

修士学位論文

6.7 GHz メタノールレーザーを用いた大質量原始星
G8.683-0.368 における内部固有運動 VLBI 計測

2012 年度
(平成 24 年度)

茨城大学大学院理工学研究科
理学専攻物理系電波・赤外観測研究室

11NM156H
齋藤貴文

平成 25 年 2 月 6 日

Abstract

大質量星 ($\geq 8 M_{\odot}$) の形成過程の理解は、観測領域が遠方であることや、大質量原始星の周囲を高密度の星間物質が覆っているため観測が困難であることから、現在でも理解が不十分である。しかし、近年の分子輝線および赤外線での観測により、大質量星は中小質量星と同様に形成途上で周囲にガス・ダストの回転円盤を有する事が分かってきており (Patel, N. A., et al. 2005, Beltran, M. T., et al. 2006, Kraus, S., et al. 2010)、その形成過程は円盤からの質量降着説が有力とされている。大質量原始星周囲のガス・ダストの回転およびインフォール運動を捉える事ができれば、この説をさらに強く支持する事が可能となる。

そのためのプローブとして用いたのが、6.7GHz メタノールメーザーである。このメーザーは、大質量星形成領域でのみ検出され (Minier, V., et al. 2003, Xu, Y., et al. 2008)、実際 6.7 GHz 帯で放射されるメタノールメーザーでは、いくつかの大質量原始星周囲で、ガスの回転と解釈できる固有運動の検出が報告されている (e.g., Sanna et al. 2010)。本研究では、このような円盤上の回転・降着運動の直接検出を目指し、2010 年から東アジア VLBI 観測網 (EAVN) を用いた 6.7 GHz メタノールメーザーの VLBI サーベイモニター観測を行った。観測は、2010-2012 年にかけてマルチエポックで行った。観測した天体 G8.683-0.368 は、IRAS 18032-2137 と呼ばれる赤外線源に付随しており、地球からは 4.5kpc の距離にある Ultra-Compact HII 領域である。

観測参加局は VERA20 m の 4 局と茨城 32 m(日立局) の計 5 局に加え、2010 年では上海 25m 鏡、2011 年では山口 32m 鏡、2012 年では上海、山口の両局が加わった。解析によって得られた空間構造から、メーザースポットは東西方向に添った視線速度の勾配を示した。また、2010 年では $560 \times 1200 \text{ AU}^2$ のサイズに広がった 5 個のスポットを検出し、2011 年では $900 \times 1900 \text{ AU}^2$ のサイズに広がった 7 個のスポット、2012 年では $900 \times 1000 \text{ AU}^2$ のサイズに広がった 7 個のスポットを検出した。2011 年以降にスポットが増加した要因として、上海局に替わり山口局が加わった事で、単基線が生成され広がったスポットに対する感度が高くなったためと考えられる。

本研究では、これらの観測結果から検出したメタノールメーザースポットがどのような内部固有運動をしているかを調査した。その結果、3つのスポットで $1 \sim 28 \text{ km s}^{-1}$ の範囲での内部固有運動を検出する事ができた。今回得られた運動は大質量原始星周囲のガス・ダストの回転円盤の運動をトレースしていると考えている。

目次

第 1 章 Introduction	3
1.1 大質量星形成	3
1.1.1 大質量星形成の理論的シナリオ	3
1.1.2 大質量星形成とメーザー	4
1.2 6.7 GHz メタノールメーザー	4
1.2.1 メーザー現象	4
1.2.2 メタノールメーザー	5
1.2.3 メタノールメーザーの有用性	6
1.2.4 強度変動現象	7
1.2.5 内部固有運動	10
第 2 章 大質量星形成領域 G8.683-0.368	12
2.1 IRAS 18032 – 2137	12
2.2 G8.683-0.368	12
2.3 MM1-MM3	14
2.4 アウトフロー	14
第 3 章 観測	17
3.1 VLBI 観測	17
3.1.1 干渉計の必要性	17
3.1.2 干渉計の原理	17
3.1.3 干渉計における Van Cittert-Zernike の定理	18
3.2 東アジア VLBI 観測網	19
3.3 大学連携 VLBI 観測網	20
3.4 観測諸元	20
3.5 データ解析	21
第 4 章 結果	26
4.1 空間分布	26
4.1.1 エポック 1	26
4.1.2 エポック 2	29
4.1.3 エポック 3	33
第 5 章 考察	37
5.1 空間構造の検証	37
5.1.1 ATCA との比較	37
5.1.2 各エポックの重ね合わせ	40

