

# 銀河団ダストの性質とその観測可能性

山田 健吉

〈東邦大学大学院理学研究科物理学専攻 〒274-8510 千葉県船橋市三山 2-2-1〉

e-mail: yamada@ph.sci.toho-u.ac.jp

銀河と銀河の間に広がる銀河間空間に、宇宙塵（ダスト）がどの程度存在するかははまだ謎である。もし、銀河団における銀河間空間にダストが存在すると、ダストは希薄・高温プラズマガスと相互作用をし、主に電子との衝突により過熱され、赤外線領域で熱放射をする。同時に、イオンとの衝突で破壊される。国内外の赤外線衛星の発達に伴い、銀河間ダストからの放射を直接検出できる可能性がある。そこで筆者らは、銀河間ダストの性質を考え、117個の銀河団に対して、Spitzer Space Telescope, AKARI, Herschel, SPICA を用いた赤外線観測で、銀河間ダストの直接検出が可能か、を調査した。本稿ではこの結果について紹介する。

## 1. はじめに

恒星と恒星の間に広がる星間空間には、ガスとともに約1%の割合で宇宙塵（ダスト）と呼ばれる固体微粒子が存在する。ダストの構成要素としては主に黒鉛（グラファイト）や、ケイ素化合物（シリケート）などが考えられている。ダストは大きさが約0.001-1.0ミクロンで、波長が同程度の紫外線や可視光線を散乱・吸収する。また星の光によって温められたダストは、吸収した光をより波長の長い赤外線領域で熱放射する。このためダストの背後にある星の色は赤みがかり（赤化）、そのスペクトルは変形されてしまう。また星はガスやダストの密度が高い領域で生まれるため、星形成や銀河形成の活発な初期の宇宙、つまり遠方宇宙を赤外線やサブミリ波で観測する場合、ダストは主要なターゲットとなる。このようにダストは星・銀河進化、また天体の性質を正しく理解するのに重要な役割を占める。しかしその起源、形状、構成要素など今なお不明な点が多い。

特に、これまでダストが赤外線でも直接検出されているのは銀河内の星間空間であり、銀河外の銀

河間空間にダストがどの程度存在するかはよくわかっていない。最初に銀河間ダストの存在が示唆されたのは1957年のことで、Zwickyによる銀河団個数測定の際である<sup>1)</sup>。彼は、遠方銀河団の分布が一様ではなく、近傍の大きい銀河団の背後で個数が減少していることから、銀河間ダストによって遠方銀河団からの光が減光されていると考えた。可視光ではほかに、クエーサーなどの遠方で明るい天体が、減光・赤化を受けていることなどからも銀河間ダストの存在が示唆されている<sup>2)</sup>。ペルセウス銀河団におけるX線の酸素吸収スペクトルは、銀河間ガスだけでは説明がつかず、銀河間ダストが吸収の一部を補う可能性が指摘されている<sup>3)</sup>。電波では、赤方偏移 $z=0.45$ に位置する銀河団RX J1347.5-1145において、サブミリ波帯で空間的に広がった放射が検出されており、この一部に銀河間ダストが寄与している可能性がある<sup>4), 5)</sup>。

最近ではISOに搭載されているISOPHOTOを用いた赤外線観測により、髪の毛座銀河団でダスト放射の検出が報告されている<sup>6), 7)</sup>。この髪の毛座銀河団の例は、銀河団からの赤外線放射の強度

比をもとにしたもので、これが銀河間ダストからの放射であるかは議論が続いている。過去の赤外線衛星 IRAS, ISO では、空間分解能・感度の限界から銀河間ダストの検出は難しかった。その最大の原因は、われわれの銀河内ダスト、銀河団のメンバー銀河などからの寄与が分解できないことである。現在、または近い未来における赤外線衛星、Spitzer Space Telescope, AKARI, Herschel, SPICA など (Spitzer は現在稼動中, AKARI は日本の赤外線衛星で、今年2月に打ち上げ成功, Herschel と SPICA は現在計画中の赤外線衛星) はこれらの寄与を分解できる初めての観測機器である。そこで筆者らは銀河団における銀河間ダストの赤外線放射強度を理論予想し、これらの観測機器を用いた検出可能性を考察した。

