

銀河のダスト量進化と 遠赤外データによる検証

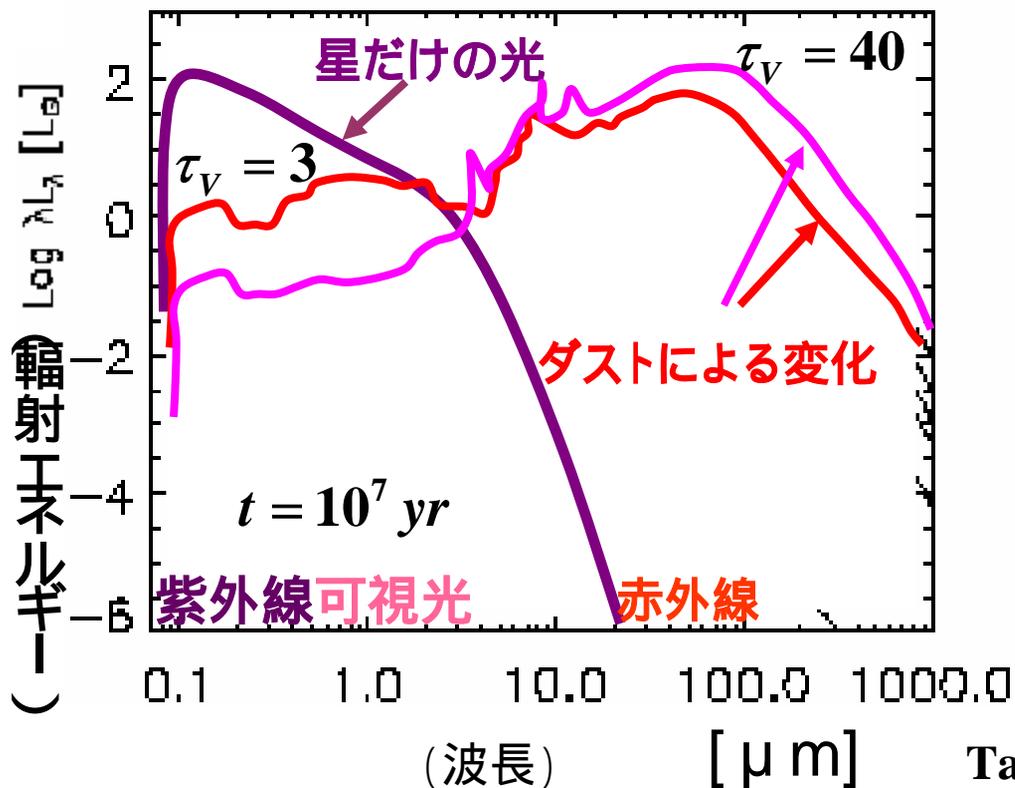
長岡 美甫、平下 博之（筑波大学）

銀河中のダストは、星からの輻射を吸収し遠赤外線でも再放射する働きをする。このため銀河のSEDにはダスト量が大きく反映される。従って、銀河の進化と共にダスト量がどのように進化してきたかを解明することは、銀河SEDの進化を解明する際の根本的問題である。我々は今回、Lisenfeld & Ferrara (1998)の化学進化モデルに基づき、銀河のダスト量進化を再吟味した。それは低金属率の銀河のダスト・ガス比と重元素率の関係をj用いて、星から供給される重元素のうちダスト相にある割合を制限できるというものである。彼らはIRASの60 μ m、100 μ mバンドからダスト質量を評価した。しかしNagata et al. (2002)によれば、IRASバンドではダスト温度を過大評価することが分かっており、つまりダスト質量は過小評価されていたことになる。そこで我々は、Nagata et al. (2002)の処方箋に従い、波長100 μ m以上のバンドから「正しい」ダスト温度を求め、新たにIRASカラーとの関係をfittingした経験式を導出した。本研究では、矮小銀河サンプルに対して新しく算出したダスト質量をj用いて、化学進化モデルからダストの形成過程を再吟味した。その結果、星から供給される重元素の1割～5割程度がダストとして星間空間に放出されることがわかった。これはLisenfeld & Ferrara (1998)の結果より2倍～1桁大きい値である。

