

銀河系中心サーベイ—近赤外減光則とバルジの構造

西山正吾

〈名古屋大学大学院理学研究科光赤外線天文学研究室 (Z研) 〒464-8602 愛知県名古屋市中種区不老町〉

e-mail: shogo@z.phys.nagoya-u.ac.jp

IRSF/SIRIUS での銀河系中心サーベイは 2001 年に観測を開始した。今年度までの観測でおよそ 13 平方度のデータを取得し、その限界等級は 2MASS より 2 から 3 等深い。データの解析が進み、二つのテーマがサイエンスとして形になりつつあるので、本稿ではこれらを紹介したい。一つは近赤外線での減光則について、もう一つは銀河系バルジの星の分布についてである。どちらの研究もバルジに多く存在するレッドクランプ星を標準光源として用いている。この星の明るさと色の変化から、減光量と色超過との関係を直接導くことができた。またこの星を距離の目安として用い、銀河系バルジの棒状構造により小さな内部構造があることを発見した。

1. はじめに

南天の冬の主演は間違いなく天の川である（と私は思う）。大空を横切る様はまさに「川」と呼ぶにふさわしい。夜空にみとれ、観測を忘れることもしばしばである。私はそんな天の川の中心方向を 3 年間見つめ続けてきた。

銀河系中心領域は IRSF の第一目的である大マゼラン雲のちょうど反対の時期の天体である。それゆえに大マゼラン雲サーベイとは無関係に観測を続けることができる。銀河系中心領域の近赤外線サーベイと言えば、Catchpole らによる $1^\circ \times 2^\circ$ サーベイ¹⁾がある。彼らの観測に度肝を抜かれた私の指導教官である長田哲也は、その時点での銀河系中心のサーベイ観測をあきらめ、新たな機会を待ち続けた。

その念願かなって 2000 年末 IRSF が完成、2001 年より銀河系中心の観測が始まった。彼は多忙でデータ解析は進まなかったが、2002 年には観測・解析・雑用要員（筆者）が現れた。それ以後、私はアフリカ大陸一寒い冬に睡魔と格闘し、ひたすら生み出されていく大量のデータから逃げ出し

たい誘惑に勝たねばならなかった。しかしそれだけの労力をかけるに値するデータである。天文学のいろはも知らなかった私は、指導教官の方針に素直に従うはずもなく、自分の好きなことを始めた。以下では、このようにして始まった二つの研究についてお話を。

2. レッドクランプ星

まず最初に、以下の研究の主演となるレッドクランプ星（以下 RC 星）について述べる。RC 星はいわゆる水平分枝の星である。銀河系のバルジのように金属量が多く、比較的軽い星がすでに巨星になっているような系では巨星枝上に星が固まって分布する。この塊 (clump) を形成している星を RC 星と呼ぶ (図 1)。

RC 星は 90 年代半ばから標準光源として用いられるようになった。RC 星の絶対等級の、年齢および金属量依存性は小さいことが知られている。またバルジに非常に多く存在していることから統計的な議論がしやすい。変光星のように星一つひとつを標準光源とするのではなく、星の分布全体を光源として用いるので、明るさが非常に精

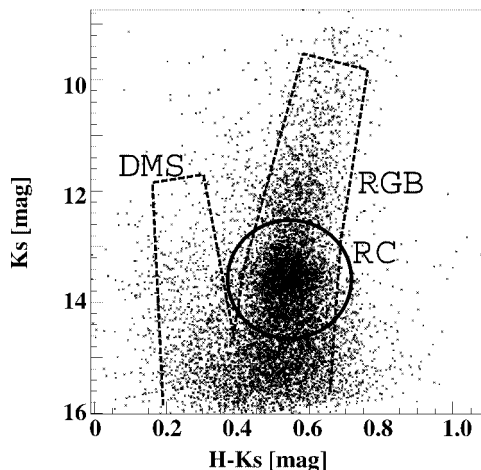


図1 銀河中心方向の K_s vs. $H-K_s$ 色等級図 (SIRIUS 1 視野分). 左上に伸びる星 (DMS) はバルジの手前にあるディスクの主系列星. 右上に伸びる星 (RGB) はバルジにある巨星枝. 巨星枝上にある星の塊がレッドクランプ星 (RC) である.