## 2. 銀河団における銀河間ダスト

もし、銀河団の銀河間空間にダストが存在すると周囲の物質とどのような相互作用をするだろうか。銀河団の主な構成要素は、銀河、銀河間ガス、ダークマターである。銀河団は大きいもので、構成銀河の数は約 1,000 個、質量は太陽の約  $10^{14}$  倍程度で、数百万光年の広がりをもつ。銀河間ガスは、温度が約 2-10 keV の高温プラズマ状態であることが X 線観測から知られている。銀河間ガスは希薄であり、典型的には密度が約  $10^{-3} \text{ cm}^{-3}$  で、高いものでも  $10^{-1} \text{ cm}^{-3}$  程度である。このような希薄・高温プラズマ中にダストが置かれると、ダストは主に電子との衝突により加熱され、ダスト自身は赤外線を放射することにより冷却する<sup>8)</sup>。同時にダストはイオンとの衝突で壊れてしまう。星間空間でダストは主に星の光により加熱されるのに対し、銀河間ガスが主な加熱源となる銀河間空間ではその温度、量、サイズ分布が星間空間とは異なったものとなるだろう。このようなダストを検出することはダストとガスの相互作用を理解するうえで重要である。

実際に、ダストとガスの相互作用の例は、楕円

銀河で見ることができる。楕円銀河にも、重力的に束縛された高温プラズマが存在することが X 線観測により知られている。いくつかの楕円銀河では、プラズマ中で壊される前のダストが検出されている<sup>9)</sup>。楕円銀河のダストは、プラズマ以外にも星の光によって加熱されるため、温度は銀河間で期待されるものより高くなる。このため、これまでの赤外線衛星を用いても検出が可能であった。

ここで、密度、 $n_e = 10^{-3} \text{ cm}^{-3}$ 、の銀河間ガスに対して、サイズ、 $a = 10^{-1}$  ミクロン、のダストの寿命を見積もってみると、約  $10^8$  年となる (高温プラズマ中ではガスの温度にはほとんどよらない<sup>10), 11)</sup>。これは銀河団の年齢 (重力的進化の時間スケール) より約 1 桁小さい。つまり、もともとダストが銀河間にあったとしてもすべて壊れてしまう。そこで、銀河間にダストが存在するには銀河からの供給が必要となる。供給過程としては、(1) 銀河の固有運動により銀河間ガスとの間に生じた圧力差による銀河からのほぎ取り、(2) 銀河同士の潮汐力によるほぎ取り、(3) 超新星爆発、(4) 星の放射圧<sup>12)-18)</sup>などが考えられている。(1)-(3) と同様の過程でガスや重元素も銀河間に放出されると考えられており、銀河の進化とも密接にかかわっている。銀河間ダストを検出することは、銀河内部から外部への物質流出、銀河進化を理解するためにも重要である。

## 3. 銀河間ダストの性質と観測可能性

ここからは筆者らが用いた銀河間ダストのモデル、それに基づいて得られた結果について述べていく<sup>19)</sup>。銀河間ダストの放射強度を計算するにはダストの温度、サイズ分布、量を定める必要がある。まずは、ダスト温度が銀河間空間でどの程度になるかを見る。先に述べたように銀河間にダストが存在すると、ダストは銀河間ガスと相互作用をする。銀河間ガスの密度と温度が与えられると、個々のダスト温度は、電子との衝突による加

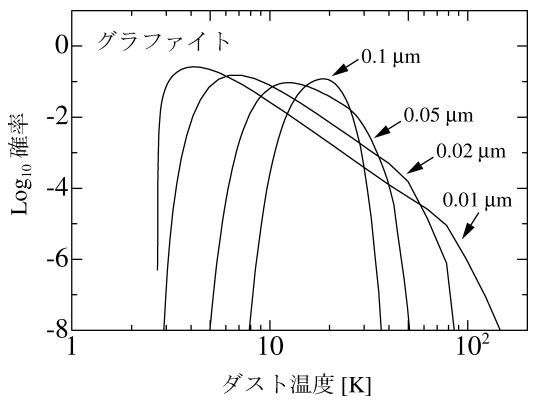


図1  $n_e=10^{-3} \text{ cm}^{-3}$ ,  $T_e=10^8 \text{ K}$  のプラズマ中におけるさまざまなサイズのグラファイトダストの温度分布。縦軸のスケールは確率の対数を取ったもの。

