

# ダストによる吸収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 M1)

## Abstract

銀河の構成要素である星は進化の過程で核融合反応により重元素を形成する。そして、星で生成された重元素が宇宙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が、これは星形成の歴史(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。星は進化の各段階で星間空間に重元素を放出し、その多く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、それ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吸収とダスト粒子が吸収したエネルギー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)モデルを作成した。ダストによる吸収のモデルとして Calzetti et al. (2000), Cardelli et al. (1989), Pei (1992) を、またダストによる再放射には Dale et al. (2001), Dale & Helou (2002) の経験的モデルを採用した。作成した SED モデルから、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、再放射も重元素量と統合的に計算できる。さらにこれを用いることで、高赤方偏移銀河の星形成率や金属量、ダスト量など、重要な物理量を推定することができる。

## 1 Introduction

銀河の中では多くの星が形成され、また寿命を終えていく。星が進化する過程で、星の内部では核融合反応により重元素が生成され、さらにその重元素は星間空間に還元される。このような、星による重元素の生成と還元により、銀河自体の重元素量も変化し、銀河の化学組成が大きく変化する。この銀河の化学組成の変化を銀河の化学進化と呼ぶ。以上のような経緯から、星形成の歴史(星形成史)や銀河の化学進化は銀河進化に非常に密接に関係しているため銀河進化を理解する上で、星形成史や化学進化を知ることは非常に重要である。

星形成史を表す量としては星形成率(SFR)が用いられる。SFRは単位時間あたりにどの程度の質量の星が形成されるかを表す量で、例えば銀河系の現在のSFRは $3 M_{\odot} \text{yr}^{-1}$ 程度と言われている。

星形成を推定するためには、紫外線、可視光、赤外線のそれぞれを観測することが必要である。寿命が短い(形成されて間もない)大質量星が放射する紫外線や、その紫外線が水素を電離することによ

て生じる HII 領域が放射する H $\alpha$  線(波長  $0.656 \mu\text{m}$ 、可視光)は星形成のよいトレーサーとなっていると考えられるが、ダストは紫外線や可視光を吸収し、赤外線として再放射するため、紫外線や可視光はダストに隠されてしまう。したがって、紫外線や可視光の観測と合わせて、赤外線の観測も行う必要がある。そして観測から得た銀河のスペクトルを、理論的に求めた SED とフィッティングすることによって初めて、銀河の詳細な物理量を得ることができる。

多くの先行研究では、ダストによる吸収及び、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 の理論モデルを作成した。

## 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し、例えば V バンド(中心波長  $0.5505 \mu\text{m}$ 、波長幅  $0.0827 \mu\text{m}$ )での減光量を  $A_V$ 、波長  $\lambda$  での減光量を  $A_{\lambda}$  のように表記する。減光量

の定義は減光前のスペクトルを  $f_0$ , 減光後のスペクトルを  $f_{\text{obs}}$  として以下になる.

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

次に色超過という減光前後の色の違いを表す値を定義する.  $V$  バンドと  $B$  バンド (中心波長  $0.448 \mu\text{m}$ , 波長幅  $0.1008 \mu\text{m}$ ) での色超過は,

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

と表す. さらに, 色超過と減光量は比例すると考えることができ, その比例係数を  $R_V$  とすると,

$$A_V = R_V E(B - V) \quad (3)$$

とできる. この比例定数  $R_V$  はダストの密度や形状などによって決まる量で, 銀河系 (MW) では  $R_V = 3.1$  程度である. これらの式を用いることで,  $A_V$  で規格化した減光量  $A_\lambda$  は,

$$\frac{A_\lambda}{A_V} = \frac{1}{R_V} \frac{E(\lambda - V)}{E(B - V)} + 1 \quad (4)$$

と書くことができる.

本研究ではダストの空間分布のモデルとして, Calzetti et al. (1994) の uniform dust screen model を採用した. このモデルは光源となる星と観測者の間にある一枚の厚みのないスクリーン上に, ダストが分布していると想定するものである. このモデルを考えたとき, 星の放射に対する光学的厚み  $\tau_\lambda$  を用いると減光後のスペクトルは,

$$f_{\text{obs}} = f_0 e^{-\tau_\lambda} \quad (5)$$

と書ける. 光学的厚み  $\tau_\lambda$  は星の放射に対する不透明度を表す尺度であり, 重元素が多いほどダストの量が多く, 不透明である. これと (1) 式より,  $\tau_\lambda = 0.921 A_\lambda$  という関係が得られる. ここで Guiderdoni & Rocca-Volmerange (1987) より, ガスの放射に対する光学的厚み  $\tau_{\tau_{\lambda,g}}$  は,

$$\tau_{\tau_{\lambda,g}} = 3.25 \left( \frac{A_\lambda}{A_V} \right) \left( \frac{Z_g(t)}{Z_\odot} \right) \frac{M_{\text{gas}}(t)}{M_{\text{gal}}(t)} \quad (6)$$

