

第6章 銀河系

1. 概要

茫漠と広がった雲の帯のように見える天の川（図6-1）が多数の星の集まりであることがわかったのは、17世紀にガリレオ（Galileo Galilei）が手製の望遠鏡を初めて夜空に向けた時である。18世紀になると、ハーシェル（W. Herschel）は、口径47cmの反射望遠鏡による観測で、天の川を構成する星が凸レンズ状に分布していることを明らかにした。

その後、19世紀から20世紀の初頭にかけて、カプタイン（J. C. Kapteyn）らが円盤構造の定量的なモデルを提案し、我々の住む恒星の世界の姿が少しずつ理解されるようになっていった。また、シャプレイ（H. Sharpley）は、変光星の周期-光度関係を用いて数10万個の恒星が密集した球状星団の距離を測定し、球状星団は銀河系を取り巻くように分布していることを発見した。さらに、球状星団の分布の様子から、銀河系が直径30万光年もの巨大な円盤状の形をしていることを突き止めた。特筆すべきことは、太陽は円盤の中心に存在しているのではなく、かなり端の方に位置していることがわかったことである。

この頃、点状に見える恒星とは異なって、淡く広がった小さな雲状の天体（渦巻き星雲）が銀河系の中の天体なのか、あるいは銀河系の外の独立した天体なのかという大論争があった。しかし、ハッブル（E. P. Hubble）による1920年代の観測によって、渦巻き星雲が銀河系から遠く離れた別の恒星集団であることが明らかになり、銀河系もそれらの銀河の一種であると考えられるようになった。

我々の住む銀河は“銀河系”あるいは“天の川銀河”と呼ばれている（以下、銀河系と呼ぶ）。英語では一般的な銀河（galaxy）と区別して、the Galaxy、あるいはour GalaxyやMilky Way Galaxyと呼ばれる。

銀河系の大きさは10万光年にも及び、また太陽系が銀河系の中に存在しているため、その全体構造を観測することはできない。しかし、現在では、銀河系が渦巻き銀河、特に中心部分に恒星系が棒状に分布している棒渦巻き銀河の一種であることがわかってきた。この章では、さまざまな波長の観測データや理論的研究から明らかになってきた銀河系の姿を解説する。



図 6-1 南米チリのアタカマ砂漠に国際プロジェクトで建設されている大型ミリ波サブミリ波電波干渉計 ALMA と天の川 (国立天文台)

2. 多波長観測で見る天の川

2-1 銀河座標

天体の天球面での位置を表すとき、一般的には赤道座標を用いる。これは天の赤道を基準として、天球面上での位置を表す座標系で、経度は赤経 (α)、緯度は赤緯 (δ) を用いる。

しかし、銀河系の様子を調べる時、銀河系の構造を反映した座標系を用いる方が便利である。その目的のため、銀河座標と呼ばれるものが定義されている (図 6-2)。天の川の中心線が天球に描く仮想的な円を銀河面 (galactic plane) と呼ぶ。厳密には物質の質量密度が最も高い面として定義されるが、中心線とほぼ一致している。銀河面 (天の赤道に対して約 63 度傾いている) を基準に、天球面上での位置を経度 (銀経 l) と緯度 (銀緯 b) で表した座標系を銀河座標と呼ぶ。

銀河中心は銀経 $l=0$ 時、銀緯 $b=0^\circ$ の方向にある (いて座の方角)。銀河系の中心方向では天の川が最も明るく太く見える。一方、その反対方向 ($l=180^\circ$) の天の川は暗い。これは太陽系が銀河円盤の端に位置しているからである (本章 3 節を参照)。

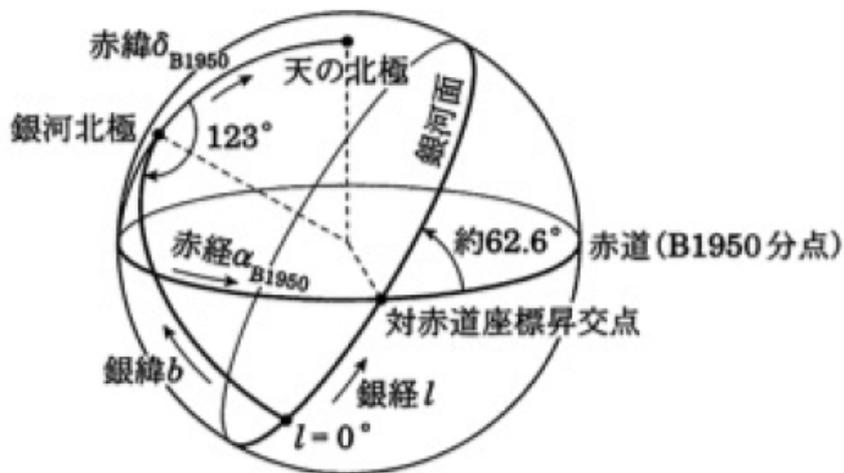


図 6-2 銀河座標（銀緯 b と銀経 l ）と赤道座標（赤経 α と赤緯 δ ）の関係。銀河面（天の川の中心線が天球に描く仮想的な円）は赤道面（地球の赤道が天球と交わって作る円）に対して、 62.6 度傾いている。銀河系の中心方向を $l=0$ 度とする。 $l=0$ 度線の銀河北極での赤道座標に対する角度は 123 度である。なお、銀河中心の赤道座標は $\alpha=17^{\text{h}} 45.6^{\text{m}}$ 、 $\delta=-28^{\circ} 56'$ である。

=> トレースして新たな図にする

その際、B1950 分点、対赤道座標昇交点の文字は削除

2-2 ささまざまな波長帯で見る銀河系の姿

我々が銀河を観測するとき、まず可視光で調べるのが普通である。それは、我々の目が可視光に感じるようにできているからである。しかし、銀河のみならず、天体はあらゆる波長帯で電磁波を放射している。そこで、銀河系の詳しい性質を述べる前に、さまざまな波長帯で見た銀河系の姿を紹介する。

図 6-3 にさまざまな波長帯（電波からガンマ線）で観測した銀河系の観測結果を示した。一見してわかるように、観測する波長によって、銀河系のイメージはかなり異なる。これは、第 5 章でも述べたように、主たる放射源が波長によって異なるためである。

天の川の可視光の写真（図 6-3、下から 3 番目）では銀河面に沿って暗い帯（吸収帯、dust lane）が見えている。吸収帯は入り組んだ非常に複雑な構造をしている。これは星間ガス中のダスト（固体微粒子、dust grain）によって、背

景の星の光が吸収されているからである。

可視光よりも波長の長い赤外線や電波は、塵によって吸収されにくいために、銀河面が明るく輝いて観測される。恒星からの光を受けて温められたダストは、主として遠赤外線(波長：30-300 ミクロン)を放射する。近赤外線(波長：1-5 ミクロン)は、主に年齢の古い恒星からの放射である。振動数の低い電波連続波は、磁場と相対論的電子が相互作用して放射されるシンクロトロン放射(synchrotron radiation)が主な起源であり、より高い振動数(10-40 GHz)の連続波は電離した水素ガスの分布や高温の星の分布を反映している。

一方、電波域の輝線(中性水素の 21cm 線やさまざまな分子輝線)は、中性の原子ガスと分子ガス(冷たい星間ガス)の分布を示している。これらはもっぱら銀河面から強く放射されている。つまり、銀河系の星やガスは、銀河面に集中して分布しているということがわかる。ダストは比較的低温のガス(分子ガス)に付随して存在しているので、天の川の吸収帯の入り組んだ構造は、分子ガスの複雑な構造を反映している。

COBE (COsmic Background Explore) 衛星による近赤外線画像(図 6-3 の下から 4 番目)では銀河中心方向に膨らんだ構造があることがわかる。これは年齢の古い星の集団でバルジと呼ばれる。

X 線の強度(図 6-3、下から 2 番目)は数 100 万度の超高温ガスが星間空間中、特に銀河中心方向に存在していることを表している。ただし、銀河面付近は X 線が途中の星間ガスによって吸収を受けているため、暗く写っている。

一方、X 線よりもさらにエネルギーの高い電磁波であるガンマ線では銀河面付近が一番明るい(図 6-3、一番下)。このガンマ線は銀河面の星間ガスと高エネルギーの宇宙線との相互作用により発生している。