銀河に含まれるダストの再放射効果



銀河のSED変化



ダストの再放射による遠赤外光度は、銀河に含まれるダストの量を反映している。

今までのダスト質量を求める際の問題点

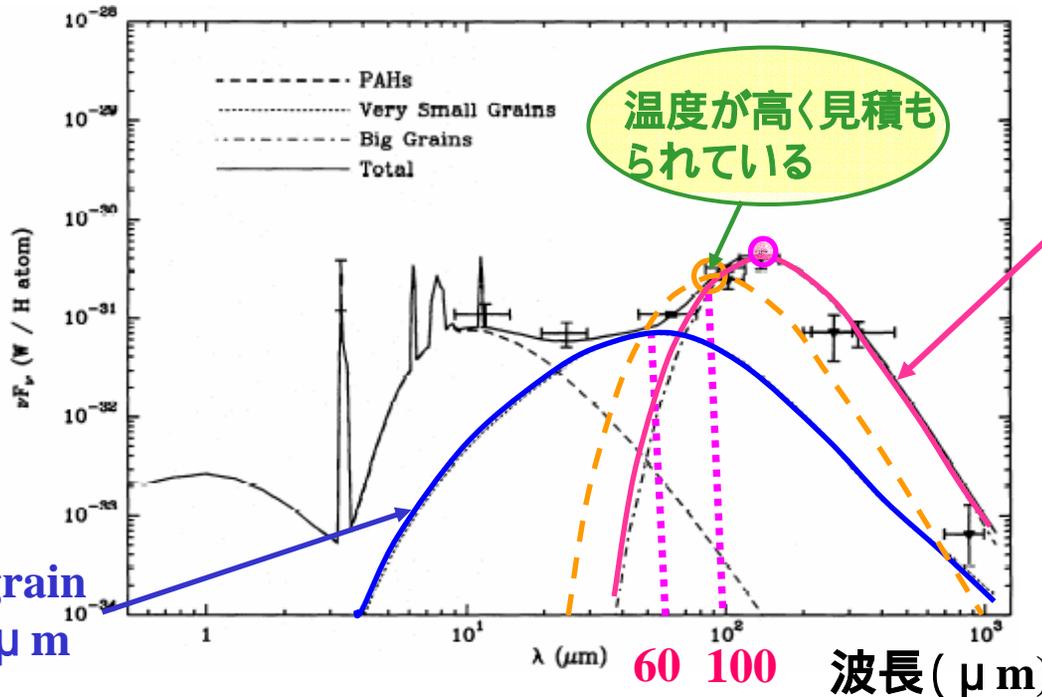
ダスト質量の求め方

ダスト温度を1温度と仮定。
2つのフラックスから温度を
評価し、それをダスト質量に
やきなおす。(詳細は後述)

今まではIRASバンド(60 μm と
100 μm)から求めていたが、星間空間
中のダスト質量の大部分を占めるlarge
grainよりも温度の高いvery small
grainの寄与が大きく入ってしまってい
て、ダスト温度が高く評価されていた。

