

4. 宇宙および地球観測 4.2 宇宙観測

砂 田 和 良 (国立天文台電波天文学研究系) (1995年2月13日受理)

Space and Earth Observation Radio Astronomy

SUNADA Kazuyoshi

Nobeyama Radio Observatory, Minamisaku, Nagano 384-13, Japan

(Received 13 February 1995)

Abstract

Radio astronomy has brought much knowledge about the universe. High sensitivity of antenna-receiver system is the most important requirement in the radio observations. To improve the sensitivity several ideas have been proposed. This report reviews a brief introduction on the radio astronomy and the efforts to develop the high-sensitivity antennareceiver system. One of the new ideas, the focal plane array receiver using SIS detectors is mentioned to increase the ability of the radio astronomy.

Keywords:

radio astronomy, molecular line radiation, radio telescope, SIS receiver, focal plane array receiver,

1. 宇宙電波天文学概要[1-3]

1931年にベル研究所のカール・ジャンスキー (Karl Jansky, 1905-1950)は、無線通信の妨げとな る現象の研究を行っている際に、24時間毎に繰り 返される成分を発見した.彼は、この成分の起源 は宇宙からやってくる電波であると判断した.こ れが、宇宙からの電波、すなわち宇宙電波の発見 である.以来、約半世紀の間に電波天文学は、巨 大科学へと成長を遂げ、それに伴い多くの新しい 発見をし,光の天文学から得られていた知識に加 えて人類の宇宙観に大いなる飛躍をもたらしたの である.このような知識の増大,あるいは天文学 上の新しい発見などは,より高精度で高性能な観 測装置,より高い周波数(より短い波長)への挑 戦といったあくなき装置開発が進められた結果で もある.観測技術の進歩に伴ってもたらされたと 言っても過言ではない.

宇宙電波と一口に言っても、非常に広範囲であ

り,電波を発している源はさまざまなものがある. ここで簡単に,電波天文学で観測されている宇宙 電波とは一体どのようなものであるのかについ て,これまでの重要な発見や現在最も精力的に観 測が進められている点に触れながら紹介しておき たいと思う.

電波天文学の歴史の中で最も重要な発見の中の 一つに 3K 宇宙黒体放射の発見がある. 1965年, ベル研究所のペンジアス (Penzias) とウィルソン (Wilson)は、 波長 7cm で天頂からやってくる電 波を観測した.その観測で、大気による寄与やア ンテナが出す雑音など考えられる雑音成分の寄与 をすべて取り除いても説明できない成分が残って しまうという事実を見つけた.また,彼らはこの 成分が等方的・無偏波,常に一定であることまで 突き止めた.現在宇宙論の最も基礎的なモデルで あるビッグバン宇宙論(ガモフ (Gamov, 1904-1968)、宇宙の初めに大爆発があり高温・高密度 の中で現在宇宙に存在する全ての元素合成がされ るというモデル)では、この高温状態の名残が宇 宙を満たしているはずであると予測されていて、 彼らの見つけたものがまさにこの名残であると考 えられるようになった.ペンジアスとウィルソン の観測後にもさまざまな波長で観測が行われ、約 2.7K の黒体放射(プランクの放射分布)で説明 できることが確認された. ペンジアスとウィルソ ンの発見は、動かしがたい観測事実として現在宇 宙論を支える重要な発見であったわけである.

1968年のアメリカ・カリフォルニア大学の宇宙 物理グループの手でアンモニア分子のスペクトル 線が発見されて以来,地上では決して見ることが できないような直線分子(C₆H や HC₇N など) をはじめとして数多くの分子が星間空間中に発見 されてきた.今では,ミリ波・サブミリ波の波長 帯には,さまざまな分子のスペクトル線が多数存 在していることが知られている.また,これらの 分子は銀河系の全物質のうち約10%を占める星間 物質と呼ばれる希薄なガスの中で,やや密度が高 い,低温のガス雲として存在している様子も明ら かになってきた.分子スペクトル線(注:分子に より決まった周波数の電波が放射される)を分光 観測して得られる強度には分子スペクトルを出し ている領域の質量・温度などの物理状態の情報が 含まれ,受信周波数には視線方向のガスの運動 (ドップラーシフトにより測る)などの情報が含 まれており,分子スペクトル線の観測により電波 を出しているガス雲(分子雲と呼ばれる)の物理 状態・運動を詳しく調べることができるわけであ る.星間空間の中で最も存在量が多い分子は水素 分子であるが電波を出さないために,次に最も存 在量が多い CO分子のスペクトルが観測によく用 いられる.Fig.1に示したのは,一酸化炭素(CO) の同位体である¹³CO分子が出す,回転遷移のス ペクトル(周波数110.201353GHz)である.

