

銀河の赤外線観測

松本敏雄*

1. はじめに

我々名古屋大学の赤外線グループはここ数年来、“銀河”の赤外線観測を中心テーマとして気球による我が銀河の観測、および地上望遠鏡による系外銀河の観測を行ってきた。これまで赤外線による銀河研究はどちらかといえば特殊な銀河に限られ一般的な銀河を系統的に追求する試みがなされているとはいえない。しかしこれまでの我々の観測によれば近赤外領域に於ても可視域と異なる新しい現象がいくつか見出されており、これからも豊富な内容が期待できるように思われる。これまでの我々の研究成果を中心として銀河の赤外線観測について述べてみたい。

つは大気の吸収および熱輻射、今一つは高度～100 kmにある強い OH 夜光である。我々はこれらの問題点を検討した結果、気球高度に於て OH 夜光の窓(波長 2.4μ 、波長幅 0.1μ)を用いる観測を計画した。この際背景熱雑音を減らすために装置全体を液体窒素で冷却する方式を開発し、その結果検出限界を大幅に向上させることができた。

実際の観測は1975年9月および1976年5月の2回にわたって東大宇宙研三陸大気球実験所に於て行なわれ、銀経 -10° から $+80^\circ$ の範囲の銀河面のサーベイに成功した。装置の概要は75年9月の実験のものが75年12月号の天文月報の表紙およびグラビアにのっているのでそちらを参照されたい。

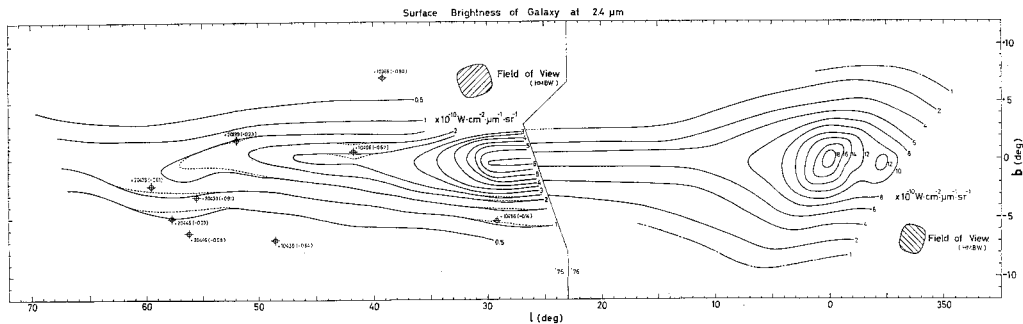


図1 2回の気球観測で得られた銀河の 2.4μ 表面輝度分布。

2. 気球による我が銀河の観測

我が銀河(天の川)はアンドロメダ大星雲と同じような渦状構造を持つ Sb 型であると考えられている。しかし不幸にして太陽系がちょうど銀河面の真上にあるため強い星間吸収によって視界がさえぎられ直接星の光としてこれを確かめることはできなかった。しかしながら星間吸収の少ない近赤外域で銀河をみれば銀河の真の姿を浮かび上がらせることができる程度可能である。例えば太陽近傍では可視域の吸収は 1 kpc につき約 1.8 等であるが 2.2μ では 0.14 等の吸収でしかない。もちろん近赤外域でみえる光は可視域とは異なった種類の天体からの光にちがいないが、何らかの意味で銀河の姿を示しているであろう。

近赤外域で銀河(天の川)の表面輝度の分布を求めるには観測上、実験上いくつかの問題点が存在する。一

観測された結果を等表面輝度分布にしたものを図1に銀河面上の明るさの銀経による分布を図2に示した。76年5月の我々の観測の翌日、京大グループも銀河中心部について同様な観測を行ない我々とほぼ同様な結果を得ている。ところでこの2つの図をみてわかるように赤外でみた我が銀河は可視域でみる天の川と全く異なった。次のような特徴を持っていることがわかる。

