

「あかり」IRC による大マゼラン雲の 広域観測



板 由 房, 「あかり」IRC 大マゼラン雲チーム

〈国立天文台国際連携室 〒181-8588 東京都三鷹市大沢 2-21-1〉

e-mail: yoshifusa.ita@nao.ac.jp

「あかり」に搭載された近・中間赤外観測装置を用いて、大マゼラン雲の約 10 平方度の領域を 3, 7, 11, 15, 24 μm 帯の各バンドで撮像し、またその領域中にあるすべての明るい天体について、2 から 5 μm の範囲で低分散のスペクトルを取得する広域観測を行いました。本稿では、この観測の概要を説明するとともに、このデータを用いて筆者らが行った/行おうとしている研究について、研究の背景を交えながら紹介したいと思います。

1. 大マゼラン雲の特徴

まず、今回の観測対象である大マゼラン雲の特徴について簡単に触れておきたいと思います。

大マゼラン雲は、われわれが住む天の川銀河から最も近い位置にある銀河の一つで、不規則銀河に分類されています。不規則銀河と言われつつも、ディスク構造とバー構造の存在は顕著で、われわれの視線方向に対してディスクが約 35 度程度しか傾いておらず、ほぼ真正面を向いています。また、銀河の奥行きは、中心のバー領域で平均で約 4 kpc 程度と見積もられています¹⁾。銀河の規模としては、局所銀河群ではアンドロメダ銀河、天の川銀河、M33 (さんかく座銀河) に次いで 4 番目に大きい銀河で、質量は天の川銀河の約 10 分の 1 程度と考えられています。

大マゼラン雲は銀緯が約 -36 度の位置にあり、銀河面から離れているため、前景星 (つまり、天の川銀河内の星) の混じり込みが比較的小さく、星間減光も少ない、という研究上の利点がありま

す。加えて、ほぼ真正面を向いている空間的配置と、奥行きを無視してわれわれから個々の星までの距離が共通であると仮定した議論が無理なくできる程度には遠く、その一方で、割と小口径の望遠鏡でも個々の星を一つ一つ分解して観測することができる程度には近い、というこれらの事柄が、これまでに大マゼラン雲が多くの日文学者の観測対象となってきた理由であると思います。

そのほかにも、大マゼラン雲は天の川銀河と比べて以下のような違いをもっています。(1) 平均金属量^{*1}がわれわれの銀河の約 4 分の 1 である、(2) 単位質量あたりの星間物質における塵 (ダスト) の含有率が、天の川銀河の約 4 分の 1 である²⁾、(3) 星間空間の紫外線量が天の川銀河より強い、などの違いです。

これらの特徴の違いをもつ大マゼラン雲中の天体を観測した結果と、天の川銀河内の天体の観測結果を比較することによって、それらの違いが星の誕生や進化などにどう影響を及ぼすかなどを調べることが可能です。

*1 天文学では、ヘリウムより重い元素を総称して「金属」と呼びます。

2. 「あかり」による大マゼラン雲の観測

2.1 観測の背景

前述のように、大マゼラン雲は天文学者にとって好ましい特徴をいくつももっているため、これまで多くの研究者が大マゼラン雲を大規模に観測しました。そのため、X線から電波までの、さまざまな波長で観測されたデータがこれまでに蓄積されています。名古屋大学、国立天文台、東京大学と南アフリカ天文台の協力で作成された IRSF/SIRIUS 近赤外大小マゼラン銀河測光カタログ³⁾や、名古屋大学によるなんてん計画⁴⁾、本稿で紹介する「あかり」のデータなど、日本主導の観測計画/データも数多く存在し、日本の研究者が力を合わせることで特色のある研究を行うことができる環境が、大マゼラン雲でまさに整いつつあると言えます。