電波や赤外などの観測データから、この分子雲 というのは、星が生まれつつある、あるいは今後 生まれるであろう場所であることがわかってき た.このために、ミリ波・サブミリ波帯では、分 子スペクトルで分子雲をくまなく観測を行い、物 理状態や運動を明らかにしていくことで、銀河系 内の星形成の様子や星間ガスの状態などが非常に 明確にされてきた.また、銀河系の構造・運動や 中心領域での様子などもはっきりとしてきた.さ らには、我々の銀河系にとどまらず、系外銀河で のさまざまな星形成、中心核での活動性などの様 子が、分子スペクトル線の観測を通じて明らかに なってきた.Fig.2に示すのは最近の成果の一例 で、我々に近い(距離 140pc (4.3 × 10¹⁵km)、



Fig. 1 Example of the molecular line emission.





Fig. 2 Molecular Cloud Image obtained by the C¹⁸O (J = 1-0) line emission.

The positions of the young stellar objects are also denoted by igodot and \blacksquare .

1pc は3.26光年 (3.08 × 10¹⁶m) に相当する.), 牡 牛座の方向にある分子雲を CO の同位体である C¹⁸O 分子の回転遷移で出されているスペクトル 線によって観測したものである.このスペクトル 線の強度は, 視線上の柱密度を表していると見て もらえばよい.同時に, 赤外線観測で得られてい る,この領域で生まれたばかりの若い星の位置も 示している.細長い構造が集まり,各々が分裂を 起こし,次なる星の種 (グレイスケールイメージ の濃いところ)の分布している様子がわかる.こ の結果を基に,星誕生のドラマのごく初期の段階 が明らかになりつつある.

天体から放射される電波には、ここに挙げたほ かにも、天体の活動的な現象に伴った高エネル ギー電子の振る舞いにより生じるシンクロトロン 放射がある.超新星残骸、クェーサなどが、その ような電波を出していることが良く知られてい る.また、電離された高温プラズマ雲(HII領域) からの自由 – 自由放射で出てくる電波の存在も知 られている.これら全てについて電波観測を行う

2. 観測装置概要

これまでに見てきたような発見、現在精力的に 進められている観測などは、最先端のエレクトロ ニクス技術などのあくなき技術開発に支えられて きたわけである. 観測装置の道具だて自身は、地 球大気の観測システムと大きく異なることはな い.しかしながら、我々が受信・観測している字 宙電波は非常に弱いと言うことが、装置に要求さ れる性能を非常に厳しくしている最大の理由の一 つとなっている. 天体自身が出している電波は, 我々が日常通信などで出している電波に比べて気 が遠くなるほど強いものである。しかし、受信す る我々までとの距離がこれまた気が遠くなるほど 遠いがために、宇宙からの信号は非常に微弱なも のに薄められてしまうわけである. たとえば, 約 100億光年(ご存じかと思いますが、光の速さを かけてやれば距離になります.)の彼方に位置す るクェーサの一つは、10²⁸W/Hz のエネルギーを 出しているが、これが長い距離を経て我々に届く 頃には、 10^{-25} W/m²/Hz というものになってしま う.

このような微弱な信号を無駄無く効率よく受信 してやることが,宇宙電波の観測装置に必要な能 力となる.Fig.3に,観測システムの概要を示す. 宇宙からの電波は,まずアンテナで受けられる. その電波は,ビーム伝送系を通って受信機に導か れる.受信機で中間周波数帯(1F:1-2GHz,ある いは5-7GHz)に変換されバックエンド(アナログ 分光計・音響光学型分光計,デジタル分光計・ FX型/XF型などが存在している.)へと導か れていく.ここで分光されたデータが計算機に取 り込まれ,処理されスペクトルデータとして得ら れ,必要な解析にかけられるという流れになって いる.

宇宙電波観測に影響する大きな要素にはアンテ ナと受信機の2点がある.ここではアンテナにつ いて示す. 微弱な電波から効率よく目的とする電 波を受信することになるわけであるが, 受信装置

291

プラズマ・核融合学会誌 第71巻第4号 1995年4月



Fig. 3 Schematic display of the observing system.

