している。このモデルにおいて SED を決定する重要なパラメータは SFH、銀河が形成してから経過した時間 t [Myr]、ダストを温める輻射場の性質を示すパラメータ β である。簡単のために SFH は

$$\text{SFR} = p2 \frac{\exp(-t/p1)}{p1} \quad (1)$$

と指数的に変化するものを使用する。 $p1$ [Myr] はスケールハイト、 $p2/p1$ が銀河形成時 ($t = 0$) の SFR を示している。 β は 0.0625~4.000 までの値をとり、小さいほど星形成が活発な領域を示す。

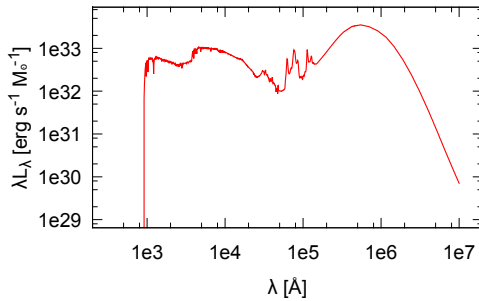


図 1: 紫外線から赤外線までのモデル: $p1 = 5 \times 10^4$ Myr, $p2 = 3.06 M_\odot$, $t = 4500$ Myr, $\beta = 1.5625$

3 Methods

紫外線から赤外線までの銀河の SED モデルを電波領域まで拡張する。電波領域の連続光放射機構は、熱的制動放射およびシンクロトロン放射である。これらについて以下にまとめる。

3.1 熱的制動放射

星間空間における主成分は水素であり、電離水素領域では陽子と電子に電離し、プラズマ状態にある。このとき電子はクーロン力によって加速され、電磁波を放射する。この電磁波を熱的制動放射もしくは自由自由遷移と呼ぶ。光学的に薄いところでは、光度は電離光子の割合に直接関係し、Kennicutt (1998) の式が用いられる。

$$Q(H^0) = 6.3 \times 10^{25} T_e^{-0.45} \nu^{0.1} L_\nu^T \quad (2)$$

ここで、 $Q(H^0)$ [s^{-1}] は 1 秒間に放出される電離光子の数である。 T_e [10^4 K] は電子の温度、 ν [GHz] は周波数、 L_ν^T [$\text{erg Hz}^{-1} s^{-1}$] は熱的制動放射の光度を示す。 $Q(H^0)$ は星形成と密接な関係があり、Rubin (1968) の式を用いる。

$$\text{SFR} = 7.29 \times 10^{-54} Q(H^0) \quad (3)$$

ここで SFR [$M_\odot \text{ yr}^{-1}$] は星形成率を示す。式 (2)、(3) を用いて、

$$L_\nu^T = 2.27 \times 10^{26} T_e^{-0.45} \nu^{0.1} \text{SFR} \quad (4)$$

が得られる。

3.2 シンクロトロン放射

シンクロトロン放射は、光速に近い速度を持った高エネルギー電子が磁場と相互作用して放射される電磁波である。銀河の高エネルギー電子は超新星残骸に存在している。大質量星の超新星爆発は星形成とほぼ同じタイムスケールなので、シンクロトロン放射は星形成率と関係づけることができ、Condon & Yin (1990) の式を用いる。

$$\text{SFR} = 8.63 \dot{N}_{\text{SN}} \quad (5)$$

ここで、 $\dot{N}_{\text{SN}}$ [yr^{-1}] は 1 年間に起きる II 型超新星爆発の数である。超新星爆発と光度の関係は Leitherer et al. (1999) を用いる。

$$L_\nu^{NT} = 1.3 \times 10^{30} \dot{N}_{\text{SN}} \nu^{-\alpha} \quad (6)$$

ここで α はシンクロトロン放射のべき指数であり、銀河では $0.5 \leq \alpha \leq 1.0$ の値をとるとされている、 L_ν^{NT} [$\text{erg Hz}^{-1} s^{-1}$] はシンクロトロン放射の光度を示す。式 (5)、(6) を用いて、

$$L_\nu^{NT} = 1.51 \times 10^{28} \nu^{-\alpha} \text{SFR} \quad (7)$$

を得られる。

電波領域の光度 L_ν [$\text{erg Hz}^{-1} s^{-1}$] は式 (4)、(7) から

$$\begin{aligned} L_\nu &= L_\nu^T + L_\nu^{NT} \\ &= (2.27 \times 10^{26} T_e^{-0.45} \nu^{0.1} + 1.51 \times 10^{28} \nu^{-\alpha}) \text{SFR} \end{aligned} \quad (8)$$

