

電波で探る宇宙

—北海道大学苫小牧 11 m 電波望遠鏡と電波天文観測—



星は星間空間に漂う分子ガスが集まって密度が高くなって生まれる。分子ガスは、絶対温度が 10 K から数 10 K と低温で、可視光線で見ることができない。しかし、ミリ波のスペクトル線で観測すると、その分布や運動、そして温度や密度といった物理状態を明らかにすることができる。私たち北海道大学のグループでは、口径 11 m の電波望遠鏡を使って銀河系全体にわたる分子ガスの分布や性質を明らかにすることを計画している。北海道初の電波望遠鏡とそれを用いた観測計画について紹介する。

1. 電波で見た宇宙

天文学というとまず思い浮かべるのは筒型の望遠鏡で土星を見ているというようなイメージだろうか。最近では我が国の大型光学赤外線望遠鏡すばるの活躍が新聞やテレビあるいはインターネットで知られるようになり、無数の星々の中に色鮮やかな星雲や淡い雲のような天体が写っているのをご覧になった方も多いただろう。一方、電波天文学というと、こちらはめっきりなじみがないのではないだろうか。どのような天体の姿が見えるのか、そもそもどのように観測をするのか。

本州の都心部ではもう見ることはできないが、北海道だと夏の夜空に天の川が横たわっているのを見ることができただろう。周囲に外灯がないような暗い場所で天の川を見ると、無数の星々の間に周りより一段と暗い部分があるのに気付くかもしれない。この部分、実は何も無いわけではなく、星が生まれるもとになる分子ガスの塊が存在している。夏の夜空からいきなり真冬の星座に話は移るが、よりわかりやすい例ということで、最もよく知られた星座であるオリオン座の可視光の写真を図 1 (a) に示す。オリオン座をミリ波のスペクトル線（一酸化炭素分子）で観測したものが図の右側 (b) に重ね合わせてある。可視光像では何も見えない場所に、分子ガスが横たわっているのがよくわかる。

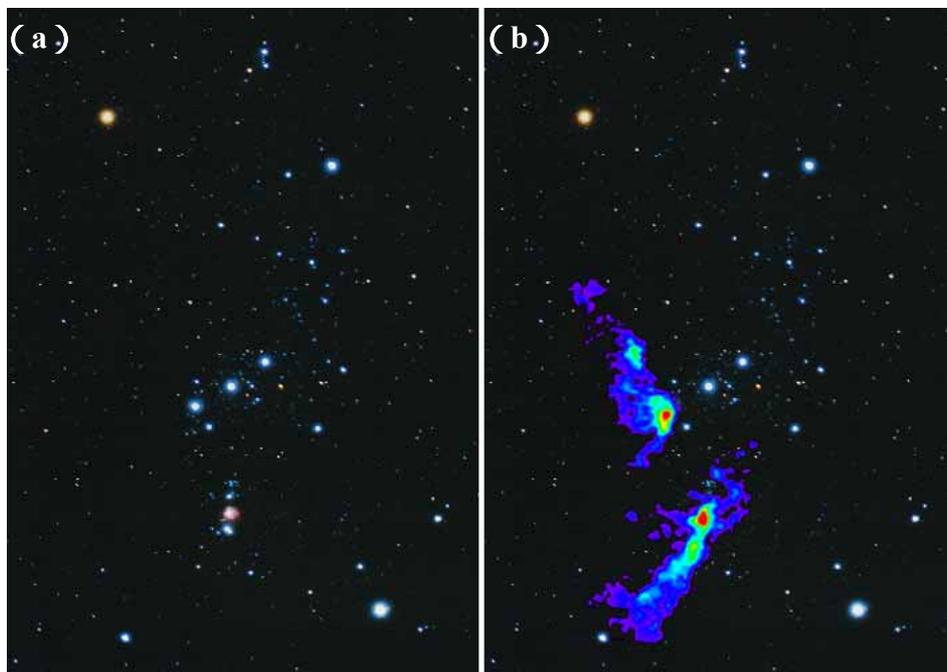


図 1 オリオン座の可視光写真 (a) とそれに分子ガスの分布 (ミリ波の一酸化炭素分子スペクトル線の強度分布) を重ねたもの (b)。電波の強度の違いを擬似カラーで示している。【出典：国立天文台野辺山宇宙電波観測所ホームページ】

再び、天の川に話を戻そう。可視光では天の川は星の帯に見えるが、電波で見るとどのように見えるのだろうか。アメリカ合衆国のハーバード大学のグループが一酸化炭素分子のスペクトル線で天の川全体を観測した結果を図 2 に示す。

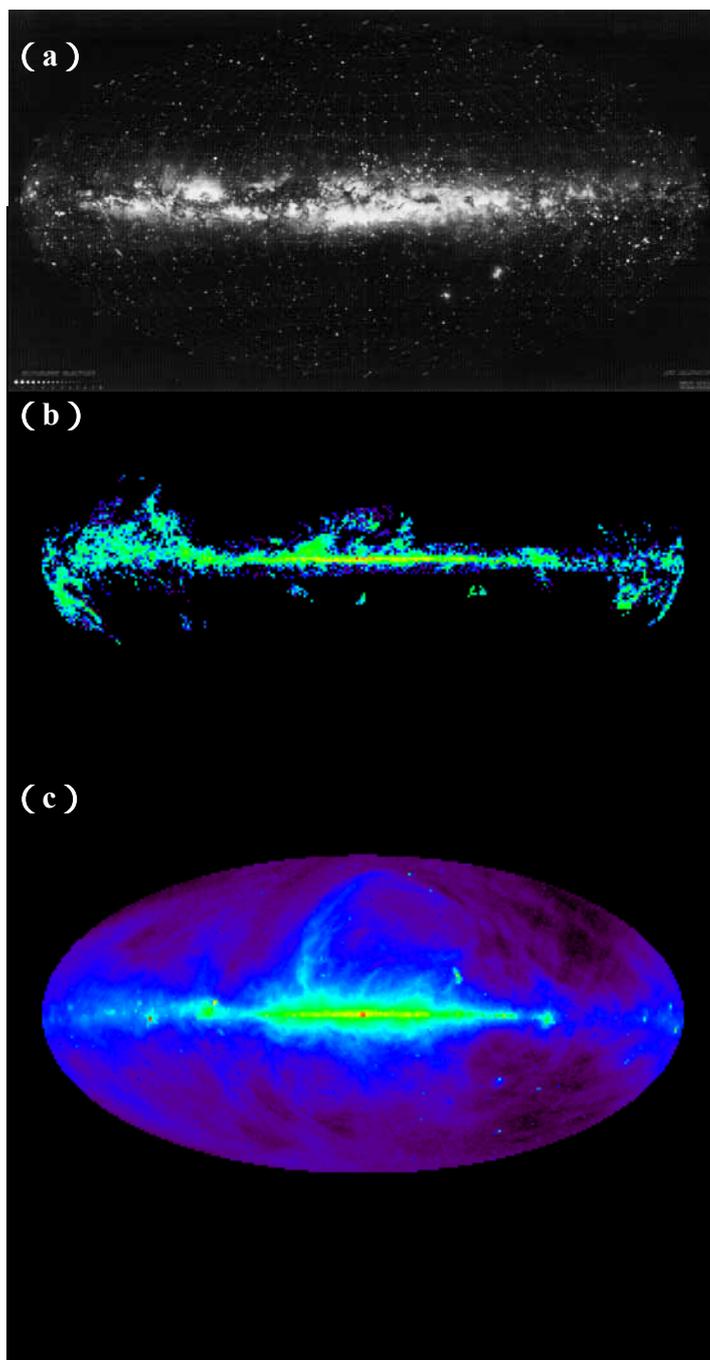


図 2 可視光で見た天の川 (a) と、電波で見た天の川。(b) はミリ波の一酸化炭素分子のスペクトル線、(c) はマイクロ波の連続波の強度分布(ともに擬似カラーで表示)。
【出典 : (a) NASA ホームページ (b), (c) NASA Skyview】

一酸化炭素分子のスペクトル線で観測される分子ガスは、可視光で見える星の分布に比べて薄い。そして、その分布は可視光では暗くて星がないように見える場所とよく一致している。一方、図 2(c) にはマイクロ波の連続波の強度分布を示した。これは、磁場の中を相対論的な速度で運動する電子が放射する電波の強度分布を示している。可視光像や分子ガスの分布とも異なり、特に銀河面から吹き上げているような構造が特徴的である。