熱の効率と熱放射による冷却の時間で決まる<sup>20)</sup>。図1にプラズマ中におけるさまざまなサイズのグラファイトダストの温度分布を示す。ダストの温度は銀河間ガスの密度と温度に対して一意には決まらず、大きさに依存した確率分布をもつ。小さいダストはガスとの衝突頻度が少ないため、1回1回の衝突が起こる時間間隔が長い。また、比熱が小さいので、1回の衝突により急激に加熱され、その後すぐに冷えてしまう。結果として、小さいダストは数Kから100K程度まで広がった温度分布をもち、割合としては低温側が多くなる。一方、サイズの大きいダストは、周囲のプラズマと熱平衡に近い状態にあり、平衡温度(約20K)の近くでシャープなピークをもつ。

銀河間ダストのサイズ分布、量を見積もるには、銀河がどこに分布していて、そこからダストがどのように放出されるかを考える必要がある。これらには大きな不定性があるため、現象論的に次のような仮定を置く。

- (1) 銀河の分布はダークマターの分布に従う、
- (2) 銀河から一定の割合でダストとガスが放出され続ける、
- (3) 放出される際のダストとガスの比、ダストの構成要素、ダストサイズ分布は、われわれ

の銀河内のものと等しい、

- (4) 放出されるダストの総量は銀河間に存在する重元素の量(X線観測データ<sup>21)-23)</sup>と整合するように決める、
- (5) 銀河間ダストのサイズ分布は破壊と供給の両方により定常状態を保つ<sup>8), 24)</sup>、である。

仮定(3)は、Mathis, et al.<sup>25)</sup>により提唱された“MRNモデル”に従った。銀河内でダストのサイズは  $n(a) \propto a^{-3.5}$  のようにべき乗則に従い、ダスト半径の-3.5乗に比例する。よってわれわれの銀河内では、小さいダストほど多く存在する。ダストの構成要素は、シリケートとグラファイトで割合は1対1、ガスに対するダスト比は、0.0075、最小ダストのサイズは、0.001ミクロン、最大ダストのサイズは、0.25ミクロンである。このモデルを用いることで銀河内のダストによる減光特性をよく再現できる。

このようなサイズ分布でダストが銀河間に放出されると、イオンとの衝突により小さいダストほど壊されてしまうため、定常状態では分布のべきが1桁下がって-2.5乗 ( $n(a) \propto a^{-2.5}$ ) となる。

仮定(1)-(5)をもとに計算したペルセウス銀河団における銀河間ダストの平均温度、銀河間ガスとの比を図2, 3に示す。後に述べるが、ペルセウス銀河団の銀河間ダストからの放射強度は、70ミクロンにおいて筆者らが用いた銀河団サンプルの中で最も強い強度を示す。そこでこの銀河団を例にとって以下では銀河間ダストの性質を述べていく。銀河間ダストの平均温度は、加熱源である銀河間ガスの密度が高い中心部分で最も高くなり、約30-40Kになる。一方、銀河間ダストの量は、ガスの密度が高いほどイオンとの衝突で壊されてしまうため、中心部で減少する。ガスに対するダストの比は、銀河内の0.0075に比べて、銀河間では中心部で約4桁小さくなる。平均サイズは銀河団中心からの距離によらず一定で、約0.15ミクロンとなる。