であるアンテナは重要な役割を担っている. W/m²/Hz という単位に注目してもらえばわかる ように、大口径の望遠鏡を作れば少しでも多くの 電波を集光できるようになる.また、アンテナ・ 望遠鏡の分解能というのは、アンテナの口径を D, 観測波長 λ とすると, λ/D ラジアン程度と なり,大口径の望遠鏡の方が高い分解能が得られ るメリットがあるために大きな望遠鏡を作ろうと する.しかしながら、単純にアンテナを大きくす れば良いか、あるいは大きくできるかということ を考えると、一概には言えない. 実際には、有効 にどれだけの面積が活用できるかということが重 要になる、口径 100m の望遠鏡でもアンテナ開口 能率(物理的面積のうち、どれだけを有効に使っ ているかというものを表す割合) 1%のアンテナ よりも, 例え口径が 20m であってもアンテナ開 口能率が50%のアンテナの方が感度が高くなる. アンテナの利得(有効面積)を有意に低下させな いためには観測波長の16分の1以下の精度で鏡面 を作ることが要求される.これを実現するために は、1枚1枚のパネルを高精度のものを用いるこ とは勿論のこと、さらに電波ホログラフィなどに よる方法で鏡面調整を行って高い効率を得るよう に努力を積み重ねて行く[4].また熱による変形 や重力変形などで望遠鏡の能率が落ちてしまうと いう問題も発生してしまうため, 鏡面パネルや骨 組みに熱膨張を抑えた CFRP (カーボンファイ バ)を用いるなどの工夫をこらしている.重力変 形に対しても,野辺山宇宙電波観測所 45m 鏡の 場合には,ホモロガス構造を採用し,重力変形を しても回転放物面は崩れないという構造にするな

アンテナ自身に対する工夫にプラスして,アン テナの建設をどこにするかという問題がある.地 上の観測は,宇宙から見れば大気の底で観測して いることになる.大気は電波の窓を持っているが 完全に透明というわけではない.大気による電波 の吸収が存在している.この吸収量は,基本的に は大気中に含まれる水蒸気量によって決まるもの である.乾燥していれば乾燥しているほど良い. そこで,乾燥した場所を求めて,そこに建設をす るのである.

このように、微弱信号を受信するために、アン テナ・建設地などに最善の努力を払いできるだけ 効率よく受信するようにするのである.

3. 受信機システム

どの対策をとっている.

宇宙電波での観測は、地球大気観測の場合と同 じようにヘテロダイン受信方式が用いられてい る.受信機の感度は、次式で表される.

Noise Level $\propto \frac{\text{System Noise Temperature}}{\sqrt{\text{Bandwidth} \times \text{Integration Time}}}$

つまり、微弱な信号を受信するには、バンド幅 を広げるか、長時間積分するか、システムの雑音 温度を下げてやればよいことになる. この中で, バンド幅は観測するスペクトル線の周波数方向の 分解能に関連するパラメータであるので, 観測対 象から選択する必要が生じ、むやみに大きくでき ない. 例えば、我々の銀河系内の星形成領域の中 には、

周波数分解能でいうと

37kHz (110GHz でおよそ 0.1kms⁻¹の速度分解能に相当する)が 必要になるような天体がある.また,長い時間積 分するということは、たくさんの観測時間が必要 であることを意味し、実質不可能なことになって しまう. そこでシステム雑音温度に着目すること になる.システム雑音温度の内訳は、大気からの 寄与、アンテナ及び光学系からの寄与、受信機雑 音温度などに分けられる. そのうち, 最も改良で

講 座

きる点は受信機雑音温度の寄与分であり、この寄 与がシステム雑音温度の大部分を占めている.こ の寄与を出来るだけ小さくするために、心臓部で あるミキサー,初段の IF アンプ等の開発に集中 するようになるのである. ミリ波の受信機では, ショットキーバリア・ダイオードミキサーを用い た受信機が観測に使用されていた.この受信機で は、受信機雑音温度はせいぜい 500K-700K 程度 がやっと実現されていたにすぎない、しかし、 1980年代に入り超伝導体を用いた SIS (Superconductor-Insulator-Superconductor) $\leq \neq$ サーが開発されるようになった。このミキサーを 用いると、従来変換損失にしかならなかったミキ サーと IF のマッチング部でゲインが得られ、ま た量子限界まで雑音温度が下げられることが期待 されるものである[5,6]. さらに良いことは,必 要とするローカルパワーが 1µW 程度でよいとい うメリットがあった.これは、今後サブミリ波な どの高い周波数の受信機のローカルの問題を解決 してくれるであろう非常に大きなファクターで あった.このタイプの受信機の登場により,受信 機雑音温度は、20K-50K と飛躍的に向上した.

