

サイドバンド分離受信機搭載 60 cm 望遠鏡の開発 —世界最小のミリ波望遠鏡復活へ—

中 島 拓

〈大阪府立大学大学院理学系研究科物理科学専攻 〒599-8531 大阪府堺市中区学園町 1-1〉

e-mail: s-tac@p.s.osakafu-u.ac.jp



ミリ波、サブミリ波帯の電波望遠鏡の多くは、その心臓部ともいえる受信機に、ヘテロダイン方式の周波数変換器（ミクサ）を用いている。これは、天体からの信号と発振器からの信号を混ぜて、その差周波の信号を取り出すことで、より周波数の低い（波長の長い）扱いやすい信号に変換する方式である。今回われわれは、200 GHz 帯で導波管を用いたサイドバンド分離型という新たな超伝導ミクサを開発し、これを野辺山にある口径 60 cm のミリ波望遠鏡に搭載した。そして、波長 1.3 mm 帯にある一酸化炭素分子 ($^{12}\text{C}^{16}\text{O}$) およびその同位体置換種 ($^{13}\text{C}^{16}\text{O}$) の分子スペクトルを用いた広域にわたるマルチライン同時観測に、世界に先駆けて成功した。現在、北天銀河面の全面マッピングおよび太陽系近傍の分子雲に対する大規模サーベイ観測などを行っている。

1. はじめに

日本の電波天文学のメッカといえば、長野県にある国立天文台野辺山電波観測所です。JR の駅の中では、最も標高が高い野辺山駅から 2 km ほどの場所に位置しており、八ヶ岳山麓の静かな高原の天文台という素晴らしい環境にあります。電波観測所には、直径 45 m のパラボラアンテナを抱いた世界最大級のミリ波望遠鏡をはじめ、6 基の 10 m アンテナからなる電波干渉計、同じ敷地にある太陽電波観測所の直径 80 cm のアンテナ 84 基がずらりと並んだ電波ヘリオグラフなど、さまざまな電波望遠鏡が設置されています。

そんな観測所の片隅に、1 台の小さな電波望遠鏡があります。その名も「Very Small Telescope 1 号機 (VST-1)」。設置型で定期的に運用されているミリ波帯望遠鏡としては、世界最小の望遠鏡で

す¹⁾。本稿では、2003 年頃から本格的に行ってきた 60 cm ミリ波望遠鏡のリニューアルについて、その目的と開発の内容、さらに今後のサイエンスの計画について紹介したいと思います。

2. Very Small Telescope—その小ささのわけ

VST-1 (図 1) は、1988 年に東京大学大学院理学系研究科附属天文学教育研究センターと国立天文台野辺山宇宙電波観測所の共同プロジェクトとして建設され、1991 年 1 月から本格観測が始まりました。一酸化炭素分子輝線 (^{12}CO ; $J=2\rightarrow 1$) の回転遷移によって放射される、周波数が 230 GHz (波長 1.3 mm) のスペクトル観測を精力的に行い、銀河面サーベイによる天の川銀河の構造^{2), 3)}、オリオン座巨大分子雲の内部構造や形成機構⁴⁾、銀河系中心領域の巨大な分子雲複合体と活動性と



図1 野辺山に設置された 60 cm ミリ波望遠鏡 (VST-1) の外観。今回のリニューアルを終え、2005年4月に撮影したもの。



図2 チリのアンデス山中、ラシヤにあるヨーロッパ南天天文台に設置された VST-2。(撮影者：澤田剛士)

の関連⁵⁾、超新星残骸と分子雲との相互作用⁶⁾などの研究を行い、多くの成果を上げました。

さらにこれらの成果を受けて、スウェーデンのオンサラ天文台やヨーロッパ南天天文台、チリ大学と共同で、60 cm 望遠鏡の2号機「VST-2」が、南米チリのヨーロッパ南天天文台ラシヤ観測所に作られました(図2)。こちらの望遠鏡では、南天の天の川の観測⁷⁾、大マゼラン銀河の観測⁸⁾、銀河系中心領域の観測⁹⁾などが行われました。

望遠鏡は、口径が大きいほど空間分解能や集光力が良くなります。したがって、世界中でこぞっ

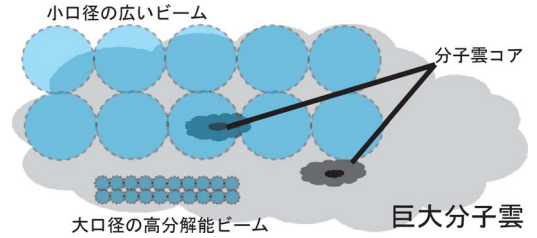


図3 ビームの大小による分子雲観測の違いのイメージ。広いビームは、分子雲のように大きく広がった構造を短時間でとらえ、さらに注目すべき内部構造が置かれた周辺環境などを効率良く明らかにできる利点をもつ。

て巨大な望遠鏡の建設を目指すというのは当然の話で、電波望遠鏡も例外ではありません。野辺山の45 m 鏡も巨大ですが、さらに大きな望遠鏡として、ドイツやアメリカには可動鏡として世界最大の100 m 望遠鏡がありますし、プエルトリコのアレシボ天文台には、地形を利用して作られているために鏡面は固定されていますが、直径305 m というものまであります。それにもかかわらず、なぜVSTのように、直径がわずか60 cm しかない望遠鏡が作られることになったのでしょうか？