欧米の研究者主導の大マゼラン雲観測計画の中で現在有名なのは、2004年に打ち上がった Spitzer 宇宙望遠鏡による大マゼラン雲の近赤外から中間赤外域での広域撮像計画 (SAGE 計画)⁵⁾です。SAGE 計画以前にも、IRAS や MSX 衛星が大マゼラン雲を中間赤外域で撮像観測しましたが⁶⁾、感度が悪く、100平方度を観測して明るい天体を数千天体検出した程度でした。また、空間分解能^{*2}も悪く、空間分解能の良い既存の近赤外や可視のカタログと同定を行うことが困難なケースがありました。この状況を一気に解消したのが SAGE 計画です。SAGE 計画では、3.6, 4.2, 5.8, 8.0, 24.0 μm 帯の撮像バンドで、大マゼラン雲の49平方度に及ぶ領域を観測して8,500,000以上の点源を検出し、カタログとして出版しました。

2.2 「あかり」の特徴

このような背景のもとで、筆者らは大マゼラン

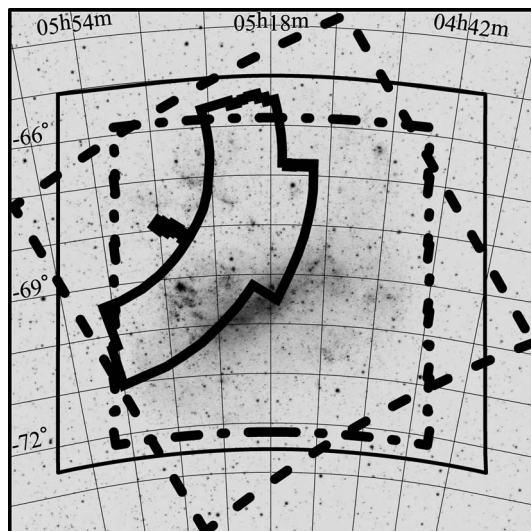


図1 観測領域の比較. 細い実線は Zaritsky ら⁷⁾による可視光線での観測領域 ($8.5^\circ \times 7.5^\circ$), 一点破線は, Kato ら³⁾による近赤外線での観測領域 ($6.3^\circ \times 6.3^\circ$), 破線は Meixner ら⁵⁾による SAGE 計画の観測領域 ($7^\circ \times 7^\circ$), 太い実線はわれわれの「あかり」による観測領域 (約10平方度)をそれぞれ示します. 背景の画像は, 神谷元則氏撮影の写真です.

雲の約10平方度を「あかり」搭載の近・中間赤外観測装置 (IRC) を用いて、撮像 & 分光観測を行いました。図1に、Zaritsky ら⁷⁾による可視域の観測領域、Kato ら³⁾による近赤外での観測領域、SAGE 計画の観測領域、および「あかり」の観測領域を示します。「あかり」による大マゼラン雲の観測と、Spitzer 宇宙望遠鏡を用いた SAGE 計画とではいったい何が違い、「あかり」のデータにはそれに比べてどのような長所があるのでしょうか？ それは以下のようにまとめることができます。

- 「あかり」による観測では、3から24 μm までの波長を連続的にカバーする撮像観測を行いました。SAGE 計画は8の次がいきなり24 μm 帯となるため、その間の情報が欠落して

*2 どのくらい細かい空間構造を区別できるか、という能力を表す。

*3 道ばたの石ころや砂の主成分。

*4 天然にはほとんど存在しないが、硬度や耐熱性が高く、耐火煉瓦の原料に使われている。

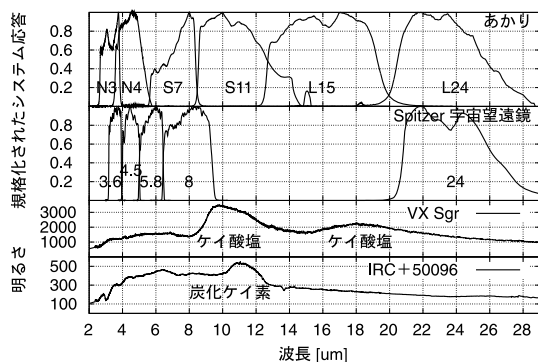


図2 Spitzer 宇宙望遠鏡と、「あかり」搭載の IRC カメラの撮像バンドの比較。それぞれのバンドがどのような星周ダストの影響を受けるかを見るために、星周が酸素過多な赤色巨星 (VX Sgr) と、炭素過多な赤色巨星 (IRC +50096) のスペクトル (過去に ISO 衛星が取得した) も示してあります。