このように銀河間では、ダストがガスに対して

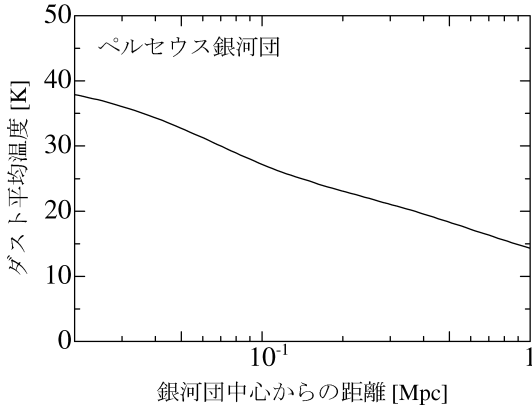


図2 ペルセウス銀河団における銀河間ダストの質量で重み付けされた平均温度. 横軸は銀河団中心からの距離.

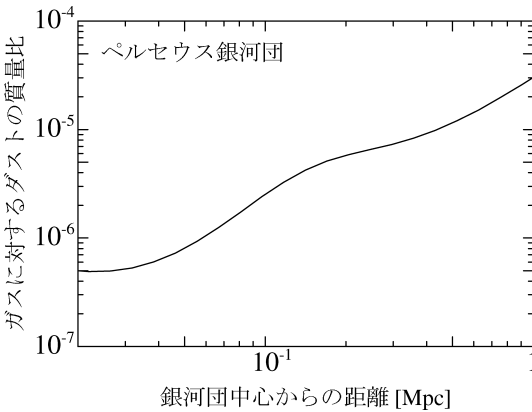


図3 ペルセウス銀河団における銀河間ダスト-ガス質量比. 横軸は銀河団中心からの距離.

占める割合は銀河内に比べて低い。しかし、銀河団は非常に大きい天体なので、放射強度は視線方向で積分することにより、ある程度まで強くなる。ペルセウス銀河団の中心部において期待される銀河間ダストのスペクトルを図4に示す。銀河団の中心には一般に巨大楕円銀河が存在する。中心部を銀河団中心からの空間的距離で 20 kpc と仮定しているのは、この楕円銀河の寄与を取り除くためである。われわれが銀河間ダスト検出の観測機器として考えている赤外線衛星、Spitzer, AKARI, Herschel, SPICAなどは、検出器の感度

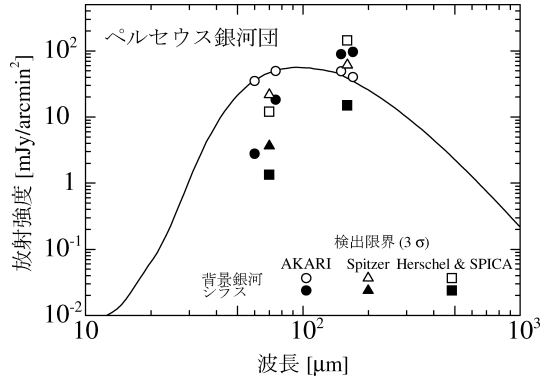


図4 ペルセウス銀河団の中心部（空間的距離として銀河団中心から 20 kpc）における銀河間ダストのスペクトル. 白抜き丸, 三角, 四角は、背景銀河からの寄与による観測機器, AKARI, Spitzer, Herschel と SPICA の  $3\sigma$  レベルの検出限界<sup>26)-28)</sup>. 黒塗りの丸, 三角, 四角は、われわれの銀河内ダスト（シラス）による同観測機器の検出限界<sup>29)</sup>. 160 ミクロンで Spitzer の白抜きの三角と黒塗りの三角は重なっているので注意. 検出限界はそれぞれの観測機器の中心周波数に印してある.