以上見てきたように、銀河はあらゆる波長帯で電磁波を放射している。銀河を総合的に理解するには、いろいろな波長を用いた研究をしなければならないことがわかるだろう。

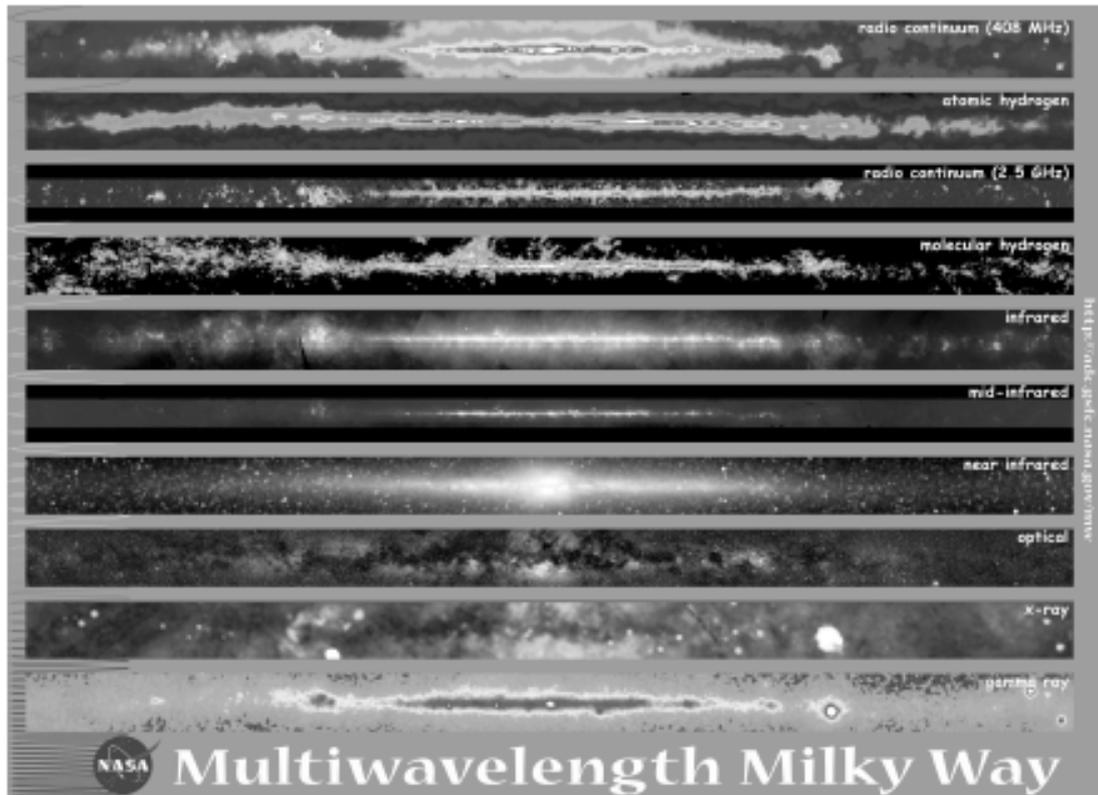


図 6-3 さまざまな波長帯で観測した天の川 (NASA)

図中に入れる ⇒ 電波連続波 408MHz、中性水素原子 21cm 線、電波連続波 2.5GHz、一酸化炭素輝線、遠赤外線、中間赤外線、近赤外線、可視光、X 線、およびガンマ線。

3. 銀河系の基本構造

3-1 全体構造

銀河系は他の渦巻銀河と同様、数千億個程度の恒星とさまざまな温度や密度の星間ガスやダスト、そしてダークマターから構成されている。また球状星団や矮小銀河も銀河系の重力圏内にある。これまで行われてきた観測によって、銀河系の各成分を担う星の種類や、空間分布と速度構造などが異なっていることがわかってきた。これらは銀河系がどのように形成されてきたかを明らかにする上で重要な鍵を握っている。

図 6-4 に銀河系の全体構造を模式的に示した。その基本構造は、バルジ

(bulge)、円盤 (disk)、およびハロー (halo) に分けられる。また、銀河中心から直径 100-200 キロパーセク程度の範囲に、球状星団 (globular cluster) と、大小マゼラン雲 (the Large and Small Magellanic Clouds、LMC と SMC) などの矮小銀河 (dwarf galaxy) が分布している。

球状星団はハローに属する天体であるが、ハローには何らかの理由で銀河円盤からはぐれた星や、銀河系の重力場に捉えられている高温 (1 万 K 程度) のプラズマなどがある。球状星団以外は暗くて観測できないが、さまざまな形でハローには原子物質が存在している。これをダークハローと呼んでいる。

一方、銀河系はダークマター (第 4 章参照) に取り囲まれており、こちらは区別してダークマター・ハローと呼ばれる。ダークマターの総質量は原子物質の数倍にも達する。

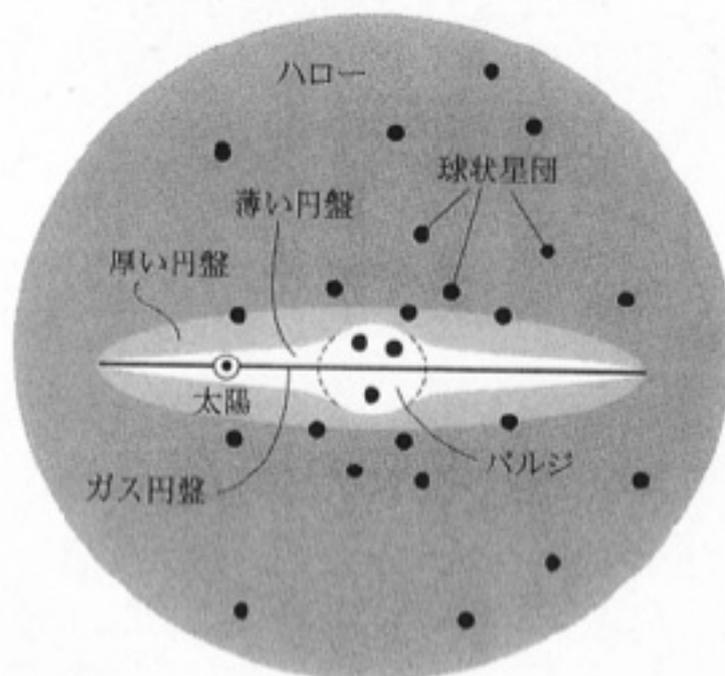


図 6-4 横からみた銀河系の模式図。直径がおよそ 30 kpc の円盤部は厚さが 0.3 kpc ほどの薄い円盤と 1 kpc ほどの厚い円盤 から成る。星間ガスは薄い円盤部に集中して分布している。太陽系は銀河中心から約 8 kpc の円盤部分にある。銀河中心部には古い星の集団であるバルジがある。そして、円盤とバルジを取り囲むようにハローがある。

=> **トレースし直し**

3-2 バルジとバー構造

天の川は銀河の中心方向（いて座方向）がもっとも明るく、銀緯方向に膨らんでいる。この膨らんだ構造がバルジと呼ばれる構造である。バルジの形成に要した時間は、構成する星の化学組成から 20-30 億年と評価されている。これらの星々はハローにある星々と同時期に形成されたと考えられている。また、バルジではごく中心部を除いて、最近の数 10 億年の間に活発な星形成現象が起きている証拠はない。したがって、銀河系の形成期に生まれた低質量星がバルジを構成していると考えられている。

バルジの構造を詳しくみると、その形は完全に球状ではなく、銀緯方向にやや潰れた箱状の構造をしていることがわかる。このような箱型バルジ (boxy bulge) は、銀河系外の横向き銀河 (edge-on galaxy、渦巻き銀河を真横から見ているもの) にもしばしば見られ、バルジが棒状構造 (バー、bar) をしている間接的証拠と考えられている。

すでに見たように、近赤外線は可視光に比べて星間塵による吸収の効果を受けにくい。そこで、COBE の近赤外線による銀河系のマップを用いて、バルジと円盤の星の分布を推定することができる。その結果を図 6-5 に示す。銀河系の棒状構造がきれいに見えている。今一度、COBE による近赤外線画像 (図 6-3 の下から 4 番目のイメージ) を詳しく見てみると、銀河中心を挟んで左側が右側よりもわずかに厚みがあり明るいことがわかる。これは図 6-5 に示したように、太陽系の位置 (★印) からバー構造をしているバルジを斜めに見ると、バーの近い側が少し明るく見えているためである。