望遠鏡には、「空間分解能＝観測波長÷口径」という関係があります。つまり、同じ観測波長であれば、口径が大きいほど解像度が高いため、細かいところまで見分けられるようになり、逆に口径が小さくなると、解像度が低くなるのです。ですから、45 m 鏡のような巨大な望遠鏡は、高い空間分解能(最高周波数の115 GHz 帯で約15秒角、1 kpc の距離では0.07 pc に相当)で、小さな天体や構造を詳しく観測することができますが、それゆえ、数十 pc スケールに及ぶ巨大分子雲の全面マッピングのような観測をしようとすると、膨大な観測時間が必要となってしまいます。

一方、60 cm 鏡のような小口径の望遠鏡では、0.1 pc スケールの分子雲コアのように小さな構造は、十分に分解できませんが、非常に広い範囲を短い時間で観測できるので(60 cm 望遠鏡の200

GHz 帯での空間分解能は約9分角, 1 kpc の距離では 2.6 pc に相当), 分子雲などの広がった構造をサーベイしたり, 天の川銀河全面にわたる大局的な物理状態を明らかにするのに適しています.

つまり, 小さな望遠鏡は, 大きな望遠鏡より性能が悪いのではなく, ちょうどカメラのレンズでいう「広角レンズ」の役割をするわけです. 広角レンズを使って, 空いっぱい広がっている天の川の全体や, 巨大分子雲の大局的な構造を素早く調べ上げ, その中に発見された小さな天体は, 大きな望遠鏡を用いてさらに分解していく, これが Very Small Telescope の役割であり狙いなのです (図3).

現在, チリのアタカマ高地に日米欧の国際共同プロジェクトである ALMA (Atacama Large Millimeter/submillimeter Array) の建設が行われています. ALMA の空間分解能は, 最大で 0.01 秒角 (最高周波数 950 GHz 帯で, 最大基線長の場合の性能) に達します. これにより ALMA は, これまでに私たちが見たことのない新しい宇宙像を次々に明らかにすることが期待されます. しかしながら, このような空間分解能が非常に高い望遠鏡で, 効率よく観測を行うためには, あらかじめ重要かつ適切な観測ターゲットを絞り込むことが必要となるのは, 言うまでもありません. したがって, 巨大な望遠鏡が次々と作られている今日こそ, VST のように広い視野をもち, 広範囲を短時間で観測できる中・小口径望遠鏡の存在が, まずます大切なものになっているといえるでしょう.

なお, 口径 60 cm という大きさに決まったことにもちゃんとした理由があります. これまでに小口径の望遠鏡を用いた広域サーベイとして, アメリカのハーバードスミソニアン天体物理学センター (CfA) が観測している $^{12}\text{CO} (J=1\rightarrow 0)$ (周波数 115 GHz, 波長 2.6 mm) があります (多くの論文が出ていますが, 例えば文献 10, 11 を参照). この観測に用いられている望遠鏡の口径は 1.2 m で, 空間分解能は約9分角です. この $^{12}\text{CO} (J=$

$1\rightarrow 0)$ の観測結果と, われわれがターゲットとしている $^{12}\text{CO} (J=2\rightarrow 1)$ の結果を直接的に比較するために, 1.2 m の2分の1の大きさである 60 cm が採用されました. つまり, $^{12}\text{CO} (J=2\rightarrow 1)$ のスペクトルは, $^{12}\text{CO} (J=1\rightarrow 0)$ のスペクトルに対して, 波長が2分の1ですので, これで空間分解能が等しくなるのです.

3. さらに高感度・高効率を目指して

私たちは, この 60 cm 望遠鏡のサーベイ能力をさらに向上させ, より高い観測効率を実現させるために, 望遠鏡のリニューアルに着手しました.

電波望遠鏡は, アンテナ, 受信機, 分光器, 制御系などで構成されています (図4). そのうち, 望遠鏡の心臓部とも言われるのが「受信機」です. 受信機の特性によって, 観測できる周波数が決まるだけでなく, 受信機自身も持っている雑音 (一般的に, 温度に換算して“雑音温度”と呼ぶ) によって, 望遠鏡の感度が決まり, 観測の効率や精度が大きく左右されるからです. 「宇宙からの微弱な電磁波をいかに良い感度で検出するか」は, 観測天文学の最も基本的で重要な課題です. したがって, 受信機の高性能化は電波望遠鏡開発の最重要課題ともいえるのです.

宇宙からの微弱な電波は, アンプを用いて増幅することが必要です. しかし, ミリ波やサブミリ波といった周波数の高い電波領域では, 信号を直接的に増幅できる良いアンプが存在しません. そ

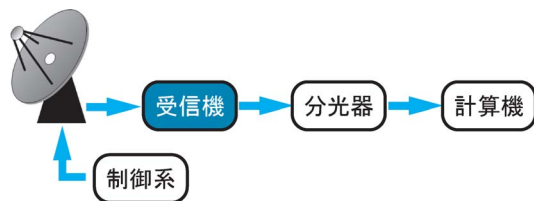


図4 電波望遠鏡の大まかな構成. パラボラアンテナで集めた宇宙からの電波は, 受信機によって, 周波数変換・増幅された後に, 分光器に送られ, スペクトル分解される.