5.2 内部固有運動の検証	42
付 録 A VAN CITTERT-ZERNIKE THEOREM	50
付 録 B 解析マニュアル	53
B.0.1 AIPS を始める前の準備	53
B.0.2 ログインの仕方	53
B.0.3 AIPS の基本コマンド	53
B.0.4 データのロード	53
B.0.5 NX テーブル作成	54
B.0.6 スキャン情報をみる	54
B.0.7 読み込んだデータを 1 つに結合する	55
B.0.8 結合させたファイルの中身を整理する	55
B.0.9 スペクトル情報を見る	55
B.0.10 UV プロットを出す	56
B.0.11 自己相関データを用いて正規化する	56
B.0.12 データを補正する	57
B.0.13 CL テーブルに SN テーブルを読み込ませる	57
B.0.14 位相の補正	58
B.0.15 AVSPC	58
B.0.16 フリンジフィット	58
B.0.17 テーブルコピー	59
B.0.18 フリンジフィット 2	60
B.0.19 バンドパスの補正	61
B.0.20 ドップラー補正	62
B.0.21 CVEL	63
B.0.22 ゲイン変動	63
B.0.23 メーザー源のフリンジフィット	65
B.0.24 ここまでのテーブルのバックアップを作る	66
B.0.25 較正テーブルを適用して周波数方向に積分する	66
B.0.26 CLEAN を実行する	67
B.0.27 天体の情報を求める	68
B.0.28 イメージキューブの作成	68
B.0.29 イメージのモデルフィット	69

第1章 Introduction

1.1 大質量星形成

星の誕生を研究する事は、宇宙の成り立ちや銀河の生成について知る上で大変重要である。星の形成領域は、大質量星と中小質量星とに分ける事ができる。中小質量星については、太陽のより近傍にも複数存在するため、その形成過程はよく理解されている。しかし、大質量星の場合は、形成領域が中小質量星に比べより遠方にあることと、大質量原始星の周囲をより高密度な星間物質が覆っていることなどから、観測が困難である。そのため、その形成過程の理解は現在も不十分である。以上の理由から、太陽質量の8倍以上の質量で構成される大質量星の形成過程を詳しく知るためには、より高い空間分解能が必要となる。大質量星は星の形成材料となる星間物質の進化に寄与するという面からも、その形成過程を研究する事は非常に重要な意味を持つ。

1.1.1 大質量星形成の理論的シナリオ

大質量星の形成シナリオは、中小質量星の理論的モデルと同等に考える事は困難であることが、これまでの研究から知られている。なぜなら、大質量星内部構造の進化のタイムスケールを示す Kelvin-Helmholtz time scale T_{KH} (年) は、

$$T_{KH} \simeq \frac{GM_*^2}{R_* L_*} \simeq 3 \times 10^7 \left(\frac{M_*}{M_\odot} \right)^2 \left(\frac{L_*}{L_\odot} \right)^{-1} \left(\frac{R_*}{R_\odot} \right)^{-1} \quad (1.1)$$

で表すことができる。ここで G は万有引力定数、 M, L, R は星を生成するガスの質量、光度、半径に相当する。また、 $M_\odot, L_\odot, R_\odot$ は太陽の質量 ($= 1.9891 \times 10^{30}$ kg)、光度 ($= 3.85 \times 10^{26}$ W)、半径 ($= 6.960 \times 10^8$ m) を表している。このタイムスケールは、 $10M_\odot$ 以上の質量を有する星では 4×10^4 年以下になり、小中質量星のそれと比べると 10 分の 1 から 100 分の 1 である。それに対して、重力収縮するタイムスケールを示す free-fall time scale T_{ff} (年) は、

$$T_{ff} = \sqrt{\frac{\pi}{G\rho_0}} \simeq 1.1 \times 10^8 \left(\frac{n_{H_2}}{cm^{-3}} \right)^{-1/2} \quad (1.2)$$

と表すことができる。ここで ρ_0 は星を生成する元の分子雲コアのガス密度、 n_{H_2} は星を生成する元の分子雲コアの水素分子の個数密度に相当する。この式 (1-2) においては、水素分子個数密度が 3×10^4 - 10^7 cm^{-3} (e.g., Turner 1984; Downes 1987) の大質量星形成領域においては T_{ff} は 3×10^4 - 6×10^5 年になる。 $T_{ff} > T_{KH}$ であるため、大質量星が主系列星になっても、その周辺ではガスが重力収縮して星に降り積もることが考えられる。即ち、大質量星の質量が、主系列時代に突入しても増大し続けていかなければならないのである。ところが、 $L_*/M_* \geq 700L_\odot M_\odot^{-1}$ になると、星からの輻射圧によって、ダストを含んだガスの星への降着が止められてしまうことも知られている (Shu et al. 1987)。この条件は $M \geq 7M_\odot$ で満たされる。そのため、 $M_* \geq 8M_\odot$ である大質量星

は、球対称な降着モデルでは形成不可能である。

大質量星の形成メカニズムとして、次の二つが議論されている。一つは小質量星と同様に、降着円盤からの質量降着によって形成するシナリオである。このケースの問題は、高い降着率をどう実現するかという点で、小質量星の形成に必要なガスの降着率は、 $10^{-5} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$ 以下だが、大質量星の形成には、 $10^{-4} - 10^{-3} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$ という非常に高い値が要求される (e.g., McKee & Tan 2002, 2003)。もう一つは、恒星同士が衝突して合体することで形成するというシナリオで、これも、 10^6 個 pc^{-3} という非常に高い星の密度が必要であるという議論がある (Zinnecker H., York H. W., 2007, ARAA 45, 481.)。