Fig. 4 は,一番単純なタイプの受信機のシステ ムブロック図である. ヘテロダイン方式の場合に は,ローカル周波数 ± IF 周波数の応答があるが, スペクトル線の観測の場合には,どちらか一方の サイドバンドにしか信号がないために(信号があ る方をシグナルバンド,反対側をイメージバンド と呼ぶ),イメージバンドを極低温(4K)に終端し イメージの寄与を最小に抑えるようなフィルタが



Fig. 4 Block diagram of receiver system.







受信機の前に設置される.現在では,さらに改良 が進み,周波数を同調させるメカニカルチューナ を用いないタイプのミキサーも登場し最前線で活 躍している.Fig.5に,野辺山で開発し,45m 鏡 や10m 6素子干渉計システムの受信機で用いら れているチューナレスミキサーマウントの模式図 を示す[7,8].

受信機の雑音温度とは、基本的に入力部・SIS 素子・IF 部でのインピーダンスマッチングであ ると言い換えることが出来る.入力部での導波管 にステップトランスフォーマを用いているのは, 入力部でのマッチングを良くするためである.一 方,SIS 素子自身には,大きなキャパシタンスを 持っている.これをうまくキャンセルしてやらな ければマッチングという点で劣ってしまう.キャ パシタンスをキャンセルし,広い帯域でのオペ レーションを実現するために2つのメカニカル チューナを従来用いていた[9]が,このかわりに 一つのバックショートキャビティを設けることだ けで広帯域性+低雑音化に成功した.Fig.6に, マルチビーム受信機用に開発したミキサーの性能 を示す.

4. マルチビーム受信機 (Focal Plane Array Receiver)

1980年代後半は,SIS 受信機が主流となり,世 界各国の研究機関はこぞって開発を行った.現在 SIS 受信機は,700GHz帯受信機[10]も登場し, プラズマ・核融合学会誌 第71巻第4号 1995年4月



Fig. 6 Receiver noise temperature of the next SIS 5 \times 5 focal plane array receiver.

非常に良い性能で活躍している.一方,100GHz 帯受信機などは,性能向上がこれ以上劇的に変化 することがないレベルにまで技術が熟成されてき た.これを受け,新しい考えで感度向上をめざそ うという動きが活発になってきた.それがマルチ ビーム受信機である.考え方はいたって簡単な受 信機である.これまでは天球上の1点しか1度に 観測しなかったが,同時に何点も観測できるよう に,焦点面上に受信機を並べてやろうというもの である.これにより観測点数すなわちビームの数 だけ観測効率が向上することが期待されるという ものである.

このタイプの受信機は、1990年代に入って開発 が始められるようになってきた. アメリカ・マサ チューセッツにある FCRAO (5 大学連合電波 天文台)では、ショットキーバリア・ダイオード ミキサーを用いた15ビームのマルチビーム受信機 を開発し観測に使用している[11].野辺山宇宙電 波観測所 45m 鏡では、やはり早い時期に開発に 着手し、4 ビーム SIS マルチビーム受信機を 1992年に 45m 鏡に搭載し観測に使用している [12,13]. この受信機は、ミキサーに SIS を用い 1チャンネルあたりの性能も出来るだけ良くなる ようにしている.光学系部について,Fig.7に示 す. 45m 鏡の焦点上に置いたピラミッド型のミ ラーで像を4つに分割し、各々のホーンへと各 ビームを導いていく単純なシステムとなってい る.45m 鏡は経緯台方式のアンテナであるため



Fig. 7 Cross section of the input optics of the SIS 2 \times 2 focal plane array receiver.

に日周運動により天球のイメージが回転してい く、そのために、冷凍機を含めた受信機全体を回 転させることで対応している.

現在,実際の観測の場で利用されているマルチ ビーム受信機は世界でこの2台だけである.稼働 中のものに加え,他の主要機関でも開発が急ピッ チに進められており,2000年には単一望遠鏡での 受信機は,マルチビーム受信機があたりまえとな ることは間違いないものと考えられている.野辺 山宇宙電波観測所でも1996年秋からのテスト観測 開始を目ざし,25ビーム(将来的には35ビーム) の SIS マルチビーム受信機の開発を行っている (Table 1) [13].