が十分高い。この場合、検出限界を決めるのは、検出器自体の雑音ではなく、背景銀河からの放射、またわれわれの銀河内ダスト（シラス）からの放射などによる雑音である。ペルセウス銀河団のスペクトルは約 70-100 ミクロンでピークをもち、70 ミクロンで Spitzer, Herschel と SPICA の検出限界より強い銀河間ダスト放射が期待される。また、AKARI の 60, 75 ミクロンでは、ダスト放射と検出限界はほぼ等しい。100 ミクロン以下では背景銀河からの寄与が大きく、シラスの寄与は長波長になるにつれ大きくなる。ここで、長波長側で AKARI よりも Spitzer, Herschel と SPICA のほうが背景銀河による検出限界が高くなるのは、単位ビーム当たりではなく、単位面積当たりで焼き直しているため生じている結果である。また、シラスの寄与は、われわれから天体が見える方角によっても変わる。銀河経度にはほとんどよらず、銀河緯度に依存し、低銀緯にある天体ほどシラスの寄与を大きく受ける（次節参照）。

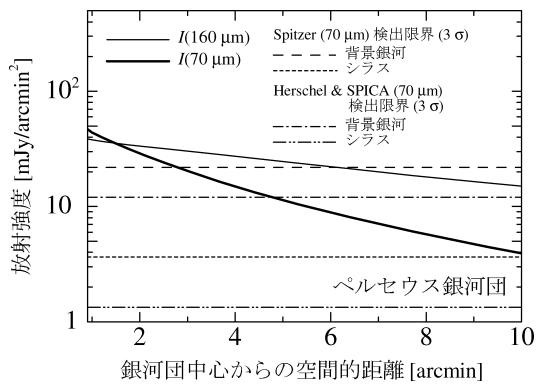


図5 ペルセウス銀河団における銀河間ダスト放射強度のプロファイル。太線は70ミクロン、通常線は160ミクロンのもの。横軸は銀河団中心からの空間的距離を見かけの角度で表示。破線、点線はそれぞれSpitzerの70ミクロンにおける3σレベルの背景銀河による検出限界、シラスによる検出限界。一重鎖線、二重鎖線はそれぞれHerschelとSPICAの70ミクロンにおける3σレベルの背景銀河による検出限界、シラスによる検出限界。

ペルセウス銀河団は銀河緯度が約-13度と低銀緯にあるため、長波長側では銀河間ダストの検出は難しい。長波長側で銀河間ダストを検出するためには、高銀緯の銀河団を観測するのが望ましい。

図5はペルセウス銀河団中心部からの空間的プロファイルである。70ミクロンでの放射は、中心部からの見かけの角度としてSpitzerで約2.5′、HerschelとSPICAで約4.5′以内で検出限界よりも強い。銀河団中心部から外側に向かうにつれ、放射は過熱源である銀河間ガスの減少により低下する。放射の広がった特徴は、銀河間ダストと銀河を区別する際に重要となる。70ミクロンでは、Spitzerの空間分解能は約17″、HerschelとSPICAはともに約4″、AKARIの場合は75ミクロンで約23″<sup>26)-29)</sup>であり、ペルセウスのような近傍銀河団では銀河と銀河間空間の分解が可能である。これらの赤外線衛星の空間分解能は、IRASに比べ5倍以上向上している。また、背景銀河の寄与

も、この放射の広がった特徴を用いて、ピクセルごとの相関をとることで回避できる可能性がある。

#### 4. 銀河間ダスト検出の観測候補銀河団

筆者らは銀河間ダストの放射強度を赤方偏移 $z \sim 0.01-0.8$ に位置する117個の銀河団に対して計算し、高い信頼度で銀河間ダストの検出が期待される銀河団を探した。これらの銀河団はROSATとASCAによるX線観測データ<sup>21), 23)</sup>から銀河間ガスの密度・温度などの性質を決めることができる。筆者らは、赤外線観測機器、AKARI, Spitzer, HerschelとSPICAがもつ観測周波数帯でこれらの銀河団すべてに対し放射強度の計算を行った。結果の一部を図6に示す。ほとんどの銀河団では、背景銀河、シラスからの寄与のせいで、銀河間ダストを検出するのは難しい。それでも、いくつかの銀河団では、これらの寄与よりも若干強い放射が期待される。最も高い信頼度で銀河間ダストの検出が期待される周波数は70ミクロンである(図6左)。遠方になるほど放射強度が落ちるため、銀河間ダストの検出には近傍銀河団が適しており、信頼度が高い銀河団を五つ例に挙げると、ペルセウス、A2319、A3571、A2204、A3112である。しかし、特にペルセウスとA2319は低銀緯にあるため、長波長側ではシラスの寄与により検出が困難となる(図6右)。高銀緯にあり、背景銀河による検出限界よりも強い放射強度を示すのは、髪の毛座銀河団である。また、この銀河団は70、170ミクロン両方で銀河間ダストを検出できる可能性がある。

