

# ダスト減光と再放射を考慮した 銀河のスペクトルエネルギー分布モデルの構築

河北 敦子 (名古屋大学大学院 理学研究科)

## Abstract

銀河の構成要素である星は、その内部で核融合反応により重元素を形成している。それらの重元素が星間空間に放出されることにより、銀河自体もその化学組成を変化させていく。これを銀河の化学進化と呼ぶ。銀河の化学進化はその星形成史に密接に関係しており、銀河進化について理解する上で非常に重要である。星間空間に放出された重元素の大部分は、星間空間で固体微粒子(ダスト)として存在している。ダストは紫外線や可視光を吸収し、そのエネルギーを赤外線として再放射する性質がある。本研究では、星の放射に対するダストによる減光と、ダストからの再放射を考慮することにより、化学進化と統合的な銀河のスペクトルエネルギー分布(SED)モデルを構築した。今回構築したモデルを用いることで、銀河年齢の関数として銀河内の重元素量が求まり、ダストの減光や再放射も重元素と統合的に計算できる。さらに赤方偏移銀河の星形成率や金属量、ダスト量などの重要な物理量の推定に利用できる。

## 1 Introduction

星形成の歴史(星形成史)や化学進化は銀河進化を理解する上で、非常に重要である。星間空間に放出された重元素の大部分は、星間空間でダストとして存在している。ダストの短波長の光(紫外線、可視光)を吸収し、そのエネルギーを赤外線として放出するという性質により、寿命の短い(生まれて間もない)大質量星が放射する紫外線はダストの吸収の寄与を大きく受ける。つまり、星形成が活発な領域はダストに隠されていると言える。

そのため、星形成の様子を正しく理解するためには、ダストによる紫外線、可視光、赤外線への寄与を考慮し、理論的なスペクトルエネルギー分布(SED)モデルを構築することが重要であると言える。構築したSEDモデルを紫外線から可視光に渡る観測結果と比較し、SEDフィッティングを行うことで、銀河の詳細な物理量を得ることが可能となる。

多くの先行研究では、ダストによる減光及び、再放射と銀河の化学進化は別々に議論されており、それらを統一的には扱っていない。本研究ではそれらを統一的に扱うことによって、化学進化と統合的なSEDの理論モデルの構築を行った。

以下で、図はすべて末尾に貼付した。

## 2 Model

減光の度合いはある波長で天体の光が等級で何等級暗くなったかで表す。例えばVバンド(中心波長  $0.5505 \mu\text{m}$ 、波長幅  $0.0827 \mu\text{m}$ )での減光量は  $A_V$ 、波長  $\lambda$  における減光量は  $A_\lambda$  のように表記する。減光は以下のように定義する。

$$A_\lambda = -2.5 \log_{10} \left( \frac{f_{\text{obs}}}{f_0} \right) \quad (1)$$

ここで、 $f_0$  は減光前のスペクトル、 $f_{\text{obs}}$  は減光後のスペクトルを表している。次に減光前後の色の違いを表す色超過  $E(B-V)$  を定義する。VバンドとBバンド(中心波長  $0.448 \mu\text{m}$ 、波長幅  $0.1008 \mu\text{m}$ )での色超過と減光量は比例するので、その比例係数を  $R_V$  と置くと、

$$A_V = R_V E(B-V) \quad (2)$$

と書くことができる。この比例定数  $R_V$  はダストの密度や形状によって決まる量で、銀河系(MW)では  $R_V = 3.1$  程度であると言われている。これらを用いることで、以下の式を導くことができる。

$$\frac{A_\lambda}{A_V} = \frac{1}{R_V} \left[ \frac{E(\lambda-V)}{E(B-V)} \right] + 1 \quad (3)$$