なお、この解析で求められた円盤とバルジの光度はそれぞれ $2.2 \times 10^{10} L_{\odot}$ と $0.62 \times 10^{10} L_{\odot}$ である (ここで L_{\odot} は太陽の光度)。したがって、太陽の光度で換算すると、銀河系に含まれる星の総数は約 2000 億個と推定できる。ただし、星は太陽より明るいものから暗いものまで光度に幅があるので、2000 億個という個数は、あくまでも太陽を基準にした概数であることに注意して欲しい。

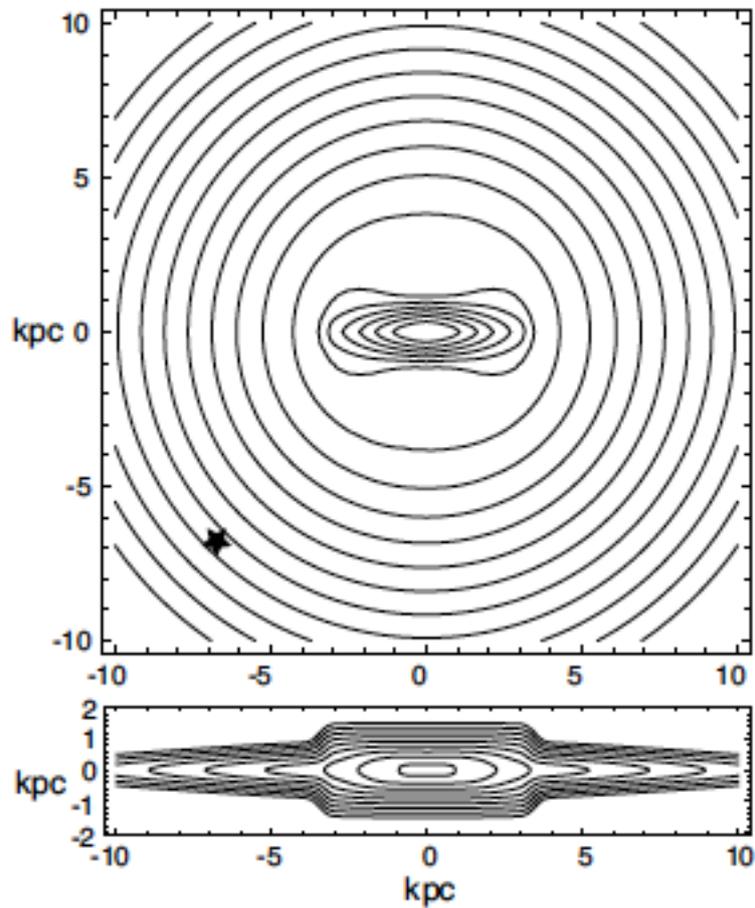


図 6-5 COBE の観測データに基づいた銀河系の星分布モデル。等高線は星の密度を表す。(上) 銀河面の分布 (下) 断面図。銀河系中心部には、星が密集した領域 (バルジ) があるが、銀河系のバルジは細長く歪んだ構造 (バー) をしている。★印はおおよその太陽系の位置 (Freudenreich 1998, ApJ, 492, 495 から改変)。

銀河系の円盤部の恒星は銀河中心の周りに回転運動しているが、バルジ部分の恒星は銀河面に垂直な方向にも大きな速度をもつ。つまり、星はさまざまな軌道でバルジの中を運動しており、ある瞬間の星の速度はばらばらの方向を向いている。完全に軌道がランダムであれば、バルジは球状になるはずだが、銀河系の場合、バー構造や箱型バルジになっている。これは、特定の方向の軌道をもつ星がバルジ中に存在しているためと考えられている。

バルジの中の多数の星の3次元速度を観測で直接測定することは難しい。し

かし、星の系を模した計算機シミュレーションとの比較によって、バーや箱型バルジがどのように形成されるかわかってきた。それによると、恒星系円盤が重い場合、その自己重力によって中心部にバーが発達する。これはバー不安定性 (bar instability) と呼ばれる現象である。その際、銀河面に垂直方向の運動もバーによる共鳴現象によって励起され、特定の方向に運動する星が現れる。つまり、箱型バルジとバーは連動して形成されるのである。

3-3 恒星系円盤 (厚い円盤と薄い円盤)

銀河系の円盤部分は半径がおよそ 15 kpc である。ただし、明確な外縁があるわけではなく、円盤の表面密度は中心から外側に向かって指数関数的に小さくなっている。円盤部分には、数十億年から数万年の幅広い年齢をもつ星と水素を主成分とする星間ガスが混在する。恒星円盤には、厚みが 0.3 kpc 程度の薄い円盤 (thin disk) と 1 kpc 程度の厚い円盤 (thick disk) の 2 成分あると考えられている。薄い恒星系円盤はガス円盤から 100 億年ほどかけて継続的に星が形成されてきたらしい。現在、1 年当たりおよそ太陽 2 個分の質量の星が銀河円盤全体で生まれている。

一方、厚い円盤の金属量は平均的に太陽の金属量の 30%程度で、太陽金属量の 80%の薄い円盤に比べて金属量が小さい。後述するハローよりも年齢が若く、薄い円盤よりも年齢は古いと考えられている。構成する星の速度分散も、薄い円盤とハローの星の間である。これらの事実から薄い円盤と厚い円盤は形成過程が異なると考えられているが、その成因はまだ完全には解明されていない。

銀河系外の渦巻き銀河の円盤部には、「渦状腕」が見られる。銀河系にも数本の顕著な渦状腕があると考えられており、そこには年齢の若い星が多く分布する。

3-4 星間ガス円盤

円盤部分には主として水素から成る星間ガスが分布している。星間ガスは中性および電離した原子、分子、および固体の塵 (星間ダスト) が含まれる。全質量は 10 億 M_{\odot} 程度と推定されている。星間ガスは厚さ 300 pc 程度、半径 20 kpc 程度に分布している。平均密度は銀河面で約 1 cm^{-3} であり、銀河の外側へいく

ほど密度が低くなる。

星間ガスは場所によって濃淡があり、密度が $100\text{--}1000\text{ cm}^{-3}$ 程度の濃い部分は分子ガス雲と呼ばれている。その成分がほとんど水素分子だからである。分子雲は渦状腕に多く分布しており、星が形成されている。太陽から 500 pc のオリオン座分子雲、 150 pc のおうし座分子雲といった近傍の分子雲は星形成の現場として詳しく調べられている。

銀河中心から 10 kpc 付近までは中性の星間ガスの大部分は水素分子であり、それより外側は原子状態の水素が多くなる。星は分子雲から生まれるため、水素分子の割合が銀河系の外側で急激に減少することは、新たに星が形成されている領域に外縁があることを意味する。中性水素原子ガスは半径 30 kpc （太陽系から 20 kpc 程度）まで広がっている。系外の渦巻銀河の外縁部の観測では中性水素の円盤は恒星円盤より数倍大きいことが知られており、銀河系も例外ではないらしい。

3-5 ハロー

年齢の古い星は銀河系円盤の周りに半径 $200\text{--}300\text{ kpc}$ にわたって球状に広がるハローを構成している。円盤に属する星（種族 I と呼ばれる）とは異なり、ハローに属する星（種族 II）は円盤面から大きく外れた、軌道離心率の大きい楕円軌道を高速（数 100 km s^{-1} ）で運動している。太陽近傍のそのような高速度星は 1926 年オールト（J. H. Oort）によって発見された。ハローの星は金属（水素とヘリウム以外の元素）の割合が種族 I の星に比べて少ない。ハローは銀河形成の初期に、数億年程度で形成された構造だと考えられている。

3-6 球状星団

球状星団は、その名の通り、 $10\text{ 万}\text{--}100\text{ 万}$ 個程度の恒星が球状に密集した星団である。その典型的な大きさは数 pc 程度である。太陽近傍の星の数密度が平均的に 1 立方 pc 当たり 1 個程度であることを考えると非常に高密度である。

現在知られている球状星団は、約 150 個あり、太陽系から数 kpc から 100 kpc 離れている。ハローの星と同様、球状星団の星も銀河系で最も古い種族である。例えば、典型的な球状星団 M15（距離およそ 10 kpc ）の年齢は 120 億年と推