これらの理論的研究を実際に観測で証明する必要があるが、実際には様々な理由から直接的観測が困難である。まず大質量星の寿命が $10^6 - 10^7$ 年と短いために観測できる天体の絶対数が少なく、その一生の初期段階の恒星はさらに数が少ない。またその期間を深い分子雲の内部で過ごすために、大質量星が光球放射をしていてもこれを包む濃い降着ガスやダスト雲で吸収されてしまい、可視光での直接的観測が難しい。また、少数の例外を除いて 1 kpc (1 pc = 3.26 光年) 以遠に存在し、地球からの距離が遠いため、大質量星の個々の形成現場 (典型的には 1000 天文単位) を詳細に観測するためには 1 秒角よりも 高い空間分解能が必要になってくる。

1.1.2 大質量星形成とメーザー

大質量星形成領域では、原始星のごく近傍から H_2O や OH , CH_3OH など様々な分子からのメーザー現象 (1.2.1 節にて詳細に記述) が確認されている。メーザー源は放射サイズがコンパクト (数天文単位) であるため、一般に距離の遠い (1 kpc 以遠) 大質量星形成領域を高分解能に観測することが可能である。電波波長帯での観測にて発展してきた超長基線干渉計 (VLBI; Very Long Baseline Interferometer) 観測では数ミリ秒角 (milliarcsecond (mas)) の空間分解能を達成することができるため、VLBI アレイを用いたメーザー源の観測は大質量星の個々の形成現場を詳細に観測することを可能にする。またメーザー源は、ドップラー効果によって生ずる視線方向の速度情報と、固有運動による、視線に垂直な天球面上の運動 速度情報を有しているため、速度構造を理解する上で非常に有益なプローブとなる。 H_2O や OH メーザーも大質量星形成領域探索の有益なプローブとして考えられてきたが、小質量星形成領域にも付随 (Wilson & Barrett 1972) しており、大質量星形成領域との切り分けが困難である。また、 H_2O メーザーは内部固有運動の検出から一般的には中心星からのアウトフローをトレースしていることが知られており (e.g., Genzel et al. 1981a, b)、降着円盤自身の回転運動や中心星へのインフォールの運動を探索するには不向きである。 CH_3OH メーザー、特に 6.7 GHz 帯メーザーは大質量星形成領域にのみ付随 (e.g., Minier et al. 2003) しているため、小質量星形成領域との切り分けが可能である。また、寿命が 4 年以上で安定してスポットが存在していることも知られており、発生領域の力学的運動を継続的にトレースすることが可能である。このメーザーの発生領域の理解が、大質量星形成メカニズムの解明において重要な鍵になってくる。

1.2 6.7 GHz メタノールメーザー

1.2.1 メーザー現象

通常の輝線スペクトルは分子との衝突で励起されたイオン・原子・分子が自発的に下の準位に落ちる時に電波を放出するもので、非常に微弱なものである。しかし、分子同士が互いにぶつかり合うことによって生じる衝突励起、もしくは近傍や背後の電波源や赤外線源といった外部からの放射による

放射励起のどちらかによって、通常のボルツマン分布から存在確率分布が反転した状態、即ち低い準位より高い準位の存在確率分布が相対的に大きくなることがある。このような反転遷移の状態にある分子が、何らかのきっかけで高い準位から脱励起するとそれが引き金となり低い準位に雪崩的に遷移すること、即ち誘導放射により強い輝線が観測される。これがメーザー (MASER; Microwave Amplification by Stimulated Emission of Radiation) と呼ばれる現象である。1965 年に天体メーザーとして OH メーザーが初めて検出されて以来、 H_2O , SiO , CH_3OH , H_2CO など様々な分子でメーザー増幅現象が検出されている。このようなメーザーは、星形成領域から年老いた晩期型星まで様々な進化段階の星や領域に付随していることが多い。