1. 全体として銀河中心部のふくらんだ楕円状の部分(central buldge)と外側のうすく広がっている円盤状成分(disk)の2つの部分よりなる。
2. 円盤状成分は銀経 70° から 30° に向かってかなり急激に明るくなり、 30° で肩をつくって 10° から 30° の間はほぼ平らになる。また 50° 付近にもこれに類する肩がみられる。銀河面の厚みはほぼ一定で 30° から 70° の間で約 $5^\circ \sim 6^\circ$ とかなりうすい。
3. 銀経 10° 以内に存在する中心部は約 1:2 の長軸短軸比の楕円にみえ、中心に近いほど銀河面上の塵による吸収のため縦長になっていることがわかる。

* 名大理 T. Matsumoto: Infrared observations of galaxies

4. 銀経 355.5° 付近に明るい島状の部分が存在する,

これらの特徴は銀河内での赤外線線の分布の結果であり, 銀河構造の反映であるはずである. 赤外の表面輝度分布は電波での連続波成分の分布と似たような性格をもっているが, 一方で大きなちがいは 2.2μ 帯ですでに3等級までの星の掃天観測が行なわれていることである. そのため近くの星による影響を十分に考慮することができその結果得られた表面輝度はかなり遠方までの赤外線線の集積の結果と考えてよい. しかしながら表面輝度分布から銀河中心からの距離による体積輻射率に焼きなおすことは直接観測からは不可能でありモデルによる計算にたよるざるをえない. そのため若干の不確定要素を持つが一応の目安と考えることができる. 以下に我々のモデルについてディスクと中心部において述べてみよう.

当初この観測を計画した時我々は赤外線銀河がどのように見えるかについてモデル計算を行なった. 当時は現在のような電波の観測も少なく十分なモデルを作りえなかったか, 星の分布を質量分布と同様におき, 適当な吸収を仮定して計算を行なった. その際, 星間吸収の原因である宇宙塵は太陽近傍では銀河の腕に集中していることが既に知られており, また他銀河に於ても同様な現象が観測されているので我々は塵を腕に集中させて計算を行なった. その結果は当然のことながら腕の方向が塵による吸収のため暗くなることを示した. 図1と図2に於て腕としては銀経 30° に Scutum, 50° に Sagittarius の2つのアームが存在する, ところが先に述べたように観測ではこの方向は暗くなるよりもむしろ明るくなっているのである. この結果は当初我々を困惑させ, 一方で大きな興味をかきたてたのである.

それではこの 30° , 50° の肩, とりわけ 30° の方向の強い盛り上がりは他の観測とどのように相関があるであろうか. 幸いなことに丁度この頃電波による CO 分子の観測, 水素の再結合線 H 166 α , H 109 α の観測, 人工衛星による γ 線の観測, 等の新しいデータが続々と出

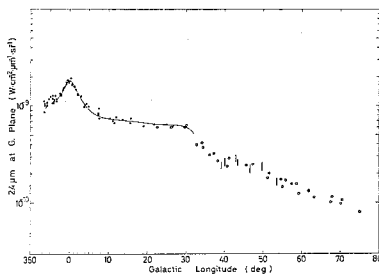


図2 銀河面上の明るさの銀経による分布. 白丸, および棒は75年9月の $3^\circ \times 3^\circ$ の視野の観測, 黒丸は76年5月の $2^\circ \times 2^\circ$ の視野観測結果を示している.

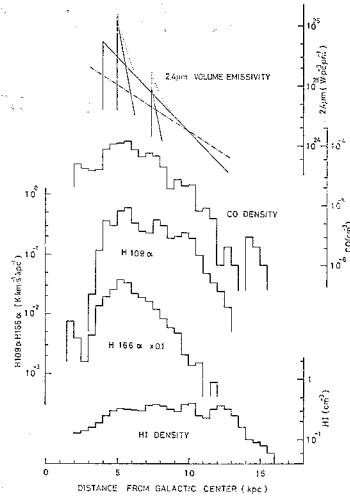


図3

2.4μ の体積軸率のモデルを銀河中心からの距離による分布として示した. 鎖線はシュミットの質量分布と同じ分布を示している. CO の密度, H 109 α , H 166 α , の強度, HI 密度を比較のために示してある.

