Interferometry and Synthesis in Radio Astronomy 課題研究ゼミ*第6回

東京大学理学部天文学科4年 泉 拓磨

2011年6月14日

概要

今日からは Thompson の教科書です。今日(と次回の頭)はまず概論を。

Chap.I Introduction and Historical Review

まずこの章では干渉計技術の実際の応用面、基本用語や概念の説明、干渉計装置の歴史を概観して いく。

1.1 Applications of radio interferometry

単一鏡のままではどうしても分解能が低い→電波干渉計へ。

例:100m 鏡で波長 7mm を観測→分解能~17"。(cf. 可視:理想的には 0.015"。実際には大気の影響 がどうしても残るので 1"程度)

可視や他波長との比較も考慮して、

- 天体の位置
- 強度
- 偏光
- 周波数スペクトル

etc を取りたい。これが干渉計ならできる。

精密な位置測定は「位置天文」で重要(位置天文学への応用)。視差から距離が出たり、相対論の検証 ができたり、太陽系の dynamical parameter の決定をしたり。この位置天文的な測定には、天体の位 置の reference frame を作ることが大事。理想的にはその frame には非常に遠くて大質量の天体をベー スにすることが適している。電波観測は今のところ、そういった frme 作成に適している。電波観測で は位置の絶対量は 10^{-3} "の精度で、近接する 2 天体の相対位置は 10^{-5} "の精度で決まる。(cf. 地上での 可視光: 0.05"、Hipparcos 衛星: 1mas、NASA Space Interferometry Mission = SIM: ~4 μ ")

観測プロセスの一つとして、位置天文では ICRF (International Celestial Reference Frame) に対 する装置の位置を決めるので、地上観測だと地球の方向パラメータが決まる→歳差、章動、極運動(周 辺天体の重力や、地球の構成物質の影響で自転軸に対する地球自身の位置が変動。同じ理由で回転の角 速度も変わるので universal time の補正もかける。)

… というように、orientation parameter は地球自身の dynamics を研究するのにとても大事。1970s に電波を用いてこれらの正確な観測ができるとわかった→測地学への応用。この他にも色々な方面への 応用があり、それは工学的なものも含むが、この本では自然の天体からの電波の話を扱う。

電波干渉計一般に、アンテナ間隔を広げると分解能も上がる。たとえば VLBI では 100~1000km。 また、その装置で達成できる分解能は、信号をどこまで処理できるかということにも依存する。電波は ダスト吸収を受けない波長帯なので、そういう意味でも観測的に重要である。

1.2 Basic terms and definitions

Cosmic signals

まず、アンテナで発生する電圧= signal であり(全部電気的に処理)、基本的には Gaussian random noise を持つ。つまり、アンテナでの電圧 V = V(t) は、ランダムに発生する非常に短いパルスが集まっ てガウシアン波形を作っているとする。そして、天体からの信号の性質は、観測時間の範囲(数分~数時間)では変わらないと仮定する。つまり、エルゴード性を仮定し、

$$\langle V(t) \rangle = \lim_{T \to \infty} \frac{1}{T} \int_{\tau/2}^{T/2} V(t) dt \tag{1}$$

以下、観測波形として連続波とスペクトル線を考えていく。

 連続波:(たいていの)装置の観測周波数帯で強度がほとんど一定(連続的) このタイプの輻射を出す電子は一般に相対論的で、その輻射はそのときそのときの運動方向に集 中する(例:シンクロトロン)。よって観測者はパルスを見ることになる。観測される偏光は主 に直線偏光で、円偏光の成分は非常に少ない。が、トータルの直線偏光は小さい。というのも、 放射源内の B の方向の変動とファラデーローテーション(偏光面の回転)により直線偏光はラン ダム化されるから。

この電子の電磁パルスのパワーは、軌道周波数 ($\omega_B = qB/mc\gamma$) とマッチする周波数に集中する。そして結局、電子エネルギーの連続分布が連続波を生み出している。また、個々の電子からのパルスは大量なので分離はできない (電場は平均ゼロのランダムプロセスに見える)。

Fig.1.1 の NGC7027 はクエーサー。 n_e と B が大きいので self-absorption が低周波で起きている。absorptivity や emission は $\propto \nu^{-2}$ 。これと R.J. 近似の ν^2 特性が打ち消し合って高周波で はグラフはフラットになる。

