衛星搭載超長基線電波干渉計による 天体の超微細構造の計測*

小林秀行**

Measurements of Fine Structures of Celestial Objects by Using Space VLBI / Hideyuki KOBAYASHI

Key words: VLBI (very long baseline interferometry), radioastronomy, space VLBI

1. はじめに

電波天文学は、1931年にベル研究所のカール・ジャンスキーが天体からの電波を初めて検出してから始まった。図1に当時のデータから全天のマップを再現したものを載せるが、これからわかるように空間分解能が数十度と非常に悪いものであった。当初の電波天文学では、各電波源を星座ごとにA, B, …と名前をつけていて、たとえば、いて座Aとかいて座Bとか呼ぶほどに空間分解能が悪かったわけである。またそれぞれの電波源も光学観測で知られている天体に結びつけることができず、単に電波星などと呼んでいた。

その後、電波干渉計の登場によって空間分解能は飛躍的に向上して既知の天体と電波源を結びつけることが可能になった。そして電波による天体のマップ、いわば電波写真が撮られるようになり、電波銀河という銀河の中でも特に電波をたくさん出しているものがその銀河より数百倍の領域に電波ローブと呼ばれる電波で明るい領域があることが、ケンブリッジ大学の電波天文グループによって発見された。その後このケンブリッジ大学の電波天文学グループは基線長5 kmの電波干渉計を用いて、観測可能な全天の電波源の位置決定を行い、電波天文学ではもっとも権威のあるカタログ（ケンブリッジカタログ）を作成している。

また1970年代には、アメリカでVLAという基線長が21 kmで27素子にも及ぶ大電波干渉計が作成された。セ

ンチメートル波の電波干渉計としては究極の装置であり、空間分解能は1秒角から10秒角に達することができ、電波の観測はやっと地上の光の観測と同程度になることができた。この装置ではわれわれのいる銀河系や遠くの銀河系、銀河系のなかで星が生まれるところや死ぬところなど電波天文学のカバーするあらゆる分野で大きな成果を上げることができた。特に電波銀河から広がっている電波ローブは中心からのジェットによるものであることが一般的にわかった。しかし依然として数百万光年に及ぶジェットと電波ローブの成因は謎である。

1970年代終わりのころから超長基線干渉計（以下VLBI）という技術が確立されてきた。これによって地球上のあらゆる電波望遠鏡を結んで電波干渉計を作ることができるようになり、空間分解能は千分の10秒角から1秒角というレベルにまで達した。また1990年にはアメリカでVLBAという基線長6000 kmのVLBI観測専用電波干渉計が作られ、現在精力的に観測が行われている。これらによって電波銀河のジェットは太陽の質量の百万倍もの重さの巨大ブラックホールが中心にあり、そこから吹き出してくるものであることがわかった。図2は3C 120という電波銀河から出されている電波ジェットのスケールマップである。そのジェットは途中で曲がっているにもかかわらず、0.1光年以下の領域から数百万光年の領域に広がらずに達しているのである。これはたとえば、直径10 cmのホースから水を出し1000 km先まで到達させるようなものでたいへん不思議な現象であり、そのメカニズムはいまだ謎である。ジェットが形成されている中心核での様子を詳しく調べることで、そのメカニズムがわかってくると思われる。そのためには、地球直径よりもさらに長い基線長が必要になり、宇宙空間に電波望遠鏡を飛ばして、VLBI観測を行うことが提案された。それがスペースVLBI観測である。そのための初めての衛星が1997年2

* 原稿受付 平成9年9月18日
** 宇宙科学研究所（相模原市由野台3-1-1）
1988年東京大学大学院理学系研究科博士課程天文学専攻終了、理学博士。1989年宇宙科学研究所衛星応用工学研究系助手。VSOPプロジェクトに参加。衛星「はるか」電波天文観測系および地上相関器の開発を担当。現在に至る。研究分野：電波天文学