はじめた. そしてこれらの観測が皆銀経 30° の方向に盛り上がりを示し, 5 kpc リングの存在が主張されだしたのである. このような情勢に勢いづけられて我々はモデルの再検討を始めた.

赤外線線の分布のモデルを作るためには少ないとはいえない 2.4μ での星間塵の吸収を仮定せねばならない. 星間塵の密度は種々の観測によって, あらゆる形の水素の総量に比例することが知られている. 一方一酸化炭素の 2.6 mm 輻射は水素分子との衝突によって励起されて発生すると考えられており, その強さが水素分子の量に比例するとしてよい. 従って CO, HI の観測から水素の総量を求め, 銀河中心から太陽までの星間吸収, および太陽近傍での平均的星間吸収が観測と一致するようにパラメーターを決定した. このようにして得られた星間塵の分布を用い, 観測された 2.4μ での銀経, 銀緯分布とよく一致するような体積輻射率を求めた. その結果は他の観測とともに図3に示されている. このモデルによればディスク成分はシュミット式のリング成分と5 kpc と7.4 kpc のリング成分と2つに分けられる. 前者はシュミットの質量分布(図中の鎖線で示されている)に比べて中心集中が強く(約1.6倍)より扁平(約1.5倍の長軸短軸比)な回転楕円体で表わされる. またこの回転楕円体成分は銀河 10° から 30° の平らな部分を説明するために4 kpc 以内でなくなっている. 後者のリング成分はその型が一意的に決定できないがここでは密度波理論によるショックが発生し, それによって赤外線源が生成していると仮定してその形をきめた. リング成分の, 銀河面内での幅は約300 pc, Z 方向のスケールハイトは約100 pc の値を持っている.

このモデルによって観測の結果をよく説明することができたが, 次にはこのような赤外輻射を出す天体がどのようなものかを考えねばならない. 回転楕円体成分につ

いては太陽近傍の星の分布から類推することができ、主として M 型巨星から成っている。実際 M 型巨星は中心集中が強く、またその密度は観測された表面輝度と妥当な値を示す。

それではリング成分はどのような天体であろうか。図 3 を見ればわかるようにリング成分、特に 5 kpc リングは HI を除いた他の観測とよい相関を持っている。CO は暗黒星雲、水素分子の存在量のバロメーターであるし H 109 α , H 166 α は H II 領域の存在を意味している。ところでこれらは M 51 のような他銀河では銀河の腕に於て特徴的にみられるものである。従って赤外の 2.4 μ リング成分は銀河の腕が赤外でも光っていると考えることができる。年齢が若い、赤外域で有効に光を出す天体としては赤外線星、できつつある星、またはできたばかりの回りを塵でかこまれた星、がある。実際 ρ Oph のような暗黒星雲中には沢山の赤外線星が発見されておりこの解釈は妥当なように思われる。5 kpc 付近には図 3 以外に γ 線、超新星の残骸、パルサー等も集中しているとの報告があり星の生死、銀河の進化の問題と結びついて大変興味深い。

図 3 に於て今一つの特徴的なことは全ての観測が銀河中心部に於てその値が減少していることである。これは中心部に於て (Nucleus を除いてだが) ガス、塵が少なく、また若い赤色巨星も少ないことを意味している。M 81 のような他銀河に於ても中心部にガスが少ないことが知られており、これは渦状銀河の一つの特長といえるのかもしれない。

次に銀経 5 度以内に広がっている銀河系中心部に話を移そう。中心部については他銀河と比較するため表面輝度自身のモデルを検討した。そのために手前のディスク成分の寄与を除き、途中の星間吸収の影響を考慮して中心部分のみの表面輝度を求め、それを各種のモデル或いは他銀河の観測と比較した。渦状銀河の中心部は球状の星の集団としての共通性から楕円銀河とよく似た性質を持っているが全てのものが同一の光の分布を示すわけではない。例えばアンドロメダ星雲 (M 31) 中心部とかいくつかの楕円銀河ではかなり強い中心集中を示しよく知られた 1/4 乗則、つまり等級で表わした表面輝度が中心からの距離の 1/4 乗の一次式で書きあらわされる。ところが観測された我が銀河の表面輝度がこの経験式に合うかどうかしらべてみると残念なことに中心部ではもっと明るくなるはずなのが観測ではならない。つまり M 31 に比べ我が銀河では中心集中が弱いということを示している。