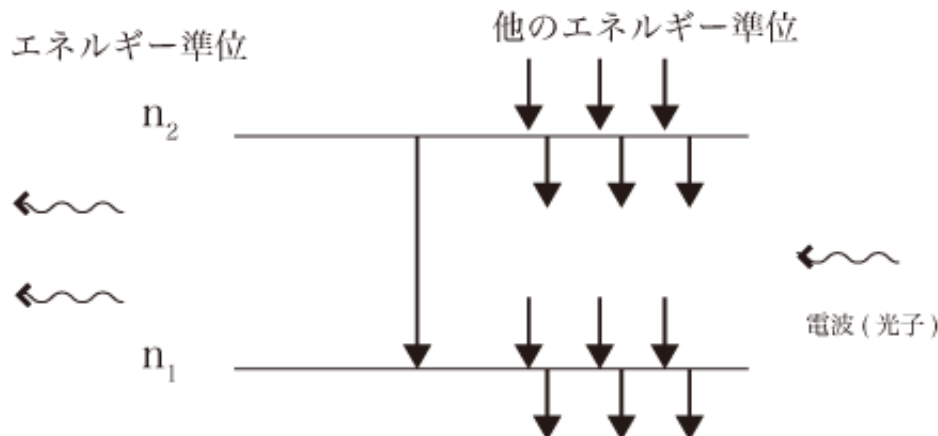


図 1.1: メーザー現象のモデル

図 1.1 のようにある 2 つの準位を考えたとき、普通 (熱平衡状態) のときはそれぞれの準位にある分子の数の比はボルツマンの式

$$\frac{n_2}{n_1} = \exp(-h\nu/kT) \quad (1.3)$$

で与えられる (統計的重みはすべて 1 の場合)。従って通常は $n_2 < n_1$ であり、下の準位にある分子の割合の方が多い。ところが宇宙空間のようにガスの密度がとても低く分子同士の衝突が少ない環境では、エネルギー準位間の遷移は衝突だけでなく輻射も大きく効いてくる。この場合、準位 2 より上にあるエネルギー準位から落ちてくる数と下の準位に落ちる数の差で決まる準位 2 に溜まる分子の数の方が、同様に準位 1 に溜まる分子の数より多くなる逆転現象を起こすことがある ($n_2 > n_1$)。この状態は非常に不安定なので、準位 1 と 2 のエネルギー差に相当する周波数の電波が外部から入ってくると誘導放射を起こし、準位 1 に落ちて、さらに強い電波を放出する。その放出された電波が同様の分子の同じ準位間でまた誘導放射を起こしこれが次々とカスケード的に起こって、同じ周波数の非常に強い電波が放射される。

1.2.2 メタノールメーザー

メタノール分子においては 1971 年にオリオン-KL 領域に初めて 25 GHz 帯でメーザーが発見 (Barrett et al. 1971) されて以来、様々な周波数において遷移が発見されてきた。メタノールメーザーは、その付随領域の違いから、I, II の 2 つのクラスに分類されている (Badr et al. 1987; Menten

1991a)。クラス I および II に属するメタノール遷移を表 1-1 に示す。また、クラス I と II のそれぞれの特徴と相違を表 1-2 にまとめて示す。表 1-2 のように、クラス I と II では、付随領域や励起機構、放射サイズなど様々な点で相違が見られる。Menten (1991a) は、実際にクラス I メーザーが検出される天体からはクラス II メーザーは検出されず、逆もまたしかりであることを示した。しかし、最近の観測では、クラス I メーザーとクラス II メーザーが同一天体から検出されたと報告されている。Voronkov et al. (2005) は、既に 25.0 GHz 帯や 95.2 GHz 帯でのクラス I メーザーが検出されているオリオン分子雲 1 において、クラス II の 6.7 GHz メタノールメーザーを検出している。また、Ellingsen (2005) は 62 個のクラス II 6.7 GHz メタノールメーザー天体の内、 $\sim 40\%$ の 25 個からクラス I 95.1 GHz メタノールメーザーを検出している。このように、最近では Menten (1991a) が提唱したクラス I と II の検出天体の非共存性は、完全に成り立つ訳ではない事が明らかになりつつある。

6.7 GHz 帯のメタノールメーザーは、12.2 GHz 帯と共にクラス II を代表するメーザーである。6.7 GHz メタノールメーザーは励起状態 $(J, K) = (5, 1)$ から低励起状態 $(J, K) = (6, 0)$ への A+ 軸対称による遷移で、 $5_1 \rightarrow 6_0 A^+$ のように表す。また、その静止周波数は 6668.5192 ± 0.0008 MHz である (Breckenridge & Kukolich 1995)。6.7 GHz メタノールメーザーは 1991 年に Menten (1991b) の観測によって発見されて以来、OH メーザー天体 (MacLeod et al. 1992a, b; Gaylard & MacLeod 1993; Caswell et al. 1995a) や IRAS (Infrared Astronomical Satellite) 赤外線源 (Schutte et al. 1993; van der Walt et al. 1995, 1996; Walsh et al. 1997; MacLeod et al. 1998; Slysh et al. 1999; Szymczak et al. 2000) をターゲットにしたサーベイや、銀河面付近 (銀緯 $|b| \leq 1.0^\circ$) を対象とした無バイアスサーベイ (Caswell 1996a, b; Ellingsen et al. 1996; Pestalozzi et al. 2002; Szymczak et al. 2002) など、様々なサーベイ観測が行われてきた。その結果、現在までに系内において 519 天体がカタログ化されている (Pestalozzi et al. 2005)。6.7 GHz メタノールメーザー天体は、大半が銀河面に張り付く様に分布している。最近の高感度あるいは広視野な無バイアスサーベイ (Pandian et al. 2007; Cohen et al. 2007) により 200 天体以上の新検出が報告されているため、今後も 6.7 GHz メタノールメーザー天体は増加していくことが期待される。

表 1.1: 様々な周波数帯におけるメタノール遷移 (Müller et al. 2004 参照)