図1 ジャンスキーの観測から作成した全天マップ
初めて宇宙からの電波を観測したジャンスキーのデータから作成した全天マップ。横軸は銀経，縦軸は銀緯

月12日に宇宙科学研究所によって打ち上げられた「はるか」である。

2. 電波干渉計の原理

はじめに電波干渉計の原理について述べる。

図3に示すようにヤングの干渉実験のスリットにあたる部分が各素子アンテナであり，干渉じまの現れるスクリーンが相関器に相当する¹⁾²⁾。各素子アンテナで受信された信号はIF周波数に周波数変換される。その後，天体と基線の幾何学的な関係によって決まる伝播遅延量を補正する。さらに遅延補正を受信周波数ではなくIF周波数で行うことや完全な遅延補正を行うことはできないことなどによる位相のずれを補正し，相互の信号の複素乗算を相関器で行う。これが各素子アンテナの信号の相互相関（ビジビリティ）を与える。相互相関関数はパワースペクトラムのある周波数成分を与える（ウィグナー・キンチンの定理）ことから，一つの基線長での観測は対応する空間周波数のパワースペクトラムを与えている。直感的に言えば，二つの素子アンテナによる干渉じまは基線の長さ D ，波長 λ に対して角度で λ/D (rad)の間隔で立ち，この正弦波のしまで天球からの電波信号を積分しているのでそれは空間周波数成分である，ということになる。従って素子アンテナの間隔を延ばせば延ばすほど，また観測波長を短くすればするほど高い空間周波数成分，つまり分解能を上げることができるわけである。そして地球が自転することにより天体に対する基線のベクトルが変化することを利用して，いろいろな空間周波数成分をサンプリングしてそれらを逆フーリエ変換してやれば天体の電波写真が得られることになる¹⁾。

ところが実際には，大気による位相揺らぎや機器の不完全性による位相変動などの位相誤差と大気による電波吸収量の変動や受信機利得の変動などの利得誤差がある。これらの影響で単にデータを集めて逆フーリエ変換を行ったのでは得られた電波写真に誤差が大きく残ってしまう。観測誤差をすべて各素子アンテナ起因の誤差であるとモデル化すると観測されるビジビリティは

$$V_{12} = g_1 \times g_2 \times A_{12} \times \exp(\phi_{12} + \phi_1 - \phi_2)$$

$$V_{13} = g_1 \times g_3 \times A_{13} \times \exp(\phi_{13} + \phi_1 - \phi_3)$$

$$V_{14} = g_1 \times g_4 \times A_{14} \times \exp(\phi_{14} + \phi_1 - \phi_4)$$

$$V_{23} = g_2 \times g_3 \times A_{23} \times \exp(\phi_{23} + \phi_2 - \phi_3)$$

$$V_{24} = g_2 \times g_4 \times A_{24} \times \exp(\phi_{24} + \phi_2 - \phi_4)$$

$$V_{34} = g_3 \times g_4 \times A_{34} \times \exp(\phi_{34} + \phi_3 - \phi_4)$$

$\phi_{12}, \phi_{13}, \phi_{14}, \phi_{23}, \phi_{24}, \phi_{34}$ ：真の相関位相

$A_{12}, A_{13}, A_{14}, A_{23}, A_{24}$ ：真の相関振幅

g_1, g_2, g_3, g_4 ：素子アンテナの利得誤差

$\phi_1, \phi_2, \phi_3, \phi_4$ ：素子アンテナの位相誤差

と書ける。これらから例えば

$$\arg(V_{12}) + \arg(V_{23}) - \arg(V_{13}) = \phi_{12} + \phi_{23} - \phi_{13}$$

となり，素子アンテナの位相誤差によらない観測量を求めることができる。この位相をクロージャフェーズ (closure phase) と呼ぶ。

また

$$\frac{V_{12} \times V_{34}}{V_{13} \times V_{24}} = \frac{A_{12} \times A_{34}}{A_{13} \times A_{24}} \times \exp(\phi_{12} + \phi_{23} - \phi_{13} - \phi_{24} - 2 \times (\phi_2 - \phi_3))$$

となり，素子アンテナの利得誤差によらない観測量を求めることができる。これらをクロージャアンプリチュード (closure amplitude) と呼ぶ。

これらの量を用いて天体画像の像再生を行う³⁾。像再生

図2 セイファート銀河 3C 120 の拡大電波マップ

150 kpc (50 万光年) に広がっている。電波ジェットは拡大していくと、1 pc (3 光年) 以下の小さな領域から吹き出している。

のアルゴリズムとしてはセルフキャリブレーション法とかハイブリッドマッピング法などがあり、観測の質や条件によって使い分けている。

3. VLBI 観測の原理

次に VLBI の観測方法について述べる。2 章で述べたように電波干渉計の分解能は最大基線長 $D_{\max}$ 、観測波長 λ

に対して λ/D (rad) になる。従ってアンテナの間隔をなるべく遠くに離して観測することが重要になる。そこでケーブルでつなげない干渉計はできないかと考え、非常に安定な周波数標準を独立に持ち、信号はテープレコーダに記録することが考えられた。この方式だとアンテナ間をケーブルで結ぶ必要がないために原理的にはいくらでも離すことができる。そしてこのテープを輸送し、再生して相互相関を取得することができる (図4)。またこの際に異