度よく求まる. これらの特徴を活かしてバルジの構造や減光則を調べることができる.

3. 銀河中心方向の減光則

銀河中心方向は画像 (先月号の IRSF/SIRIUS ギャラリー参照) からわかるように, 星の分布に大きなむらがあるように見える. 近赤外線でも見通せないような, 大きな減光を生み出すダストがたくさん存在しているためである. この領域のデータを利用するためには減光の補正が欠かせない. 補正する減光量は天体の色超過 (本来の色と観測された色との差) から推定できる. このときに用いられる関係式を減光則と呼ぶ.

ここでいう減光則は, 減光の波長依存性 (A_λ/A_V) や減光と色超過との関係 (例えば $A_V/E(B-V)$) を指す. 銀河中心領域の減光則に関しては Rieke & Lebofsky²⁾ (以下 R&L) という非常に有名な論文がある. 現在でも彼らの結果は広く用いられている (2004 年だけでも 100 回以上の引用!). また銀河中心領域だけでなく他の領域に

も広く適用されている. 赤外線の観測は 20 年前とは比べられないほどの進歩を成し遂げているにもかかわらず, 我々は, 近赤外の 3 バンドだけではあるが, 彼らとは異なる手法で減光則を求める研究を始めた.

これまでの減光則の決定方法は color-difference (CD) 法が主であった. R&L もこの方法を適用している. CD 法は星の色超過の比を利用する. いくつかの波長帯で観測し, 規格化された赤化曲線 $F(\lambda) = E(\lambda-V)/E(B-V)$ と波長の逆数の関係をプロットする. $\lambda \rightarrow \infty$ で A_λ が 0 になると考えると $F(\lambda)$ は漸近的に $-A_V/E(B-V)$ に近づく. この $R = A_V/E(B-V)$ は ratio of total to selective extinction と呼ばれる. 漸近値 R がわかれば, $A_\lambda/A_V = 1F(\lambda)/R$ より減光の波長依存性を知ることができる. しかし CD 法の問題は R の精度にあった. この値を直接求めることは難しい. 分子の A_V が精密に決まらないからである. 仕方なく $F(\lambda)$ のグラフから漸近的に求めたりしていた.

この問題を回避するため, 私は異なる方法で減光則を求めることにした. RC 星を標準光源として用いるので RC 法と呼ぶことにする. RC 法は次の三つの条件を仮定している:

1. RC 星の明るさは一定.
2. RC 星までの距離は一定.
3. 減光則は場所によらず一定.

これらにより以下の議論が可能になる. 異なる減光量を受けた, 二つの領域に存在する RC 星の見かけの等級 (例えば K_s) と色 ($H-K_s$) を観測すると, 二つの点を色等級図 (K_s vs. $H-K_s$) 上にプロットできる. このふたつの点を結ぶ直線は, 減光量が異なるときにどれだけ赤化量が違うかを示している. 同じような点をたくさんプロットし, 直線でフィットして求まる傾きは $A_{K_s}/E(H-K_s)$ にほかならない. つまりこの観測で, 今まで直接求めることが難しかった R に相当する値を求めることができる.

私はこの方法をサーベイ領域 $2^\circ \times 5^\circ$ のデータ

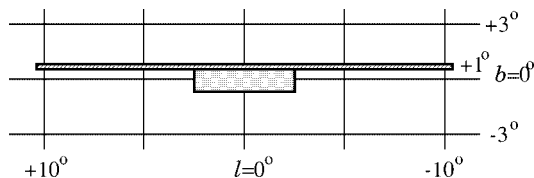


図2 IRSF/SIRIUSでの銀河中心観測領域. 横軸が銀経 (l), 縦軸が銀緯 (b). 中央の長方形は $2^\circ \times 5^\circ$ のサーベイ領域. この中で減光の小さな領域が減光則の研究に使用されている. 細長い $-10^\circ.5 \leq l \leq +10^\circ.5$ にわたる領域はバルジの星の分布の研究に用いられている.