クラス	周波数 (GHz)
I	9.9, 25.0, 25.8, 26.8, 27.4, 28.1, 28.9, 29.6, 30.3, 36.1, 44.1, 84.5, 95.2, 104.3, 132.9, 146.6, 229.8
II	6.7, 12.2, 20.0, 23.1, 29.0, 37.7, 38.2, 38.4, 86.6, 86.9, 107.0, 108.8, 156.6, 156.8, 157.2

1.2.3 メタノールメーザーの有用性

6.7 GHz 帯のメタノールメーザーは、多くの周波数帯で検出されるメタノールメーザーの中では一番明るく、メーザー全種の中では水メーザーに次いで 2 番目に明るいことが良く知られている。メタノールメーザーの中で、6.7 GHz 帯でメーザーが検出される前まで、メタノールメーザーの中で一番強いとされてきた 12.2 GHz 帯のメーザーよりも、典型的に 10 倍程度強いと言われている (Caswell et al. 1995b)。一番光度の高い天体は $\sim 5.0 \times 10^{-4} L_\odot$ ($L_\odot$: 太陽光度 3.85×10^{26} W) もの光度を

表 1.2: クラス I とクラス II メーザーの特徴

	クラス	
	I	II
CHII 領域、赤外線源、OH メーザー	付随しない	付随する (ただし UCHII 領域とは 1,2 秒角のズレあり) ⁸
発生領域	アウトフローの先端 ^{1,4}	円盤 or アウトフロー
励起機構	衝突 ²	赤外線 ^{5,10,11,12}
メーザー分子ガス領域のサイズ	数百天文単位 ^{6,7}	数天文単位 ^{3,9,13}
典型的輝度温度	$10^6 - 10^8 \text{K}$	10^{10}K

リファレンス - 1) Plambeck & Menten (1990). 2) Cragg et al. (1992). 3) Menten et al. (1992). 4) Liechti & Wilson (1996). 5) Sobolev et al. (1997). 6) Kogan & Slysh (1998). 7) Lonsdale et al. (1998). 8) Walsh et al. (1998). 9) Moscadelli et al. (1999). 10) Cragg et al. (2001). 11) Sutton et al. (2001). 12) Cragg et al. (2005). 13) Sugiyama et al. (2008).

有する。またこのメーザを起こしている分子ガス領域のサイズは数天文単位 ($\approx 1.5 \times 10^{11} \text{ m}$) 程度で非常にコンパクト (Menten et al. 1992; Moscadelli et al. 1999; Sugiyama et al. 2008) であるため、観測される輝度温度も非常に高い。そのため高分解能な VLBI 観測に適しており、秒角スケールの空間分布を数ミリ秒角の高分解能で知ることが可能である。ただし、Minier et al. (2002) の研究により、6.7 GHz 帯のメーザーと類似している 12.2 GHz メタノールメーザーのサイズが必ずしもコンパクトではなく、数百天文単位にも及ぶ拡がった放射も存在していることが示唆されてきている。

1.2.4 強度変動現象

このメーザーは強度変動することが良く知られている。強度変動観測の一例として、Sugiyama et al.(2008) による山口 32-m 電波望遠鏡を用いた大質量星形成領域 Cepheus A(Cep A)-HW2 の観測を紹介する。この観測では、各スペクトル成分間で同期した強度変動が検出された。観測は 2007 年 8 月 4 日から 10 月 24 日 (通算日 216-297) までの 82 日間毎日継続して行われ、図 1-2a で示すような 5 つのピーク成分を観測し、図 1-2b で示すような強度変動を示した。ピーク成分は視線速度 $-1.9, -2.7, -3.8, -4.2, -4.9 \text{ km s}^{-1}$ の 5 成分で、それぞれ I, II, III, IV, V と表記している。

図 1-2b から、通算日 224-250 の 27 日の間に 5 成分全てが強度変動を示した。この期間に、I, II は強度減少変動を示し、その一方で III, IV, V は強度上昇変動を示していた。特に、成分 V は、通算日 224 の時点では 66.7 Jy であったのに対し、通算日 250 では 180.0 Jy まで上昇しており、変動期間に約 270%もの強度上昇変動を示していた。

この強度変動のメカニズムを明らかにするために、メーザー強度変動に見られる各変動成分間での変動のタイミングの同期に着目した。5 つのスペクトル成分 I-V 同士それぞれの強度変動の関係性の強弱を式 (1-4) で表される相関係数 r_{xy} を用いて示す。

$$r_{xy} = \frac{S_{xy}}{S_x S_y} \quad (1.4)$$

ここで、 S_x, S_y はそれぞれデータ x, y の標準偏差を、 S_{xy} は共分散を表し、

$$S_{xy} = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N (x_i - \bar{x})(y_i - \bar{y}) \quad (1.5)$$

で与えられる。この相関係数は +1 もしくは -1 に近いほど相関性が強く、0 に近いほど相関性が弱いことを表す。得られた相関係数を表 1-2 および 1-3 に示す。表 5-1 は、通算日 216 から 250 までのデータのみを用いて算出した相関係数である。これは、変動傾向が変化するのが通算日 250 であるため、初めの変動期間の相関係数を表している。