ダスト質量の過小評価

輻射エネルギー

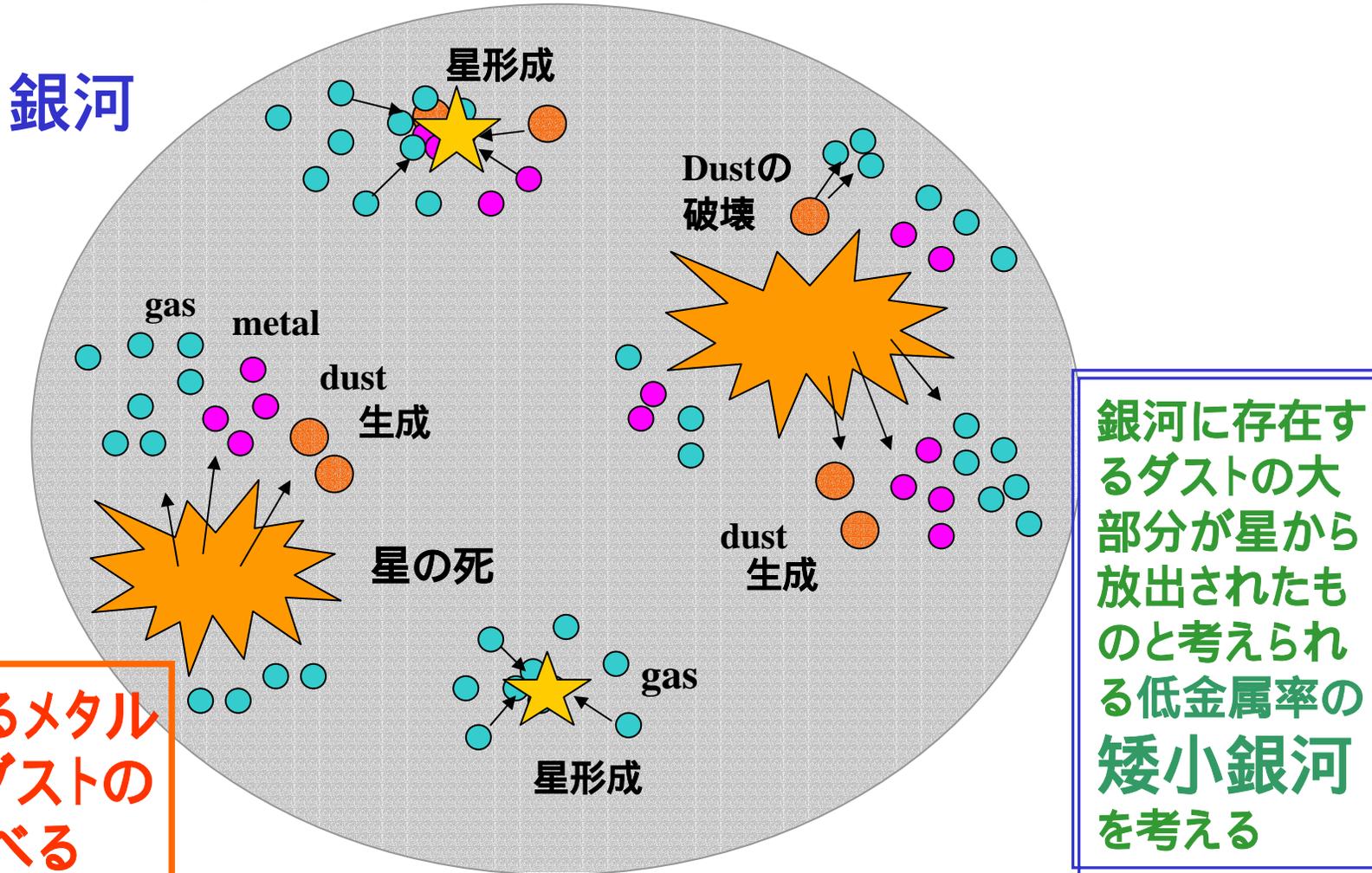


Large Grain 0.01 ~ 0.25 μm
(星間のダスト質量の
大部分を占める)

銀河系のSED
Desert et
al.(1990)

銀河の化学進化とダストの形成過程

正しく評価されたダスト質量をもとに、Lisenfeld & Ferrara (1998)で計算された星形成や星からのmass loss、SNによるdustの破壊を考慮して、gas, metal, dustの量を見積もり直す。



目的

銀河のダスト質量を正しく評価し、銀河の化学進化を考えることで星から放出されるメタルに対するダストの割合を再評価する。

ダスト質量の求め方



光学的に薄いため
遠赤外光度はダスト質量に対応

ダストの総遠赤外光度

$$L_{\nu} = 4\pi N \sigma_{\nu} B_{\nu}(T_d)$$

ダスト個数



ダスト質量

ダストの吸収断面積

$$\sigma_{\nu} = Q_{\nu} \pi a^2$$

ダスト温度 T_d の
Planck関数

ダスト温度

ダスト質量の求め方

$$L_{\nu} = 4\pi N \sigma_{\nu} B_{\nu}(T_d)$$

$$F_{\nu} = \frac{L_{\nu}}{4\pi d^2}$$

ダストの質量

$$M_d = \frac{F_{\nu} d^2}{B_{\nu}(T_d)} \left\{ \frac{4 s a}{3 Q_{\nu}} \right\}$$

$$\sigma_{\nu} = Q_{\nu} \pi a^2$$

ダストの性質

a : ダストサイズ

Q : 放射率

s : 質量密度

Draine&Lee(1984)