いるのです。この間の波長帯では、10と18 μm 付近にケイ酸塩^{*3}が、11 μm 付近に炭化ケイ素^{*4}が、それぞれ放つ特徴的な光が知られており、「あかり」による11と15 μm 帯のデータは、星の周りに存在するそのような物質(ダスト)の量を測るための重要なデータになります。図2にSpitzer 宇宙望遠鏡の撮像バンドと、「あかり」の撮像バンドを比較した図を示します。参考のため、星周にダストが存在する天体のスペクトルも示しました。Spitzer の撮像バンドの「穴」がよくわかんと思います。

- SAGE 計画が撮像データのみを取得するのに比べ、「あかり」の観測では、2から5 μm の範囲で波長分解能が約20のスペクトルを、撮像領域に写っている明るい天体すべてにおいて取得しました。このデータは、天体の種類や星周の化学などを明らかにするうえで重要なデータになります。取得した分光データは現在、東京大学の下西 隆氏を中心に解析が進められており、生まれたばかりの星の周

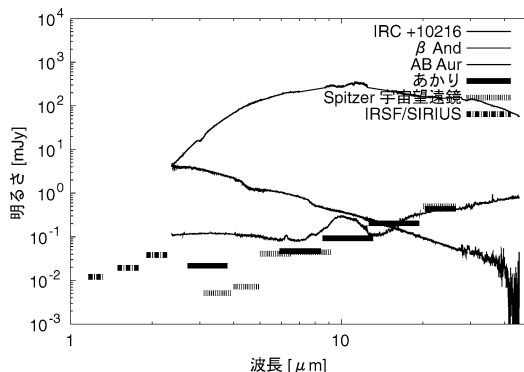


図3 「あかり」(太い実線)、Spitzer 宇宙望遠鏡(破線)、IRSF/SIRIUS 近赤外観測(一点破線)の検出限界(5σ)を比較した図。中太の実線で示した天体は、明るいほうから、銀河系天体の IRC +10216 (AGBの上端にある星)、β And (RGBの上端にある星)、AB Aur (前主系列星)のスペクトルを、これらの天体が大マゼラン雲の距離にあったと仮定して明るさを再計算したものの。

りに見つかる氷に関する興味深い結果⁸⁾がすでに発表されています。

図3は、「あかり」、Spitzer 宇宙望遠鏡、および IRSF/SIRIUS が、それぞれの波長で、どれだけ暗い天体を検出できるか(検出限界)を比べた図です。「あかり」による観測は、3 μm 帯の検出限界こそ SAGE 計画に劣っていますが、その他の波長ではほぼ互角の性能が出ているのがわかります。このような検出限界をもった「あかり」の観測では、大マゼラン雲内にあるどのような天体を検出することができるのでしょうか? それを簡単に想像するために、われわれの銀河系内にある前主系列星の代表として AB Aur, 巨星枝 (RGB) の上端にある天体の代表として β And, 漸近巨星枝 (AGB) の上端にある天体の代表として IRC +10216 を大マゼラン雲の距離に置いたときのスペクトルも同時に図3中に示しました。図から、筆者らの観測では、RGB の上端より明るい赤色巨星^{*5}はすべて検出することができ、また多くの前

*5 本稿では、AGB 星と RGB 星を区別しないで書くときは「赤色巨星」という言葉を用いることにします。

主系列星も検出可能であることがわかります。

3. 初期成果と将来の見通し

「あかり」による大マゼラン雲の観測データ、約600視野分のうち、撮像データは筆者らを中心に解析が進められ、予備的な点源カタログが完成しています。筆者らの撮像データをざっと解析した結果では、約500,000天体と64,000天体が、それぞれ $3\mu\text{m}$ と $11\mu\text{m}$ 帯で検出されました。近日中に解析チーム内でカタログの検証作業を行い、2009年度内には正式版カタログを世界に公開したいと考えています。