と表される. さらに Calzetti et al. (2000) より,  $\tau_\lambda = 0.44 \tau_{\tau_{\lambda,g}}$  であることを用いると,

$$f_{\text{obs}} = f_0 10^{-31.1 Z_{\text{gas}}(t) \left( \frac{A_\lambda}{A_V} \right) \left( \frac{M_{\text{gas}}(t)}{M_{\text{gal}}(t)} \right)} \quad (7)$$

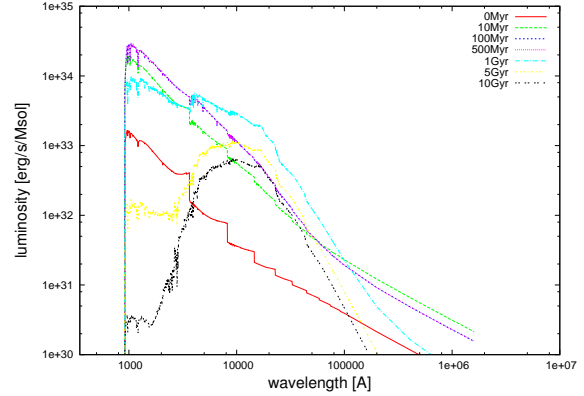


図 1: 星の成分からの放射スペクトル (PEGASE)

という関係が得られ, 本研究ではこの関係式を用いてダストによる減光を評価した. ただし, ここで  $Z_\odot$  は太陽の重元素量で,  $Z_\odot = 0.02$  (Anders & Grevesse 1989), 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す.

また銀河の星の成分からの放射スペクトルを得るために, 計算コード PEGASE (Fioc & Rocca-Volmerange 1997) を採用した. このコード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. PEGASE では具体的には (8) 式によって, 銀河のスペクトルの時間進化 (図 1) を得ている.

$$F_\lambda(t) = \int_0^t \int_{m_1}^{m_u} S(t - \theta) \phi(m) f_\lambda(m, \theta) dm d\theta \quad (8)$$

ここで, 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  $F_\lambda(t)$  である. 図 1 では銀河のそれぞれの年齢におけるスペクトルを示しており, その年齢は順に 0 Myr, 10 Myr, 100 Myr, 500 Myr, 1 Gyr, 5 Gyr, 10 Gyr のときを考えている.

また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), Cardelli et al. (1989), Pei (1992) のモデルを採用した. これらの減光曲線は波長と  $R_V$  のみに依存している. Calzetti et al. (2000), Cardelli et al. (1989) の減光曲線 (図 2) は

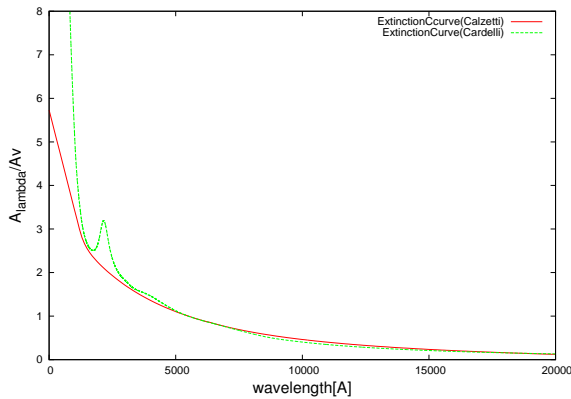


図 2: Calzetti et al. (2000)、Cardelli et al. (1989) の減光曲線

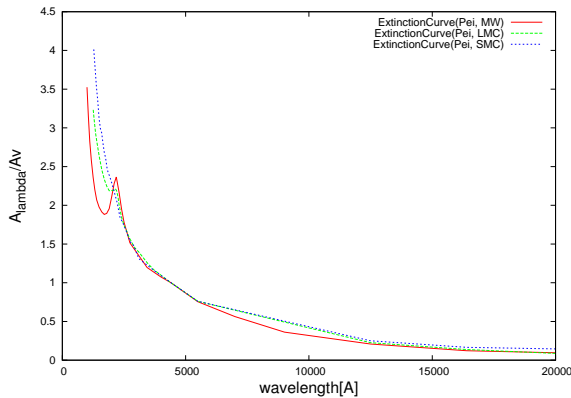


図 3: Pei (1992) の減光曲線

MW を再現する  $R_V$  を採用し, Pei (1992) の減光曲線 (図 3) は MW, 大マゼラン雲 (LMC), 小マゼラン雲 (SMC) の減光曲線を示している.

図 3 において, MW と LMC の減光曲線には 2175 Å 付近にこぶが見られるのに対し, SMC の減光曲線にはそのこぶが見られないことがわかる. このこぶは炭素の微粒子の放射によるもので, SMC の重元素の割合が小さいことに対応していると考えられる.

