

電波天文学特論 II 2008-1

1 VLBI天文学入門

1.1 VLBIとは

VLBIとは Very Long Baseline Interferometer の略語で、日本語では超長基線干渉計と訳される。すなわち、VLBIは電波干渉計の一種で、その中でも特に基線長が非常に長いものを指す。具体的には基線長は数 100 km から数 1000 km、場合によっては地球サイズを超えて数 10000 km というものもある。VLBIの最大の特徴は、ありとあらゆる波長帯の観測装置の中で、最も高い空間分解能を誇ることであり、これがVLBIの最もユニークな特徴であるといえる。現存する装置で、すでに数 mas (ミリ秒角) から数十 μas (マイクロ秒角) が達成されている。ハッブル望遠鏡やすばる望遠鏡の最も良いイメージでも分解能は 50 mas 程度だから、これにくらべてVLBIの撮像能力は2桁以上良いことがわかる。

1.2 望遠鏡の分解能

あらゆる波長帯の望遠鏡について、その最高分解能(回折限界ともいわれる)は以下の式で与えられる。

$$\theta \approx \frac{\lambda}{D} \quad (1)$$

ここで、 λ は観測する電磁波の波長、 D は望遠鏡の口径である。すなわち高い分解能を達成するには、より波長の短い電磁波を観測するか、より大きな望遠鏡を使えばよい。電波の場合波長 λ は他の電磁波に比べて長い、電波干渉計の技術により D を非常に(具体的には地球サイズかそれ以上に)大きくできる。これによって、ありとあらゆる望遠鏡の中で最も高い空間分解能が達成される。

表 1: いろいろな望遠鏡の分解能の例

| 装置 | D | λ | θ |
|------------|-----------|-------------------|-------------------|
| 人間の目(瞳孔) | 5 mm | 0.5 μm | 0.34 arcmin |
| すばる | 8.2 m | 2 μm | 50 mas |
| 100m 電波望遠鏡 | 100 m | 1 cm | 0.34 arcmin |
| VERA | 2000 km | 1 cm | 1 mas |
| VSOP-2 | 300000 km | 7 mm | 48 μas |

1.3 なぜ電波か？

式(1)にあるように、望遠鏡の分解能を上げるには波長を短くするか、口径を大きくするか、2通りの方法がある。しかし、VLBIは主にセンチ波帯の電波観測で用いられる観測手法であり、その波長は可視光 ($\lambda \approx 0.5\mu\text{m}$) などに比べれば非常に長い。なぜ、電波領域でのみ、このような高い分解能が達成されているのであろうか？。それは、観測において電磁波をどのように検出しているかに大きく依存している。量子力学によれば電磁波は粒子 (photon) であるとともに波であり、2つの性質を併せ持っている。電波望遠鏡では、電磁波を波として受信しており、観測情報には位相情報が保持されている。このために、複数の望遠鏡で受信した信号を掛け合わせて実効的に大きな口径の望遠鏡を合成する、いわゆる電波干渉計が構成可能である。そのために、非常に大きな(原理的にはいくらでも大きな)口径を持つ電波干渉計が合成可能であり、それによって、最高分解能が達成されているのである。一方、光赤外領域では、ほとんどの場合電磁波を photon として検出しており(例えば CCD)、その場合、位相情報は得られないので、他の望遠鏡と干渉させることはできない。もちろん、波としての性質を用いた光赤外干渉計もすでに存在しているが、電波干渉計に比べるとその機能は大きく制限されている。

1.4 VLBIの長所と短所

VLBIの長所は何とんでも、その圧倒的な分解能である。それによって、天体の詳細な構造や精密位置を計測すること可能である。一方、その最大の短所は、感度が低く、観測可能な天体が極めて限定されることである。現存の装置で観測できる天体は、輝度温度が非常に高い ($T_b > \sim 10^6$) 非熱的電波源のみである。具体的には、ブラックホールに付随する降着円盤やジェット、あるいは星間分子から出るメーザーなどのみが観測可能で、通常の熱的放射は一切観測できない。すなわち、VLBIは究極の分解能を達成するために感度を大幅に犠牲にした装置であるともいえる。ある意味、非常にクセのある装置であるが、使い次第で極めてユニークなサイエンスを展開することが可能である。

VLBIの感度が低い理由は主に2つあげることができる。

- スパースな望遠鏡配置
- 大気揺らぎによって長時間積分が実行不可能

前者は、望遠鏡が飛び飛びに配置されていることから明らかであろう。もし、実行開口径 D に相当する領域を望遠鏡で埋め尽くせばこの問題が解決されるが、これには非現実的なコストがかかる。一方、後者は、電磁波を波として扱う干渉計特有の問題で、望遠鏡ごとに大気揺らぎが異なるために位相