である。以上より、電波領域の SED において重要なパラメータは T_e 、 α 、SFR である。これを用いて電波の銀河の SED モデルを構築し、先に述べた紫外線から赤外線までの先行研究のモデルに足し合わせることで、銀河進化 SED モデルを拡張する。

4 Data

構築した銀河進化 SED モデルに系外銀河である M51 の観測データをフィッティングする。使用するデータは表 1 である。

表 1: M51 観測データ

λ [Å]	λL_λ [erg s ⁻¹ M _⊙ ⁻¹]	error [%]	Reference
2.00×10^3	2.04×10^{33}	±31	[1]
6.00×10^4	3.98×10^{31}		[2]
2.50×10^5	1.90×10^{33}	±15	[3]
6.00×10^5	4.93×10^{33}	±15	[3]
8.26×10^5	4.43×10^{33}		[3]
1.03×10^6	4.25×10^{33}	±8	[4]
1.70×10^6	2.82×10^{33}	±13	[4]
3.50×10^6	9.23×10^{31}	±15	[5]
4.50×10^6	3.26×10^{31}	±15	[5]
8.00×10^6	$<2.37 \times 10^{30}$		[5]
3.57×10^8	2.28×10^{28}	±33	[6]
6.12×10^8	2.66×10^{28}	±33	[6]
2.14×10^9	1.77×10^{28}	±7	[6]

[1](Donas et al. 1987),[2](Lutz et al. 2004),[3](Rice et al. 1988),[4](Tuffs & Gabriel 2003),[5](Eales et al. 1989),[6](Dumas et al. 2011)

5 Results

5.1 モデル構築

式 (9) を用いて電波領域の SED モデルを構築した。図 2 に示す。電波の短波長側 ($< 10^8$ Å) では、熱的制動放射が顕著であり、長波長側 ($> 10^8$ Å) では、シンクロトロン放射が顕著である。この電波の銀河の SED を用いて、紫外線から電波まで拡張したモデルが図 3 である。電波領域の傾きは遠赤外線の傾きより緩やかである。

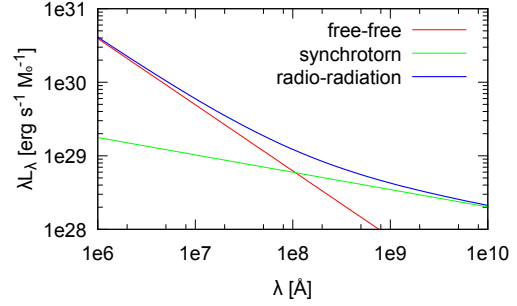


図 2: 電波領域の SED : $\alpha = 0.75$, $T_e = 10^4$ K, SFR = 6.0×10^{-10} M_⊙ yr⁻¹

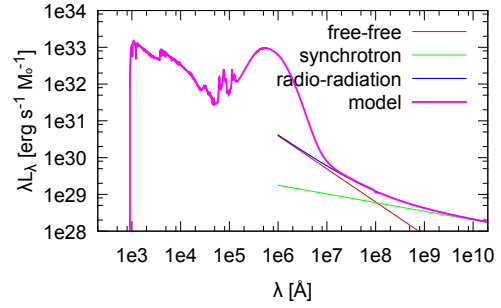


図 3: 電波領域まで拡張した SED : $\alpha=0.75$, $T_e = 10^4$ K, SFR= 6.0×10^{-10} M_⊙ yr⁻¹, $p1 = 5 \times 10^4$ Myr, $p2 = 3.06$ M_⊙, $\beta = 1.5625$, $t = 10^4$ Myr

シンクロトロンのべき指数 α 、電子の温度 T_e は時間によって変化せず一定であると仮定し、銀河形成から 100 Myr、1000 Myr、10000 Myr での SED モデルを比較したものを図 4 に示した。電波領域での SED は時間によって変化しているが、これは式 (9) からわかるように SFR に依存しており、SFH(式 1) に強く依存する。