本研究ではダストの空間分布のモデルとして、Calzetti et al. (1994) [2] の uniform screen model を採用した。このモデルは光源の星と観測者の間で、一枚の厚みのないスクリーン状にダストが分布していると考えられる。このとき、星の放射に対する光学的厚み  $\tau_\lambda$  を用いて、減光後のスペクトルは、

$$\tau_\lambda = 0.921 A_\lambda \quad (4)$$

の関係が得られる。ここで Guiderdoni & Rocca-Volmerange (1987) [8] より、ガスの放射に対する光学的厚み  $\tau_{\lambda,g}$  は、

$$\tau_{\lambda,g} = 3.25 \left( \frac{A_\lambda}{A_V} \right) \left( \frac{Z_g(t)}{Z_\odot} \right) \left( \frac{M_{\text{gas}}(t)}{M_{\text{gal}}(t)} \right) \quad (5)$$

となる。ただし  $Z_\odot$  は太陽の重元素を表し、本研究では  $Z_\odot = 0.02$  (Anders & Grevesse 1989 [1]) を用いた。また、 $M_{\text{gas}}(t)$ 、 $M_{\text{gal}}(t)$  はそれぞれ時刻  $t$  における銀河内のガスの質量と、銀河全体の質量を表している。Calzetti et al. (2000) より、 $\tau_\lambda = 0.44\tau_{\lambda,g}$  であることを用いると、

$$f_{\text{obs}} = f_0 10^{-31.1 Z_{\text{gas}}(t) \left( \frac{A_\lambda}{A_V} \right) \left( \frac{M_{\text{gas}}(t)}{M_{\text{gal}}(t)} \right)} \quad (6)$$

となる。本研究ではこの式によって、ダストによる減光を評価した。

計算コード PEGASE (Fioc & Rocca-Volmerange 1997 [7]) を用いて、星の寄与のみを考慮した銀河の放射スペクトルを得た。計算コード PEGASE は様々な進化のシナリオについて銀河のスペクトル進化を計算するものである。具体的には式 (7) によって、銀河のスペクトルの時間進化を得ている。

$$F_\lambda(t) = \int_0^t \int_{m_1}^{m_u} S(t-\theta) \phi(m) f_\lambda(m, \theta) dm d\theta \quad (7)$$

ゼロ年齢主系列からの時間  $\theta$ 、星形成率  $S(t-\theta)$ 、初期質量関数  $\phi(m)$ 、質量  $m$ 、波長  $\lambda$ 、 $\theta$  での星の単波長フラックス  $f_\lambda(m, \theta)$ 、年齢  $t$ 、波長  $\lambda$  での銀河の単波長フラックスを  $F_\lambda$  で表している。

波長に依存するダストの減光量を表す減光曲線は、Calzetti et al. (2000) [3]、Cardelli et al. (1989) [4] のモデル (Calzetti (図 2)、Cardelli (図 3)) を採用し

た。これらの減光曲線は波長と  $R_V$  のみに依存している。これらのモデルを用いて計算を行う際には、MW を再現する  $R_V$  を採用した。

ダストによる再放射のモデルは、Dale et al. (2001)[5]、Dale & Helou (2002)[6] の経験的なモデルを採用した。このモデルではダスト粒子を種類や大きさによって large grain, very small grain, 多環式芳香族炭化水素 (PAH) の 3 種類に分類し、それぞれを足し合わせるかたちで再放射の寄与を求めている。Large grain は体積が大きいため紫外線光子を吸収してもほぼ熱平衡状態となり、そのスペクトルは黒体放射と似たスペクトルである graybody spectrum を描く。Very small grain は体積が小さいため、熱平衡状態になれずに平衡温度が定まらないため、スペクトルは様々な波長にピークを持つ graybody spectrum の重ね合わせとなる。Very small grain は  $15 \mu\text{m} \sim 60 \mu\text{m}$  で特徴的な SED を示す。PAH はベンゼン環が連なった構造を持つ有機化合物のことで、数  $\text{\AA} \sim 10 \text{\AA}$  の大きさがある。放射のエネルギーを吸収し励起され、そのエネルギーを分子内の漁師状態に対応する  $3 \sim 15 \mu\text{m}$  の輝線で放射する。再放射のスペクトルを図 1 に示した。図 1 中の  $\alpha$  は放射場の寄与を表す値で、例えば  $\alpha$  が小さな領域ほど大質量星による紫外線の放射が大きいことを表す。