図3 電波干渉計とヤングの干渉実験のアナロジー²⁾

図4 VLBI 観測装置原理図²⁾

なる周波数標準器を参照して電波を受信・記録するので、周波数標準器の相互のコヒーレンスを保たなければならない。このために 10^{-14} の安定度をもつ原子時計の水素メーザが周波数標準器として用いられる。

また相関処理を行う際に、時刻の設定誤差やケーブル巻取りなどの固定的な遅延による遅延量や周波数標準の平均的な周波数差による遅延変化率などの誤差パラメータを推定する。推定の方法は、あるサーチウィンドウを設定してその範囲で信号がもっともコヒーレントに集まるパラメータを探すものである。またスペース VLBI 観測では、軌道の位置誤差は遅延誤差を生み、軌道の速度誤差は遅延変化率の誤差を生み、軌道の加速度誤差は遅延加速度の誤差を生む。地上観測では遅延加速度の誤差パラメータを推定

する必要はなかったが、スペース VLBI 観測では遅延加速度の誤差パラメータまで推定する必要がある。これらの推定されたパラメータを元に、相関されたデータを時間方向に積分することができる。

4. スペース VLBI と衛星「はるか」

この VLBI を人工衛星を用いてスペースで行うことは、1970 年代から提案されていた。人工衛星を用いてスペース VLBI 観測を行う大きな利点は、基線長が長く取れて空間分解能が上がることのほかに、地上の電波望遠鏡による VLBI 観測では天体と望遠鏡相互の基線の関係が、24 時間で固定してしまい、仮想鏡面上の観測点をそれ以上増

図5 「はるか」外観図

やすことができないのに対して、衛星の運動は地球の自転運動とは独立に運動しているので、時間をかけることによって仮想鏡面場のサンプリング点を増やしていくことができる、という点がある。このことは観測されるビームのサイドロープレベルを低減させ、複雑な構造の天体を詳細に観測することができるという大きな利点を持っている⁴⁾。

このような利点がスペース VLBI 観測にはあるのだが、多くの技術的な困難さがある。そこで文部省宇宙科学研究所では、まずスペース VLBI 観測のための工学技術の研究と電波天文観測を目的として工学試験衛星「はるか」の開発に着手した。(開発時には「MUSES-B」と呼ばれていた。) 図5に「はるか」の外観図を示す。1989年に開発が始まり、3年間のプロトモデルの開発、さらに3年間のフライトモデルの開発ののちにフライトモデル総合試験を経て、1997年2月12日に鹿児島県内之浦宇宙空間観測所より打ち上げられた。最終的な衛星軌道は、遠地点高度21000 km、近地点高度600 km、軌道傾斜角 31° になっている。搭載された受信機は波長18 cm、5 cmと1.3 cm用のもので、これに位相伝送・データ伝送用の機器とローカル発信器や高速A/DサンプリャなどのVLBI観測機器が搭載されている。この軌道で最大基線長は約30000 kmとなり、これは波長1.3 cmの電波で空間分解能は 100μ 秒角となる。衛星は「はるか」(英名はHALCA; Highly Advanced Laboratory for Communication and Astronomy)と名付けられている。口径8 mの伸展型パラボラアンテナを持ち、アンテナの目標鏡面精度は0.5 mm rmsという人工衛星としてはかつてない大きさと鏡面精度をもっている。

またVLBIという技術で地上の電波望遠鏡と電波干渉計を構成するために、地上から送られてきた参照信号に対して非常に安定に衛星の周波数原振をロックしなければならない。またそれを基準に得られた128 Mbps(1秒間に

図6 テンショントラス概念図

128 Mega bit)の人工衛星としてはかつてない大容量データを地上のリンク局に伝送する必要がある。「はるか」のデータリンク局としては、日本の臼田局はじめアメリカ西海岸のゴールドストン局、東海岸のグリーンバンク局、オーストラリアのキャンベラ局およびスペインのマドリッド局が配置されており、実時間でデータを伝送してレコーダに記録している。

「はるか」における工学的な研究実験項目としては、主に以下の項目がある。

(1) 大型のパラボラアンテナの構築

直径8 mのアンテナをそのまま打ち上げることはできないので、打上げ後に宇宙空間で伸展して大口径のアンテナをつくる必要がある。「はるか」では、6本の高剛性伸展マストとテンショントラスというケーブルによる構造でこれを実現した。テンショントラスという考え方は、四面体の各辺をケーブルで構成すれば、この各ケーブルにテンションさえ加わっていればその強さにかかわらず構造が一意に決まるのでそれを組み合わせて構造物を作れば、比較的容易に精度を出すことができるというものである(図6)。「はるか」は、このテンショントラスで構造を作り、その表面に電波を反射するメッシュを貼ることでパラボラ面を形成し、目標鏡面精度を0.5 mm rmsとしている。