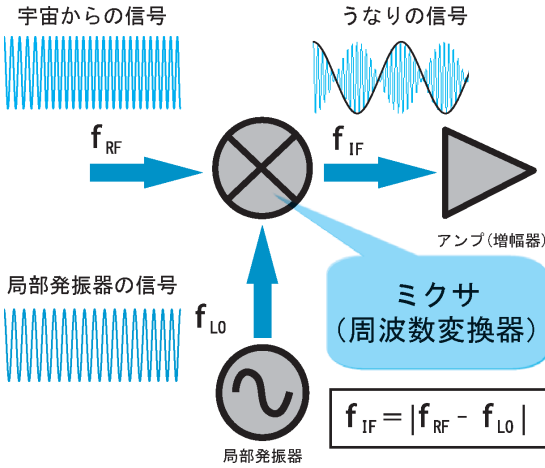


図5 ヘテロダイン方式のミクサによる周波数変換の模式図。宇宙からの信号に対し、少しだけ周波数の異なる信号を発振器で人工的に作って混ぜると、より周波数の低い“うなり”の信号を取り出すことができる。

ここで、天体からの信号 (f_{RF}) をより扱いやすい低い周波数の信号 (f_{IF}) に変換した後に、アンプで増幅するというを行います。このとき用いる周波数変換器が「ミクサ」です。ミクサは、2種類の異なる信号を混ぜ合わせる「ヘテロダイン方式」によって、周波数を変換します (図5)。

ヘテロダインミクサは、言い換えれば局部発振器の周波数 (f_{LO}) に対して、 $\pm f_{IF}$ となる周波数帯 (サイドバンドと呼ぶ) の両方に対して感度があります (図6)。これをダブル・サイドバンド (DSB) と呼び、このようなモードで動作するミクサを DSB ミクサと呼びます。例えば、 $f_{LO}=225$ GHz, $f_{IF}=5$ GHz では、230 GHz と 220 GHz の両方の周波数帯に感度があるわけです。このとき f_{LO} に対して高周波側のサイドバンドを upper sideband (USB), 低周波側を lower sideband (LSB) と呼びます。DSB ミクサ単体では、USB と LSB の信号が混ざった状態で出力され、サイドバンドごとの分離はできません。これは、連続波を受信するときには良いのですが、線スペクトルを受信するときには、必要のないサイドバンド (これを

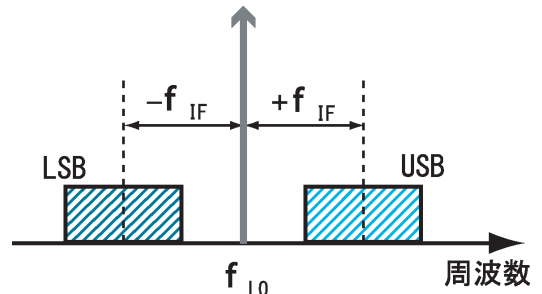


図6 局部発振周波数 (f_{LO}) に対する上下のサイドバンド (斜線部) の模式図。 $\pm f_{IF}$ となる周波数帯域に受信機は感度がある。SSB モードでは、このうちどちらか片方だけ受信するが、2SB モードでは、両方を個別かつ同時に取り出すことができる。

イメージバンドと呼ぶ) からのスペクトルが混ざり込んでしまうため、目的のスペクトルの分離や同定が困難になる、大気雑音が漏れ込んで雑音温度が上昇する、受信状態の不安定性が増加するなど種々の問題が生じます。したがって、実際の観測では、目的のスペクトルがあるサイドバンドのみを取り出すシングル・サイドバンド (SSB) モードでの観測が強く求められます。

これまで SSB で受信する方法としては、複数の可動鏡を用いた準光学的手法 (マーチン・パープレット型¹²⁾の SSB フィルター) や、ミクサに調整機構をもたせて整合をとる方式¹³⁾などが利用されてきましたが、共に機械的な可動部分をもつためにチューニングが必要で、再現性や経時変化などに問題がありました。さらに、両サイドバンドのうち、どちらか一方しか取り出せないことも欠点といえるでしょう。加えて、SSB フィルターのように複数の光学素子を用いると、受信機に入る前の電波の損失が大きくなり、これも望遠鏡の感度を下げる大きな原因の一つとなってしまいます。実際に 60 cm 望遠鏡も、受信機の直前に SSB フィルターを使っていましたが、複数の可動鏡の調整が困難で、当初予想していた受信機の性能が、十分発揮できないことがわかっていました。

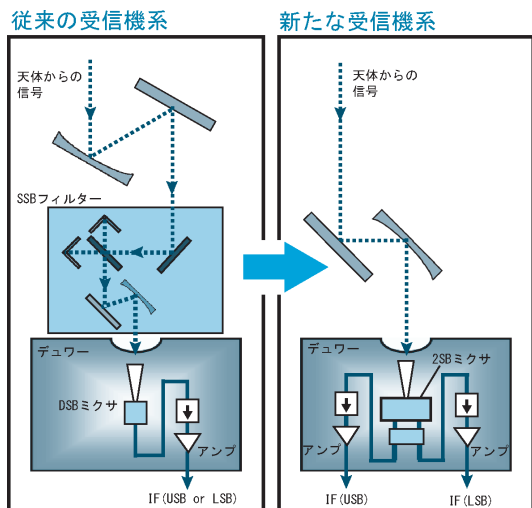


図7 60 cm 望遠鏡の新・旧受信機系の比較。従来は、ミキサの前にフィルターを置いていたが、新受信機系では、それが不要になるうえ、両サイドバンドの信号が分離され、同時に受信できる。