今後、前述のような「あかり」のデータの特徴を理解したうえでこのカタログを利用することで、Spitzer宇宙望遠鏡のデータをはじめ、既存の観測データと組み合わせながら、特色ある研究ができると考えています。撮像データを用いた研究はすでにいくつか成果が出始めていますが^{9), 10)}、本稿ではそれらの成果のうちから特に、筆者らが行った/これから行おうとしている、赤色巨星についての研究の紹介をしたいと思います。

3.1 中小質量星の進化と質量放出

初期質量 M_i が太陽のおよそ0.8から8倍程度の質量をもった中小質量星は、最終的に白色矮星になってその一生を終えると考えられています。白色矮星の質量 M_{wd} は、だいたい0.6太陽質量(M_{\odot})程度に分布の中心がくることが観測的にわかっています¹¹⁾。ですから、中小質量星は一生のうちに、その差の分の質量 $\Delta M = (M_i - M_{wd})$ を、進化のどこかで「捨てる」こととなります。この ΔM を捨てる現象は質量放出と呼ばれています。この質量放出は、赤色巨星進化段階で盛んになることが観測的にわかっていますが、いつ、何を引き金にして始まるのか？、星の脈動との関係性はあるのか？などが現在不明のままであり、中小質量星進化の理解を妨げる最大要因になっています。

面白いことに、中小質量星のうち、金属量に

よっても異なりますが、だいたい下限値は1.5から $2M_{\odot}$ 、上限値は $4M_{\odot}$ の範囲に入る初期質量をもった星は、AGB進化段階で、炭素星になると考えられています。炭素星とは、星表面に存在する炭素と酸素の比(C/O)をとったときに、炭素のほうが多くなっている星のことを言います。炭素星になる星の質量に下限値が存在する理由は、天体の質量が下限値より軽いと、星の中心でヘリウムの核融合反応でできた新鮮な炭素を表面まで運ぶ対流が起こらないからであると理解されています。また、上限値がある理由は、上限値より重い天体では、今度はせっかくできた炭素も核融合反応してしまい、結果、表面の炭素が増えないからだと考えられています。ちなみに、上記の範囲に入らない初期質量の星は、表面組成が酸素過多のまま一生を終え、O-rich星と呼ばれます。表面組成の違いから、O-rich星と炭素星では質量放出する際に生成されるダストの種類も異なり、中間赤外でAGB星のスペクトルを観測すると、星周物質の違いにより、図2のような特徴のあるスペクトルが得られることとなります。「あかり」の分光データは、天体の星周化学を明らかにしてくれ、どれが炭素星/O-rich星なのかを教えてください。この情報は、後に質量放出率を計算するうえで、なくてはならない情報です。

筆者らは、RGB段階での質量放出を調べるため、「あかり」の $11\mu\text{m}$ のデータと近赤外線のJとKsバンド(それぞれ、 1.22 と $2.19\mu\text{m}$)、および $3\mu\text{m}$ のデータを組み合わせた色等級図を作りました。その結果を図4に示します。一番左側のパネルは、近赤外線のデータのみを用いた色等級図です。このパネルを見ると、Ksが17等級あたりから明るいほうに向かって伸びる巨星枝(RGB)がはっきりと見ることができ、その頂点が約12等であることがわかります。この頂点をRGBチップと呼びます。RGBチップより明るいところに見える、J-Ksがおよそ1より大きい天体がAGB星です。次に、真ん中のパネルに目を移す