1/4 乗則以外の銀河の表面輝度を表わす経験的モデルとしては King の式が知られている。これは球状星団や矮小楕円銀河などによく合うものとされているが、この

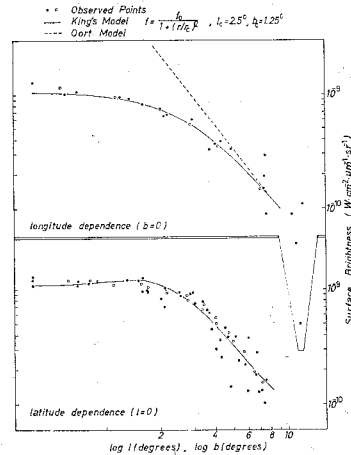


図 4 銀河中心部の表面輝度分布の観測とモデルの比較。黒丸、白丸は観測値、実線は King のモデルを示している。点線は RR-Lyra の分布から予想される表面輝度分布を示している。

経験式が我が銀河の表面輝度とよく合うことがわかったのである。図 4 は観測とモデルを比較したものであるが両者がよく一致し、我が銀河中心部は 355° の盛り上がりを除けば長軸短軸比が 2:1 の楕円で表現されることがわかる。

一方我が銀河中心部の観測は他の手段によってもいくつか行なわれている。その一つは Oort 等による RR-Lyra 型星の分布の研究である。彼等は RR-Lyra 型星の絶対等級がほぼ等しいことを利用して、銀河中心方向のいくつかの星間吸収の少ない窓を通してその空間分布を求め、RR-Lyra 型星の分布が中心からの距離の 3 乗に逆比例することを見出した。図 4 の点線は r^{-3} 則とした時に予想される分布であるが中心から離れたところでは King のモデルと一致し、観測ともよく合うことがわかる。これは Oort の用いた窓が中心から数度以上はなれていることを考えればとくに矛盾はないと考えてよい。

今一つは銀河中心核の観測である。我が銀河は非常に明るい点状の中心核を持ちこれは地上望遠鏡でも観測可能である。Beclin と Neugebauer の観測によれば 2.2 μ で中心核は視野の大きさの 1.2 乗に比例する。これは 1/4 乗則よりも急激な中心集中であり、これをずっと外側まで外挿したとしても我々の観測にはほとんど影響を与えない。

アンドロメダ星雲と我が銀河は同じ Sb 型と考えられ兄弟のようによく似ていると考えられてきたが以上述べたように中心部に於ては必ずしも同一ではない。一方同じ Sb 型銀河 NGC 4565 中心部は我が銀河とよく似た分布を示しているようにみえる。これは銀河中心部の構造とくに中心核の成長と深く関係する問題とも考えられ今後の大変興味ある課題である。

これまで我が銀河のディスク、および中心部についてその解釈を述べてきたが未だ未解決のものがある。それは 355° の盛り上がりの正体である。この盛り上がりは

視野のせまい京大グループによっても同程度の表面輝度として観測されていること、また対応する領域で明るい星もないこと、等からかなり広がった成分と考えられる。現在のところこの正体については何も結論することはできず、銀河中心部のアーム構造の一つであろうとか、或いは中心の向うにある他の銀河であろうとか、いろいろ空想をたくましくしている段階である。

3. 系外銀河の観測

前節に於て我が銀河の観測について述べたが銀河の構造と進化を研究する上では他の系外銀河を観測しそれらと比較検討することが必要なことはいまでもない。しかしながら系外銀河は一般に距離が遠く、大きな望遠鏡でなければ観測不能であり、従って現在のところ地上観測にたよらざるをえない状況である。我々は京大上松天体赤外線観測室の 1m 赤外線望遠鏡を使わせていただき、最も近くて明るい銀河 M31 の観測を続けてきた。残念ながら M31 についても広がったディスク成分の観測は難しく、中心部のみに観測は限られている。しかしそれにもかかわらず我々の観測の結果次のようなこれまでにない事実が明らかとなった。