スペクトル線

例えば中性水素原子の 1420.405MHz 線。原子のエネルギーレベル間の遷移による。H だと自然幅は非常に小さいが、それにドップラー幅がつく。これとスペクトルモデルを比較することで銀河構造の形成を読み解いていく。星形成をする 10-100K の分子ガスもスペクトル線を出す。地球大気の電波に対する窓は 1THz より上くらいで閉じるが、高感度なミリ波サブミリ波干渉計を使うと CII の ${}^2P_{3/2} \rightarrow {}^2P_{1/2}$ 遷移 (158 μ m) も見える (1.9THz)。OH や水、SiO などからのメーザーも見える。

この電波の強度は表し方が色々ある。

まず spectral flux density →単に flux density とも。 $[Wm^{-2}Hz^{-1}]$ 。電波は微弱なので、 Jy = $10^{-26}Wm^{-2}Hz^{-1}$ も使う。この spectral flux density を周波数積分したものを power flux density というが、これも単に flux density $[Wm^{-2}]$ と呼ぶこともある。power flux density はポイン ティングベクトルの時間平均に等しい。

$$\int S_{\nu} d\nu = \frac{\int |\mathbf{E} \times \mathbf{H}| \mathbf{dt}}{\int dt}$$
(2)

観測量は電波源から単位立体角あたりに出てくる spectral power flux density [Wm⁻²Hz⁻¹str⁻¹] である。これを intensity という (specific intensity、brightness とも)。intensity I_{ν} を用いると、パワー Pは

$$P = I_{\nu} d\Omega dA dt \tag{3}$$

である。この考え方は天体の電波放射から受信機でそれを受けるまでの全段階で使える。ここで、黒体 輻射を仮定すると

$$I_{-nu} = \frac{2kT\nu^2}{c^2} \frac{\frac{h\nu}{kT}}{\exp(\frac{h\nu}{kT}) - 1} = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{\exp(\frac{h\nu}{kT}) - 1}$$
(4)

 $h\nu \ll kT$ のとき、Rayleigh-Jeans 近似 (だいたい ν (GHz) \ll 20T(K) のとき)

$$I_{\nu} \sim \frac{2k\nu^2}{c^2}T\tag{5}$$

これから I を温度換算すると、

$$T_B = \frac{c^2}{2k\nu^2}I = \frac{\lambda^2}{2k}I \tag{6}$$

これを輝度温度という。黒体なら $T_B = T$ と physical temperature に一致する。

例:分子雲からの carbon monoxide では T_B が 10~100K。これは励起温度に比例する。

Source Positions and Nomenclature

天体の位置

座標= (RA,Dec) で表す。1950 年分点、2000 年分点がある。 例:1950 年分点。RA=01h34m49.83s,Dec=32°54'20.5"→0134+329 と略記。 天球上の位置は地球の歳差、章動、光行差、天体の固有運動によって変わる。

天体からの信号の受信

アンテナの主ビームの中心に入ってくる輻射に対する collecting area A はアンテナの幾何学的な面 積に開口能率(大体 0.3~0.8 程度)をかけたもの。受信されるパワーを P_A 、帯域幅 $\Delta \nu$ 、天体(ビー ムサイズより小さいとして)のフラックス密度 S を用いると

$$P_A = \frac{1}{2} S A \Delta \nu \tag{7}$$

となる。係数1/2は2偏波のうち片方しかとっていないとき。Sは立体角積分した intensity に対応。

次にランダムノイズパワー P を考えるが、これは普通ナイキストの定理を用いて有効温度

$$T = \frac{P}{k\Delta\nu} \tag{8}$$

で表す。一般に、プランク関数を用いると $P = kT_{plank}\Delta\nu$ となる。この T_{plank} は有効輻射温度(雑音 温度) であり、T が物理温度だとして

$$T_{plank} = T\left[\frac{\frac{h\nu}{kT}}{\exp(\frac{h\nu}{kT}) - 1}\right]$$
(9)

受信機システムの雑音パワーはシステム温度 T_S で書く。これは無入力時のパワーを温度換算したもの である。式 (9) の T_{plank} を T_S にすることで物理温度との対応がつく。 T_S は受信機温度 T_R とアンテ ナ温度 T'_A (地上からの放射や大気の影響、抵抗損失などによる分)に分解できる。