定されている。

球状星団は銀河とは異なり、星の密集度が非常に高いために、銀河の中の星では無視できた星同士の衝突が球状星団では無視できない（ここでいう衝突とは、星が直接衝突するという意味ではなく、星同士が近づくと互いの重力によって、その軌道が大きく変わることを意味する）。そのため、重力熱力学的振動という力学的な振動現象が星団中心部で起こることが理論的に知られている。

系外銀河で知られている、バルジ質量と銀河中心の巨大ブラックホール質量の関係（マゴリアン関係）が、質量の小さい球状星団でも成り立っているとすると、球状星団にも質量の小さいブラックホールがあってもよいと考える研究者もいる。球状星団の中には $1000 M_{\odot}$ 程度の中間的な質量のブラックホールがあるのではないかという報告もある。しかし、その観測結果は中間質量ブラックホールがなくても説明できるという反論もあり、まだ決着を見ていない。

3-7 太陽系の位置と回転速度

銀河円盤を構成する星やガスは、銀河系の中心を約 200 km s^{-1} の速度で周っている。しかし、剛体の円盤のように一定の角速度で回転しているわけではなく、銀河中心からの距離によって回転速度が異なる（差動回転、**differential rotation**）。さらに円運動以外にも、動径方向や銀河面に垂直方向の速度も $10\text{-}20 \text{ m s}^{-1}$ 程度ある。星々はメリーゴーラウンドの木馬のような複雑な運動をしながら銀河中心の周りを回っている。

星やガスの運動を考えるときに、その基準となる座標系が必要である。物理的には回転の中心、すなわち銀河中心を原点とした座標系が自然のように思える。しかし、我々はあくまで太陽系からしか観測ができないために、太陽系付近を基準とする座標系、すなわち「局所静止基準」(**Local Standard of Rest**、**LSR**) が用いられている。

LSR は、銀河中心方向の向心力と釣り合って、銀河面内で完全な円軌道を描いて速度 Θ_0 で回転する「仮想的な」座標系と定義される（実体として **LSR** というものがあるわけではないことに注意）。**LSR** を基準として、銀河回転方向の速度を Θ 、外側方向の速度を Π 、銀河の北極方向の速度を Z として（図 6-6）、天体の **LSR** に対する相対速度（特異速度という） (U, V, W) を、 $(U, V, W) = (\Pi, \Theta - \Theta_0, Z)$ と表す。

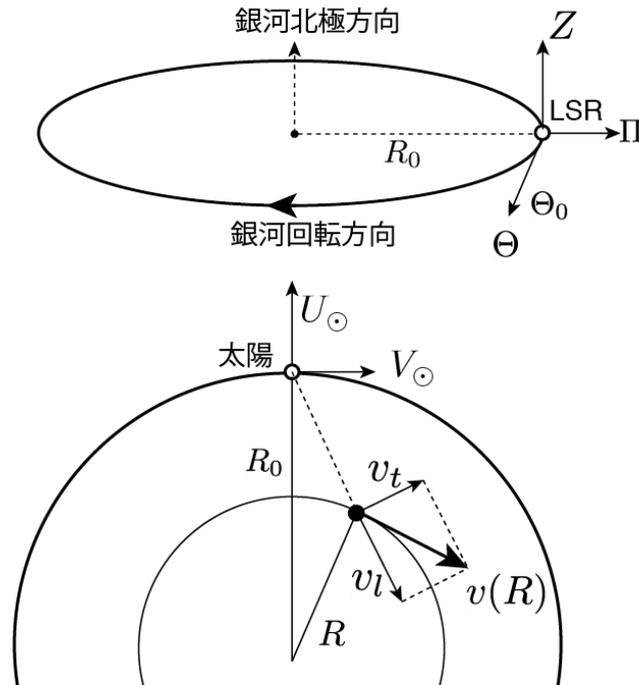


図 6-6 局所静止基準 (LSR) は、太陽を原点として、銀河中心を一定角速度で円運動する「仮想的な座標系」である。天体の銀河の回転方向、銀河の外側方向、銀河の北極方向の速度 3 成分を (Π, Θ, Z) とすると、LSR の速度は定義より $(0, \Theta_0, 0)$ である。LSR を基準とした太陽の速度を $(U_{\odot}, V_{\odot}, W_{\odot})$ と表す。銀河中心から R の離れた天体の速度を $\mathbf{v}(R)$ 、その太陽からみた視線方向の速度を v_r 、視線方向に垂直な速度成分を v_t とする。 v_r はドップラーシフトの原理を使って、天体のスペクトルから求めることができるが、 v_t を知ることは一般に難しい。

太陽系の特異運動 $(U_{\odot}, V_{\odot}, W_{\odot})$ を観測データのみから「厳密に」求めることはできない。そもそも LSR を観測データから定義できないからである。そこで、太陽近傍の星集団が LSR と同じ運動をしていると「仮定」し、その星集団の運動の平均値を求めることで、太陽の特異運動を「近似的に」求めるということがされている。

LSR の銀河中心からの距離 R_0 と回転速度 Θ_0 は、銀河系の大きさや回転速度

を決める基本的なパラメータである。しかし、正確にこれらの値を決めるのは難しく、さまざまな努力がされてきた。1980-90年代の論文では R_0 は 7 kpc から 9 kpc までと幅があった。表 6-1 に、1985 年の国際天文学連合 (IAU) の勧告値や最近の報告をまとめた。銀河中心の星の運動を詳細に観測したデータから得られた値は $R_0 = 8.0$ kpc 前後に収束しつつある。

一方、 Θ_0 にも、200-280 km/s と大きな不定性がある。ただし、回転角速度すなわち Θ_0/R_0 は多くの研究で、30 km/s/kpc 前後の値を示している。

	R_0 [kpc]	Θ_0 [km/s]	U_\odot [km/s]	V_\odot [km/s]	W_\odot [km/s]
¹ IAU 勧告値 (1985)	8.5	220±20	10.0	15.4	7.8
² McMillan & Binney(2010)	6.7-8.9	220-279	—	—	—
³ Schoenrich 他(2010)	—	—	11.1	12.2	7.3
⁴ Ghez 他(2008)	8.4±0.4	—	—	—	—
⁵ Gillessen 他(2009)	8.33±0.35	—	—	—	—
⁶ Reid 他(2009)	7.9 _{-0.7} ^{+0.8}	—	—	—	—

表 6-1 太陽系 (LSR の原点) からの銀河中心までの距離 R_0 、LSR の回転速度 Θ_0 、LSR に対する太陽運動速度 U_\odot 、 V_\odot 、および W_\odot のまとめ。1) 1985 年の国際天文学連合 (IAU) 総会で合意された推奨値。2) 18 箇所の大質量星形成領域のメーザ源の年周視差および固有運動の解析に基づく。同じデータに対して Θ_0/R_0 は 29.9-31.6 km s⁻¹ とばらつきは小さい。3) 太陽近傍の約 1 kpc 以内約 15000 個の星の年周視差や固有運動を高精度で測定したヒッパルコス衛星のデータから求めた値。ただし、0.5-2 km s⁻¹ 程度の不定性がある。4,5) 銀河中心の星の軌道を直接求めたより最近の観測によるもの。6) 銀河中心のメーザ源 (Sgr B2) の超長基線干渉計による年周視差観測から求めたもの。

3-8 銀河系の真の姿

太陽系からしか観測できないという制約により、恒星や星間ガスなど銀河系内の天体までの距離やその3次元速度を測定することは難しい。では、銀河系が本当はどういう姿をしているかを知る手段はないのだろうか。いろいろな観測的制約にも関わらず、銀河系全体の「地図」を観測データから再構成しようという努力がされてきた。

歴史的にはオールトらの1958年の論文に掲載された中性水素(HI)の21cm輝線強度の地図が有名である(同様の地図は、図6-8の左図)。これによつてはじめて銀河系内のガスの分布は一様ではなく、系外銀河にみられるような大局的な渦巻き構造があることが認識された。その後の研究から、銀河系の渦巻き腕は少なくとも4本(内側から、じょうぎ座腕、いて座-りゅうこつ座腕、ペルセウス座腕、アウター腕)あるというモデルが提唱された(図6-7)。ま、太陽近傍にはオリオン腕あるいは局所腕(ローカルアーム)とよばれる構造がある。