5. 終わりに

マルチビーム受信機開発に見られるような感度 向上のための開発により、今後も電波天文学の分 野では、サイエンス面で大きな飛躍が期待される.

システム雑音温度は,アンテナの大小には依存 しないものである.従って,天球上どれだけ広く 観測できるかという問題を考えた場合,分解能が 高い 45m 鏡のような大口径望遠鏡は,分解能が 悪い小口径望遠鏡に比較して圧倒的に不利とな る.これは,観測するべき天球上の点が莫大にな るという単純な理由による.この事情を反映して, 大口径望遠鏡では観測者が興味を持った天球上の

宇宙および地球観測

砂田

Table 1 Specifications 5 imes 5 SIS Focal Plane Array Receiver System.

number of beams	25
operation frequency	84 - 116 GHz
beam spacing	30"
operation mode	Double Side Band operation
observation mode	position switch
	frequency switch
	beam switch
type of mixer	SIS (fixed tuned mixer mount)
IF frequency	2.0-2.5GHz
backend-1	500MHz/1024ch (for wide band)
backend-2	32MHz/1024ch (for high resolution)
type of backend	digital XF-type spectro- correlator
tuning	full auto tuning

ごく一部のみを詳細に観測し個別天体の詳細観測 に活躍の場を見いだすようになった.一方,大規 模なサーベイ観測を行うような場合には小口径望 遠鏡を使い空間分解能を犠牲にして行うというよ うに、一種のサイエンスの住み分けが行われてき た、しかしながら、いろいろなことがわかってき た現在では、例えば星形成メカニズムなどは高い 空間分解能による観測が要求され、かつ一天体の 時間進化を追うかわりにサンプルを増やした統計 的研究の必要性がクローズアップされるように なってきた.SIS 受信機,マルチビーム化といっ た感度向上・観測効率向上は、高い空間分解能で 広い範囲をという現在切望されている観測を可能 にしてくれるものである. 我々が計画推進してい る次期マルチビーム受信機では,現在主流の SIS シングルビーム受信機と比較しても25倍もの効率 向上が期待される.これはすなわち現在25年もか かってしまうビッグサイエンスがたった1年で終 了してしまうということを意味している.いかに 素晴らしいことであるか、理解していただけると 思う、このような装置で、さまざまな天体の観測 が大いに進み、宇宙の理解が加速的に進んでいく ことが期待される.

参考文献

- [1] J. D. Kraus, *Radio Astronomy*, (McGrawn Hill, New York, 1966).
- [2] K. Rohlfs, Tools of Radio Astronomy,

(Springer-Verlag, Berlin Heidelberg, 1986).

- [3]赤羽賢司,海部宜男,田原博人:宇宙電波天 文学,(共立出版,東京,1988).
- [4] N. Ukita and M. Tsuboi, Special Issue of the Proceedings of the IEEE (Invited Paper) 82, 725 (1994).
- [5] J. R. Tucker, Quantum Electronics QE-15, 1234 (1979).
- [6] J. R. Tucker and M. J. Feldman, Rev. Mod. Phys. 57, 1055 (1985).
- [7] K. Sunada, R. Kawabe and J. Inatani, Int. J. of IR and MM Waves. 14, 1251 (1993).
- [8] K. Sunada, R. Kawabe and J. Inatani, presented at the IAU Colloquium No. 140 on Astronomy with Millimeter and Submillimeter Wave Interferometry, 78 (1994).
- [9] L. R. D'Addario, Int. J. of IR and MM Waves.5, 1419 (1984).
- [10] J. W. Kooi, C. K. Walker, H. G. LeDuc, P. L. Schaffer and T. G. Phillips, presented at the 5th International Symposium on Space Terahertz Technology, 126 (1994).
- [11] N. R. Erickson, P. F. Goldsmith, G. Novak, R. M. Grosslein, P. J. Viscuso, R. B. Erickson, and C. R. Predmore, IEEE Trans. Microwave Theory Tech. 40, 1 (1992).
- [12] K. Sunada, Proc. 3rd mm Wave and Submm Wave Workshop in Korea (invited), 9 (1994).
- [13] K. Sunada, T. Noguchi, M. Tsuboi and J. Inatani, to appear in *Proc. Multi-Feed Systems* for Radio Telescopes, in press.