第1に M31 中心部には色の変化が存在することである。つまり赤外域ほど中心集中が強い。しかも中心から 500pc 以内ではほとんど色の差がなくこれより外側で生じている。

第2に M31 中心部の表面輝度は楕円状の分布で表わされるがこの等光度線主軸の傾き、および長軸短軸比が可視域と異なる点である。図5は東京天文台木曾観測所のシュミット望遠鏡によってとられた $7000\text{Å} \sim 9000\text{Å}$ の写真の解析結果と 2.2μ 帯での観測結果を比較したものである。図でわかるように中心部では赤外域の方が可

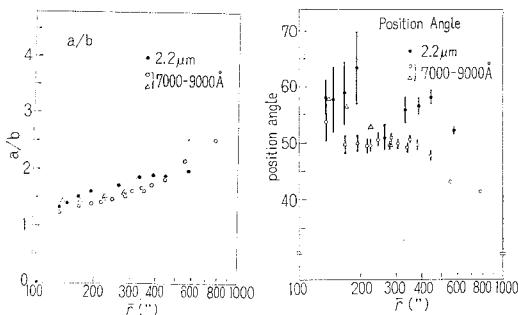


図5 M31 での銀河中心からの距離による長軸短軸比、および傾きを示す。横軸は長軸と短軸の平均で書かれている。白丸はINプレート ($7000\text{Å} \sim 9000\text{Å}$) のデータを 2.2μ の視野 ($1.7'$) と同じにまましたもの、三角はなまさないものを示している。 2.2μ のデータは黒丸で表わされている。

視域より傾きがきつく、かつ長軸短軸比が大きい。これは中心部が単純なアンパン型の回転楕円体のみでは説明できないことを意味している。

最近の観測によれば M31 中心部の光、とくに赤外域ではその大部分が赤色巨星よりなるとされている。我々は全く定性的な議論ではあるが、上記の特徴を次のよう考えれば説明できると考えている。即ち赤外域ではより進化の早い、質量の大きな星がその対象あり、従って速度分散も小さい。これはこれらの星が中心に集中しやすいことを説明する。また長軸短軸比、傾きの変化は Lindblad が最初提案した中心部の棒状構造を考えることによって理解される。M31 中心部に葉巻型の回転楕円体を仮定し、質量が大きく速度分散の小さな星ほどこのような分布をとりやすいと考える。理論的には棒状構造は星の集団としてはとりやすい型の一つであり、M31 中心部にそれに類する構造があったとしても不思議ではない。また M31 の棒があると考えられる方向にはガスの外向きの流れが観測されており、他の棒状銀河の観測とよく一致している。

4. これからの方向

前節までに我が銀河、或いは M31 の赤外観測について我々が行ってきた結果を簡単に述べてきた。銀河の赤外観測が銀河研究の上に重要な役割を果たすことが理解していただければ幸いである。

これから更に研究を進める上で我々は次のような方向を考えている。

第1は全天の銀河面の掃天である。現在までに銀経 70° から -10° の間、全銀河面の 20% の空を観測しているにすぎない。全天の観測には南天の観測が必要であるがそのためにオーストラリアでの気球観測を計画している。

第2は異なった波長域の観測である。波長が長くなれば星間吸収がより少なくなることからディスク成分の性質をより明らかにすることができるし、また色の変化から 5kpc リングの正体をより追求することができる。またずっと長い 100μ 以上の波長域では星間塵からの熱放射が観測でき、これは赤外線源の分布と相補的な意味を持つであろう。ロケットによる観測を計画・実行するとともに将来はスペース・シャトルによる全波長域での観測を考えている。

第3は地上観測の充実である。京大上松天体赤外線観測室の 1m 望遠鏡は我が国の赤外線天文学の発展に大きな役割を果たしたが、すでに不十分になりつつあるのが現状である。検出器の性能を高めるとともにより大型、高性能のものを必要とする時期がきつつあるように思われる。