そこでわれわれは、このようなフィルターを使わずに、サイドバンドごとの信号を分離し、個別に取り出す方式を利用した新しいミキサの開発を行いました。このように、二つのサイドバンドの信号を分離して同時に受信できる方式を、両サイドバンド (2SB) 方式と呼びます。なお、従来から利用されている 2SB 方式の受信機として、ワイヤグリッドによって受信信号を分離する方法¹⁴⁾がありますが、これには二つのホーンが必要となるため、ビームスクイント (二つのホーンの指向性のずれ) などの問題が避けられません。今回われわれが採用した導波管回路による 2SB ミキサ¹⁵⁾は、一つのホーンで受信した信号を導波管内で分離するため、ミキサ単体で USB, LSB のサイドバンドを分離して同時に出力することができます (図7)。従来のような光学素子による損失が低減するだけでなく、可動部分が一切ないので安定して動作し、超伝導受信機に一般的に使われているデューワー (真空冷凍容器) の中に配置できるので、受信機システム全体がコンパクトになるな

ど、多くの利点が挙げられます。観測的には、上下のサイドバンドに含まれる複数の星間分子スペクトルに対するマルチライン同時観測が可能となる大きな利点があります。さらにこれらのスペクトル同士には、相対的な望遠鏡の指向誤差が全くないことになります。したがって、このような観測が実現すれば、観測効率を従来の2倍以上に高めることになるわけです。

これまでに、筆者が所属する大阪府立大学宇宙物理学研究室では、国立天文台 ALMA グループと協力して、100 GHz 帯の導波管型 2SB ミキサの開発を行い^{16), 17)}、これを実際に望遠鏡に搭載することで、導波管型 2SB ミキサを用いた観測としては、世界で初めて天体からのスペクトルを受信することに成功しました¹⁸⁾。筆者は、この受信機のスケールモデルとして、より高周波の 200 GHz 帯導波管型 2SB ミキサを開発し、60 cm 望遠鏡への搭載を目指したのです。

4. 200 GHz 帯導波管型 2SB ミキサ開発

230 GHz 付近には、星間分子雲の観測に欠かせない ¹²CO の J=2→1 のスペクトルがあります。それが 60 cm 望遠鏡のメインターゲットであることは先に述べたとおりですが、実はこの周波数

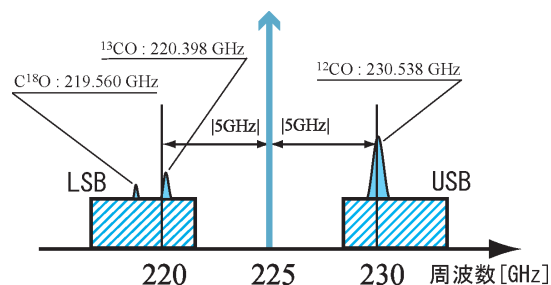


図8 200 GHz 帯にある CO スペクトルの静止周波数と 2SB ミキサの IF 周波数帯との関係。f_{Lo} を 225 GHz とし、f_{IF} の 5 GHz 付近 (例えば 4-8 GHz 帯) を取り出すと、USB に ¹²CO、LSB に ¹³CO と ¹⁸O が入るので、CO マルチラインの同時観測が可能である。

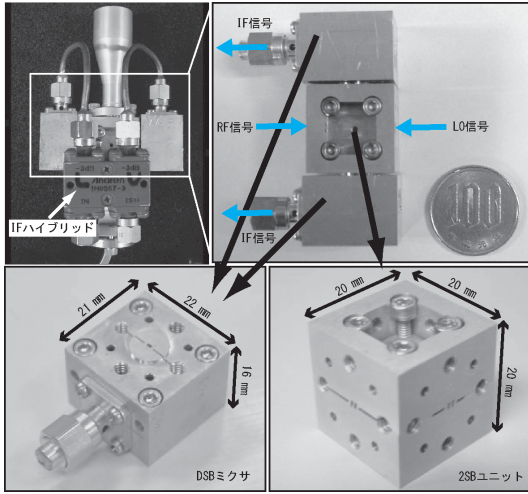


図9 左上写真が、2SB ミキサ全体の外観。右上写真のように、二つの DSB ミキサと、2SB ユニットとの組み合わせで構成される。

帯を 2SB 受信機で観測する利点があるが、もう一つあります。それは ^{12}CO の同位体置換種である ^{13}CO や C^{18}O のスペクトルが、およそ 10 GHz 離れた 220 GHz 付近の周波数にあることです。つまり図8のように、適切に LO 信号の周波数と IF 信号の周波数帯を選択すると、これらのスペクトルがちょうど 2SB 受信機の下側のサイドバンドに入

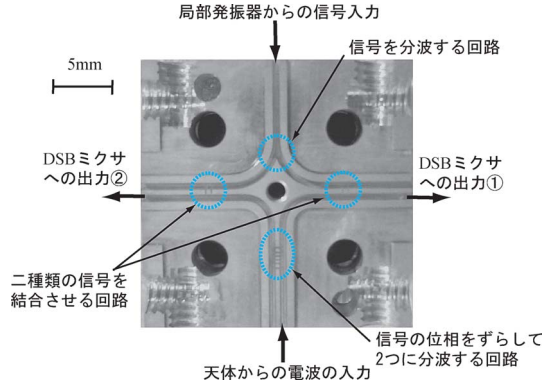


図10 さまざまな導波管回路をまとめた 2SB ユニットの内部。200 GHz 帯の導波管は、約 1 mm×0.5 mm とたいへん小さいので、回路は超微細加工が必要となる。

ることになり、CO マルチライン同時観測が可能になるのです。このような観測は、2SB モードで受信して初めて可能となります。

2SB ミキサの全体像は、図9のようになります。2個の DSB ミキサと、2SB ユニットと呼ばれる一辺 2 cm 角の導波管回路をまとめたコンポーネント（図10）から構成されます。また、ミキサに用いる超伝導素子は、野辺山宇宙電波観測所にあるクリーンルームで製作されたものを使用し