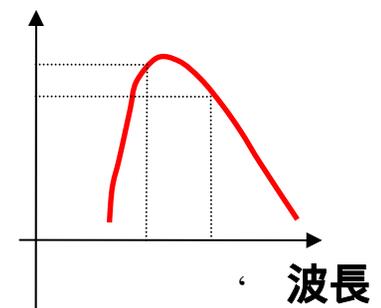
F : フラックス

d : 銀河までの距離

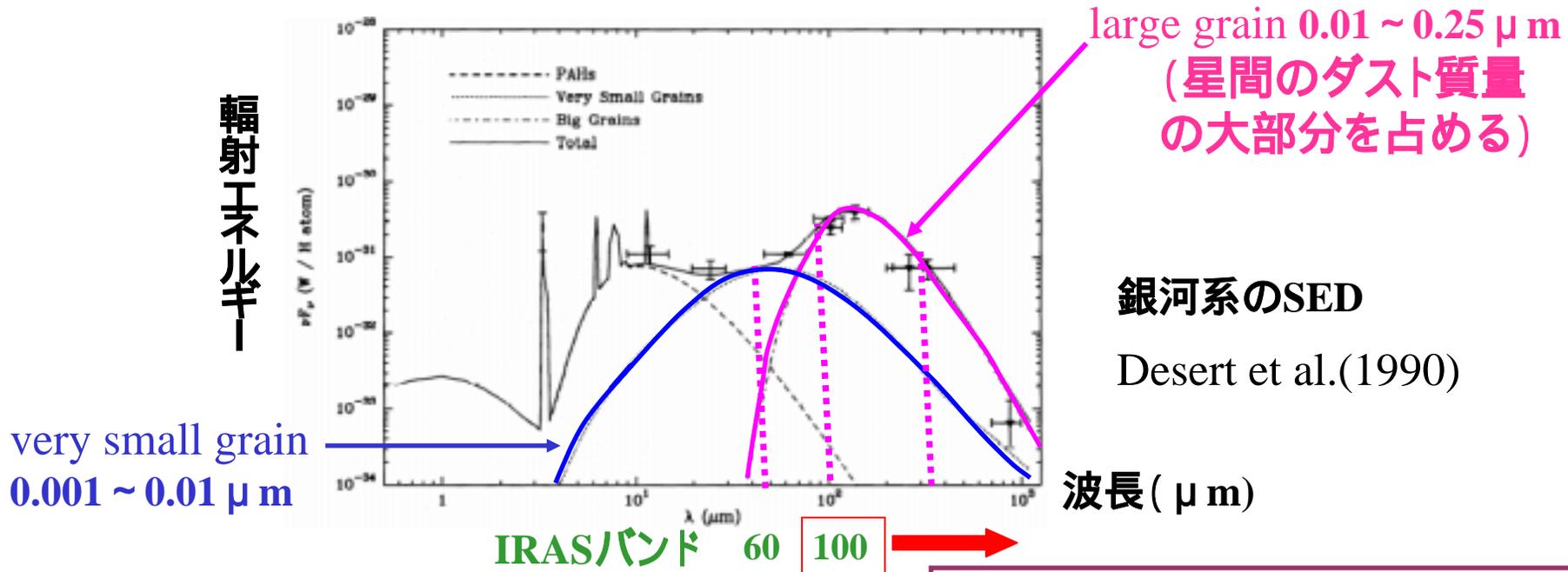
T_d : ダストの温度 (1 温度を仮定)