に適応した(図2真中の長方形の領域). 減光の大きな領域は議論からは除いた. H, K_s バンドのデータを用いて作成した図の例を図3に示す. 各視野のRC星の等級と色のピーク値を K_s vs. $H-K_s$ の図上にプロットしたものである. 図上のデータの傾きから $A_{K_s}/E(H-K_s) = 1.39 \pm 0.01$, 同様にして $A_{K_s}/E(J-K_s) = 0.48 \pm 0.01$ という値が求まった. これらの値から A_H/A_J も計算することができ, $A_H/A_J = 0.56, A_{K_s}/A_J = 0.32$ が求まった.

この結果を過去の研究と比較してみる(表1).

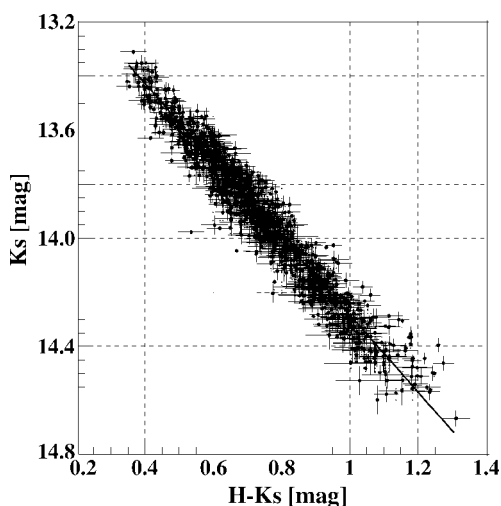


図3 色等級図 (K_s vs. $H-K_s$) 上にプロットしたレッドクランプ星の色と明るさのピーク. 一点が一視野に対応. この分布の傾きが色超過と減光の比を表している.

表1 我々が求めた減光則とこれまでの研究との比較.

	IRSF/SIRIUS	vdH	R&L	CCM89
$\frac{A_{K_s}}{E(H-K_s)}$	1.39 ± 0.01	1.58	—	1.82
$\frac{A_{K_s}}{E(J-K_s)}$	0.48 ± 0.01	0.55	—	0.73
A_H/A_J	0.56 ± 0.01	0.58	0.62	0.65
A_{K_s}/A_J	0.32 ± 0.01	0.36	—	0.42
A_K/A_J	—	0.33	0.40	0.40

表中の van de Hulst³⁾ (vdH) は Mie 散乱を用いたモデル計算を可視のデータと合わせた no. 15 曲線と呼ばれるものである. R&L は Rieke & Lebofsky²⁾ の観測値, CCM89 は Cardelli, et al.⁴⁾ の解析式から求めた値である. CCM89 は近赤外では R&L のデータと合うようにパラメーターを決定している. Glass⁵⁾ は, 減光則は全般的に vdH でよく記述できており, R&L は他の研究と比較すると赤外での減光を大きく見積もっている, と指摘している. 結局我々の結果と一番よく一致するのもモデル計算である vdH であった.

R&L の結果を見てみよう. すでに述べたように彼らは CD 法を用い, $R = 3.09$ を採用している. しかしこの値を $R = 3.00$ としてみると, 彼らの結果は $A_H/A_J = 0.58, A_K/A_J = 0.32$ となり, vdH の結果である $0.58, 0.33$ と非常によく一致する. このように CD 法は R の不定性を常に考慮しなければならない. 一方で RC 法ではこのような不定性をもつパラメーターは存在しない. またこの研究で $A_{K_s}/E(H-K_s)$ や $A_{K_s}/E(J-K_s)$ という値を直接求めることができた. これはまさに色超過から減光量を求めるための係数であり, 距離や SED (輻射エネルギー分布) を正確に決定するために不可欠なものである.