筆者らはこのような銀河団を観測することによって、銀河間ダストの量に制限が付き、さらに多波長観測からサイズ分布にも制限がつくことを予想している<sup>19)</sup>。



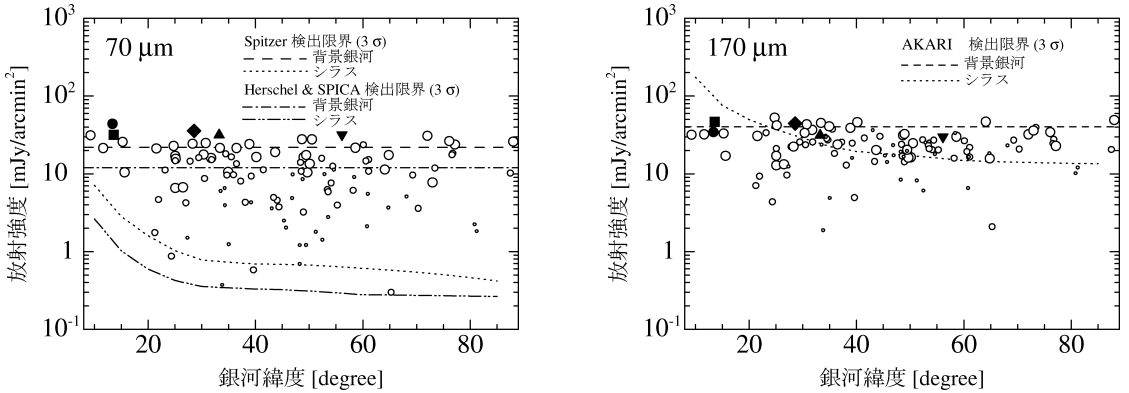


図6 波長 70, 170 ミクロンで個々の銀河団 117 個の放射強度を銀河緯度に対してプロットしたもの。大○は赤方偏移 0.01-0.1, 中○は 0.1-0.3, 小○は 0.3-0.8 の銀河団に対応する。黒塗りのものは 70 ミクロンで最も強い放射強度をもつ五つの銀河団で左からペルセウス (●), A2319 (■), A3571 (◆), A2204 (▲), A3112 (▼) である。二重の菱形でプロットされているのは髪の毛座銀河団の放射強度。左図 (70 ミクロン) の破線, 一重鎖線は, それぞれ Spitzer, Herschel と SPICA の 3σ レベルでの背景銀河による検出限界, 点線, 二重鎖線はそれぞれの観測機におけるシラスによる検出限界を表す。右図 (170 ミクロン) の破線, 点線はそれぞれ AKARI の背景銀河, シラスによる検出限界。

### 5. ま と め

筆者らは銀河団の銀河間空間にダストが存在した場合に, 周囲の銀河間ガスとの相互作用を考え, その性質, 観測可能性を調査した。

以下のようなことが予想される。銀河間ダストはイオンとの衝突によって壊されてしまうので, 星間空間と比べてガスに対して占める割合は, 4 桁ほど小さくなる。銀河間ダストの平均温度は, 電子との衝突により加熱されることで, 銀河団の中心部で約 30 K となる。いくつかの銀河団では, Spitzer, AKARI, Herschel, SPICA を用いて, 銀河間ダストを直接検出できる可能性がある。特に 70 ミクロンの波長帯では, 高い信頼度で検出が期待される。例えば, ペルセウス, A3571, A2319, A3112, A2204, 髪の毛座銀河団などはその候補銀河団である。170 ミクロンなどの長波長側では, シラスの寄与により, 銀河緯度が低いところに位置する銀河団は銀河間ダストの検出が困難となる。髪の毛座銀河団は高銀緯に位置し, 長波長側での銀河間ダスト検出の候補である。また, この