このマイクロ波の連続波で見る天体の姿は、図 1 のオリオン座の場合よりもさらに衝撃的かもしれない。その例を挙げよう。図 3(a) は Cyg A という電波銀河を可視光で観測したものである。可視光では淡い雲のように見えるだけの目立たない天体である。しかし、この銀河をマイクロ波の連続波で観測すると図 3(b) のように見える。可視光で見えている部分のはるか外側にまで、電波で広がった構造が見えるのである。

いま 2 つの例を挙げたが、電波で観測すると可視光とは全く異なった天体像が見えてくる。可視光も電波も電磁波で、その波長（振動数 = 周波数）が異なる。異なる波長での天体の多様な姿は、その物理状態の違いや放射機構の違いによる。天体の電波放射について、基本的な 2 つの機構を挙げてみよう。

全ての物質はその状態（固体、液体、気体）を問わず、熱運動によって連続的な周波数分布を持つ電磁波を放射している。これを熱放射というが、その強度とスペクトルは、熱運動のマクロな表現としての「温度」で表される。全ての周波数で入射する電磁波を完全に吸収するような理想的な物質「黒体」を考えた場合、熱放射は黒体の温度のみに依存する。このような放射を Planck 放射と呼ぶ。図 4 に Planck 放射の強度スペクトルを示す。この図を見ると、低温の

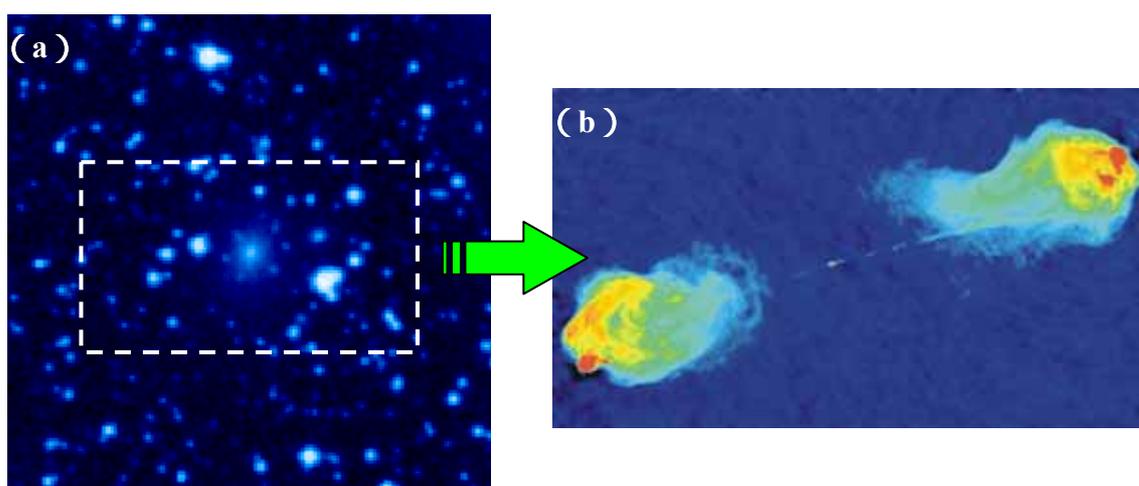


図 3 電波銀河 Cyg A の可視光写真 (a) と点線部枠内の電波連続波像 (b)。波長 6 cm の電波強度を擬似カラーで表示。【出典：(a) NASA Skyview (b) アメリカ合衆国国立電波天文台ホームページ】

物質ほど、スペクトル線の強度が最大となる波長が長いことがわかる。つまり、低温の物質は電波で観測する必要がある。後述するように、星は星間空間に漂う分子ガスから生まれるが、この分子ガスは絶対温度が 10 K から数 10 K と非常に低く、電波観測が適していることがわかる。

では、図 3 に示した電波銀河から噴き出しているように見える構造、これも低温なのだろうか。実は、いま述べた熱放射による電波を熱的電波と呼ぶのに対して、図 3 に見られるような電波は非熱的電波と呼ばれ、放射機構が全く異なる。電波銀河では、その中心部で非常に活発な現象が起こっており、膨大なエネルギーを開放している。このような領域では、磁場の中を相対論的な速度で運動する高エネルギー電子から強い電波が放射される。この機構をシンクロトロン放射と呼ぶ。図 4 に示した Planck 放射では、電波の波長が長いほど電波強度が弱いに対して、シンクロトロン放射では波長が短いほど電波強度が弱くなる。シンクロトロン放射は電波銀河やクエーサーなどの活動銀河のほか、超新星残骸からも強い放射が検出されている。電波は、低温の静かな領域と、

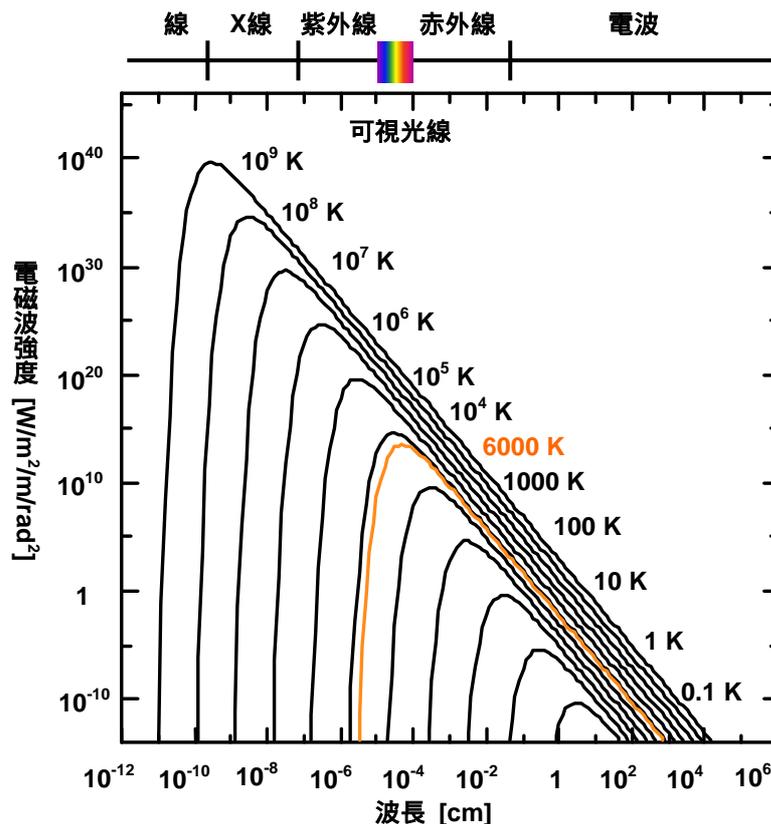


図 4 Planck放射の強度スペクトル。温度が 0.1 K から 10⁹ K まで 10 倍ごとに表示してある。太陽の表面温度である 6000 K も示してある（橙色）。図の上には、電磁波の名称を記してあるが、境界の波長は厳密ではない。

それとは全く逆の激しい高エネルギー現象が起きている領域のいずれからも放射されているわけである。

もちろん、電波の放射機構はいま述べた 2 つだけではない。星間分子ガスの観測に関しては、スペクトル線というものが重要である。これについては後ほど述べることにして、電波天文学という分野がどのようにして誕生したのかということについて、次に簡単にみてみよう。

2. 電波天文学の歴史

可視光での天文学が紀元前から始まっていたことに比べれば、電波天文学という分野が誕生したのは、ごく最近のことである。電波での天体の観測の可能性については既に 19 世紀の後半に検討がなされていたが、実際に地球外からの電波が観測されたのは 20 世紀に入ってからのことである。その電波天文学の黎明というべき最初の仕事をなしたのは実は天文学者ではない。ここでは、特に電波天文学のパイオニアである 2 人の通信工学者について紹介する。

1931 年、アメリカ合衆国のベル電話研究所の通信技師であった Karl Jansky は、雷に由来する空電現象を調べるために波長 14.6 m (周波数 20.5 MHz) の電波を受信できるアンテナを製作した(図 5)。そして、天候と無関係に 24 時間ごとに繰り返す電波のパターンを発見した。Jansky はこれを地球外から来る電波と考え、まず太陽をその放射源と推定し長期間の観測を実施した。その結果、電波の強弱のパターンが 24 時間周期ではなく、約 4 分早いことを突き止めた。これ