が乱され、波としての可干渉性（コヒーレンス）が失われる。そのために、例えばセンチ波帯の VLBI では、コヒーレントな積分が可能な時間は数分程度に限られる。これは、電磁波を photon として検出する CCD が実効上何 100 時間でも積分できるのと対照的である。これを解消するために、大気揺らぎを除去するための位相補償観測が有効であり、例えば VERA は 2 ビーム同時観測による位相補償を行うユニークな装置となっている。

2 VLBI の感度

2.1 アンテナ温度

アンテナ温度とは、天体からの電波を電波望遠鏡（アンテナ）で受信した際に励起される電力が、何度のナイキスト雑音に相当するかを表したものである。ナイキスト雑音は、ある一定温度を持つ物体（例えば抵抗）の内部粒子の熱運動によって発生する雑音であり、その電力は雑音の温度 T 、測定周波数帯域幅 $\Delta\nu$ を用いて

$$P = kT\Delta\nu, \quad (2)$$

と書ける。ここで k はボルツマン定数である。一方、フラックス S_ν の天体を有効開口面積 A_e (=開口能率 × 物理的開口面積) の望遠鏡で観測したとすると、

$$P_{\text{ant}} = \frac{1}{2}S_\nu A_e \Delta\nu \equiv kT_a \Delta\nu, \quad (3)$$

と書ける。ここで最初の係数 $1/2$ は通常の観測では偏波を分離して片偏波のみを受信することに対応する。最後の等式が、この電力を励起するのに必要なアンテナ温度 T_a を表している。これより、

$$T_a = \frac{S_\nu A_e}{2k}, \quad (4)$$

と書ける。これが天体のフラックスとアンテナ温度を関係づける式である。

2.2 システム雑音温度

アンテナの出力電力は天体信号によるものだけでなく、大気の熱雑音や受信機が出す雑音なども含まれており、通常の場合、これらが天体からの受信電力よりも圧倒的に大きい。天体のない空の領域に電波望遠鏡を向けた際の望遠鏡の雑音出力を同様に温度で表し、これをシステム雑音温度 T_{sys} と書く。

2.3 S/N 比

電波干渉計を構成する任意の基線で天体を観測した際の S/N 比 (Signal-to-Noise Ratio) はアンテナ温度とシステム雑音温度の大小から求まる。観測の周波数幅を $\Delta\nu$ 、積分時間を τ とすると、雑音レベル σ_{noise} は

$$\sigma_{\text{noise}} = \frac{T_{\text{sys}}}{\sqrt{2\Delta\nu\tau}}, \quad (5)$$

まで低減される。ここで分母の平方根の中の項はサンプル情報の数を表している (ファクター 2 はナイキストサンプルで、最大周波数の 2 倍のサンプルがあることに相当する)。すなわちサンプル数 N に対して、 $1/\sqrt{N}$ に比例して雑音レベルが改善することを示している。

上記の雑音レベルで天体のアンテナ温度を割れば、干渉計で天体を観測した際の基線ベースでの S/N 比が次のように得られる。

$$S/N = \frac{T_a}{\sigma_{\text{noise}}} = \frac{S_\nu A_e \sqrt{2\Delta\nu\tau}}{2kT_{\text{sys}}}. \quad (6)$$

上記の式では、異なる観測局が同等の性能 (システム温度および開口面積) を持つと暗に仮定しているが、実際の干渉計では局によってそれらの値が異なることも有り得る。その場合の基線ベースの S/N 比は、システム温度および開口面積を両局の幾何平均で与えることにより、

$$S/N = \frac{S_\nu \sqrt{A_{e1} A_{e2}} \sqrt{2\Delta\nu\tau}}{2k \sqrt{T_{\text{sys}1} T_{\text{sys}2}}}. \quad (7)$$

と書ける。

例えば、VERA の典型値として $\Delta\nu = 256 \text{ MHz}$, $\tau = 60 \text{ sec}$, $T_{\text{sys}} = 150 \text{ K}$, $A_e = 0.5 \times \pi \times 10^2 \text{ m}^2$ を用いると、 $\sigma_{\text{noise}} = 15 \text{ mJy}$ となり、 $S_\nu = 75 \text{ mJy}$ 程度の天体なら S/N 比 5 で検出できることがわかる。