こうして, バルジの RC 星を利用することにより, 近赤外領域での減光則を精密に求めることができた. RC 法が適用できる領域はそう多くはないが, 減光則の領域による違いなどを調べるため

にはこのような精密な方法が不可欠であろう。以下ではこの減光則を適用して調べたバルジの星の分布について述べる。

4. 銀河系の棒状構造

1990年代初頭、銀河系が棒渦巻銀河であるとの観測結果が次々と発表された。電波の観測からは、銀経-速度図を理解するために楕円形に伸びたバルジ構造が提唱された⁶⁾。赤外線での観測からは、銀経で正と負の領域での表面輝度や星の分布の違いから、バルジの星の分布の非対称性が証明された^{7), 8)}。

1990年半ばから RC 星を用いてバルジの星の分布を調べる研究が始まった。この研究を発展させたのは OGLE (Optical Gravitational Lensing Experiment) である。彼らはマイクロレンズ現象を探す観測の副産物として、大量のバルジ方向のデータを取得した。それらのデータを活かして RC 星を使う研究が現在も続けられている。しかし彼らのデータは可視 (*V, I* バンド) であるため、観測は減光の少ない領域に限られてしまう。そのようないくつかの「窓」でのデータから棒状構造の存在を明確に示した⁹⁾。しかしそれ以上の詳細な構造はまだ調べられていない。

私は OGLE の方法を基に、近赤外のデータを用いてバルジの構造を調べた。2003 年度までのデータ ($|l| \leq 2.5$) を調べているうちに、不思議な構造が浮かび上がってきた。棒状構造が存在するならば、この領域内でも銀経の正と負の領域で星までの距離に差が見られるはずである。しかしこの領域で星はほぼ等距離に分布しており、銀経 $l = -2.5$ 付近から遠くなり始めた。これは今まで考えられていたような様な棒状構造ではなく、内部により小さな構造があることを示唆していた。

バルジの構造をより詳しく調べるために、2004 年に新たな観測を開始した。より広い範囲を効率よく観測するため、銀経を $+10.5$ から -10.5

まで細長くサーベイ観測を行った。銀河面上では減光が大きすぎるため、1 度離れたところ ($b = +1^\circ$) を観測することにした (図 2 の横長の領域)。

近赤外のデータとはいえこの領域ではまだまだ減光の影響は無視できない。そこで減光を補正するために次のようなパラメーターを導入した。

$$K_{H-K} \equiv K_S - \frac{A_{K_S}}{E(H-K_S)} \times \{(H-K_S) - (H-K_S)_0\}$$

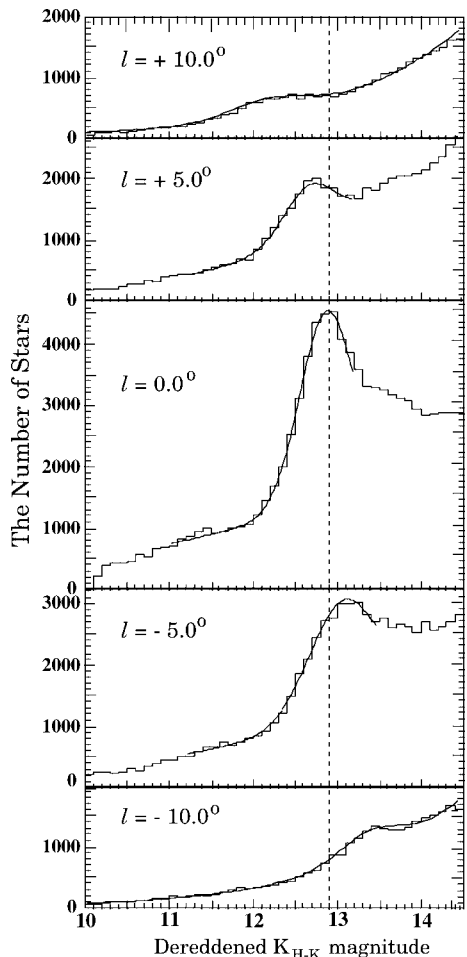


図 4 光を補正した K_{H-K} の頻度分布. 上から順に銀経 $l = +10.0^\circ, +5.0^\circ, 0.0^\circ, -5.0^\circ, -10.0^\circ$ の領域を示している。それぞれ $K_{H-K} \sim 12.2, 12.7, 12.9, 13.0, 13.4$ 等にあるのがレッドクランプ星のピーク。