観測量

ギ
ー
輻射エネルギー

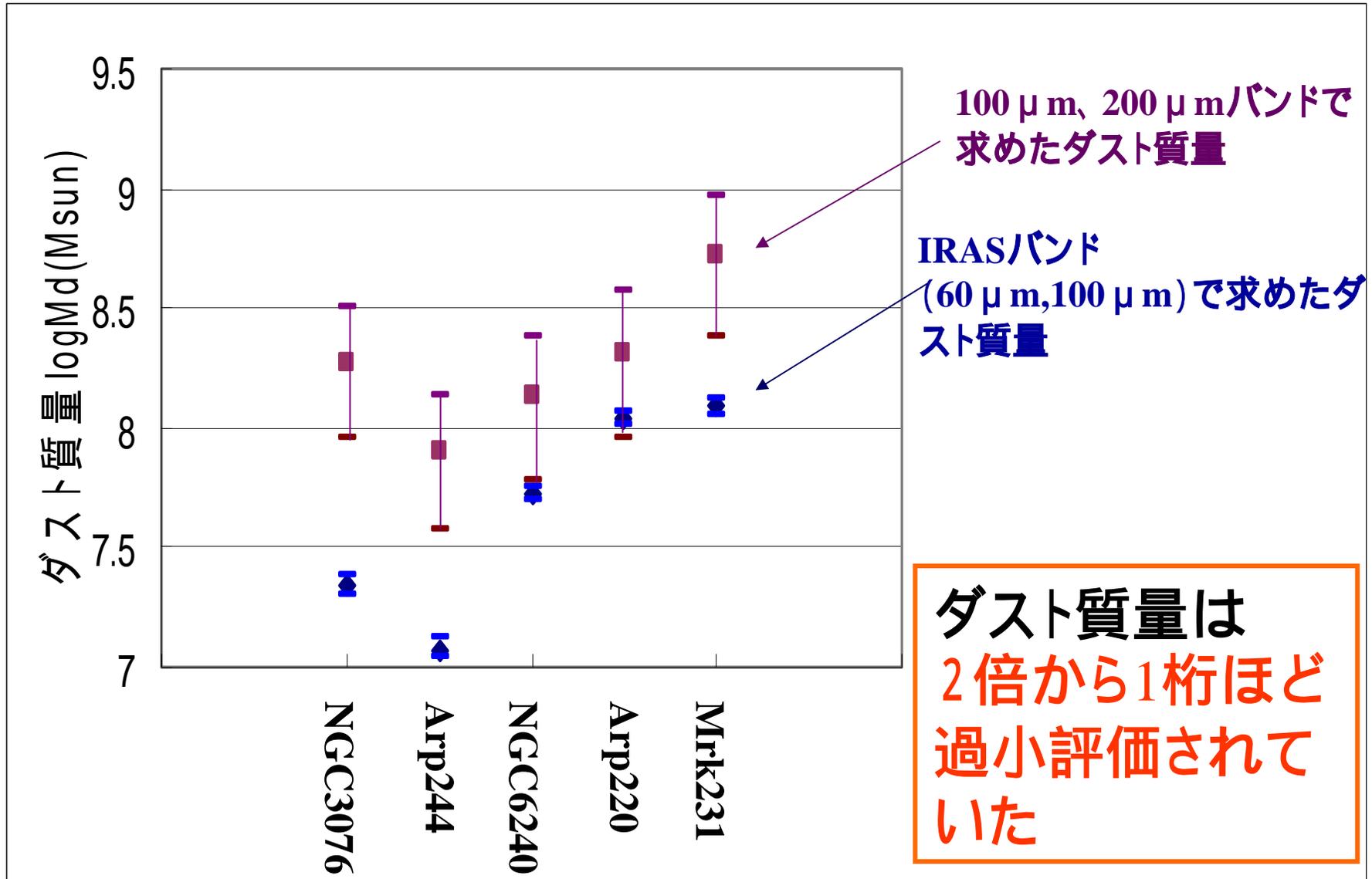


ダスト質量評価の改善法



very small grainの影響がない遠赤外領域100 μm 以上のバンドデータを用いてlarge grainの温度、ダスト質量を評価する

結果：改善後のダスト質量



100 μm 以上の観測データがない場合

100 μm 以上の観測データがある銀河とその銀河のIRASバンド(60 μm 、100 μm)での観測データを比較して関係を調べておく。