表 1-3 は通算日 216 から 297 までの全データを用いて算出した相関係数を表している。表 1-2 からは、成分 I と IV との間の相関係数は -0.63 であるものの、それ以外の相関係数の絶対値は 0.80 を超えており、相関性が非常に強いことが伺える。表 5-2 からは、通算日 250 以降はそれ以前に比べると相関性が多少弱くなっていることが伺える。特に成分 I と IV および V との間の相関係数の絶対値は 0.30 以下である。しかし、その他の成分間の相関係数からは、十分な相関関係が伺える。

以上のように、正・負を問わなければ、5 つのスペクトル成分全ての変動のタイミングが同期していることがわかった。この変動が同期している 5 つのスペクトル成分は、視線速度 -3.3 km s^{-1} を境に 2 つのグループに分離している。また、図 1-3 のように、変動成分 I-V を空間分布と対応させてみると、空間的にも分離して存在していることがわかる。

表 1.3: 通算日 216-250 のデータを用いた相関係数

成分	スペクトル成分				
	I	II	III	IV	V
I	1.00				
II	0.94	1.00			
III	-0.83	-0.96	1.00		
IV	-0.63	-0.84	0.92	1.00	
V	-0.83	-0.97	0.98	0.94	1.00

表 1.4: 全データを用いた相関係数

成分	スペクトル成分				
	I	II	III	IV	V
I	1.00				
II	0.89	1.00			
III	-0.65	-0.90	1.00		
IV	-0.08	-0.50	0.77	1.00	
V	-0.28	-0.68	0.84	0.92	1.00

このように、視線速度的に分離、かつ空間的に分離して存在している成分を、同期させて変動させるのは、ショック領域における衝撃波では難しい。ショック領域で生じる衝突励起に関して、例えば大質量星形成領域 W49N における H_2O メーザの強度変動観測および VLBI 観測によると、ショック領域内での衝突励起に起因する強度変動は各スペクトル成分で様々に異なる (変動率や時間スケールなど) ことが知られている (e.g., Gammon 1976)。その変動の変動率や時間スケールは、ショック面からの距離に依存することが提唱されている (Liljeström & Gwinn 2000)。ここで検出された、メタノールメーザの同期している強度変動成分が、視線速度的および空間的に分離していることから、ショック領域における衝撃波による衝突励起は否定できる。

従って、Cep A-HW2 領域の 6.7 GHz メタノールメーザの強度変動は、共通の恒星の強度変動に起因していることが考えられる。図 1-3 中の星印 (☆) が Cep A-HW2 領域の中心星の位置を表しているが、メタノールメーザの空間分布の中心付近に位置しており、全てのスポットを励起することが可能な位置に存在している。上記の議論から、衝突励起は否定でき、メタノールメーザの強度変動は共通の恒星の強度変動に起因していることから、このメーザは励起源となる中心星からの赤外線放射によって励起されていると言える。