しかしこの「アンテナ温度」は、単にアンテナからの出力を表すのに使うこともあり、

$$P_A = kT_A \Delta \nu \tag{10}$$

となる。式 (7)(10) により flux density との結びつけができて、これを使うと

$$T_A(K) = S(Jy) \times A(m^2)/2800$$
 (11)

たまにアンテナの性能を Jy/K で表すこともある。これは T_A を 1K 上昇させる点源からの flux density として定義される。ここまでをまとめると、アンテナから受信機システムに T_A が入力されると、そこ から出力されるパワーは $P = k(T_A + T_S)\Delta\nu$ になる。

次に system equivalent flux density S_E を考える。これはアンテナと受信機を合わせた感度の指標である。式 (7)を使って、無入力時のシステム雑音温度を flux density 換算することで、

$$S_E = \frac{2kT_S}{A} \tag{12}$$

次に S/N 比について考えてみる。ソースからのシグナルパワーと受信機のノイズパワーの比は T_A/T_S になる。ここで、シグナルとノイズのランダムさにより、時間間隔 $(2\Delta\nu)^{-1}$ で測定するパワーレベルは各々独立。よって、時間 τ で平均したシグナルレベルを測るときには大体 $2\Delta\nu \cdot \tau$ 個の独立したサンプルがある。受信機に付属するパワーの測定器の出力端での S/N 比 R_{sn} は

$$R_{sn} = C \frac{T_A}{T_S} \sqrt{\Delta \nu \cdot \tau} \tag{13}$$

である。C は定数。典型値として $\Delta \nu = 50$ MHz、 $\tau = 5$ h でやると、 $\sqrt{\Delta \nu \cdot \tau} \sim 10^6$ になり、パワーが システムノイズの 10^{-6} でも検出できることになる。

例:総開口面積 10^4m^2 の望遠鏡、flux density= $1\text{mJy} = 10^{-3}$ Jy の点源、帯域幅 50MHz という状況 を考える。これは 10^3 年かかってやっと total energy が ~ 10^{-7} J (=1 erg) で、落ちてくる雪の運動 エネルギーと同程度。これと同じ望遠鏡でシステム温度 50K で信号を検出しようとすると、約 5 分か かる。

1.3 Development of radio interferometry

色々な干渉計を概観する。

Michelson Interferometer

Michelson(1899,1920), Michelson&Pease(1921)

Arcturus、Betelgeus のような大きい星の直径を出すには十分な分解能があった。Fig.1.4 において、 a_1 、 b_1 の光は直で来るが a_2 、 b_2 は Δ 多い光路を通る。星像はシーイング、鏡での回折、バンド幅等の 影響で有限の大きさに広がる。焦点面上の干渉縞の振幅比として fringe visibility

$$V_M = \frac{\text{intensity}_{\max} - \text{intensity}_{\min}}{\text{intensity}_{\max} + \text{intensity}_{\min}}$$
(14)

を定義する。min=0 なら $V_M = 1$ で、これは星の大きさがフリンジ幅に比べて小さいときで、つまり 分解できていない。 $V_M < 1$ なら分解されたとみなす。

いま、intensity の二次元表現として I = I(l, m) を考える。aperture spacing vector に対して平行 方向に l、垂直方向に m という座標系を取る。 フリンジは aperture spacing 方向へしか分解しない。 垂直方向への応答は立体角積分した intensity に比例する。→干渉計では l 方向に投影した intensity を 見る。

$$I_1(l) = \int I(l,m)dm \tag{15}$$

実はフリンジビジビリティは *I*₁(*l*) のフーリエ展開になっている。Fig1.5 は 3 種類の電波源モデルについて *I*₁ に対応するフリンジビジビリティを示した図である。

Early two-element radio interferometers

Ryle&Vonberg,1946: cosmic radio emission 用の干渉計。175MHz (λ ~1.8m)、ダイポールアンテ ナで基線長は 10~140m で変えた。1950s、1960s のメートル波干渉計ではアンテナビームは子午線を 向いて、地球の自転を使って RA 方向のスキャンをした。Fig 1.6 のダイポールアンテナにおいて、右 のアンテナの電圧を $V_r = V \sin(2\pi\nu_0 t)$ とする。左右のアンテナでの時差は $\tau = D \sin\theta/c$ でこの θ を angular position という。このとき、左のアンテナの電圧は $V_l = V \sin(2\pi\nu_0(t - \tau))$ となる。