本研究では PEGASE で得た SED に対して、先に述べた 2 つの減光曲線を用いて、減光を考慮した SED を計算し、さらに対してもダストによる再放射の寄与を加えた。ダストによる再放射の寄与を考える際には、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ように計算を行った。

### 3 Results

計算の結果得られた SED を図 4 に示す。図 4 では、減光曲線は Cardelli [4] を用い、銀河年齢が 10 Myr, 100 Myr, 500 Myr, 1 Gyr, 5 Gyr, 10 Gyr のものをプロットした。Calzetti [3] の減光曲線を用いた計算でも、SED の時間に関する振る舞いは類似している。

## 4 Discussion

図 4 について、それぞれの振る舞いに解釈を加える。まず、銀河年齢が 10 Myr のとき、まだ年齢が若く銀河内の重元素量が少ない。つまりダストの量も同様に少なく、SED はダスト減光にあまり影響されない。このとき銀河内には寿命が短い大質量星が多く存在しており、紫外線で最も明るい銀河であると言える。銀河年齢が 100 Myr になると、銀河内でダストが徐々に形成されていく。このときの SED は 10 Myr の時よりもダストの影響を大きく受ける。そのため、赤外線側の寄与が徐々に大きくなる。銀河年齢が 500 Myr と 1 Gyr においては、ダストの減光と再放射の影響を最も強く受け、紫外線側の寄与よりも赤外線側の寄与が大きくなり、赤外線で見える銀河であると言える。最後に 5 Gyr と 10 Gyr においては、紫外線を放射する大質量星の形成が少なくなる。また重元素が星に取り込まれ、星間空間にダストとして漂う重元素が少ないため、赤外線の寄与も小さくなる。これらの理由から、この銀河年齢においては銀河は赤外線で見える銀河として観測されることがわかる。

## 5 Conclusion

本研究では、銀河のスペクトルを様々な減光のモデル ( Calzetti [3], Cardelli [4] ) とダストの再放射のモデル ( Dale et al. 2001 [5], Dale & Helou 2002 [6] ) を用いて、ダストによる減光と再放射の両方を考慮した銀河の SED モデルを作成した。本研究では以下の 3 つの結論を導いた。

1. スペクトルの形や時間に関する振る舞いは、銀河進化のシナリオによらず定性的に類似している。
2. 一般的な渦巻き銀河では、年齢が 500 Myr ~ 1 Gyr の時に、減光の割合が最大になる。
3. 現在可視光で観測できる銀河は、過去に赤外線で見える状態を経験している。

この SED モデルを、観測から得た SED とのフィッティングに使用することで、遠方銀河の星形成率や

金属量、ダスト量など重要な物理量の推定に用いることができる。

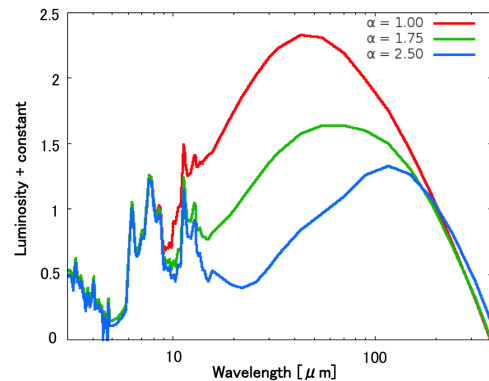


図 1: ダスト再放射のモデル ( Dale & Helou (2002) [6] ) 図中の  $\alpha$  は放射場の寄与を表す値である。

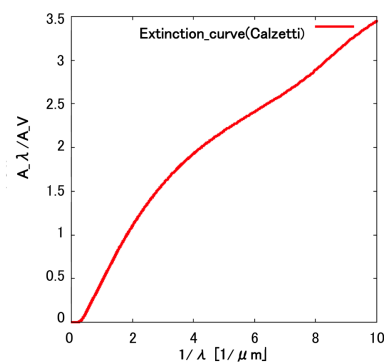


図 2: Calzetti の減光曲線 ( Calzetti et al. (2000)[3] )