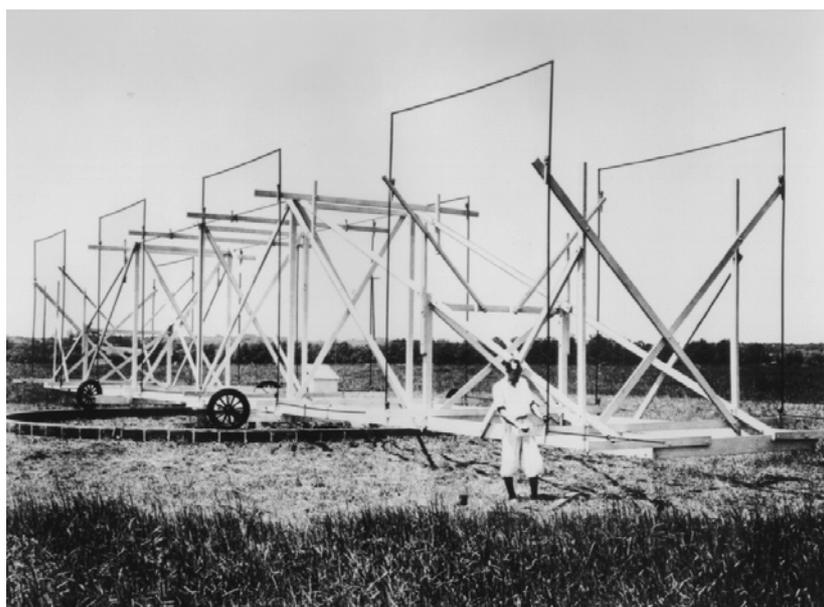


図 5 Jansky が製作し、銀河系の中心からの電波を受信したアンテナ。【出典：アメリカ合衆国国立電波天文台ホームページ】

は、1年経てばちょうど24時間ずれることになり、電波源が太陽系外の天体に起因することを意味している。Janskyが電波の強度が最大となる方向の位置を測定した結果、それは銀河系（天の川）の中心の方向と一致した。これが最初に検出された宇宙電波である。しかしながら、可視光観測しかなかった当時の天文学界では、宇宙電波の発見はあまり相手にされなかったようである。

Janskyの発見は天文学界に殆ど影響を与えることはなかったが、学生のころにこの発見に刺激を受けたアメリカの通信工学者 Grote Reber がその後を継ぐことになる。Reberは独学で天文学を学び、1940年、自宅の庭に直径9mのパラボラアンテナを製作し（図6）、波長9cm（周波数3300MHz）の電波で銀河系の中心方向を観測した。しかし、電波を検出することはできず、さらに波長33cmの電波を受信しようと試みたが、それも失敗に終わった。それでも諦めず、ついに波長1.85m（周波数162MHz）の電波を受信することに成功した。Reberの観測によると、電波は天の川に沿って分布していた。この結果は、天文学界で大きな注目を集め、可視光での観測との比較や、放射機構に関して理論的な研究が始まった。

こうして、電波天文学という新たな分野が天文学の中に誕生するわけだが、



図6 Reberが自宅の庭に製作した世界初の電波望遠鏡。【出典：アメリカ合衆国国立電波天文台ホームページ】

第 2 次世界大戦がその進展を抑制し、本格的に電波天文学が進展するのは戦後になってからであった。1946 年に、電波干渉計の技術が考案され、イギリスやオーストラリアのグループが電波源の同定を始めた。これらは全て電波連続波による観測であったが、1951 年には中性水素原子の超微細構造遷移による波長 21 cm (周波数 1420 MHz) のスペクトル線がアメリカ、オランダ、オーストラリアのグループによって立て続けに検出された。この発見により、可視光では観測不可能であった星間空間に漂う低温の中性水素ガスの観測ができるようになった。可視光で見えなかった中性ガスが観測できるようになったことに加え、電波は透過力が大きく銀河系全体を見渡すことができ、銀河系の研究が大いに進歩することになるのである。

その後、世界各地に大型の電波望遠鏡や干渉計が建設されていった。1957 年にイギリスのマンチェスター大学 (ジョドレルバンク) に建設された口径 76 m の電波望遠鏡や 1961 年にオーストラリアのパークスに建設された 64 m の望遠鏡などは現在も現役で活躍している。そして、電波銀河やクエーサーの発見、絶対温度 3 K の宇宙背景放射の発見、パルサーの発見など、天文学史上重要な発見が相次ぐが、そこで電波天文学が果たした役割は極めて大きい。

1960 年代後半からは、分子のスペクトル線が多数存在するより波長の短いミリ波の電波観測が行われるようになった。そして、地上の実験室では考えられないような星間分子が次々と発見されていった。この中で、日本の電波天文学が大きく発展し、世界のトップクラスに成長していったのである。

日本の電波天文学は太陽電波の観測から始まり、その後、東京大学東京天文台、郵政省電波研究所、名古屋大学などで電波望遠鏡が建設され観測が行われた。そして、1982 年口径 45 m のミリ波望遠鏡が長野県の野辺山高原に完成し、多数の星間分子の発見や、活動銀河の中心に存在する超巨大ブラックホールの発見など、世界的に重要な研究がなされてきた。また、ミリ波干渉計の建設、電波天文衛星との超長基線干渉計観測 (スペース VLBI 観測)、サブミリ波望遠鏡の建設など、次々と新しい技術への挑戦と観測的研究が進められてきた。現在国内では、国立天文台が中心となって、アメリカ、ヨーロッパ、日本が共同で南米チリのアンデス山脈の高地に巨大な干渉計を建設するアタカマ・ミリ波サブミリ波干渉計 (ALMA) 計画が進められているほか、いくつかの大学で自前の電波望遠鏡を使った観測が行われている。

3. 北大 11 m 電波望遠鏡

3.1. 移設の経過

北海道大学 11 m 電波望遠鏡は、もともと通信総合研究所で測地 VLBI 観測用

に使用されていたアンテナで、神奈川県三浦市に設置されていたものである。三浦を含めて関東地方に設置された 4 台のアンテナを使って遠方のクエーサー等の電波源を観測するという首都圏広域地殻変動観測プロジェクトで用いられていた。VLBI 観測については後ほど説明するが、離れた場所にある複数の電波望遠鏡を使って同一の天体を観測し、あたかも 1 台の巨大な望遠鏡で観測したかのような高い空間分解能（視力）を実現する観測方法である。さて、このプロジェクトが終了した際に、北海道大学がアンテナの 1 台を譲り受け、国立天文台と共同で北海道に移設したのが、私たちの研究の始まりである。なお、4 台のうちの 1 台は同じように岐阜大学が譲り受けている。

VLBI 観測をする際にお互いの望遠鏡を離せば離すほど空間分解能は高くなる。日本列島の形を考えると、東日本では北海道は望遠鏡の間の距離（基線長）を大きく取るにはたいへん魅力的な土地である。では、北海道の中でもできるだけ北に望遠鏡を設置すればよいかというと、電波天文観測に適した気候や環境であるかどうか、さらには大学からのアクセスやインフラといった現実的な要素も考慮する必要がある。その結果選ばれたのが、現在望遠鏡が設置されている苫小牧である。太平洋側に位置する苫小牧は北海道の中では降雪量が少ないこと、また、空気が乾燥する冬季の晴天率が高いこと、そして、北海道大学の札幌キャンパスからそれほど遠くない距離（と言っても 70 km 程度あるが）にあること、そして北海道大学農学部の苫小牧演習林（現在は、北海道大学北方生物圏フィールド科学センター森林圏ステーション苫小牧研究林に改組）の敷地の一画をお借りできることになったことが最終的にこの地を選んだ理由である。特に、苫小牧研究林には用地をお借りしただけでなく、その整備や移設時の装置類の保管を初め、多大なお世話になっている。

このように望遠鏡の移設場所は 2000 年 8 月に決定し、伐採及び整地が開始された。三浦での望遠鏡の解体作業は 2001 年 1 月に行われ、2 月下旬には苫小牧で再度望遠鏡が組み立てられた。望遠鏡本体は 3 月に完成したが、電気等のインフラの整備、観測局舎の建設はその年の秋に行われ、10 月中旬に待ち受けながら人工衛星からの電波を受信することに成功した（図 7）。

立ち上げ作業は順調に進み、間もなく天体の追尾が可能になり天体望遠鏡として稼動するようになった。11 月には通信総合研究所の鹿島宇宙通信研究センターの 34 m 電波望遠鏡との間で VLBI 観測に成功し（図 8）さらに同センターの 11 m 望遠鏡と併せて 3 台の望遠鏡で 24 時間の測地 VLBI 観測を実施した。その後も調整を続け、2002 年 3 月に移設作業が完了、苫小牧宇宙電波観測所が開所した（図 9, 10）。