Fitting 公式の導出

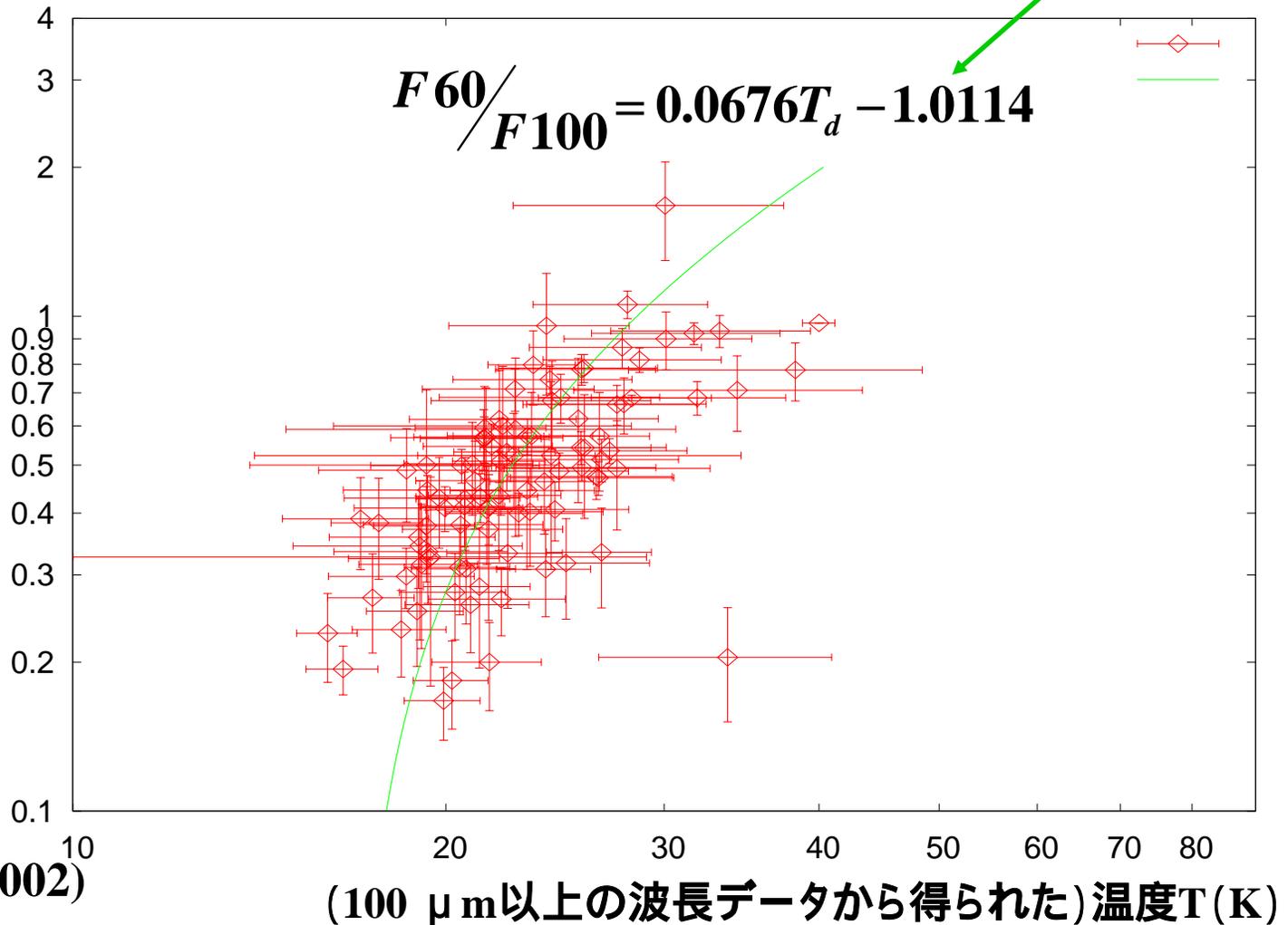
各銀河の100 μm 以上の長波長バンドデータを用いて
導出した温度(横軸)とIRASデータ(縦軸)とのfitting公式

F60/F100

(
60
 μm
と
100
 μm
の
フラックス比
)

データ:

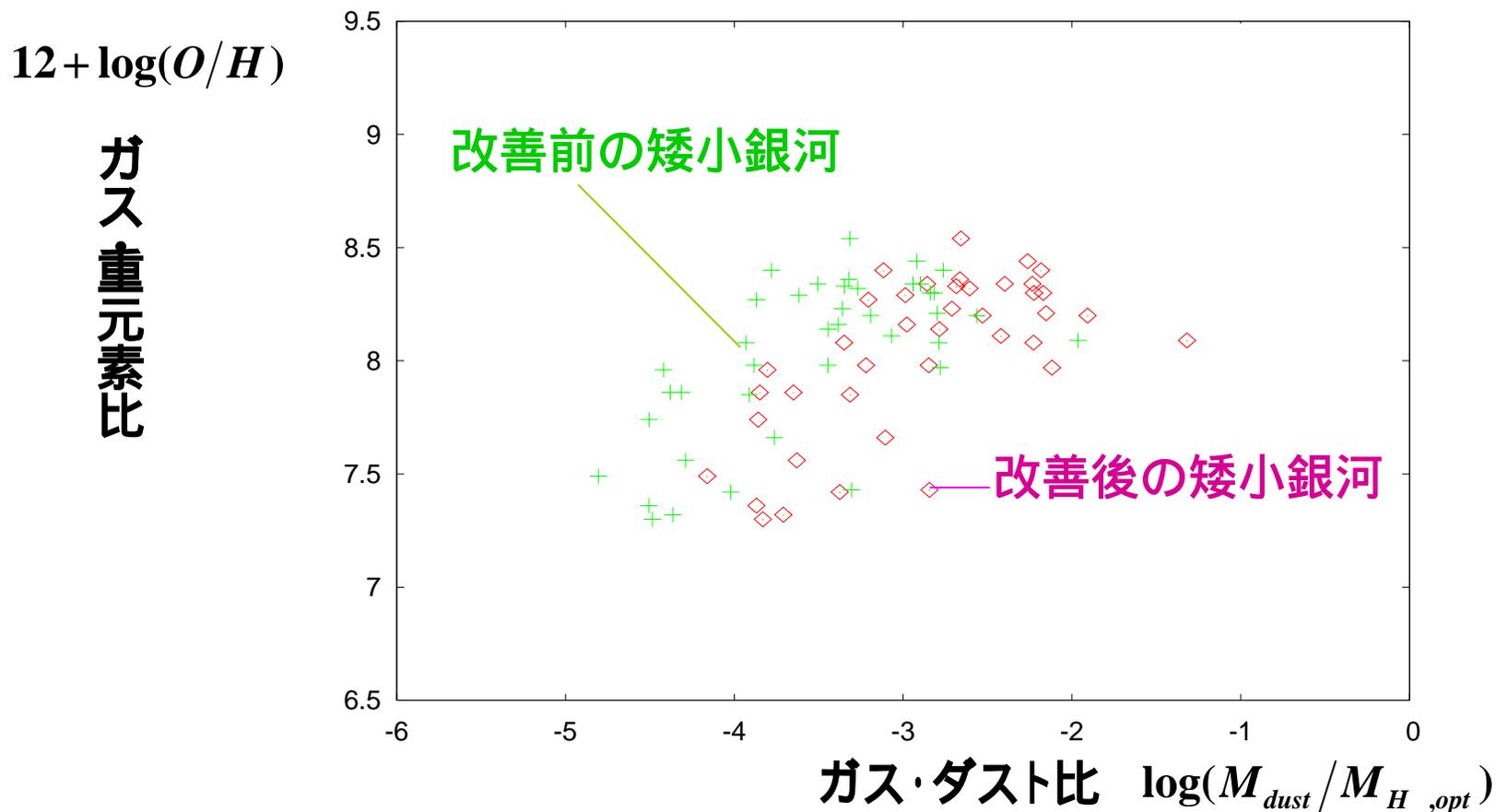
Nagata et al.(2002)