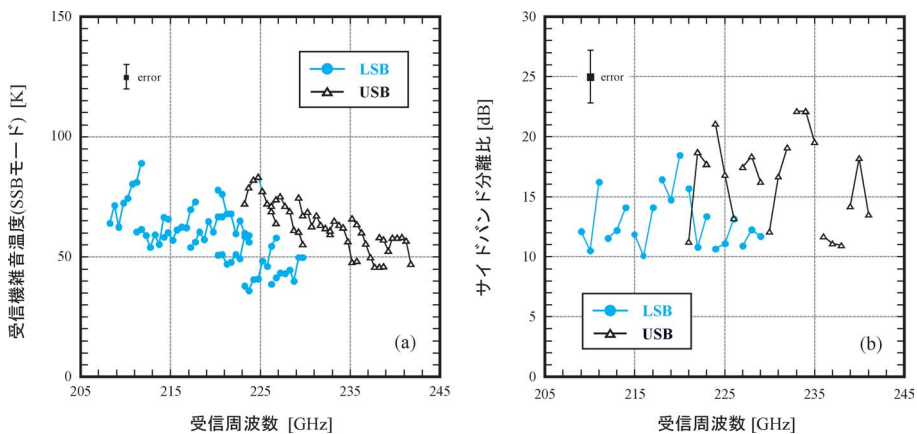


図11 本研究で開発した 2SB ミキサの受信周波数に対する (a) 受信機雑音温度、(b) サイドバンド分離比のグラフ。どちらも目標値を達成し、世界最高性能の水準をもつ受信機の開発に成功した。図中の誤差範囲は、(1) 計測機器の測定誤差、(2) 測定に用いた基準温度黒体の温度変動に起因する誤差、(3) 黒体の放射温度と物理的な温度との差によって発生する誤差を考慮したときの典型値を示した。

た。この超伝導素子は、あらかじめ液体ヘリウム温度（約 4 K）で電流・電圧特性を測定し、特性の良いものを選んで、ミクサブロックに装填します。素子の大きさは、長さが約 4 mm、幅が約 0.25 mm とたいへん小さいので、このときの作業は、顕微鏡とピンセットを使っての細かい作業になります。このときは、独り野辺山の実験室にこもり、巨大な電波望遠鏡のすぐ近くで、はるか遠い宇宙に思いをはせながら、しかしひたすら顕微鏡をのぞき込む……という、ちょっと不思議な感じの作業でした。前述のように、2SB ミクサは 2 個の DSB ミクサの組み合わせになるので、これらの特性や性能がよくそろっていることが、性能の良い 2SB ミクサを開発するために重要であるといえます。望遠鏡への搭載前に、あらかじめ実験室で性能評価を行います。このような超伝導素子の組み合わせを選ぶ作業は、たいへんな時間と労力を要する作業です。

最終的に、われわれが開発した 2SB ミクサの性能を図 11 に示します。左のグラフ (a) は、SSB モードで動作させたときの受信機雑音温度、右のグラフ (b) はサイドバンド分離比で、それぞれ受信周波数（観測周波数）を横軸にとったものです。ここで、サイドバンド分離比とは、上下のサイドバンド相互の信号の漏れ込みの度合いを表しており、値が大きいほど良い性能になります。われわれは、前者に 100 K 以下、後者に 10 dB 以上（dB は、デシベルという単位で、10 dB 以上ならば信号の漏れ込みは 10% 以下であることを表す）という目標値を設定していましたが、これを全周波数帯域で達成し、受信機雑音温度は SSB モードで 60.2 ± 4.8 K、サイドバンド分離比は 15.0 ± 2.2 dB という高性能な受信機の開発に成功しました。

5. 世界最小ミリ波望遠鏡の復活！

早速われわれは、開発した受信機を野辺山にある 60 cm 望遠鏡に搭載しました。搭載にあたり、伝送光学系（60 cm のパラボラアンテナで集めた

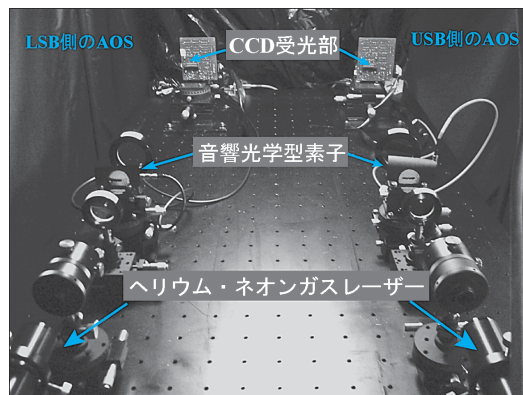


図 12 2 周波同時観測のために、光学定盤上に 2 系統が開発された音響光学型分光計 (AOS) の様子。従来設置されていた受信機室から、温度環境の良い観測室の暗幕内に移設された。

天体からの電波を受信機まで導く（伝送ミラー）を新たに設計・製作したものと交換しました。さらに新しい受信機は、2 周波同時観測可能なので、この仕様に適合した 2 系統の信号増幅系、電波分光器 (AOS: 図 12) を整備し¹⁹⁾、制御システム²⁰⁾も稼動マシンをこれまでの PC9801RX から DOS/V 機に交換、OS も MS-DOS から Linux に変更しました。つまり 60 cm 望遠鏡は、60 cm の主鏡以外のほとんど大部分を改修し、まさに新しい望遠鏡として生まれ変わったのです！