受信機は二乗特性を持つとして

$$(V_l + V_r)^2 = [V\sin(2\pi\nu_0 t) + V\sin(2\pi\nu_0 (t-\tau))]^2$$
(16)

検出器にはローパスフィルターをセットしてあって、*ν* ≤ *ν*⁰ 程度しか通さないとすると式 (16) は

$$F = V^2 [1 + \cos(2\pi\nu_0\tau)]$$
(17)

になり、検出器の出力 Fを得る。これを θ で書くと、

$$F = V^{2} [1 + \cos(\frac{2\pi\nu_{0}D\sin\theta}{c})] = V^{2} [1 + \cos(\frac{2\pi D\sin\theta}{\lambda_{0}})]$$
(18)

となる。このときの $\phi_0 = 2\pi\nu_0\tau$ をフリンジ位相という。

Sea interferometer

40~400MHzで観測。海面からの高さ 60~120m。太陽を観測して電波初のフリンジを測定。

Phase switching interferometer

Fig 1.6,1.7 の問題点→ソースからの信号に加えて、銀河の背景光や地面の熱雑音、受信機システムの 増幅器の雑音が乗っている(天体からの電波は非常に微弱)。そこで、phase switching 法(Ryle,1952) を使う。これは受信機の邪魔な成分を除き、フリンジの振動のみを残す手法である。この手法では、 二つのアンテナからの信号のうち片方を、周期的に位相を反転させる。よって出力は $(V_1 + V_2)^2$ か $(V_1 - V_2)^2$ のどちらか。これらの差を取ると、それは V_1V_2 に比例。よって、出力は V_1V_2 の時間平均と 解釈できる。式 (17) でいうと定数部分 $V^2 \times 1$ が消えて、cos 成分が残ることになる。Fig1.9 は V_1V_2 の時間変動を示してある。これはその後、相関型干渉計へと発展していく。

Optical identification and calibration source

可視光で見つかっている天体を電波でも探すことを考える。transit(子午線通過?)の時間を測る、 フリンジの振動周波数を測る。

Smith(1952): $\Delta \alpha = 20$ ", $\Delta \delta = 40$ "

Baade&Minkowski: Cyg A が遠方銀が、Cas A が SNR ということを示す。

INTRODUCTION AND HISTORICAL REVIEW



te 1.1 Continuum spectra of three discrete sources: Cygnus A, a radio galaxy; 3C48, a r, and NGC7027, an ionized nebula within our Galaxy. Data are from Conway, Keller-, and Long (1963); Kellermann and Pauliny-Toth (1969); and Thompson (1974). [One y (Jy) = 10⁻²⁶ W m⁻² Hz⁻¹.]

aradiospectrum. The individual pulses from the electrons are too numerous to sparable, and the electric field appears as a continuous random process with mean. The variation of the spectrum as a function of frequency is related a slope of the energy distribution of the electrons. In the quasar in Fig. 1.1, th is a very much more compact object than the radio galaxy, the electron ifty and magnetic fields are high enough to produce self-absorption of the ation at low frequencies.

GC7027, the spectrum of which is shown in Fig. 1.1, is a planetary nebula iGC7027, the spectrum of which is shown in Fig. 1.1, is a planetary nebula in our Galaxy in which the gas is ionized by radiation from a central star. The ormission is a thermal process and results from free-free collisions between ound-electrons and ions within the plasma. At the low-frequency end of the tral-curve-the nebula is opaque to its own-radiation and emits a blackbody trum, for which the Rayleigh-Jeans law is a valid approximation. As the

1.2 BASIC TERMS AND DEFINITIONS 5

line is that of neutral atomic hydrogen at 1420.405 MHz, which results from the transition between two energy levels of the atom, the separation of which is related to the spin vector of the electron in the magnetic field of the nucleus. The natural-width-of-the-hydrogen-line-is-negligibly-small, but Doppler shifts caused by thermal-motion-of-the-atoms-and-large-scale-motion-of-gas-clouds.spread-the-line-radiation. The overall Doppler spread within our Galaxy covers several hundred kilohertz. Information on galactic structure is obtained by comparison of these velocities with those of models incorporating galactic rotation.