ここで前述の $A_{K_S}/E(H-K_S)=1.4$ を用いている。また $(H-K_S)_0$ は RC 星の固有の色で、 $(H-K_S)_0=0.1$ としている。色等級図上の RC 星付近の巨星枝のみを取り出し、それらの星に上式を適用すると、 K_{H-K} の頻度分布、つまり減光を補正した K_S バンドでの光度関数が求まる。このようにして求めた光度関数の例を図4に示す。これだけ見てわかるように、RC 星の分布は銀経が大きくなるにつれて明るく、つまり我々に近くなっている。この傾向は今まで研究されていた棒状構造を考えれば説明できる。

次に、銀経 $+10.5$ から -10.5 までのすべてのデータを用いて図4のような光度関数を作り、RC 星の分布をガウス関数を使ってフィットする。バックグラウンドの星の分布は指数関数であるとしている。このようにして求めた RC 星のピークの明るさを、横軸に銀経をとってプロットすると図5のようになる。各点の誤差棒は RC ピークの不定性と標準星による較正の誤差を含んでいる。この結果から、銀河系の中心領域には二つの構造が存在していることがわかる。 -10° から $+10^\circ$ までしだいに明るくなっていく傾向は、今まで知られていた銀河系の棒状構造（大きなバーと呼ぶ）によるものである。図中の三つの四角は OGLE の可視のデータを、 $l=+1^\circ$ で一致するように示したものである。これらのデータはよく一致しているが、OGLE の3点だけ見ては一つの直線的な棒状構造があるようにしか見えない。我々のデータは、 $|l|\leq 4^\circ$ の領域にもう一つの構造があることを示している。 -10° から $+10^\circ$ まででおおよそ 1.2 等も変化しているのに対し、 $|l|\leq 4^\circ$ では約 0.1 等しか変化していない。

以下でこの小さな構造を詳しく見てみよう。 $l \approx 4^\circ$ から $+4^\circ$ まで明るくなる傾向がある。これはこの構造が非対称である、つまり棒状構造 (Inner bar) であることを示唆している。この領域のデータを、空間上で直線的に分布していると考えてフィットすると、 $70^\circ \pm 5^\circ$ という値が求まり、

上の結論を支持する。しかし今の段階では、このデータがそのまま銀河系の Face-on view になるとは言い切れない。理由は二つある。一つは大きなバーは太い（長軸-短軸比がおおよそ 3:1）、と考えられているからである。この場合、我々が求めたピークが棒状構造の長軸からずれている可能性が大きい。視線方向の厚みが存在するため、特に角度 (l) が大きくなるにつれ長軸からずれていく。二つめは大きなバーと小さな構造との重なりである。もし小さな構造が銀河中心と太陽とを結ぶ直線に対称な分布であるとしても、大きなバーの星と重なって分布していると、星までの距離が平均化されて図のように傾いて見える可能性がある。

以上のように、我々の観測で銀河系の大きなバーの内側にまだ小さな構造があることがわかった¹⁰⁾。大きなバーの内側に小さなバーやディスクが存在する銀河は系外ではめずらしくはなく、銀河系にそれが存在しても不思議ではない。まだはっきりとした形状はわかっていないが、銀河系は二重棒渦巻銀河、もしくは内部構造をもつ棒渦