銀河団は多波長で銀河間ダストを検出するためにも重要な候補となる。

銀河間ダストの検出は, 銀河からの物質流出, 銀河の進化, 高赤方偏移天体の赤化, ダストとガスの相互作用を理解するうえで重要である。国内外の赤外線衛星の発達に伴い, 直接銀河間ダストの存在を検証することが可能な時代となりつつある。

### 謝 辞

本研究では, Woong-Seob Jeong 氏からシラスのデータ, 太田直美氏から遠方銀河団の X 線観測データを提供していただき, Martin Giard, 金田英宏, 永田洋久, 清水 守, 高橋英則の各氏からは有益な助言をいただきました。本稿を書くにあたっては, 本研究の共同研究者であり, 筆者の指導教官でもある北山 哲氏から数々の助言をいただきました。また, 齋藤正雄氏には本稿の執筆を薦めていただきました。これらの方々に, この場を借りてお礼申し上げます。

参考文献

1) Zwicky F., 1957, PASP 69, 518  
 2) Maoz D., 1995, ApJ 455, L115  
 3) Arnaud K. A., Mushotzky R. F., 1998, ApJ 501, 119  
 4) Komatsu E., et al., 1999, ApJ 516, L1  
 5) Kitayama T., et al., 2004, PASJ 56, 17  
 6) Stickel M., et al., 2002, A&A 383, 367  
 7) Stickel M., et al., 1998, A&A 329, 55  
 8) Dwek E., Rephaeli Y., Mather J. C., 1990, ApJ 350, 104  
 9) Goudfrooij P., de Jong T., 1995, A&A 298, 784  
 10) Draine B. T., Salpeter E. E., 1979, ApJ 231, 77  
 11) Tsai J. C., Mathews W. G., 1995, ApJ 448, 84  
 12) Chiao R. Y., Wickramasinghe N. C., 1972, MNRAS 159, 361  
 13) Ferrara A., et al., 1991, ApJ 381, 137  
 14) Shustov B. M., Vibe D. Z., 1995, Astronomy Reports 39, 578  
 15) Davies J. I., et al., 1998, MNRAS 300, 1006  
 16) Simonsen J. T., Hannestad S., 1999, A&A 351, 1  
 17) Aguirre A., et al., 2001, ApJ 556, L11  
 18) Aguirre A., et al., 2001, ApJ, 561, 521  
 19) Yamada K., Kitayama T., 2005, PASJ 57, 611  
 20) Dwek E., 1986, ApJ 302, 363  
 21) Mohr J. J., Mathiesen B., Evrard A. E., 1999, ApJ 517, 627  
 22) White D. A., 2000, MNRAS 312, 663  
 23) Ota N., Mitsuda K., 2004, A&A 428, 757  
 24) Laor A., Draine B. T., 1993, ApJ 402, 441  
 25) Mathis J. S., Ruml W., Nordsieck K. H., 1977, ApJ 217, 425

26) Dole H., Lagache G., Puget J.-L., 2003, ApJ 585, 617  
 27) Dole H., et al., 2004, ApJS 154, 93  
 28) Pearson C. P., et al., 2004, MNRAS 347, 1113  
 29) Jeong W.-S., et al., 2005, MNRAS 357, 535

Properties of Intracluster Dust Grains and Possibility of the Detection

Kenkichi YAMADA

Department of Physics, Toho University, 2-2-1 Miyama, Funabashi-shi, Chiba 274-8510, Japan

Abstract: The presence of dust grains in the intergalactic medium is still an open question. If they exist in the intracluster medium, the intergalactic dust grains are heated mainly by collisions with ambient X-ray emitting hot electrons, and give off emission in infrared bands. At the same time, they are destroyed via collisions with impinging ions. The infrared instruments on the current and future missions are capable of detecting the intergalactic dust emission. For 117 clusters of galaxies, taking into account the properties, we explored the possibility of detecting the intergalactic dust grains with Spitzer Space Telescope, AKARI, Herschel, and SPICA.