図6-8は、オールトと同様の手法を最近の観測データに適用して、中性水素だけではなく水素分子の分布を示したものである。中性水素は半径17 kpcほどの拡がりを持ち、質量は $2.5 \times 10^9 M_{\odot}$ である。これは銀河全体の質量のおよそ1.5%である。

横からみると、中性水素の円盤は銀河の内側では0.5 kpc程度、外側では2 kpc程度に広がっており、さらに湾曲していることもわかっている。最外縁部では、本来の銀河面から1.5 kpc以上も離れている。このような湾曲構造(warping)は系外の銀河でもしばしば見られる。一方、分子ガスは半径10 kpcよりも内側に分布しており、その厚みは50-160 pc程度である。

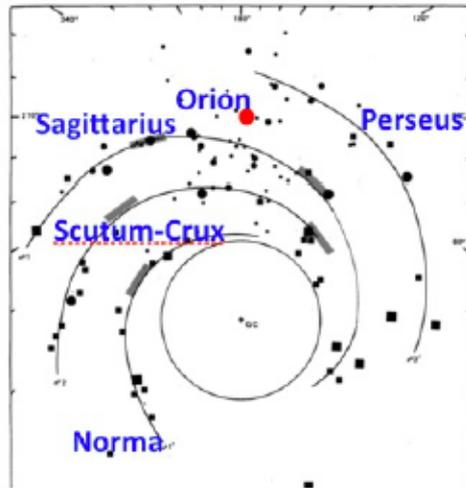


図 6-7 銀河系の 4 本腕モデル。じょうぎ座腕、いて座-りゅうこつ座腕、ペルセウス座腕、アウター腕と呼ばれる渦巻き腕がある。☉は太陽の位置。
(Georgelin & Georgelin 1976, A & A, 49, 57 から改変)

=>アームの名前を日本語化。太陽の位置を示す。

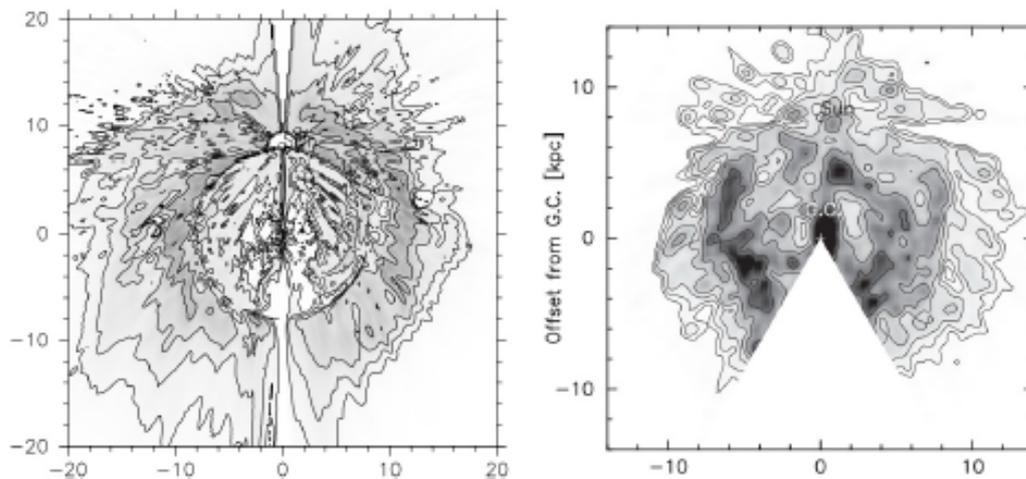


図 6-8 銀河系の中性水素ガス分布 (左) と水素分子ガス分布 (右)。太陽系は、 $(x=0 \text{ kpc}, y=8 \text{ kpc})$ にある。色の濃さはガスの量を表す。中性水素も分子ガスも一様には分布してなく、腕と密度の濃い部分があることがわかる。
(Nakanishi & Sofue 2006, PASJ, 58, 847 および Nakanishi & Sofue 2003, PASJ, 55, 191 から改変)

=>縦軸 $y[\text{kpc}]$, 横軸に $x[\text{kpc}]$ 入れる

ただし、これらの地図を作るにあたっては大きな仮定がされていることに注意する必要がある。それは星や星間ガスなどの天体が銀河中心を回る完全な円運動をしているという仮定である。また、銀河中心からの距離と回転速度の関係（銀河回転曲線）も仮定されている。そうすると、その天体のもつ視線方向速度（図6-6）の観測から、天体までの距離を推定することができる。しかし、銀河円盤中の天体は実際には非円運動（軌道半径が変わる）しており、また、銀河回転曲線には不定性が大きい。

一方、高精度の理論シミュレーションを用いた、別のアプローチも近年、試みられている。まず、理論シミュレーションによって、「模擬銀河」を計算機上に生成する。この「模擬銀河」は、恒星、星間ガス、ダークマターを含み、さらに星間ガスの加熱や冷却過程、星間ガスからの星形成や超新星爆発によって星が星間ガスに戻る過程など、現実の銀河系で起こっているさまざまな現象が取り入れられている。この模擬銀河に観測者（つまり太陽系）を置き、実際の観測と同様に擬似的に観測する。その結果を観測データと比較し、モデルや太陽系の位置を修正するということを繰り返す。最終的に最も良く観測データを再現する銀河系のモデルと太陽系の位置が図6-9である。

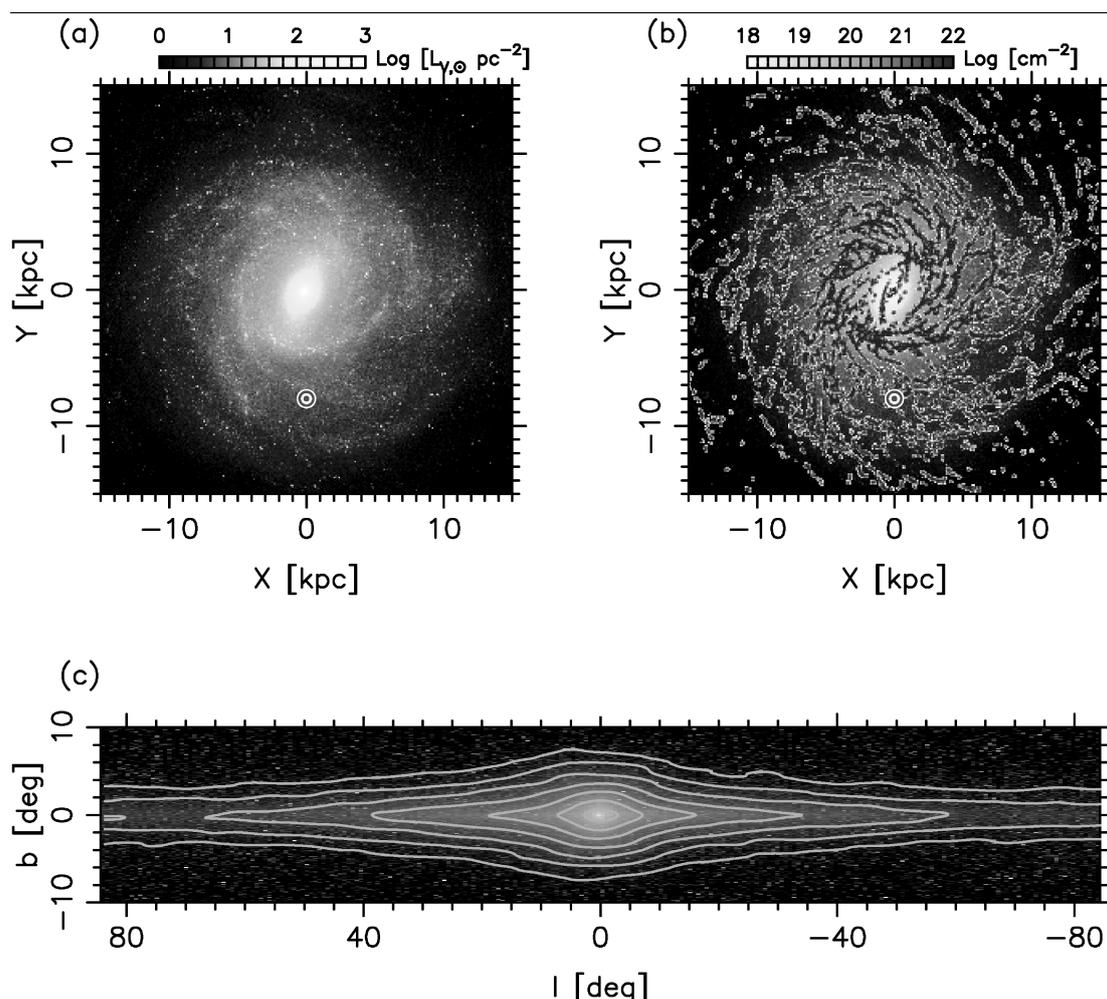


図6-9 銀河系の最新理論モデルと太陽の位置 ($x=0$ kpc, $y=-8$ kpc)。(上左) 星の分布。中心部に「棒状構造」、渦巻き腕が見られる。(上右) 低温の星間ガスは多数の複雑な渦巻き構造を作っている。(下) 太陽系(上の図の二重丸印から見た銀河系円盤。中心にボクシーバルジが再現されている。COBEの赤外線マップで見られるように銀径が正の方がやや膨らんで見える (Baba et al. 2010, PASJ 62, 1413 から改変)