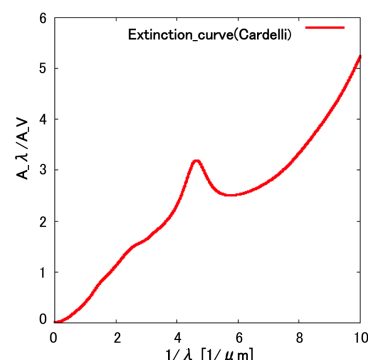


図 3: Cardelli の減光曲線 ( Cardelli et al. (1989)[4] )

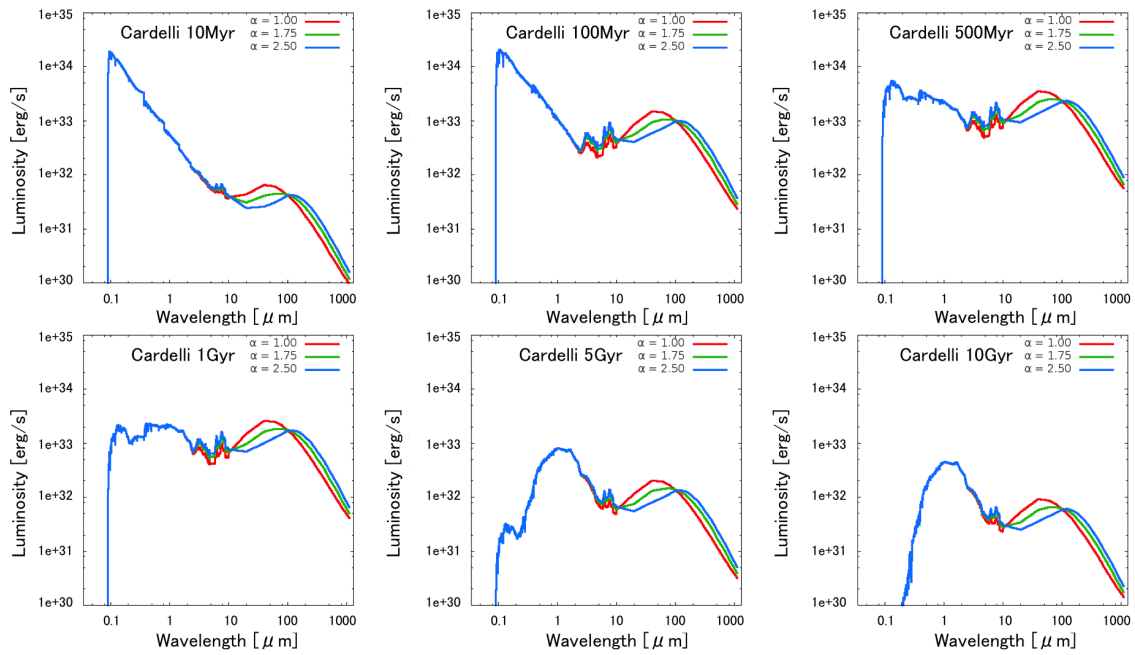


図 4: 構築したモデル計算による SED . 減光曲線は Cardelli[4] のモデルを用いた . それぞれの銀河年齢毎にプロットした .

## Reference

- [1] Anders, E., & Grevesse, N., 1989, GeCoA, 53, 197
- [2] Calzetti, D., et al., 1994, ApJ, 429, 582
- [3] Calzetti, D., et al., 2000, ApJ, 533, 682
- [4] Cardelli, J., A., et al., 1989, ApJ, 345, 245
- [5] Dale, D. A., et al., 2001, ApJ, 549, 215
- [6] Dale, D. A., & Helou, G., 2002, ApJ, 576, 159
- [7] Fioc, M., & Rocca-Volmerange, B., 1997, A&A, 326, 950
- [8] Guiderdoni, B., & Rocca-Volmerange, B., 1987, A&A, 186, 1
- [9] Pei, Y. C., 1992, ApJ, 395, 130