Fitting 公式の矮小銀河への適用

矮小銀河は100 μm 以上のデータがないため、fitting公式を用いてダスト質量を算出した

矮小銀河のダスト質量の改善前と改善後の比較



銀河の化学進化モデル

Lisenfeld & Ferrara (1998)

One zone モデル、Salpeter 初期質量関数 (星の質量の下限:1Msun、上限:120Msun)を仮定。今、銀河年齢を宇宙年齢と等しいとおく。銀河年齢よりも寿命の短い星は寿命0年 ($t_m=0$)と仮定。SNは8Msun以上の星が起こるとする。

ガスの
時間進化

$$\frac{dM_g}{dt} = -\psi + E$$

SFR 星からのガスの放出

金属量の
時間進化

$$\frac{dM_i}{dt} = -X_i\psi + E_i \quad X_i = \frac{M_i}{M_g}$$

星形成でとられる金属量

星から放出される金属量

ダスト量の
時間進化

$$\frac{dM_{d,i}}{dt} = f X_i\psi + f_{in}E_i - \frac{fX_iM_g}{\tau_{SN}} \quad f = \frac{M_d}{M_i}$$

星形成でとられるダスト量

星から放出されるダスト量

SNによって破壊されるダスト量

f_{in} : 放出される金属のうちダストの割合

τ_{SN} : SNによりダストが破壊されるtime scale

銀河モデルと観測量の組み合わせ

ガスの放出率

$$E = R \psi = \int_{1M_{sun}}^{120M_{sun}} (m - w_m) \phi(m) \psi(t - \tau_m) dm$$

重元素の放出率

$$E_i = (RX_i + y_i(1 - R))\psi$$

$$= \int_{1M_{sun}}^{120M_{sun}} [(m - w_m)X_i(t - \tau_m) + mp_i] \times \psi(t - \tau_m) \phi(m) dm$$

SNによりダストが破壊されるtime scale

$$\tau_{SN} = \frac{M_g}{\epsilon M_{sh} \gamma_{SN}}$$

: SN率 (回数/時間)