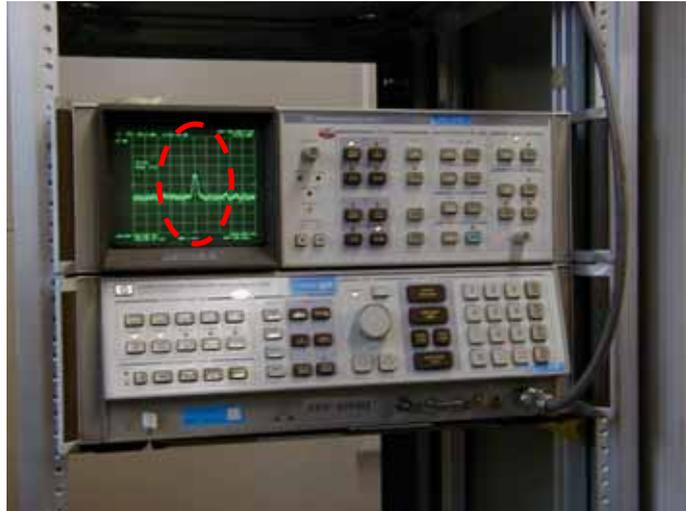


図7 苫小牧で受けた初めての電波（ファーストライト）。点線内が人工衛星からの電波で、写真中の装置（スペクトラムアナライザ）の管面は横軸が周波数、縦軸が電波の強度を示している。

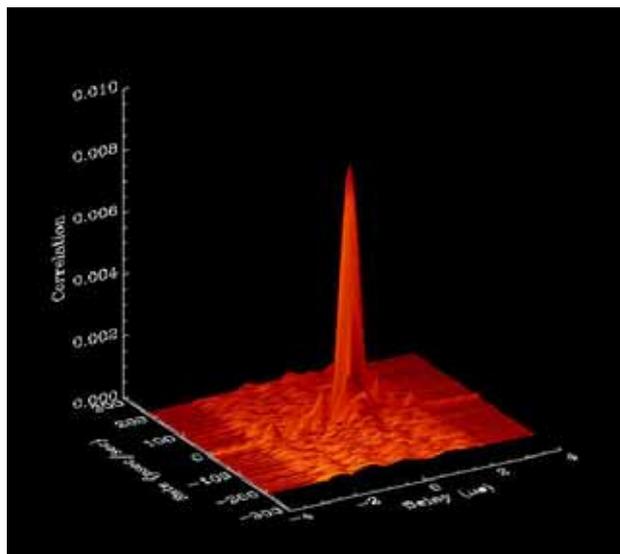


図8 苫小牧 11 m 電波望遠鏡と通信総合研究所鹿島宇宙通信研究センター34 m 電波望遠鏡との間で実施した VLBI 観測で得られたクエーサー 3C345 のフリンジ。



図9 移設を完了した 11 m 電波望遠鏡。



図10 観測局舎内の観測制御室。

3.2. 現在の仕様とこれまでの成果

移設が完了した 11 m 電波望遠鏡であるが、どのような仕様で、またどのような観測が可能なのだろう。

望遠鏡の口径（パラボラの直径）はその名のとおり 11 m、全体の重量は 27 t である。受信周波数帯は 2.1 – 2.5 GHz (S 帯) 、 7.7 – 8.2 GHz (X 帯) 、 8.1 – 8.6 GHz (X' 帯) である。

天体からの電波がどのように処理されていくのか、現在の 11 m 望遠鏡のシステムの場合を図 11 に示す。望遠鏡の主鏡（パラボラ）で反射された電波は副鏡でさらに反射されホーンへと入射する。ホーンで導波管へ接続され、偏波分離器で右回り及び左回りの円偏波を取り出す。一般に、信号は低い周波数の方が伝送損失が少なく取り扱いが容易なため、もともとの信号（S 帯、X 帯、X' 帯）

に局部発振器から発生させた固定の周波数の信号を混ぜ合わせ、そのうなりの成分を取り出す。これが周波数変換器の役割であり、11 m 望遠鏡では 0.5 – 1 GHz 帯に周波数を下げている。最終的に必要なデータを得るためには、まだいくつかの装置が必要であるが、それらの装置を全て望遠鏡の受信機室内に設置するのがよいかというと必ずしもそうではない。その理由は、天体からの電波を受けるシステムの前段で、さまざまな装置が発生する雑音を拾わないようにするためである。また、受信機室がそれほど大きくないことも一因である。そこで、信号は観測局舎へと伝送されるが、これにはケーブル長で約 30 m の距離が必要になり、電気信号で送るよりも伝送損失の少ない光ファイバーで伝送する方が適している。そこで、光変換器で光の信号に変換して、光ファイバーで局舎へと信号を送っている。

観測局舎では、光復調器で再び光の信号を電気信号に戻し、さらにビデオ変換器（ビデオ帯に周波数を下げる周波数変換器）で信号の周波数をさらに低く下げ、かつ帯域を狭く切り出している。これは、データをサンプリングする際に、周波数が高いとより高速のサンプラー（アナログ・デジタル変換器）が必要になるためである。こうして、狭い周波数帯域に切り出された信号をサンプルして、水素メーザから得られる正確な時刻符号と併せて磁気テープに記録していく。以上の流れを図 12 に示した。

他の観測所の望遠鏡と同時に同じ天体を観測し、同様に記録された磁気テープを一箇所に集めて相関処理して初めて、天体からの必要な情報が得られるわけである。なお、私たちはこの相関処理装置を持ち合わせておらず、現在は通信総合研究所でデータ解析を行わせていただいている。

以上のようなシステムで、これまでに通信総合研究所（鹿島 34 m、同 11 m、小金井 11 m）、岐阜大学（11 m）、山口大学（32 m）などと共同で測地 VLBI 観