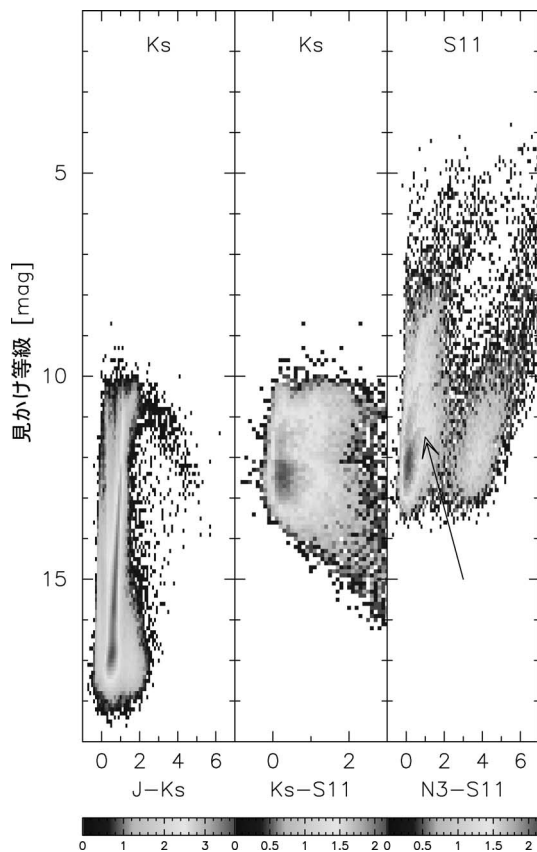


図4 「あかり」のデータに、IRSF/SIRIUS 近赤外線観測のデータを足して作った色等級図。縦軸は見かけ等級で、縦軸に用いたバンドは、それぞれのパネルの上部に表示してある。横軸は色で、パネルの下部に表示してある。最下部の凡例は、色と等級の空間を0.1等×0.1等の空間で区切り、その中に入った天体数の常用対数をとった数を表す。

と、K-11が1より大きい天体が、RGBチップより明るい所と暗い所に、二つのこぶを作っていることがわかります。明るい所のこぶは、AGB星が質量放出したダストで説明がつけます。暗い所のこぶが問題です。筆者らは、暗い所にもこぶがある理由をRGB進化段階の最末期(RGBチップ)付近で質量放出をした結果であると考えています。一番右側のパネルはKsの代わりに3 μ mの

データを使った色等級図ですが、矢印で示した位置にツノのような構造が見られます。このツノも先ほどのRGBチップより暗い天体が質量放出をした結果であると解釈できます。この結果は、AGB進化段階と同じように、RGB進化段階の最末期には質量放出率が大きくなる可能性を示唆しています。筆者らの先行研究¹²⁾により、これらの星は短い脈動周期(およそ10~30日程度)と小さい振幅($\Delta K_s < 0.1$ 等)で変光していることがわかっており、後述の質量放出と脈動の関係性について、これから調べていくつもりです。

3.2 質量放出の機構

AGB段階の末期進化段階にある星のうち、ほぼすべては脈動^{*6}による規則的な変光をしています。変化の大きな物では、明るいときと暗いときで1,000倍以上も明るさが変化し、その変化の周期が1,000日を超えるような星もあります。このようなAGB脈動変光星の代表例がミラ型星です。現在のところAGB星からの質量放出の機構は、以下のように少なくとも2段階あると理解されています。第1段階では、脈動の力学的エネルギーを使って質量放出を行います。ですが、Wintersらの計算¹³⁾では、脈動の力学的エネルギーのみでは $10^{-6} M_{\odot}$ /年程度の質量放出率までしか説明することができません。実際の観測では、 $10^{-4} M_{\odot}$ /年もの質量放出をする星が知られています。そこで第2段階で、ダスト粒子や分子にかかる中心星からの光の圧力が質量放出率を増幅する、と考えられています。ただし、この増幅機構による説明には問題がないわけではありません。ダスト粒子や分子が中心星からの光の圧力をどれだけ効率的に受けられるか(オパシティー)を考えたときに、C-rich星が作るダストのオパシティーは効率的に光の圧力を吸収できるほど大きいので良いのですが、O-rich星が作るダストのオパシティーは小さすぎて、第2段階の増幅機構が