5.2 モデルフィッティング

M51 の観測データに構築した銀河進化 SED モデルをフィッティングした。 α は 0.5~1.0、 β は 0.0625~4.0000、SFH は式 (1) の $p1, p2$ を変化させた。 T_e は 10^4 K を用いた。その結果を図 5 に示した。すべての点においてモデルと観測データが一致したわけではないが、多くの点で観測データを再現するモデルを構築できた。

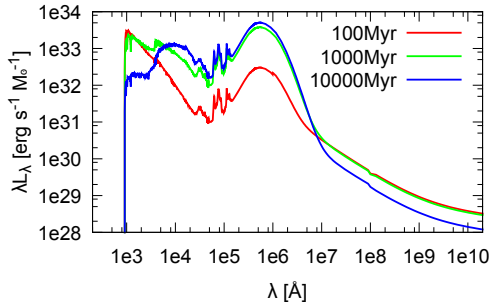


図 4: SED モデル時間変化 : $\alpha=0.75$, $T_e = 10^4$ K, $p1 = 10^4$ Myr, $p2 = 1.36 M_\odot$, $\beta = 1.5625$

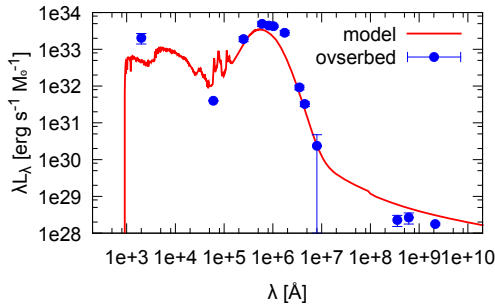


図 5: M51 観測データとベストフィットモデル: $\alpha = 0.764$, $T_e = 10^4$ K, $SFR = 4.66 \times 10^{-11} M_\odot \text{ yr}^{-1}$, $p1 = 5 \times 10^4$ Myr, $p2 = 3.06 M_\odot$, $\beta = 1.5625$, $t = 1.2 \times 10^4$ Myr

6 Conclusion & Future Works

本研究では、電波領域の連続光の発生機構である熱的制動放射およびシンクロトン放射を考慮し、先行研究の紫外線から赤外線までの銀河進化 SED モデルを電波領域まで拡張した。実際に M51 の観測データに、構築した銀河進化 SED モデルをフィッティングさせ、観測データを再現した SED モデルを構築できたことを確認した。これにより、より多くの波長のデータを用いてモデルのフィッティングが可能になり、正確に銀河の物理量を求めることが期待される。しかし、フィッティングの精度には課題がある。これは、使用する波長が多くなり、多くのパラメータを考慮する必要があるためである。フィッティングの精度をあげるためには具体的に、今回使用した 1 つだけの SFH モデルだけではなく、他のモデルを用いてより正確な SED モデルを構築する必要がある。ま

た、今回シンクロトンべき指数 α 、電子温度 T_e を時間に依存せず一定と仮定したが、時間の依存についても議論する余地がある。

今回は用いたデータは M51 のみであったが今後、他の系外銀河のデータも用いてモデルの妥当性、汎用性を検証していく。

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

- Bruzual, B. A., & Charlot, S. 1993, ApJ, 405, 538
- Calzetti, D., et al. 2000, ApJ, 533, 682
- Cardelli, J. A., et al. 1989, ApJ, 345, 245
- Condon, J. J., & Yin, Q. F. 1990, ApJ, 357, 97
- Dale, D., A., & Helou, G., 2002, ApJ, 576, 159
- Donas, J., et al. 1987, A&A, 180, 12
- Dumas, G., et al. 2011, AJ, 141, 41
- Eales, S. A., et al. 1989, ApJ, 339, 859
- Fioc, M., & Rocca-Volmerange, B. 1997, A&A, 326, 950
- Kennicutt, R. C., Jr. 1998, ARA&A, 36, 189
- Kropa, P. 2001 MNRAS, 322, 231
- Leitherer, C., et al. 1999, ApJS, 123, 3
- Lutz, D., et al. 2004, A&A, 418, 465
- Murphy, E. J., et al. 2011, ApJ, 737, 67
- Murphy, E. J. 2009, ApJ, 706, 482
- Noll, S., et al. 2009, A&A, 507, v1793
- Rice, W., et al. 1988, ApJS, 68, 91
- Rubin, R. H. 1968, ApJ, 154, 391
- Tuffs, R. J., & Gabriel, C. 2003, A&A, 410, 1075
- 河北敦子 修士論文 (名古屋大学), 2015