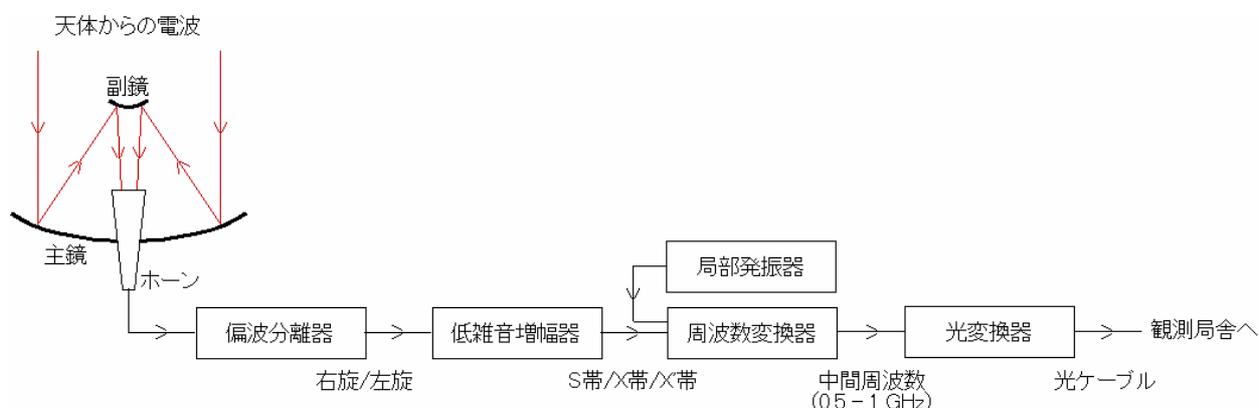


図 11 望遠鏡の受信機室内で行われる天体からの電波の処理過程。この後、信号は光ケーブルで観測局舎に伝送され、さらに後段の処理がなされる。

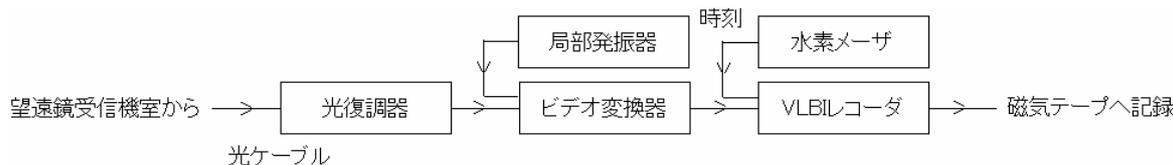


図 12 観測局舎内で行われる信号処理の後段の過程。

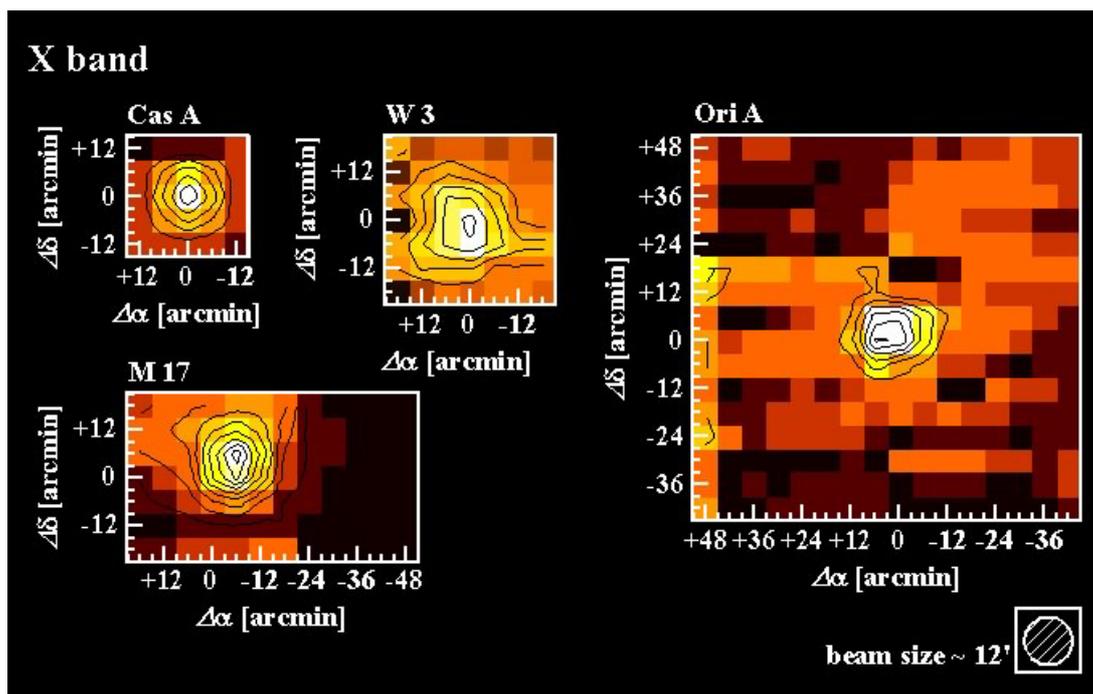


図 13 単一鏡として観測して得られた X 帯連続波マップ。電波強度に応じた擬似カラーで表示してある（白、黄、茶、黒の順に強度が弱くなる）。右下の斜線を施した丸が、11 m 望遠鏡の X 帯で観測した際のビームサイズ（12 分角）である。

測を行い、苫小牧の望遠鏡設置地点を cm の精度で測定した。

また、11 m 望遠鏡は現在は VLBI 観測専用のシステムであるが、単一鏡としても試験的に観測を試みた。これは、望遠鏡を向ける方向を少しずつずらしながら、電波の強度のみを測定していくことで実現した。このようにして得られた X 帯での連続波のマップ（電波写真）を図 13 に示す。このうち、Cas A は超新星残骸、それ以外は電離水素領域である。

3.3. 受信帯域の高周波化

このように望遠鏡は立ち上がったわけだが、次章以降で説明するように、私たちの研究グループの最大の関心は星形成領域にある。残念ながら現在の 11 m 望遠鏡の受信可能帯域には、星形成領域から放射される適当な分子のスペクト

ル線が存在しない(全く存在しないわけではないが、非常に弱くて観測が困難)。そこで、移設プロジェクトの発足時から、興味深い分子のスペクトル線が比較的豊富に存在する 22 GHz 帯の観測を実現するべく、11 m 望遠鏡の観測システムを更新するという作業を並行して行っている。

新しいシステムの受信帯域は 21.3 – 24.3 GHz である。受信した電波をより雑音を少なく増幅するために、増幅器は絶対温度 12 K まで冷却できるデュワーの内部に入れられている(図 14)。なお、このデュワーを含む受信機システムは国立天文台が天文広域精測望遠鏡 (VERA) で使用しているものと同型のものを複製させてもらい、受信帯域を若干広げたものである。中間周波数部も 4 – 7 GHz 帯に上げている。これは、帯域幅を広げるため、また、携帯電話をはじめとする低周波数帯での人工信号との混信を避けるためである。単一鏡として分光観測を実現するに際して、汎用性を高めたために、システムはかなり複雑になっている(図 15)。どのような装置が想像するのが難しいかもしれないので、図 16 に製作中の中間周波数部の装置を示す。

今秋、既存の観測装置を新システムの装置と入れ換えて総合試験を行い、今年度内に次章以降で述べるような 22 GHz 帯での観測を開始する予定である。どのような観測を計画しているのか、3 つのテーマについて紹介しよう。