$$\gamma_{SN} = \int_{8M_{sun}}^{100M_{sun}} \psi(t - \tau_m) \phi(m) dm$$

R: 星からガスに戻る割合

: 初期質量関数

t: 銀河年齢

τ_m : 質量mの星の寿命

w_m : 残骸質量

y_i : 星の中の金属合成の割合

$$y_i = \frac{1}{1 - R} \int_{1M_{sun}}^{120M_{sun}} mp_i \phi(m) dm$$

p_i : 星の中で新しく作られた金属の割合

M_g : 銀河の全ガス質量

M_{sh} : shockで影響をうけるガスの質量

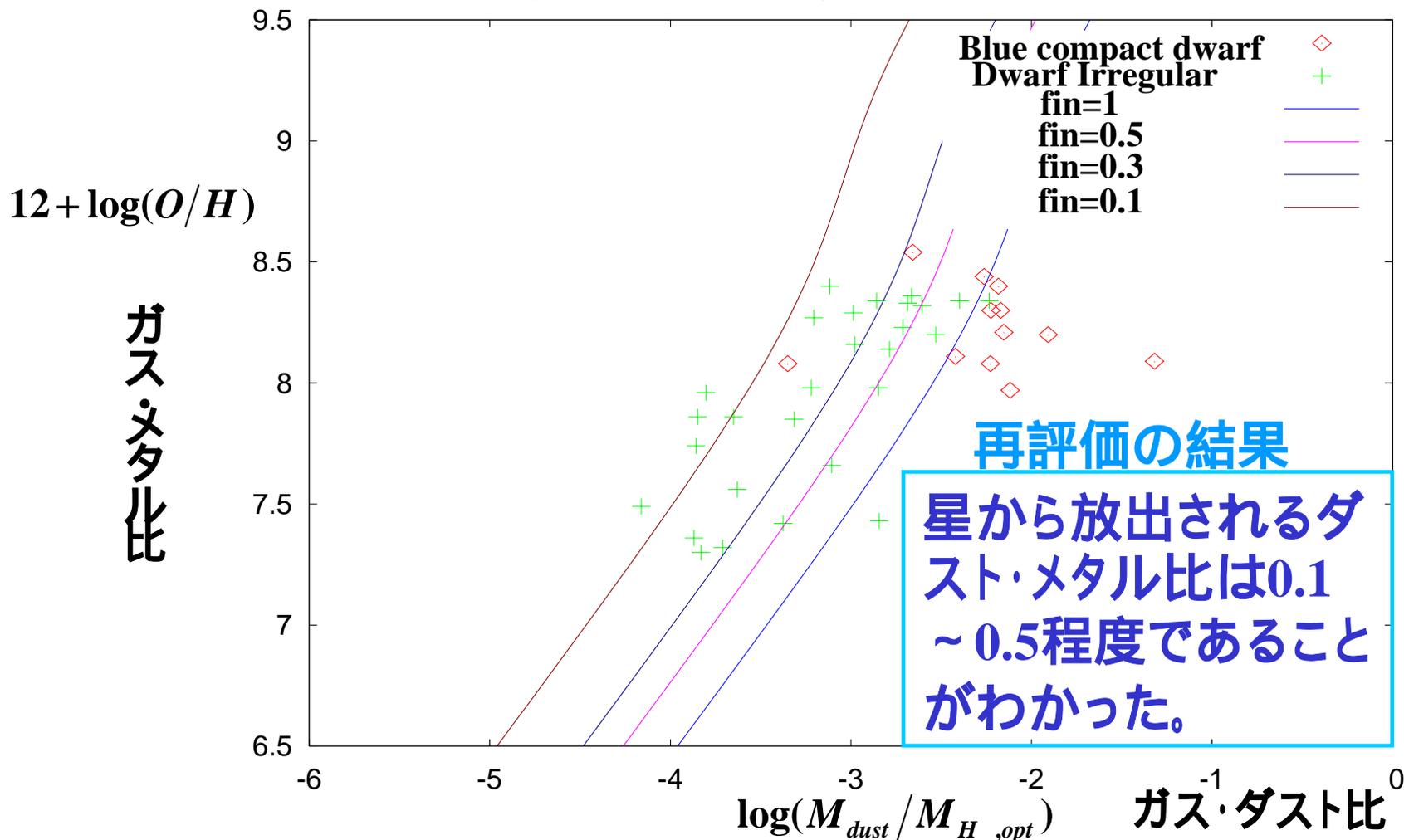
: shockで破壊されるダストの割合

このような銀河の化学進化モデルと新しく求めたダスト質量より星の放出するメタルのうちのダストの割合 f_{in} を制限することができる。

結果: 星から放出されるダスト・メタル比 矮小銀河の質量サンプルと進化モデルの組み合わせ

過去の研究 Lisenfeld & Ferrara (1998)

では $f_{in}=0.003 \sim 0.1$ 程度であった。



結論

銀河のダスト質量を従来のIRASバンド(60 μm 、100 μm)よりも長波長領域(100 μm 以上)データを用いて再評価した。その結果、**これまで求められてきたダスト質量よりも2倍から1桁程度大きい**ことがわかった。

この新しく求めたダスト質量を用いて銀河の化学進化モデルと組み合わせたところ、**星から星間空間中に供給されるダストはメタルのうち1割～5割程度**であることがわかった。これは、過去の研究よりも2倍～1桁程度大きい値であった。