横軸、縦軸を日本語化

このモデルによると恒星系の渦巻き腕は顕著なものは4~5本あり、古くから渦巻き腕と考えられていた5つの腕構造(アウター腕、ペルセウス座腕、いて座-りゅうこつ座腕、たて座-南十字座腕、じょうぎ座腕)に相当する構造も再現されている。しかし、特に低温の星間ガスがつくる渦巻き腕は、単純でなめらかな構造(図6-7)とは程遠い複雑な形態をしている。渦巻き腕は不連続

で、他の腕と合流や細かく枝分かれをしている。

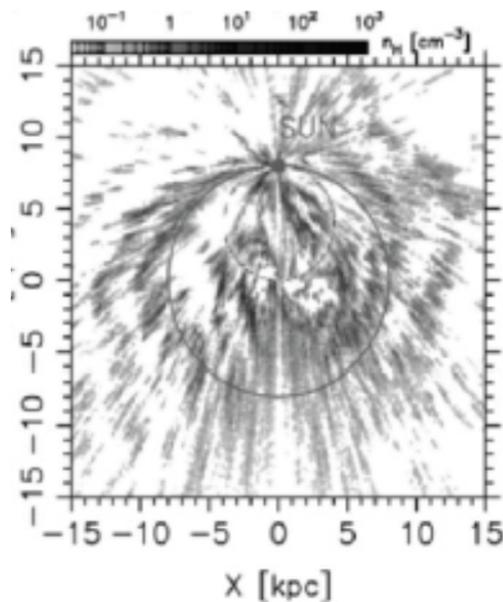


図 6-10 図 6-9 のガスの分布から、視線方向速度と円運動を仮定した再構築したガス分布。図 6-8 と同様に太陽 ($x=0$ kpc, $y=8$ kpc) を中心とした放射状の構造がある。しかし、このような構造は本当のガス分布 (図 6-9 右上) とはかけ離れている。(Baba et al. 2009, ApJ, 706, 471 から改変)

横軸、縦軸： [kpc] 。 「太陽」といれる

シミュレーションで得られた銀河系モデルには、腕と腕をまたいで半径方向に 2~3 kpc も大きく非円運動する冷たい星間ガスや恒星が見いだされた。本来は非円運動している銀河円盤中のガスや星に対して、円運動と回転曲線を仮定して、銀河面内の構造を再現したのが図 6-10 である。しかし、実際のガスの分布は、図 6-9 右上に示されるようにこのような太陽を中心とする放射状の構造はない。これは、視線方向速度と円運動を仮定して距離を決めたことに問題があったわけである。

理論シミュレーションからわかるさらに重要なことは、図 6-9 のような銀河構造は時々刻々と変化するということである。従来、銀河の渦巻き腕は形を変えずに恒星系円盤を伝わるある種の波のようなものと考えられてきた。しかし、最近の研究では銀河渦巻きは、その構造 (渦巻きの本数やその強さ、枝分かれ構造など) が時々刻々変わっていき、局所的にみると常に生成、消滅している

ことがわかってきた。その時間スケールは、銀河回転の時間スケール（太陽系付近で2億年程度）と同程度かそれ以下である。つまり、図6-9は現在の銀河系の姿であって、数億年もたつと細かい構造はまったく変わってしまう。また、太陽系も現在の位置で銀河中心の周りを円運動しているわけではない。数億年後の夜空に見える天の川の姿は現在とは少し違って見えることだろう。

3-9 銀河系の質量分布と回転曲線

銀河系のような円盤銀河はおおむね回転平衡、つまり銀河中心方向の重力と遠心力が釣り合った状態にある。銀河の質量分布が半径のみの関数、 $M(r)$ 、であれば、回転速度 $v(r)$ は、力学的釣り合いの式

$$\frac{GM(r)}{r^2} = \frac{v^2(r)}{r}$$

から求めることができる。ここで、 G は万有引力定数。 $v(r)$ を半径 r に対して描いたものを「回転曲線」という（図6-11）。上の式から、回転曲線から銀河系の質量分布を求められることがわかる。

しかし、観測的に銀河系の回転曲線を正確に求めることは難しい。なぜなら観測から得られる情報は多くの場合、天体の視線方向速度のみだからである（図6-6）。仮に、銀河回転が完全に円運動（軸対称）で、かつ LSR の銀河中心からの距離 R_0 と回転速度 Θ_0 を与えると視線方向速度から幾何学的に回転速度 $v(r)$ を求めることができる。

ところが、 R_0 と Θ_0 の値は正確に得られていない（表6-1）。また、そもそも星間ガスや星は完全には円運動していない。そのため、視線速度から求めた回転曲線には観測データだけからは取り除けない不定性があることに注意しなければならない。

図6-11の回転曲線を見ると、太陽よりも外側の回転曲線には大きな誤差がある。しかし、平均的には半径が大きくなっても回転速度はあまり減少していない。このことから回転速度を維持するのに必要な重力を発生させている「なんらかの物質」が銀河円盤の外側にも続いているということが予想される。一方、その領域では星やガスなどの光る物質はあまり存在していないことから、ダークマターが銀河円盤の外側にあるという間接的な証拠と考えられている。

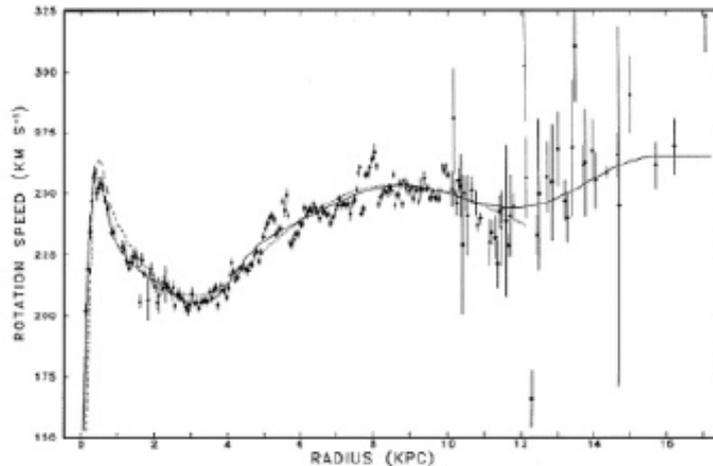


図 6-1-1 銀河系の回転曲線。横軸は銀河中心からの距離、縦軸はその場所での回転速度。各点は観測データ。縦棒は回転速度の誤差を表す。銀河中心から 10 kpc を超えると、誤差が非常に大きくなっていることがわかるが、その平均値（曲線）は減少していない。（Clemens 1985 ApJ, 295, 422 から改変）

4. 銀河系中心の構造と巨大ブラックホール

渦巻き銀河の中心は単に回転する円盤の力学的な中心というだけではなく、しばしば銀河全体にも匹敵する強い電磁波を放っている特異な場所でもある。その激しい活動は、太陽質量の 100 万倍から 10 億倍もの巨大なブラックホールが原因であることもわかってきた（第 10 章）。

一方、銀河系の中心は太陽系からわずか 8 kpc の距離にあるために、他の銀河とは異なり、中心部の構造を詳しく観測することができる。その結果、銀河系の他の場所には見られない、さまざまな不思議な構造が発見されている。