図 14 低雑音増幅器が入れられた冷却デュワー。国立天文台天文機器開発実験センターで組み立てた。

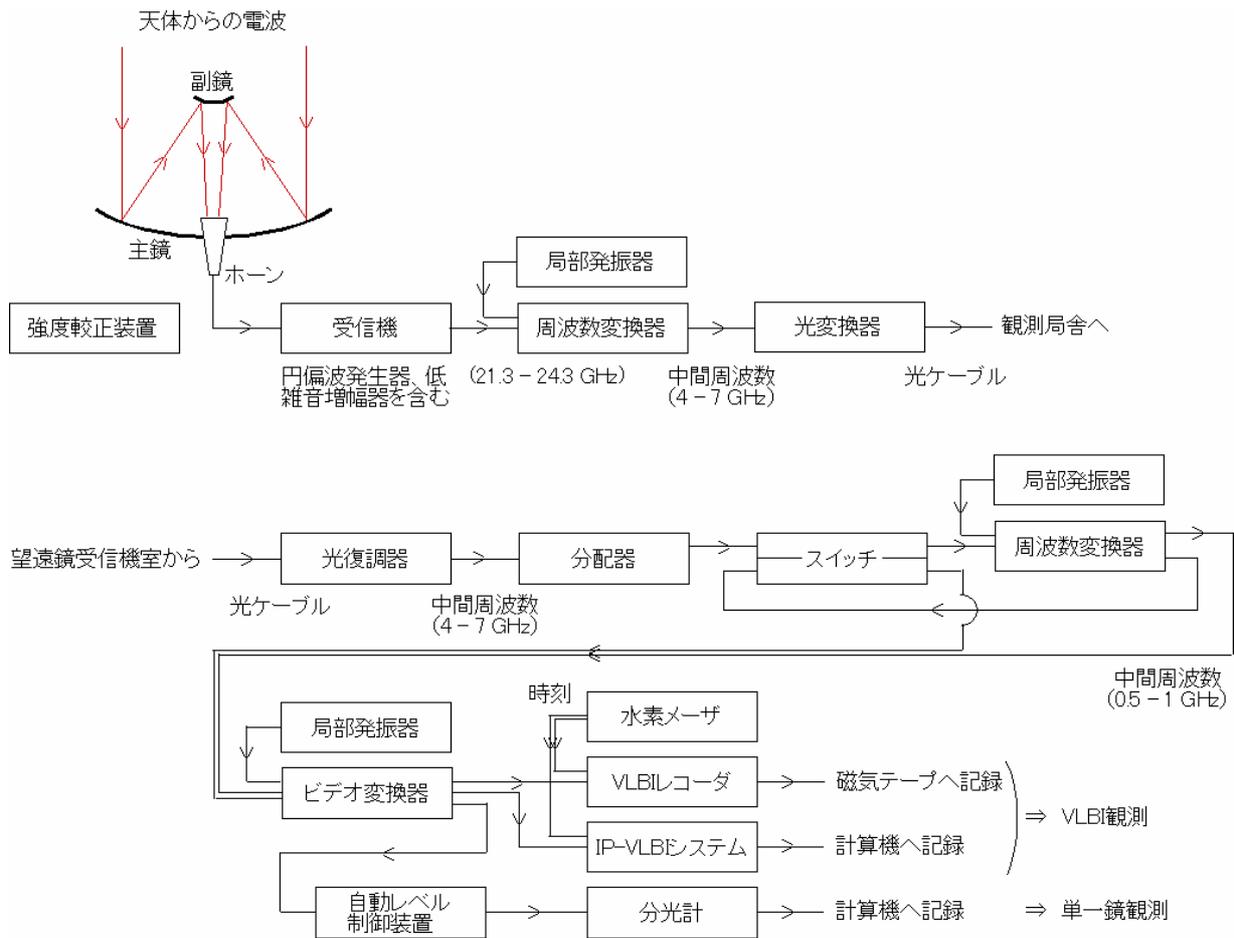


図 15 現在整備中の 22 GHz 帯受信システムの構成図。

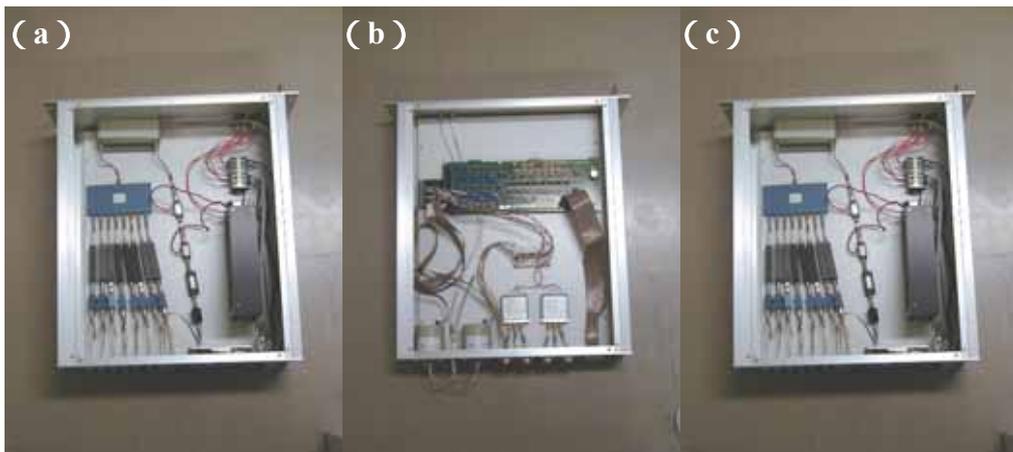


図 16 中間周波数部の装置。(a) 図 15 の分配器、(b) 同図のスイッチ、(c) 同図の周波数変換器。

4. 私たちが目指す研究 銀河系における星形成

夜空に輝く恒星は分子ガスから生まれることがわかっている。星間空間に漂う分子ガスの分布に斑があると、濃い部分はその重力でますます周囲のガスを集めていく。こうして分子ガスの塊（分子雲、図 17 の ）の中に分子雲コアと呼ばれる密度の高い領域が形成される（図 17 の ）。分子雲コアはさらに自分自身の重力（自己重力）で収縮し高密度になっていき、やがて原始星が誕生する（図 17 の ）。原始星はそれほど高温になっておらず、また分子雲に埋もれていることもあって、可視光線で見えることはできず、赤外線で観測される。原始星には、周囲を取り巻く分子ガスが落ち込んでいく（降着、図 17 の ）。こうして原始星は質量を増していき、やがて主系列星として内部で核融合反応を起こして輝き始める（図 17 の ）。一方、生まれたばかりの質量の大きい若い恒星は強い紫外線を周囲に放射し、周辺に残っている分子ガスを温めたり、さらに解離して原子ガスにしたり、より進んで電離ガスにしてしまったりする（図 17 の ）。また、質量の大きな恒星は進化の終末に超新星爆発を起こして恒星内部の物質を星間空間に撒き散らす。撒き散らされた物質や周辺の分子ガスが、爆発の衝撃波で掃き集められてガスの濃い部分ができると、そこから再び恒星が生まれることになる。このように、あたかも輪廻転生のサイクルのように星間空間では星形成を通じて物質循環が行われているのである。

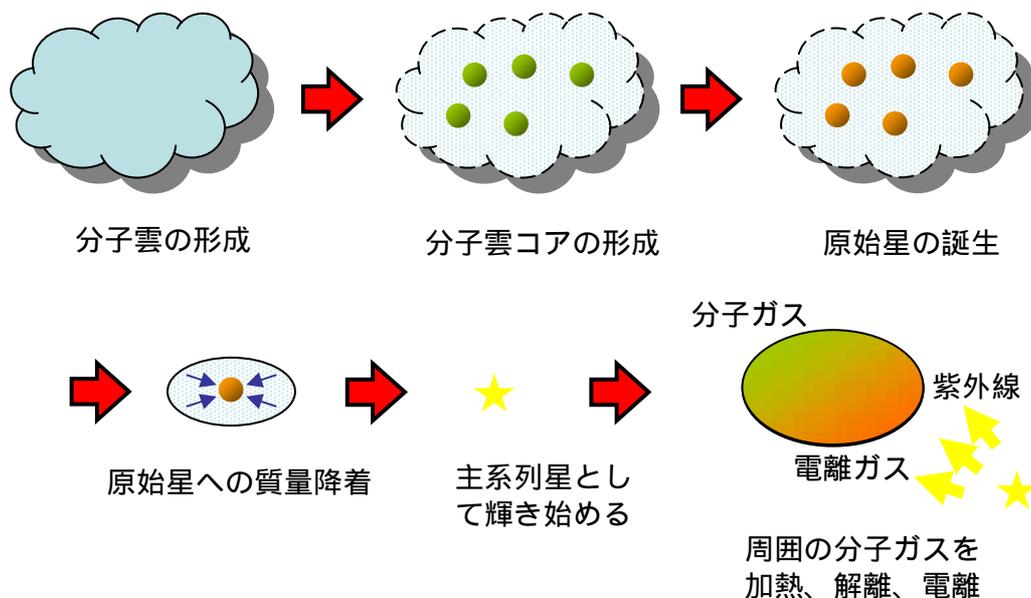


図 17 分子ガスから恒星が誕生する様子。誕生した質量の大きな若い恒星は周辺の分子ガスにも影響を与える。

さて、私たちの研究グループは星形成領域に関心があり、特に銀河系全体に渡る大局的なスケールでの分子ガスと星形成の関係を解明したいと考えている。分子ガスを観測するには電波が適しているということについては 1 章で説明した。しかし、電波なら何でもよいのかということではなく、一般には分子雲からは一酸化炭素分子の出すスペクトル線が最も強く検出される。なぜ、一酸化炭素なのかと思う方もいるかもしれない。なぜなら、宇宙空間に存在する元素は圧倒的に水素が多く、その次にヘリウム、そしてそれ以外の元素は水素に比べると数桁も存在量が少ないからである。分子ガスの組成も圧倒的に水素分子が多いわけだが、水素分子はその対称な構造ゆえに分子雲のような絶対温度が 10 K から数 10 K といった低温状態では放射を出すことができない。つまり、またしても直接観測できないという問題にぶつかってしまうわけである。そこで、次に多い分子である一酸化炭素のスペクトル線を観測することで、分子ガスの分布、運動、物理状態に関する情報を得るのである。分子ガスは熱力学平衡状態あるいはそれに準ずるような状態にあると考えられる。一酸化炭素分子が周囲に存在する圧倒的多数の水素分子と衝突していると考えれば、見えない水素分子について明らかにすることができるのである。一酸化炭素分子よりも組成の少ない分子についても同様である。

一酸化炭素分子のスペクトル線は比較的強く検出されるため、分子ガスの全体像を明らかにするのに適しているが、問題がないわけではない。先ほど分子ガスから星が誕生する過程を見てみたが、分子雲コアのような密度の高い領域は、分子雲の中でも奥の方に埋もれている。このような場合、一酸化炭素分子のスペクトル線で観測すると、図 18 で示すように分子雲の内部が見通せないのである（このような状況を「光学的に厚い」と呼ぶ）。つまり、星がまさに生まれる高密度分子ガスについては、情報を得ることができない。

しかし、幸いなことに、存在量が少ない分子のスペクトル線を観測すると、この問題は解決できる。存在量が少ない分子の場合、分子雲の外縁部の密度の低い領域では分子自体が少なすぎて観測にかからないが、埋もれた高密度領域からのスペクトル線は検出できる。例えば、アンモニア分子のスペクトル線もその典型例である（図 18）。このような分子のスペクトル線を観測すると、星形成に関係する密度の高い分子ガスだけを選択的に捉えることができるのである。