そして、2005 年 1 月に太陽の連続波のテスト受信に成功、それから 2 カ月後には、当初の狙いどおり、オリオン KL 領域からの ^{12}CO ($J=2 \rightarrow 1$)、 ^{13}CO ($J=2 \rightarrow 1$) の 2 種類の星間分子スペクトルの同時受信に成功しました。このときの観測から、サイドバンド分離比の実測を行った結果が図 13 です。分離比は、USB で 13.9 dB、LSB で 14.8 dB となり、実験室での性能を再現するとともに、従来の SSB フィルターともほぼ同等の性能であることがわかりました。その後、信号の漏れ込みを抑えるために、狭帯域のフィルターを製作・搭載するなど、各部の調整を経て、2005 年秋からは本格的な観測が開始されました。

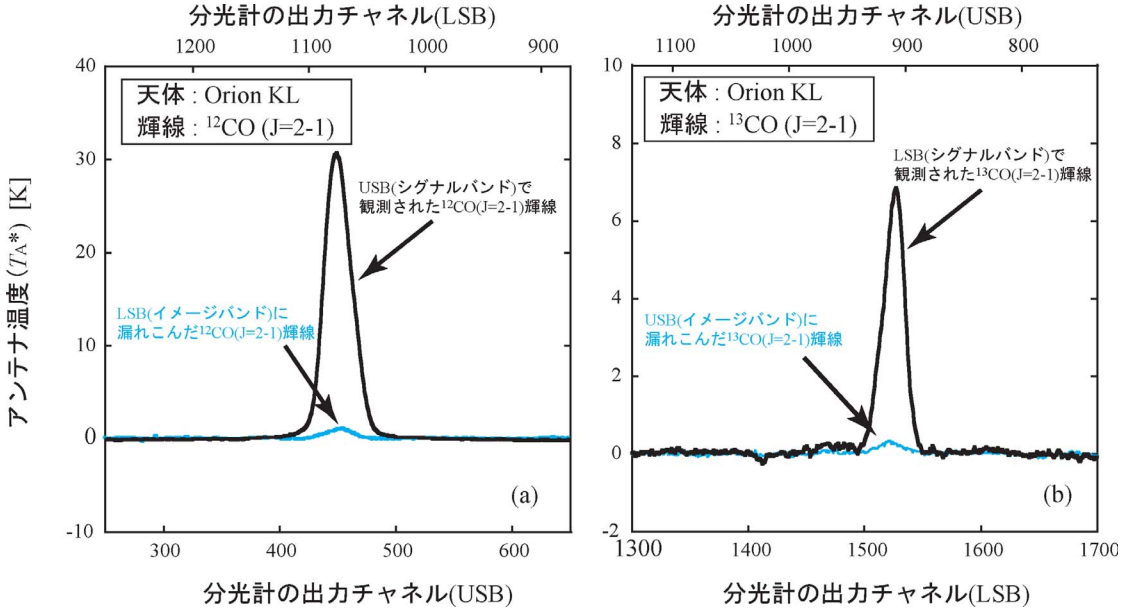


図 13 オリオン KL 領域を観測したときの (a) ^{12}CO ($J=2\rightarrow 1$), (b) ^{13}CO ($J=2\rightarrow 1$) のラインプロファイル. これらのデータから, USB, LSB 相互の漏れ込みがわかる. つまり, 天体のスペクトルを用いることによって, サイドバンド分離比が実測できたことを表している. なお, 実際に観測を行う場合は, 2SB ミクサのあとに狭帯域のフィルターを入れることにより, これらの漏れ込みが観測結果に影響を及ぼさないようになっている.

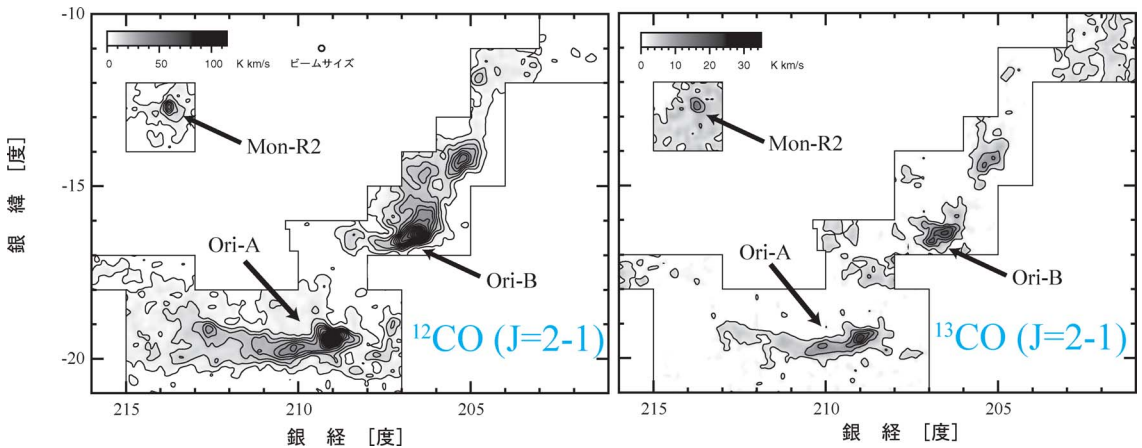


図 14 オリオン座領域の (左) ^{12}CO ($J=2\rightarrow 1$), (右) ^{13}CO ($J=2\rightarrow 1$) 同時観測で得られた積分強度図. 近傍の大質量星形成領域として有名なオリオン A, B や Mon-R2 など主要な構造が両輝線で明瞭にとらえられている.