*6 半径方向に星の大きさが時間変化する。皆さんの体の中にも脈動している物があります。そうです、心臓です。

働きにくいということが指摘されています。また、平均金属量が少ない大マゼラン雲では、その絶対量が金属量で決定されるダストの原材料（ケイ素やアルミなど）の量も当然少ないと考えられます。当然、上記の増幅機構は働きにくいはずですが、しかし、天の川銀河の AGB 星と大マゼラン雲の AGB 星 (cf. 大マゼラン雲の平均金属量はわれわれの銀河の約 1/4) の質量放出率を比べて見ても、変化が見られないということが観測的に知られています¹⁴⁾。このように、質量放出の機構に関しても、まだ完全な理解はされていません。

筆者らの研究グループは、大小マゼラン銀河中の 4 万星を超える赤色巨星を近赤外線でも繰り返し撮像する観測を 2000 年 12 月より南アフリカ天文台で行っています。近赤外線の装置を使った反復観測という世界に類を見ない特色ある観測のため、OGLE/MACHO 計画に代表される可視の時系列データでは決して見つからないような、赤外線でも明るい (= 質量放出率が非常に大きい) 星の変光周期や変光振幅を知っているのは、世界でわれわれだけです。質量放出と脈動の関連性、および質量放出の金属量依存性についても、この「あかり」のデータと組み合わせながら議論を行っていく予定です。

3.3 赤色巨星の星周に存在するダスト

宇宙空間でダストが生成されるためには、(1) 温度が十分に低く、(2) ダストの原料となる物質密度が十分高く、(3) (1) と (2) の状態が、凝固が終了するまでの間保たれる、という条件がすべて満たされる場所が必要です。これらすべての条件が満たされる場所はそう多くはないことは想像できると思います。その数少ない場所の一つが、AGB 星の質量放出流の中だと考えられています。これが、AGB 星は宇宙のダスト生成工場である、と言われるゆえんです。

AGB 星の星周に往々にして観測されるダストですが、どのような順序でどのような物質ができていくのか、ということは観測的によくわかっていません。観測的にわかっていることは、質量放出率が大きい AGB 星の周りでは、ケイ酸塩や炭化ケイ素などが見つかる、ということです。理論的なダストの凝固シーケンスの予想¹⁵⁾によると、O-rich 星の星周では、まずアルミ酸化物^{*7}が 1,400 K 程度の温度で凝固し、これが核となって周りの気体相 SiO や Ca, Mg と反応し、1,300 K 程度でスピネル (MgAl_2O_4) や Gehlenite ($\text{Ca}_2\text{Al}_2\text{SiO}_7$) へと進化、さらに温度が低くなるとケイ酸塩系ダストができると考えられています。また、Sloan らの ISO 衛星のスペクトルの研究¹⁶⁾により、質量放出率の小さい星の周りでは、アルミ酸化物系ダストが見つかることがわかっています。これは、質量放出率が小さいと、温度が十分に低い位置であったとしても、ダストの原料となる物質密度が足りずに凝固シーケンスが途中で止まってしまっ (この現象は“フリーズアウト”と呼ばれています) ケイ酸塩ができないせいである、と理解できます。面白いことに、ミラ型の変光を示す星からはアルミ酸化物系ダストは見つからず、セミレギュラーやイレギュラー型の変光を示す星からアルミ酸化物系ダストは見つかるという観測事実があります¹⁷⁾。この事実は、星の脈動がダストの凝固シーケンスに何らかの影響を及ぼしていることを示唆しています。

質量放出率の大小と見つかるダストの種類の関係は上記のように理解されていますが、星が進化するにつれ、星周に存在するダストの種類はどう変化していくのでしょうか？ 3.1 節で、筆者らは RGB チップにある星から質量放出の兆候 (こぶ) を見つけたと書きました。RGB チップ星の周りにあるダストの主成分はいったい何でしょうか？