そこで、私たちは 11 m 望遠鏡を使って 22 GHz 帯に存在するアンモニア分子のスペクトル線を観測することで、分子ガスの中でも星形成に密接に関係する高密度分子ガスを調べようと計画している。銀河系内での分子ガスの分布の全体像については、既に一酸化炭素分子のスペクトル線による大規模探査観測から明らかになってきている。私たちは、高密度分子ガスが銀河系の中でどのように分布しているのかということについて明らかにする。これは、星形成の起

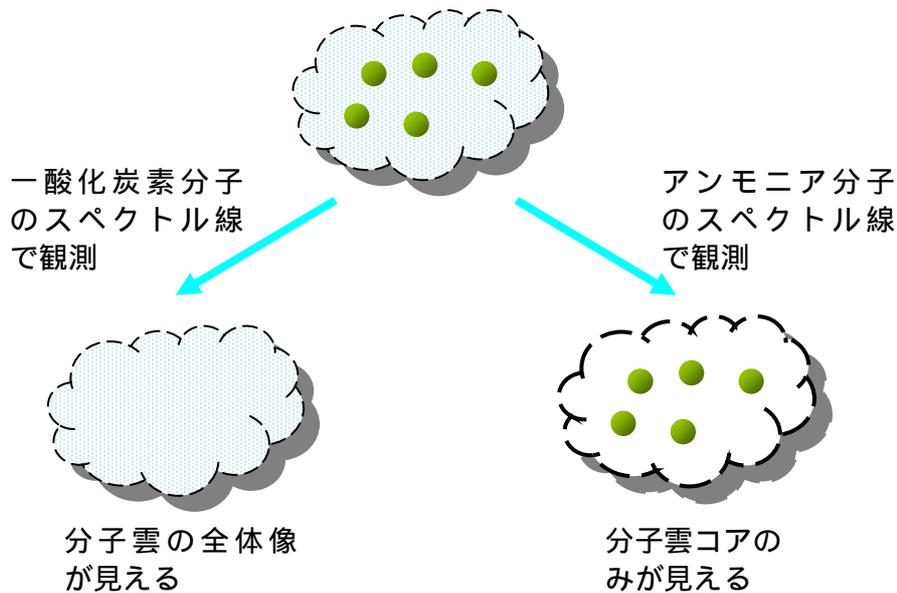


図 18 一酸化炭素分子とアンモニア分子のスペクトル線で分子雲を観測した場合の違い。

こりやすい場所を探すことになる。

また、一般に 1 本のスペクトル線からは物質の量（示量変数）を明らかにすることはできるが、その性質（示強変数）を明らかにすることはできない。そこで、23 – 24 GHz 帯に複数存在するアンモニア分子のスペクトル線（回転量子数 J 及びはしご番号 K を用いて表される $(J, K) = (1, 1), (2, 2), (3, 3), (4, 4)$ ）を同時に観測し、その強度の比から高密度分子ガスの温度と密度を導出する。

銀河系の中で星はどのような場所で生まれるのか、そして星が生まれる分子ガスの温度や密度といった物理状態は銀河系の場所によって異なるのかどうか。私たちは 11 m 望遠鏡を用いてこの問題を明らかにしようと考えている。

5. 私たちが目指す研究 銀河系の構造と運動

ここまで、銀河系（天の川）という言葉をもとに説明なく用いてきたが、その姿はどのようなものであろうか。天の川を赤外線で見ると、図 19 のように見える。天の川の外にあるよその銀河（系外銀河）にもそっくりな姿をしているものがある（図 20）。一方、系外銀河としては渦巻の円盤状のものが多数見つかっており、図 20 に見られるような銀河は渦巻銀河（図 21）を真横から見ていることがわかっている。つまり、天の川は恒星とガスからなる円盤状の渦巻銀河なのである。円盤の直径は約 10 万光年、厚さは 1000 光年程度である。私たちはその円盤の内部に存在するために、渦巻銀河として銀河系を直接見ること



図 19 赤外線で見た天の川。1.25 μm , 2.2 μm , 3.5 μm のバンドの合成像。【出典：NASA ホームページ】



図 20 系外銀河 NGC 891 の可視光像。渦巻銀河を真横から見ている。【出典：NASA Skyview】



図 21 系外銀河 NGC 2997。渦巻銀河を真正面から見ている。【出典：NASA Skyview】

はできない。では、私たちはどのようにして銀河系の姿を知るのだろうか。

銀河系の渦巻構造を最初に明らかにしたのは、2章で述べた中性水素原子の放射する波長 21 cm のスペクトル線の観測である。天体は非常に遠方にあるため、私たちは一般に天体が実際に動く様子を観測することはできない。手掛かりは、スペクトル線のドップラー効果によるずれである。これは、運動する天体が放つスペクトル線が、私たちに近づく天体の場合は波長が短い方に、遠ざかる天体は波長が長い方にずれるというおなじみの性質である。もし、銀河系が円運動をしているならば、銀河系の各半径での回転速度（これを回転曲線という）がわかれば、視線方向のずれの速度（視線速度という）から視線方向のどの位置に天体が存在するのかがわかるわけである（図 22）。詳細は省くが回転曲線も 21 cm 線の観測から明らかになっており、銀河系の姿を間接的に描くことに成功したのである（図 23）。

しかし、一つの問題が生じてきた。実は、宇宙に存在する渦巻銀河の多くが中心部分に棒状の長く伸びた構造を持つ棒渦巻銀河（図 24）であることがわかってきた。そして、銀河系にもどうやら棒状構造があるらしいことが赤外線観測などから明らかになってきたのである。これはやっかいな問題である。な

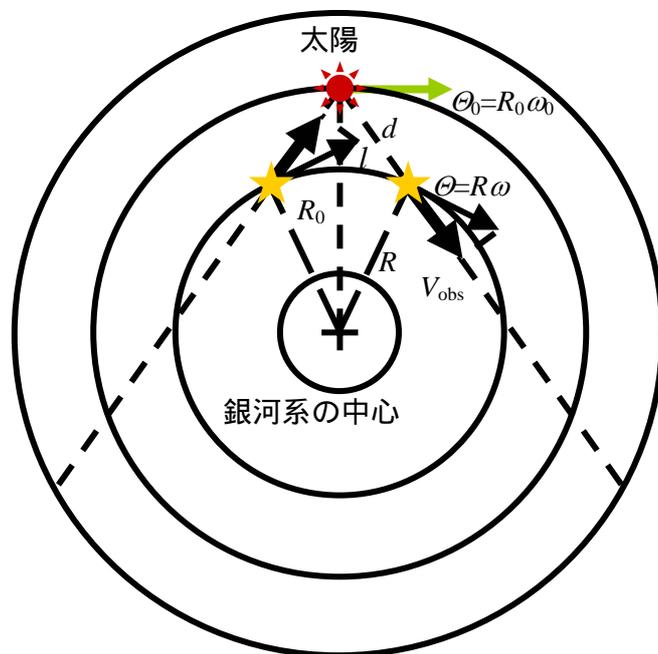


図 22 銀河系の回転と天体の位置。銀河系が円運動をしていると仮定すると、回転曲線（各半径での回転速度）がわかれば、視線速度の測定から天体の位置が推定できる。

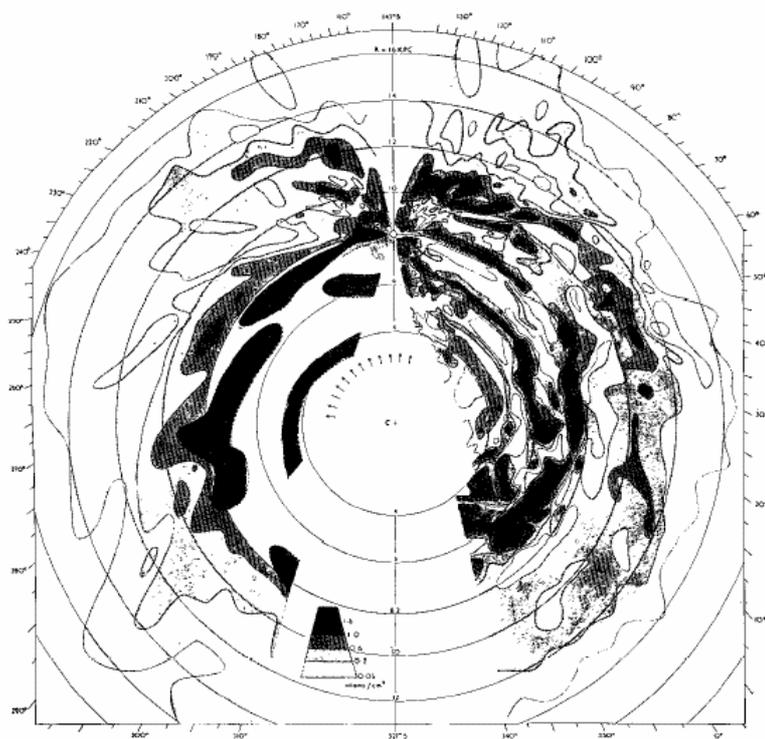


図 23 中性水素原子の波長 21 cm のスペクトル線が描き出した銀河系の姿。【出典：Oort et al. (1958)】



図 24 棒渦巻銀河 NGC 1300。【出典：NASA Skyview】

ぜなら、棒渦巻銀河のように非軸対称な系では、天体の運動が円運動で近似できなくなるからである。円盤内にいる私たちには、棒の大きさや向きさえも推定は容易でないため、天体が視線方向の奥行きどの辺りに位置するかということを知るのはかなり困難なことである。