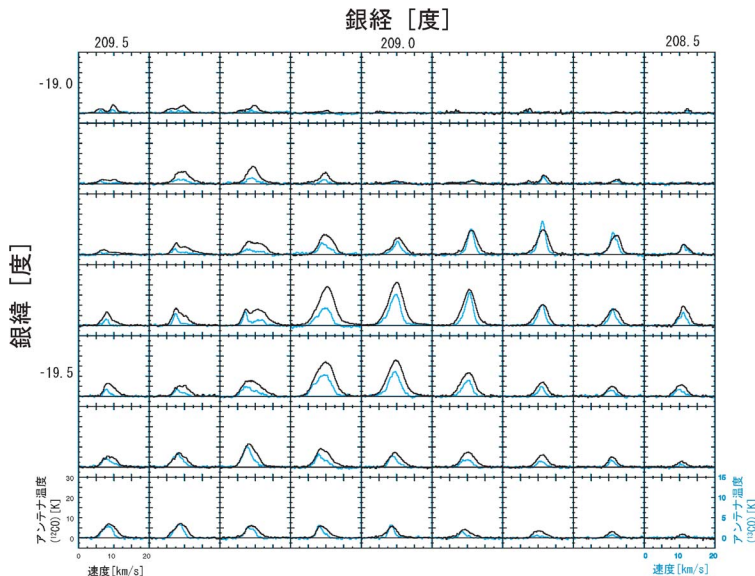


図 15 オリオン KL 付近のプロファイルマップ. 黒が $^{12}\text{CO} (J=2\rightarrow 1)$, 青が $^{13}\text{CO} (J=2\rightarrow 1)$ を表している. 観測点すべてにわたり, このようにポインティング誤差の全くない両輝線のスペクトルが得られる.

図 14 は, 2006 年春に行ったオリオン領域の観測結果で, (a) が $^{12}\text{CO} (J=2\rightarrow 1)$, (b) が $^{13}\text{CO} (J=2\rightarrow 1)$ による積分強度図です. また, 図 15 は, 最も強度が強かったオリオン KL 付近のプロファイルマップを示しています. 従来の受信機システムでは, これと同等のデータを取得するのに, 2 シーズン (野辺山での 200 GHz 帯の電波の観測シーズンは, 11 月から翌年の 4 月頃までなので, 実質 2 年間) を要しましたが, これがわずか 9 日間で, しかも両輝線で取得できました. さらに, このときの大気込みシステム雑音温度は, 典型的に 140–300 K 程度となり, 従来およその 3 分の 1 の低雑音化に成功したことも確認できました.

これまで, 導波管型 2SB 受信機を用いて, 試験的にスペクトルを受信した例はありましたが^{18), 21)}, このように望遠鏡に搭載して定常的な科学運用を行い, 広域にわたるマッピングを行ったのは, 世界でも初めてのことで²²⁾.

6. サーベイ望遠鏡の狙いは……

こうして復活を遂げた 60 cm 望遠鏡の今後の

科学的な狙いをいくつか紹介しておきます.

第一に, 建設以来の課題である「天の川銀河の全面サーベイ」を実行する予定です. ここでは, 60 cm 望遠鏡と同じ空間分解能で観測された CfA による $^{12}\text{CO} (J=1\rightarrow 0)$ 輝線のデータ¹¹⁾と直接的に比較することで, 天の川銀河中の星間ガスの 3 次元密度分布を知ることが最大の目標です.

次に, 60 cm 望遠鏡の空間分解能で, 数 pc スケールを分解可能な太陽系近傍 ($d \leq 1 \text{ kpc}$) の分子雲に対して, 大規模なサーベイ観測を実施します. ここでは, 数太陽質量以上の分子雲を漏れなく検出し, これまででない統計的な精度で, 各分子雲での星形成のモード, タイムスケールを明らかにするとともに, 星形成に至るための初期条件を解明することを目指しています.

さらに, 近傍にある多数の暗黒星雲に対するサーベイも並行します. ここでは「暗黒星雲のダストの量 (減光量)²³⁾ や光学的特性 (赤化曲線) が, ガスの量や組成とどのような関係にあるか」を解明するために, $^{13}\text{CO} (J=2\rightarrow 1)$ の観測を重点的に行い, ガスとダストの関係を定量的に調べ

ることを計画しています。

7. おわりに

60 cm 望遠鏡は、建設から 10 年以上にわたって順調に観測を行ってきましたが、受信機の故障もあり、2000 年頃から観測を休止していました。しかし、今回われわれが新しく開発した 2SB 受信機を搭載することによって、今後さらに科学的成果を上げることが可能であると判断し、併せてこの受信機の仕様に適合した光学系や分光器の開発、制御系の改良などを行うことで、再起を図ることになったのが、今回の観測プロジェクトの発端です。

そして、望遠鏡の改修もほぼ終了し、いよいよ本格的な観測が始まりました。受信機の感度向上や、二つの周波数での同時観測によって、観測効率が著しく向上し、まずは数年以内に銀河面サーベイを完了できると期待しています。さらに、今回開発を行った導波管型の 2SB 受信機は、日本がチリで運用を行っているサブミリ波望遠鏡 ASTE (Atacama Submillimeter Telescope Experiment) や、国際協力で建設が進む ALMA にも、今後搭載されることが決まっています。したがって、本研究での実機における運用は、世界に先駆けて 2SB 受信機の有用性を示したといえるでしょう。