ダストによる再放射のモデルとしては, Dale et al. (2001), Dale & Helou (2002) の経験的モデルを採用した. このモデルではダスト粒子を種類や大きさなどによって large grain, very small grain, 多環式芳香族炭化水素 (PAH) の 3 つに分類し, それぞれの SED

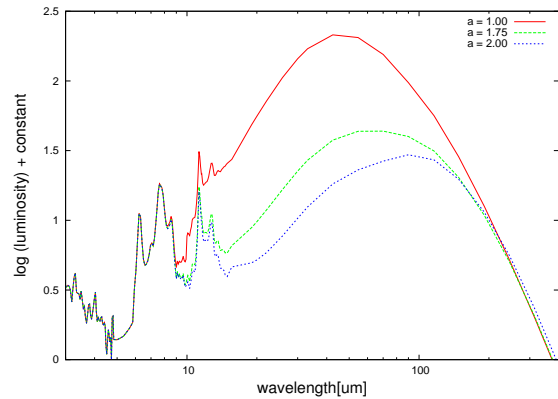


図 4: ダストによる再放射

を重ね合わせたものになっている (図 4). 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っており, 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 Å  $\sim$  10 Å 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量子状態に対応する  $3 \sim 15 \mu\text{m}$  の輝線で放射する.

### 3 Results

PEGASE で得た SED に対して, 先に述べた 5 つの減光曲線を用いて, 減光のみを考慮した SED を描き, さらにそれぞれに対してダストによる再放射を加えた. ダストによる再放射を考える際には, ダストによって減光を受けたエネルギー分が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.

PEGASE で得られた銀河のスペクトル (図 1) を, Pei (1992) の LMC の減光則で減光させた年齢 1 Gyr の銀河のスペクトルを図 5 に示す. これを見ると紫外線側がダストによる減光の影響を強く受けていることがわかる.

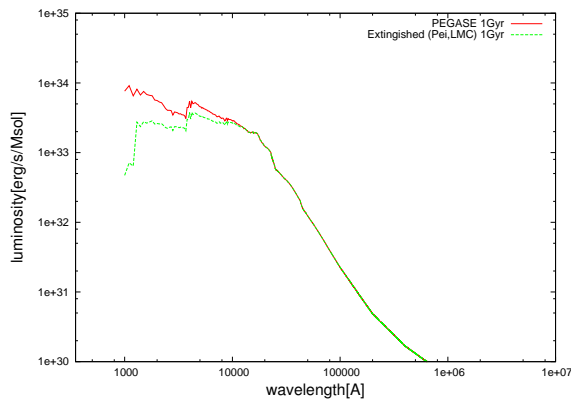


図 5: Pei (1992), LMC の減光則で減光させたスペクトル

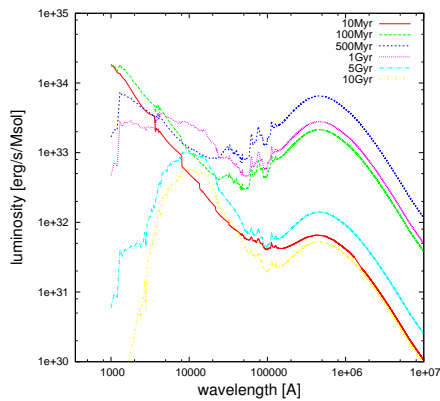


図 6: ダストによる減光と再放射を考慮した SED (減光曲線: Pei (1992), LMC)

次にダストによる再放射も考慮した SED を描くことで図 6 を得た。ただし、図 6 は減光曲線として Pei (1992) の LMC の減光則を採用したものである。

## 4 Discussion

図 6 について、それぞれの振る舞いに解釈を加える。まず、紫外線で明るい大質量星の寿命は 100 Myr 程度なので、銀河年齢が 100 Myr までは紫外線の放射が目立っている。それ以降、大質量星が寿命を終え星間空間に重元素を放出し、ダストの量が増えるため、紫外線が大きく減光を受けるようになる。さらに同時に、ダストの赤外線放射が卓越してくる。銀

河年齢が 500 Myr 程度になると、赤外線の寄与が大きくなり、赤外線で明るく光る赤外銀河となっていることがわかる。それ以上の年齢になると、星形成はほとんど終わり、紫外線側の放射が少なくなると同時に、これまで星間ガス中にあったダストは星に取り込まれ、星間ガス中の重元素量が減少し、赤外線の放射も弱くなっていく傾向がある。

以上のような SED 進化の傾向は、今回示した Pei (1992) の LMC の減光則以外のものを用いたすべての場合にも見られ、MW, LMC, SMC においても SED は定性的にはよく似た進化となることがわかった。

## 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 et al. 2000, Cardelli et al. 1989, Pei 1992) と、ダストの再放射のモデル (Dale et al. 2001, Dale & Helou 2002) 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。これにより、銀河の年齢ごとのスペクトル進化を詳しく知ることができ、また 3 つの減光曲線のモデルでその進化の様子を比較することができた。さらにこの化学進化と整合的な 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を推定することができると期待される。

## Reference

- Calzetti, D., et al., 2000, ApJ, 533, 682
- Cardelli, J., A., et al., 1989, ApJ, 345, 245
- Dale, D. A., et al., 2001, ApJ, 549, 215
- Dale, D. A., & Helou, G., 2002, ApJ, 576, 159
- Fioc, M., & Rocca-Volmerange, B., 1997, A&A, 326, 950
- Guideroni, B., & Rocca-Volmerange, B., 1987, A&A, 186, 1
- Pei, Y. C., 1992, ApJ, 395, 130
- Anders, E., & Grevesse, N., 1989, GeCoA, 53, 197