4-1 Sgr A* 付近の構造

銀河系の中心の数 pc の領域には、高密度で明るい星の集団や、中性ガス、電離ガス、また非常に高温のガスが存在している。銀河面に沿って様々な強い電波領域があり、その中で最も強い電波を放っているのが「いて座 A」(Sgr A) と呼ばれる領域である。中心の直径 1 pc の領域には、「いて座 A 西」(Sgr A West) とよばれる電離水素領域があり、100 万 K の電離した低密度ガスから X 線が放

射されている。内部には「ミニスパイラル」と呼ばれる電離ガスの渦巻き構造があり（図6-1 2）、これを半径 1.5-4 pc の分子ガスのリング「周中心円盤」(CND)が取り囲んでいる CND の外側には、若い超新星残骸である「いて座東」(Sgr A East) がある。この付近の銀河中心から 5~100 pc の領域にはたくさんの分子ガス雲も発見されている。

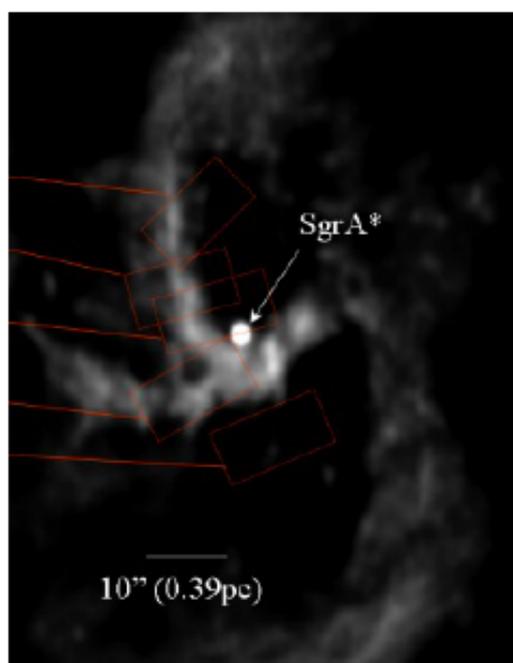


図6-1 2 電波源「いて座 A」の内部には「ミニスパイラル」と呼ばれる 3本の渦巻き構造があり、さらにその中心付近にひととき明るくコンパクトな電波源いて座 A*(Sgr A*)がある。 (米国国立電波天文台)

星の密度は銀河中心に向かって次第に増えていき、その中心には非常にコンパクトな電波源である「いて座 A*」(Sgr A*)がある（図6-1 2）。センチ波およびミリ波 VLBI（超長基線干渉計）観測から、その大きさは、わずか 0.4 天文単位~1.2 天文単位、つまり、地球と太陽の間の距離程度と推定されている。その狭い領域から非常に強い放射が観測されていることから、巨大ブラックホールをエネルギー源とする系外銀河の活動銀河中心核と同様に、Sgr A*にも巨大ブラックホールが潜んでいるのではないかと考えられるようになった。

4-2 巨大ブラックホールの発見

ヨーロッパ南天文台の VLT 望遠鏡などの 20 年近くにわたる観測により、Sgr A* 近傍の 30 個の星の軌道が判明した。いくつかの星は、Sgr A* に光の速さで数十時間（太陽系の大きさ程度）の距離まで近づき、その速度は 1000 km s^{-1} を越える。この高速運動は何か強い重力をもつ天体が、その軌道の中にあることを意味している。また、VLBI によって、Sgr A* 自身の運動も測定されている。これらの観測データの詳しい解析から、Sgr A* には 125 天文単位以内に $430 \text{ 万 } M_{\odot}$ の巨大な質量をもつ謎の天体があることがついに明らかとなった。この謎の天体自身はどの波長の電磁波でも観測できないことから、現在最も確実な巨大ブラックホール候補のひとつだと考えられている。

5. 衛星銀河（伴銀河）

銀河系から 100 万 pc の距離にあるアンドロメダ銀河（M31）は銀河系と同様の大型の渦巻き銀河である。この 2 つの大きな銀河の近傍には「矮小銀河」や「不規則銀河」に分類される小型の銀河が 40 個ほどある。これらを銀河の集団は「局部銀河群」と呼ばれている。局部銀河群全体に含まれる質量は、 $10^{13} M_{\odot}$ 程度と見積もられている。その大部分はダークマターが占める。

5-1 大マゼラン雲と小マゼラン雲

局部銀河群の銀河のうち銀河系から 50 kpc と 75 kpc と近く、南半球では肉眼でも観ることができるのが、大マゼラン雲(LMC)と小マゼラン雲(SMC)である。LMC と SMC は銀河系から「最も近い系外銀河」ともいえる。そのため、星形成領域や星間ガスの大局的な構造を高分解能で知ることができる貴重な天体である。質量はそれぞれ $2 \times 10^{10} M_{\odot}$ 、と $2 \times 10^9 M_{\odot}$ である。

LMC の星間ガスは直径 10 kpc 程度の円盤状に分布しており、われわれはその円盤をほぼ正面から見ているため、詳しくその構造を知ることができる。オーストラリア天文台電波干渉計 (ATCA) による観測から (図 6-1 3 左)、中性水素ガス (総質量約 $7 \times 10^8 M_{\odot}$) の分布は一樣ではなく、雲状やフィラメント状の濃い部分や密度の小さい穴状の部分など複雑に入り組んだ構造をしていることがわかる。このように複雑な星間ガス構造をつくる原因は、多数の超新星爆発や星間ガス中の重力や熱的不安定性の成長によるものと考えられている。

分子ガスの観測はミリ波帯の一酸化炭素 (CO) 分子輝線を用いて、コロンビア大学口径 1.2m 電波望遠鏡や、チリのラスカンパナス天文台 (標高 2400 m) に置かれた名古屋大学の口径 4m 電波望遠鏡「なんてん」や、アタカマ高地 (標高 4800 m) の口径 4m NANTEN2、国立天文台等が運用する口径 10m ASTE 望遠鏡 (アタカマサブミリ波望遠鏡実験) 等によって詳細に行われた。

なんてん望遠鏡のサーベイにより、約 270 個の分子雲が LMC に発見されており (図 6-1 4 右)、それぞれの分子雲は 2 万 M_{\odot} から巨大なものでは数 100 万 M_{\odot} にもなる。

LMC には、銀河系本体では見られない、非常に活発な星形成領域や年齢の若い球状星団が見つかっている。そのうちの代表的なものが 30 Dor (かじき座 30) と呼ばれる、複数の若い星団からなる巨大な星形成領域である。その質量は 80 万 M_{\odot} もあり、巨大な電離ガス領域を伴っている。

LMC や SMC は銀河系よりも金属量が数分の 1 と小さく、そのため分子雲の形成や星形成が銀河系とは異なるのではないかと考えられている。

SMC の中性水素ガスは $5 \times 10^8 M_{\odot}$ と見積もられており、LMC 同様に多数のシェル構造や穴状の構造がある。「なんてん」のサーベイによると、分子ガスの総質量は、中性水素ガスの約 1% である。

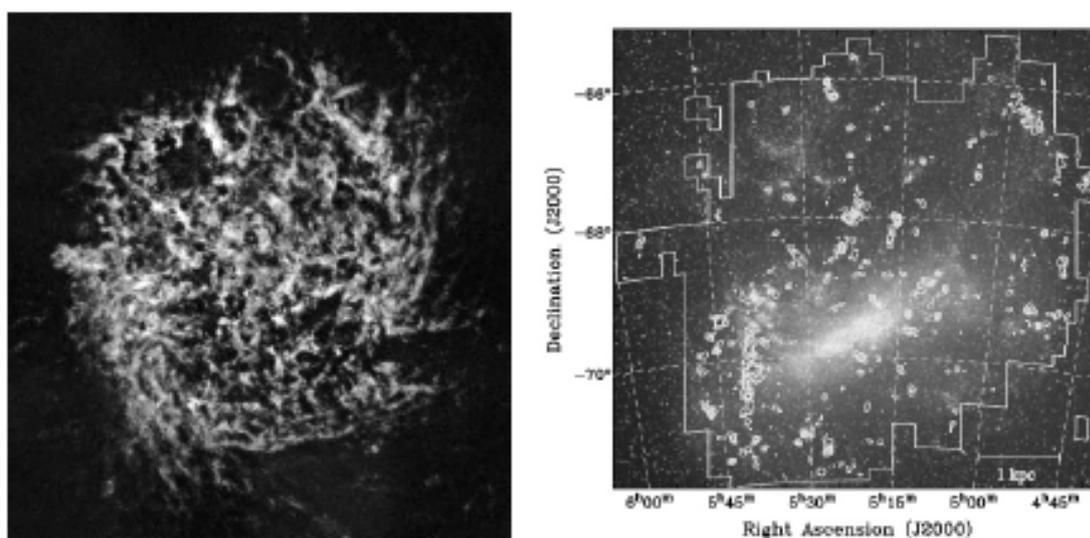


図 6-1 3 大マゼラン雲の中性水素の分布 (左) と可視光と一酸化炭素分子の分布の比較 (右図の等高線。背景は可視光の写真)。一酸化炭素は水素分子の量のよい指標であり、水素分子が塊状に分布していることがわかる (福井他)。