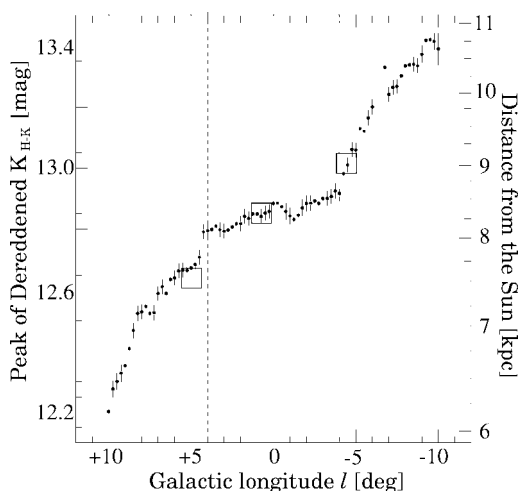


図5 K_{H-K} の分布のピークの銀経依存性。横軸は銀経、縦軸左はピークの等級、横軸右は太陽からの距離を kpc で表している。図中の三つの四角は OGLE のデータ。

巻銀河なのである。

5. 今後の展望

親一人子一人で始まった IRSF での銀河中心サーベイは、少しずつ仲間を増やしつつある。この観測の本来の目的であった若い星、星団の探査は、京都大学を中心に共同研究として進んでいる。X線衛星 Chandra で見つかった点源との同定も進められている¹¹⁾。また $2^\circ \times 5^\circ$ の領域の星数密度分布を用いて CO 分子雲との同定も行っている。巨星枝の傾きからその領域の金属量が推定できるので、中心領域の金属量分布を求め、銀河系の形成過程を調べることもできる。

本来このようなデータは広く公開すべきであるが、データの膨大さと人手の少なさ（実質1名）からその目処は立っていない。このデータからまだまだ面白いサイエンスが展開できると確信している。データのほんの一部でも活用していただける方がいるなら喜んで協力したい。ぜひご連絡いただきたい。

この研究はすべての段階において IRSF グループの人々に支えられてきました。また観測時は、南アフリカ天文台の人々の暖かい支援を受けています。この場を借りて感謝したいと思います。

参考文献

- 1) Catchpole R. M., Whitelock P. A., Glass I. S., 1990, MNRAS 247, 479
- 2) Rieke G. H., Lebofsky, M. J., 1985, ApJ 288, 618 (R&L)
- 3) van de Hulst H. C., 1949, Rech. Astr. Obs. Utrecht, Vol. 11, Part 2 (vdH)

- 4) Cardelli J. A., Clayton G. C., Mathis J. S., 1989, ApJ 345, 245 (CCM89)
- 5) Glass I. S., 1999, Handbook of Infrared Astronomy (Cambridge University Press), Sec. 5
- 6) Binney J., et al., 1991, MNRAS 252, 210
- 7) Blitz L., Spergel D. N., 1991, ApJ 379, 631
- 8) Nakada Y., et al., 1991, Nature 353, 140
- 9) Stanek K. Z., et al., 1997, ApJ 477, 163
- 10) Nishiyama S., et al., 2005, ApJ, accepted (astro-ph/0502058)
- 11) Muno M. P., 2004, American Astronomical Society, HEAD meeting, 8, 3303

Survey of the Galactic Center with IRSF/SIRIUS—Near-infrared Extinction Law and Bulge Structure—

Shogo NISHIYAMA

Department of Astrophysics, Nagoya University,
Nagoya 464-8602, Japan

Abstract: Since 2001, we have observed the central region of our Galaxy with the near-infrared (J , H , and K_s) camera SIRIUS and the 1.4 m telescope IRSF. Here I present the results about the infrared extinction law and the structure of the Galactic Bulge with bulge red clump stars. From the observation of the red clump stars, we have determined directly the ratios of extinction to color-excess ($A_{K_s}/E(H-K_s)$ and $A_{K_s}/E(J-K_s)$), which are clearly less than the ratios determined by previous color-difference methods. We also find a smaller structure ($|l| \leq 4^\circ$) inside the Galactic bar although its exact nature is as yet uncertain.