そこで、私たちは間接的な手掛かりから銀河系の姿を何とか描き出そうとし

ている。近年、ミリ波での観測が高空間分解能化、高感度化し、系外の棒渦巻銀河における分子ガスの分布や星形成領域の分布が明らかになってきた。例えば、棒状部分に細い帯状に星形成領域が集中する銀河が多数見ついている。このように直接姿を見ることができる系外銀河と比較するのである。前章で私たちは 11 m 望遠鏡を使ってアンモニア分子の観測を行い、銀河系内の星形成領域の探査をすると紹介した。このデータを使うのである。星形成領域は銀河系全体にまんべんなく分布しているとは考えられないので、銀河系全体に分布する天体からの情報も必要になる。その候補が晩期型の恒星からのメーザースペクトル線である。22 GHz 帯には水分子の出す強いメーザースペクトル線が存在する。私たちは 11 m 望遠鏡で銀河面に沿って水メーザーのスペクトル線を探査することを計画している。水メーザーの観測はこれまでも多数なされてきているが、いずれもメーザーが検出される可能性の高い場所を狙ったものである。私たちは望遠鏡を占有できるという利点を活かして、無バイアスに探査してより多くのメーザー源を探し出そうとしている。さらに、私たちの研究室の理論天文学のグループと共同で計算機シミュレーションによって理論的な考察も試みる。間接的にはあるが、何とか銀河系の姿を知ろうというわけである。

6. 私たちが目指す研究 活動銀河核

先の 2 つの章で取り上げた研究は、どちらも 11 m 望遠鏡を単一鏡として使用して銀河系について調べるといえるものであるが、私たちは VLBI 観測によってもっと遠方の天体を高い空間分解能で観測することも計画している。

これまで、何の説明もなく VLBI 観測という言葉は何度か使用したが、VLBI というのは超長基線干渉計と呼ばれるもので、複数の望遠鏡を同時に同じ天体に向けて観測するシステムである。望遠鏡は口径が大きいほどより高い空間分解能（視力）を得ることができる。しかし、単一の望遠鏡では作れる大きさに限界がある。現在、可動式のパラボラで最大のものは口径が 100 m、固定式のもので 300 m のものがあるが、これ以上は困難である。この限界を打破するのが、干渉計あるいは VLBI である。例えば、2 台の望遠鏡を同じ天体に向けて観測すると、天体は望遠鏡間の距離に対して非常に遠方に存在するために、その電波は平行に入射する。一方の望遠鏡に対して他方に入射する電波はやや遅れることになる（図 25 で $d \cos \theta$ だけ電波の伝播経路が長くなるため）。望遠鏡間の距離が正確にわかっているならば、電波の到達時間のずれから天体の空間情報を得られることになる。これが干渉計の原理である。なお、天体が点源であれば、逆に望遠鏡間の距離を正確に導出することができる。これが、測地 VLBI 観測である。望遠鏡間の距離が近い場合は、ケーブルでつないでデータを送って処理できる

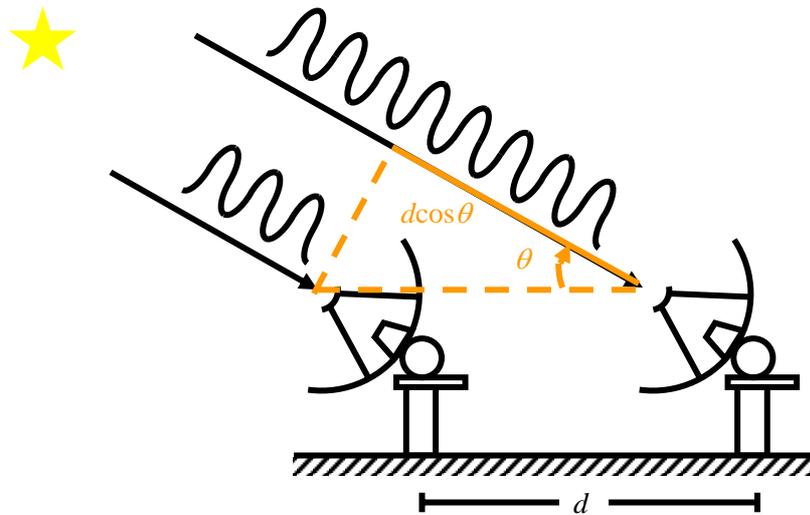


図 25 干渉計の原理。

(結合型干渉計)が、何 10 km も離れると伝送損失等の問題が生じるため、データを正確な時刻情報とともに磁気テープに記録し、そのテープを相関局に持ち込んで処理することになる。これが VLBI 観測である。このとき、望遠鏡間の距離を口径とする巨大な望遠鏡で観測したのと同じ空間分解能が得られるのである。

苫小牧の 11 m 望遠鏡を国内の電波望遠鏡と結んで VLBI 観測を実施すると、ミリ秒角の空間分解能が得られる。私たちは、この高い空間分解能を活かして、活動銀河の中心核の観測も行う予定である。活動銀河には中心に巨大なブラックホールが存在すると考えられており、そこに物質が落ちていく際に巨大なエネルギーを開放する。その構造はまだ完全には解明されておらず、銀河の誕生や進化の問題とも関係したたいへん興味深い研究テーマである。

7. 北海道から宇宙へ

さて、長々と稚拙な文章を書いてきたが、電波天文学というものが少しでも理解していただけたら幸いである。私たちの研究グループは、まだできたばかりで望遠鏡の立ち上げとともにこれから成長し、成果を挙げていく予定である。メンバーも少なく、観測だけでなく装置の製作から望遠鏡のメンテナンスまで全て自分たちで行わなければならない。天文学をやりたいと言って私たちの研究グループに加わった学生たちは、ときに工作室で電動ノコギリと格闘し、ときにパラボラの上に上がって鏡面の掃除をする。一見天文学と関係ないように思われるかもしれないが、私は貴重な経験だと思っている。「自分たちの望遠鏡」

という意識を強く持って欲しいと願うためである。世界に望遠鏡は数あるが、システム全てを知り尽くし、常に最良の状態で観測に臨むという環境にある学生は、かなり恵まれていると思う。

北海道にやってきた電波望遠鏡。高校生の若い皆さんが関心を持って下さり、いつかの日か私たちのグループに加わって研究の喜びを共有できたら嬉しい限りである。

折りしも季節は短い夏。夜、郊外で星空を眺めると、天の川が横たわっていることだろう。あの星の帯の間の漆黒の闇で、まさに星が生まれつつある。どんな現象が起こっているのだろう、そんな疑問を持ってもらえたらと思う。

8. 参考文献、資料等

この文章を作成するにあたり、以下の文献及びホームページを参考にした。

赤羽賢司、海部宣男、田原博人 著

宇宙電波天文学（共立出版）

John D. Kraus 著

Radio Astronomy, 2nd edition (Cygnus-Quasar Books)

国立天文台野辺山宇宙電波観測所

<http://www.nro.nao.ac.jp>

NASA

<http://www.nasa.gov>

NASA Skyview

<http://skyview.gsfc.nasa.gov/cgi-bin/titlepage.pl>

アメリカ合衆国国立電波天文台

<http://www.nrao.edu>

謝辞

北海道大学苫小牧 11 m 電波望遠鏡の立ち上げに際しては、国立天文台、通信総合研究所及び本学内外の多数の関係者の方々に多大なご協力をいただきました。ここに深く感謝致します。