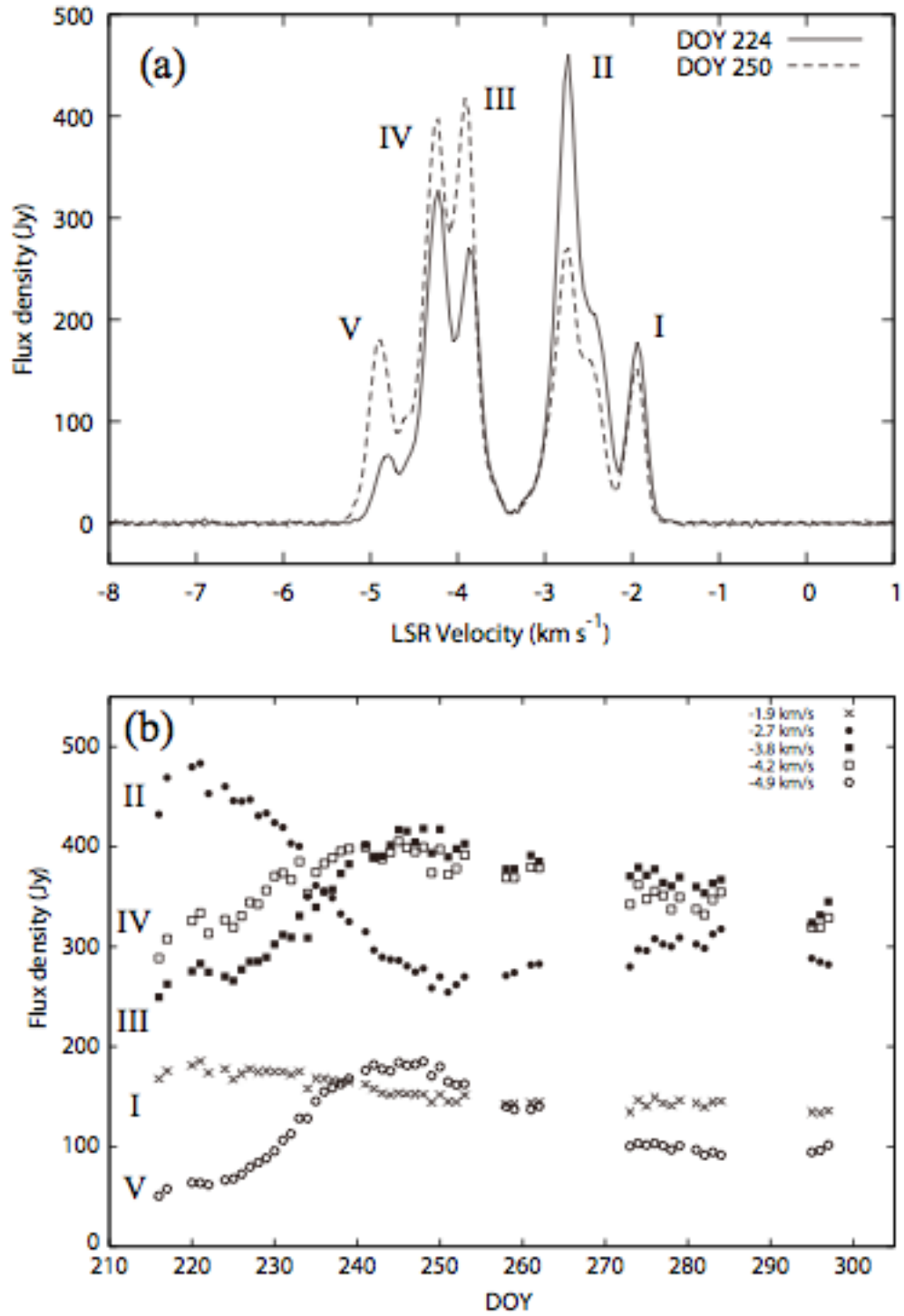


図 1.2: Cep A における 6.7 GHz メタノールメーザの短期強度変動。ローマ数字 I-V はパネル (a), (b) 間で共通。(a) 通算日 224(実線) と 250(点線) のスペクトル。(b) スペクトル成分 I-V のそれぞれの強度変動 (Sugiyama et al.2008)。

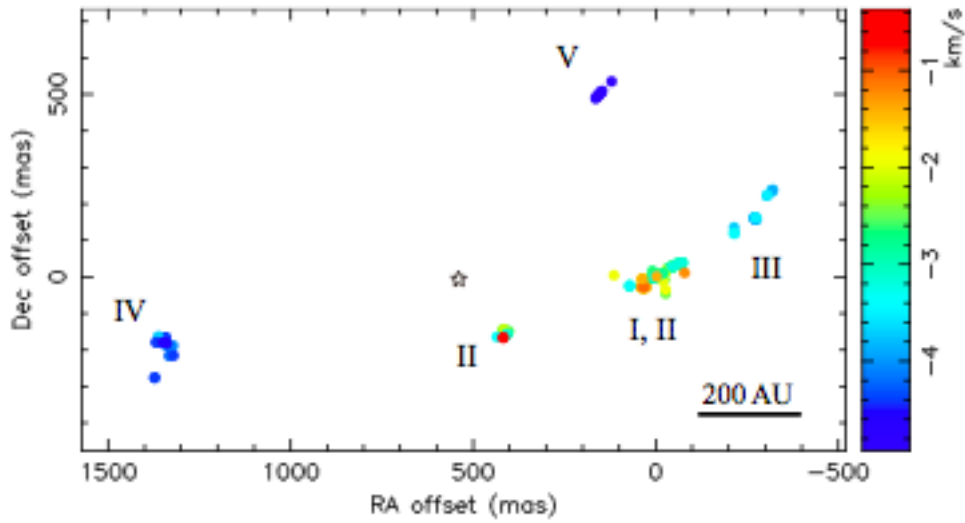


図 1.3: 各スペクトル成分の空間配置図。ローマ数字 I-V は 4.1 節で定義したスペクトル成分に相当。星印 (☆) は Cep A-HW2 領域の中心星の位置を表している (sugiyama et al.2008)。

前述したことが可能であるかどうかをダスト温度の点から検証する。中心星の放射光度としては、Evans et al. (1981) の赤外線観測により得られた $2.5 \times 10^4 L_{\odot}$ を考慮する。上記の値は Cep A からの総光度であり、その内の約半分が HW2 領域からの放射に起因していると考えられているので、 $1.3 \times 10^4 L_{\odot}$ を以降の計算で用いる。HW2 領域の中心星が等方的に放射していることを仮定すると、ダスト温度 T_d は以下の式 (1-6) で算出できる。

$$T_d = (16\pi\sigma)^{-1/4} \cdot R^{-1/2} \cdot L^{-1/4} \quad (1.6)$$

ここで、 R は中心星からメーザスポットまでの距離を、 L は中心星の放射光度を、 σ はステファンボルツマン定数 ($= 5.6705 \times 10^{-8} \text{ W m}^{-2} \text{ K}^{-4}$) を表している。全ての 6.7 GHz メタノールメーザが半径 940 ミリ秒角 (725 pc の距離では実半径 680 天文単位に相当) の同心円上から放射されていると仮定すると、上記の式 (1-6) より 114 K というダスト温度 T_d を得ることができる。この値は Cragg et al. (2005) が算出している理論値 100-200 K に矛盾しないため、Cep A-HW2 領域の 6.7 GHz メタノールメーザは中心に存在する励起源からの赤外線放射により励起されることが可能であると言える。