Our Galaxy and others like it also contain large molecular clouds at temperatures of 10–100 K in which new stars are continually forming. These clouds give rise to many atomic and molecular transitions in the radio and far-infrared ranges. Over 4500 molecular lines from approximately 80 molecular species have been measured (Lovas, Snyder, and Johnson 1979; Lovas 1992). A list of atomic and molecular lines is given by Rohlfs and Wilson (1996)—see bibliography. A few of the more important lines are given in Table 1.1. Note that this table contains less than 1% of the known lines in the frequency range below 1 THz. Figure 1.2 shows the spectrum of radiation of many molecular lines from the Orion nebula in the bands from 214 to 246 and from 329 to 360 GHz. Although the radio win-

Line
Kadio
portant
iome Im
E LI S
TABL

Chemical Name	Chemical Formula	Transition	Frequency (GHz)
Deuterium	D	${}^{2}S_{1}, F = \frac{3}{2} \to \frac{1}{2}$	0.327
Hydrogen	HI	${}^2S_{\frac{1}{2}}, F = 1 \rightarrow 0$	1.420
Hydroxyl radical	НО	${}^{2}\Pi_{\frac{3}{2}}^{2}, J = \frac{3}{2}, F = 1 \rightarrow 2$	1.612 ^a
Hydroxyl radical	НО	${}^{2}\Pi_{\frac{3}{2}}, J = \frac{3}{2}, F = 1 \to 1$	1.665 ^a
Hydroxyl radical	НО	${}^{2}\Pi_{\frac{3}{2}}, J = \frac{3}{2}, F = 2 \rightarrow 2$	1.667 ^a
Hydroxyl radical	НО	${}^{2}\Pi_{\frac{3}{2}}, J = \frac{3}{2}, F = 2 \rightarrow 1$	1.721 ^a
Methyladyne	CH	${}^{2}\Pi_{\frac{1}{2}}, J = \frac{1}{2}, F = 1 \rightarrow 1$	3.335
Hydroxyl radical	НО	${}^{2}\Pi_{\frac{1}{2}}, J = \frac{1}{2}, F = 1 \rightarrow 0$	4.766 ^a
Formaldehyde	H_2CO	$1_{10}^2 - 1_{11}$, six F transitions	4.830
Hydroxyl radical	ЮН	${}^{2}\Pi_{\frac{3}{2}}, J = \frac{5}{2}, F = 3 \rightarrow 3$	6.035 ^a
Methanol	CH ₃ OH	$5_1 \xrightarrow{2}{\rightarrow} 6_0 A^+$	6.668 ^a
Helium	³ He ⁺	${}^2S_{\frac{1}{2}}, F = 1 \rightarrow 0$	8.665
Methanol	CH ₃ OH	$2_0 \xrightarrow{2} 3_{-1}E$	12.179 ^a
Formaldehyde	H_2CO	$2_{11} \rightarrow 2_{12}$, four F transitions	14.488

7



ure 1.4 (a) Schematic diagram of the Michelson–Pease stellar interferometer. The incomrays are guided into the telescope aperture by mirrors m_1 to m_4 , of which the outer pair ne the two apertures of the interferometer. Rays a_1 and b_1 traverse equal paths to the eyee. at which the image is formed, but rays a_2 and b_2 , which approach at an angle θ to the numental axis, traverse paths that differ by a distance Δ . (b) The intensity of the image as a ction of position angle in a direction parallel to the spacing of the interferometer apertures. solid line shows the fringe profiles for an unresolved star ($\mathcal{V}_M = 1.0$), and the broken line or a partially resolved star for which $\mathcal{V}_M = 0.5$. velength. At the top of the figure is a rectangular pillbox distribution, in the ter a circular pillbox, and at the bottom a circular Gaussian function. The

(a) left, a uniform rectangular source; (b) left, a uniform circular source; (c) left, a circular

Gaussian distribution. The corresponding Michelson visibility functions 19

ميا المنام من المرام من



1.3 DEVELOPMENT OF RADIO INTERFEROMETRY

15

8