有名な大型望遠鏡が国際共同利用であるのに対し、新 60 cm 望遠鏡は小さな研究室が共同で作った専用装置であり、観測対象やテーマも絞り込まれています。このため、技術開発という要素にも柔軟に取り組むことができ、より大規模で複雑な望遠鏡システムを構築する際のテストベンチとしても利用できるという大きな魅力をもっています。私たちのような、これからの天文学を支えていく世代が、「自分たちの手で観測装置を作る」ということを通じて、望遠鏡全体を隅々まで知り尽くし、それを使いこなして、一流の天文学を展開するということは、将来計画や今後ますます増えていくであろう大プロジェクトにおいて、欠かす

ことのできない人材を育てるために、重要なことであると感じています。

謝 辞

本研究は、東京大学、東京学芸大学、大阪府立大学と国立天文台との共同で進められています。研究のすべてにわたり、指導教官である小川英夫先生、米倉覚則先生には、適切な指導と多くの助言をいただきました。特に、受信機開発実験に際しては、国立天文台の野口 卓先生をはじめ、浅山信一郎さん、岩下浩幸さん、高橋敏一さんから、丁寧で温かいご指導を受けることができました。

共同研究グループである東京学芸大学の土橋一仁先生、西浦慎悟先生とは、お互いの研究室を行き来し、多くのアドバイスとともに、常に刺激をいただいて、本研究の推進力とすることができました。

本研究で開発した受信機を搭載する 60 cm 望遠鏡に関しては、東京大学天文学教育研究センターの半田利弘先生、河野孝太郎先生、国立天文台の森野潤一先生から、多くのアドバイスをいただくことができ、本格的な科学運用につなげることができました。さらに、この 60 cm 望遠鏡を建設された国立天文台の長谷川哲夫先生には、常に多大なご理解とご協力をいただいたことを記しておきます。

多くの方々からのご指導、ご支援とともに、同じ大学院生の木村公洋さん、興梠 淳君、海田正大君、小嶋崇文君、依田崇弘君らと協力して研究を進めてきたことで、このように成果をまとめることができたことを感謝しています。

最後になりましたが、60 cm 望遠鏡の観測・運営に当っては、野辺山宇宙電波観測所の川邊良平所長、坪井昌人前所長、野辺山太陽電波観測所の柴崎清登所長をはじめ、野辺山観測所スタッフの皆様から、多くのご支援をいただいていることに、この場を借りてお礼申し上げます。

参考文献

- 1) 理科年表平成 19 年版, 2007, 国立天文台編 (丸善), 157
- 2) Sakamoto S., et al., 1995, ApJS 100, 125
- 3) Sakamoto S., et al., 1997, ApJ 486, 276
- 4) Sakamoto S., et al., 1994, ApJ 425, 641
- 5) Oka T., et al., 1996, ApJ 460, 334
- 6) Seta M., et al., 1998, ApJ 505, 286
- 7) Luna A., et al., 2001, in Rev. Mex. AA Ser. Conf. 11, 67
- 8) Sorai K., et al., 2001, ApJ 551, 794
- 9) Sawada T., et al., 2001, ApJS 136, 189
- 10) Dame T. M., et al. 1987, ApJ 322, 706
- 11) Dame T. M., et al. 2001, ApJ 547, 792
- 12) Martin D. H., Pulett, E., 1969 Infrared Phys. 10, 105
- 13) 野口 卓, 2000, 「超伝導 SIS 素子による電波検出技術」, 計測と制御, 39, 395
- 14) Inatani J., et al., 1998, Proc. Ninth Int. Symp. on Space Terahertz Tech.
- 15) Claude S. M. X., et al., 2000, ALMA Memo 316
- 16) Asayama S., et al., 2003, ALMA Memo 453
- 17) Asayama S., et al., 2004, Int. J. Infrared and Millimeter Waves 25, 107
- 18) Asayama S., et al., 2003, ALMA Memo 481
- 19) Kaiden M., et al., 2006, Bull. Tokyo Gakugei Univ. Natur. Sci. 58, 131
- 20) Handa T., et al., 1996, J. Korean Astron. Soc. Suppl. 29, 395
- 21) Lauria F. F., et al., 2006, ALMA Memo 553
- 22) Nakajima T., et al., 2007, PASJ 59, 1005
- 23) Dobashi K., et al., 2005, PASJ 57, S1

New 60-cm Radio Survey Telescope with the Sideband-Separating SIS Receiver for the 200 GHz Band

Taku NAKAJIMA

Department of Physical Science, Graduate School of Science, Osaka Prefecture University, 1-1 Gakuen-cho, Naka-ku, Sakai, Osaka 599-8531, Japan

Abstract: We have upgraded the 60-cm radio survey telescope located in Nobeyama, Japan. We developed a new waveguide-type sideband-separating SIS mixer for the telescope, which enables the simultaneous detection of distinct molecular emission lines both in the upper and lower sidebands. Over the RF frequency range of 205–240 GHz, the single-sideband receiver noise temperatures of the new mixer are 40–100 K for the 4.0–8.0 GHz IF frequency band. The image rejection ratios are greater than 10 dB over the same range. For the dual IF signals obtained by the receiver, we have developed two sets of acousto-optical spectrometers and a telescope control system. Using the new telescope system, we successfully detected the ^{12}CO ($J=2\rightarrow 1$) and ^{13}CO ($J=2\rightarrow 1$) emission lines simultaneously toward Orion KL in 2005 March. Using the waveguide type sideband-separating SIS mixer for the 200 GHz band, we have initiated the first simultaneous ^{12}CO ($J=2\rightarrow 1$) and ^{13}CO ($J=2\rightarrow 1$) survey of the galactic plane as well as large-scale mapping observations of nearby molecular clouds.