*7 アルミ酸化物にクロム、チタン、鉄などが微量混じったものがルビーやサファイアと呼ばれ、欲しが人もいます。

AGB星と同じように、主にケイ酸塩系のダストなのでしょうか？ これらの疑問に答えるための観測的証拠を残念ながらわれわれは現在は持ち合わせていません（将来のスピカ衛星による中間赤外での分光観測に期待しています）。しかし、われわれの銀河系に存在する球状星団中のRGBチップ星をSpitzer宇宙望遠鏡を使って調べた研究結果¹⁸⁾では、RGBチップの明るさをもった、ある星（ちなみに、その星も短周期変光星です）から、ケイ酸塩系ダストが全く見つからないにもかかわらず、アルミ酸化物系ダストが見つかりました。この観測結果との比較から、筆者らが見つけた大マゼラン雲のRGBチップでの質量放出も、おそらくケイ酸塩ではなくアルミ酸化物系ダストによるものではないかと考えています。もしこれが本当であれば、赤色巨星が進化するに従い、質量放出率が増加し、それに伴って星周に存在するダストの種類がアルミ酸化物系ダストからシリケート系ダストへ変化すると理解することができます。隕石中に見つかるアルミ酸化物の起源は、現在はAGB星だと考えられているようですが、実はRGBチップ星の寄与も無視できないのかもしれませんが。

4. 最後 に

「あかり」による大マゼラン雲の撮像・分光観測のデータは、筆者の興味（晩期型星）だけでなく、さまざまな分野の研究者にとって有用であると考えています。実際に、このデータを用いて、生まれたばかりの星や、超新星残骸を調べた論文もすでに出版されています。撮像データを解析して作る点源カタログは、2009年度中に公開される予定です。多くの研究者の方に使っていただけることを望んでいます。

謝 辞

「あかり」プロジェクトは、JAXAとESAの共同プロジェクトです。この研究は、文部科学省科学研究費補助金（若手B, 21730142）と、文部科学省科学研究費（特定領域A, 18204014）からサポートを受けています。

参考文献

- 1) Subramaniam A., Subramaniam S., 2008, in Proceedings of IAU Symposium No. 256, van Loon J. Th., Oliveira J. M., eds.
- 2) Koornneef, 1982, A&A 107, 247
- 3) Kato et al., 2007, PASJ 59, 615
- 4) Mizuno et al., 2001, PASJ 53, 971
- 5) Meixner et al., 2006, AJ 132, 2288
- 6) Egan et al., 2003, in Air Force Research Laboratory Technical Report, Vol. AFRLVS-TR-2003-1589
- 7) Zaritsky et al., 2004, AJ 128, 1606
- 8) Shimonishi et al., 2008, ApJ 686, 99
- 9) Seok J., et al., 2008, PASJ 60, 453
- 10) Ita et al., 2008, PASJ 60, 435
- 11) Kepler et al., 2007, MNRAS 375, 1315
- 12) Ita et al., 2004, MNRAS 347, 720
- 13) Winters et al., 2000, A&A 361, 641
- 14) Matsuura et al., 2007, ASPC 378, 450
- 15) Tielens A. G. G. M., et al., 1998, Ap&SS 255, 415
- 16) Sloan et al., 2003, ApJS 147, 379
- 17) Sloan et al., 1996, ApJ 463, 310
- 18) Lebzelter et al., 2006, ApJ 653, 145

AKARI IRC Survey of the Large Magellanic Cloud

Yoshifusa ITA and AKARI/LMC Survey Team
National Astronomical Observatory of Japan, 2-21-1 Osawa, Mitaka, Tokyo 181-8588 Japan

Abstract: We observed an area of 10 deg² of the Large Magellanic Cloud using the Infrared Camera (IRC) on board AKARI. The observations were carried out using five imaging filters (3, 7, 11, 15, and 24 micron) and a dispersion prism (2-5 micron, $\lambda/\Delta\lambda \sim 20$) equipped in the IRC.