(左図 : http://www.atnf.csiro.au/research/lmc_h1/hi_column_density.html、
右図 : Fukui et al. 2001, PASJ, 53, 41 より改変)

5-2 マゼラン雲流と銀河相互作用

大マゼラン雲と小マゼラン雲付近には、天球上で 100 度に渡って広がる中性水素の雲が観測されており、マゼラン雲流と呼ばれている。この構造の起源として以下のようなアイデアが考えられている。

両者はお互いに重力相互作用しながら、銀河系の周りを回転している。その軌道運動の解析から、SMC は約 18 億年前に銀河系に最接近した可能性が高い。その際、銀河系と LMC の潮汐力の影響で SMC の星間ガスが引き出され、マゼラン雲流が形成されというのだ。数十億年後には、大小マゼラン雲は「力学的摩擦」という過程によって、その軌道が次第に銀河系に近づき、いずれは銀河系本体に飲み込まれることが予想されている。

大マゼラン雲と小マゼラン雲の相互作用や銀河系の潮汐力は、LMC で観測される活発な星生成領域である 30 Dor などの誕生に関係しているかもしれない。

6. 銀河系形成史

6-1 金属量分布と化学進化モデル

星や星間ガス中の鉄よりも軽い元素（金属）は、星の進化過程で合成され、超新星爆発などにより星間空間中にばらまかれたものである。その存在比を調べると、星間ガスからどのように星が生まれてきたか、つまり、銀河の形成史を探ることができる。そのような進化の理論モデルを「化学進化モデル」と呼ぶ。

化学進化モデルでは、ガスから生まれる星の質量スペクトル（初期質量関数）と、その生成率（星生成率）がモデルの振る舞いを決める。また、星から放出された金属がどのように星間ガスと混じるか、考えている系（銀河や星団）に対するガスの流入や流出、金属の供給源としての超新星や巨星のモデルによっても結果が変わる。逆にいうと、観測と理論モデルを比較することで、これらに制限を与えることができる。

星間ガスや星の元素組成を表すのに[X/Y]という記法が用いられることが多い。これは元素の存在比を太陽の場合(太陽組成、 n_{\odot})と比較して表す記法である。星の元素 X と Y の数密度を、それぞれ $n^*(X)$ および $n^*(Y)$ とすると、

$$[X/Y] = \log_{10} n^*(X)/n^*(Y) - \log_{10} n_{\odot}(X)/n_{\odot}(Y)$$

=> n^* の*は下付き

と定義される。つまり、[Fe/H] = -1 は、水素(もっとも多い元素)に対する鉄の存在比が太陽の場合に比べて、10分の1であることを示す。

バルジとディスクの星は、[Fe/H] = 0 付近にピークがある。つまり太陽と同様の金属量をもつ。一方、ハローの星は、太陽組成よりも 1/50 程度しか金属を含まない。これは、ハローでの星形成がディスクやバルジの星ができた過程よりも、不活発であったことを意味する。それぞれの観測データは、理論的な化学進化モデルの予想とよく合っている。

6-2 銀河考古学

銀河ハローには年齢が 100 億年を超える古い星や球状星団が存在することから、銀河の形成期の情報がなんらかの形で残っていると考えられる。その情報を使って、銀河の形成史を探る手法は「銀河考古学」(Near-Field cosmology)と呼ばれる。

ハローに属する星は、太陽近傍では高速(太陽に対する相対速度が約 60 km/s 以上)で運動する星として観測される。それらの星は金属量が太陽よりも 1 桁から 2 桁も小さいので、金属欠乏星(metal poor star)と呼ばれる。それらの星の金属量を調べると、星の運動エネルギーや軌道離心率と「負の相関」があるということがエゲン・リンデンベル・サンデイジ (ELS)によって 1962 年に発見された。

金属量が少ないということは、化学進化がまだ進んでいないことを示唆し、これらの金属欠乏星が銀河形成の初期の頃に生まれたことを意味する。さらに、その星の軌道が大きく広がっていて、かつ楕円軌道であるということは、銀河円盤中の星間ガスから生まれる普通の星とは異なって、金属欠乏星は重力収縮する原始銀河ガス雲から生まれたと考えるのが自然である。このような銀河形成過程は「ELS シナリオ」と呼ばれている。

最近の SDSS によるデータの解析から、ハロー星の軌道の性質と金属量の関

係がさらに詳細に分かってきた。図6-14に、金属量と軌道離心率の関係を示す。ハローの星 ($[\text{Fe}/\text{H}] < -1$)にも、軌道離心率が小さい(円軌道に近い)ものから、細長い楕円軌道(軌道離心率が大きい)のものまで存在していることがわかる。これらの軌道データを用いて、金属欠乏星のハロー中での空間密度を再構成したところ、ハローの内側では扁平な楕円構造、外側に行くほど球形に近い構造をしているらしいことも発見された。また、外側のハローは内側とは逆方向に回転しているらしい。これらの結果は、内側のハローと外側のハローで、形成史が異なることを示唆している。

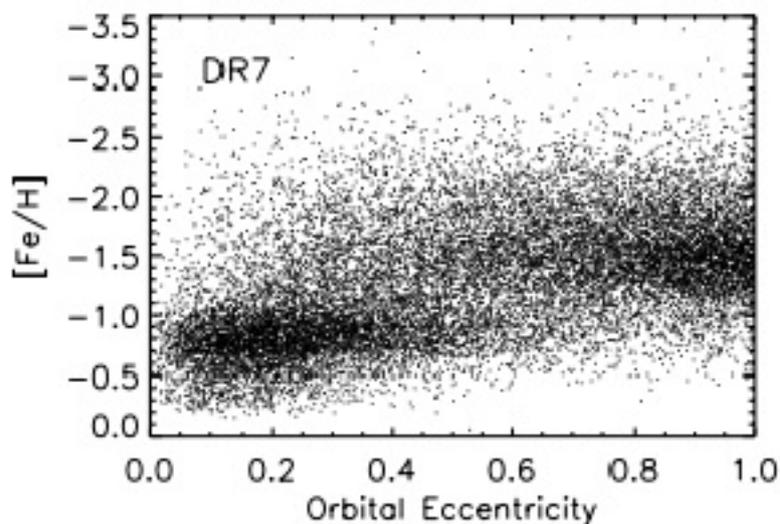


図6-14 SDSS/SEGUE サーベイからえた、ハロー星の $[\text{Fe}/\text{H}]$ と軌道離心率の関係。円軌道は軌道離心率が0、軌道離心率が大きいほど、細長い楕円軌道をしている。金属量が少ないほど、軌道離心率が大きい傾向がある。

(Calloro et al. 2010, ApJ, 692, 727 より改変)

=>横軸を「軌道離心率」

銀河形成は、ガスとダークマターから成る原始銀河が自分自身の重力によって収縮しながら星をつくる過程である。しかし、一つの大きな原始銀河雲が収縮して一つの銀河ができたのではなく、小さな原始銀河が合体しながら、より大きな構造に成長した、と考えられている(階層的構造形成)。上記のハローの2重構造もそのような複雑なプロセスに原因があるのかもしれない。また、いて座矮小銀河のように、引き延ばされたような構造をしている不規則銀河や、SDSSによって発見された「恒星ストリーム」(恒星の集まり)といった銀河系

ハローにみられるサブストラクチャー（局所的な構造）も階層的構造形成の名残なのかもしれない。