(2) 高精度位相伝送と大容量データ伝送

VLBI観測を行う際に必要な周波数標準器を搭載することは重量や打上げ時の振動などの環境条件のためにできないので、地上のリンク局の水素メーザに搭載の発信器をロックさせる必要がある。つまり衛星と地上リンク局の間で巨大な位相ロックループを形成する必要がある。用いられる周波数帯はアップリンク15.3 GHz、ダウンリンク14.2 GHzのKu帯である。従来の衛星では、 10^{-14} という安定度の位相伝送は行なったことがなかった。衛星環境では -30°C から $+40^\circ\text{C}$ まで温度が変わる可能性があり、そのための温度試験や真空試験、打上げ時の振動環境に耐えられるかの振動試験などの過酷な試験を経て、その性能について詳細なチェックが行われた後に搭載された。また得られるデータは128 Mbpsという大容量のもので、これは4相位相変調(QPSK)して伝送している。

図7 「はるか」で得られた電波銀河のマップ, J 1145+295

左は地上電波望遠鏡のみの観測データから得られたマップ, 右は「はるか」のデータを入れたもの. 空間分解能が約3倍向上し, 中心のジェット構造が良くわかる. 各図の左下の楕円は観測時の合成ビーム

(3) 高精度姿勢決定

波長 1.3 cm の電波では, 8 m 口径のアンテナのビームサイズ (FWHM) が 0.1 度角になる. アンテナゲインの変動量を 10% 以内に抑えるためには, 0.01° の姿勢精度が必要になる. 8 m アンテナの大型構造物を高精度の姿勢精度に保つために, 高精度の角度誤差 11.5 秒角のスタートラッカと安定度 0.001°/h (2 時間) のジャイロを用いて, さらに柔軟物に対する制御ロジックを工夫している.

(4) 高精度軌道決定

相関処理を行うために, 遅延誤差および遅延変動誤差を相関器のサーチウィンドウの中に抑えなければならず, 位置精度で 3 km, 速度精度で 5 cm/s で軌道を決定する必要がある. そのために従来の S バンドの通信系でのレンジ & レンジレートデータのほかに, 位相伝送時に取得される Ku 帯でのドップラーデータも用いて軌道決定を行っている.

これらの技術的な開発項目の試験ののちにスペース VLBI 観測を行い, 前述の電波銀河の活動中心核の構造の詳細観測を行っている. 衛星のバス系の試験ののちに 3 月 30 日にスペース VLBI の試験観測に入り, 途中長時間の日陰軌道に入るなどして中断しながら, 5 月 7 日の観測ではじめて波長 18 cm で臼田リンク局と臼田 64 m アンテナの間で, 衛星と地上局間の干渉じまの検出に成功した. 以後各リンク局, 各地上電波望遠鏡との干渉じまの検出に成

功したのちに, 6 月 2 日の観測で波長 18 cm の電波ではじめて天体画像の合成に成功した (図 7). この天体はクェーサーと呼ばれる種類の天体で, J 1156+295 と呼ばれている. 左が地上観測のみの画像で, 右が「はるか」を用いたスペース VLBI による詳細な天体画像である. 地上電波望遠鏡のみの観測では中心の構造はよく分からないが, スペース VLBI 観測では中心からジェットが伸びているのがはっきりと分かり, このジェットが曲がって出ている様子がたいへんよく分かる. その後波長 5 cm の試験観測も行い, 現在は空間分解能 500 μ 秒角を達成している. 波長 18 cm および波長 5 cm の電波でいくつもの天体を観測する一方で, もっとも難しい波長 1.3 cm の試験観測を順次行っていく予定である.

参 考 文 献

- 1) A. R. Thompson, J. M. Moran and G. W. Swenson, Jr: Interferometry and Synthesis in Radio Astronomy, John Wiley & Sons, USA, (1986).
- 2) 高橋富士信, 近藤哲朗, 高橋幸雄: VLBI 技術, オーム社, (1997).
- 3) T. J. Pearson and A. C. Readhead: Image Formation by Self-calibration in Radio Astronomy, Ann. Rev. Astron. Astrophys., **22**, 97, (1984).
- 4) H. Hirabayashi, M. Inoue and H. Kobayashi: Frontiers of VLBI, Universal Academy Press, Inc., Tokyo, (1991).