1.2.5 内部固有運動

1.1.2 節であるとおり、メーザーは比較的長寿命である。そのため複数年にわたり観測を行うマルチエポック観測を行う事により、その内部固有運動を導き出す事ができる。内部固有運動に関しては Sugiyama et al.(2010) の Cep A の観測結果を紹介する。観測は 2006 年 9 月 9 日 (山口, 白田, 水沢, 石垣), 2007 年 7 月 28 日 (山口, VERA4 局), 2008 年 10 月 25 日 (山口, VERA4 局) の 3 回に亘つ

て Japanese VLBI Network (JVN) を用いたマルチエポック観測を行った。

その結果、各エポックでそれぞれ 100, 97, 71 個のメーザースポットを検出した。検出した各スポットのピーク強度は全て検出感度 5σ 以上の値を示し、周波数 2 ch 以上で検出されている。

この観測では、1) 速度分解能 0.176km s^{-1} 以内で一致、2) 相対位置精度 σ の 3 倍以上の動き、3) 視線速度範囲の 2 倍 $\sim 10\text{km s}^{-1}$ 以上の動きを示したスポットは除外、の三条件を満たしたものを同スポットおよびその間での内部固有運動とした。ここで相対位置精度については、2 次元ガウシアンフィッティングの際の S/N 比およびスポット構造に起因するものと、クロックパラメータ較正の際のキャリブレーションとの離角に起因するものを考慮している。

その結果、3 エポック間、および 2 エポック間で内部固有運動は 42 個のスポットで検出された。その運動のプロットを図 1.4 に示す。なおプロットしている運動は、上記の条件により検出された 42 個の運動の平均値 (RA: 1.13 mas, Dec: -0.11 mas) を RA, Dec 方向共に引いた後の運動を表している。その運動は、大まかには空間分布に対して最小二乗フィッティングされた円弧状構造上に沿うような軌道を示していた。

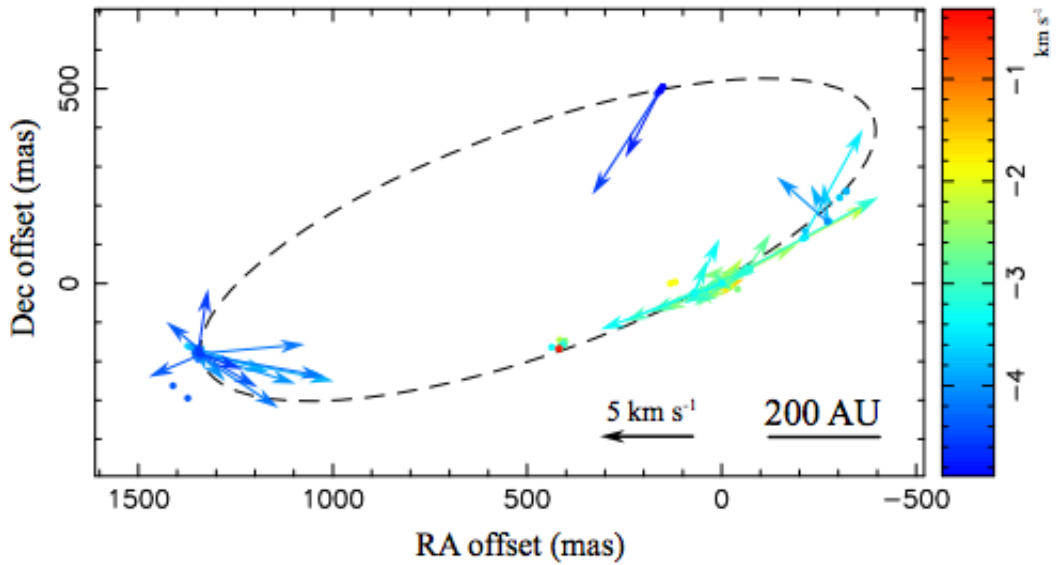


図 1.4: Cep A—HW2 における 6.7 GHz メタノールメーザーの内部固有運動。色は視線速度、矢印は内部固有運動の向きと大きさを表している。点線楕円は空間分布のみに対して最小二乗フィッティングして得られたもの (sugiyama et al.2010)。

第2章 大質量星形成領域 G8.683-0.368

2.1 IRAS 18032 – 2137

観測対象となる G8.683-0.368 は、星の複合体を形成する領域 IRAS 18032-2137 に存在している。IRAS 18032-2137 は銀河の第一象限に位置し、異なる 3 つの領域で形成されている。この領域の大部分は星のクラスター、BDS2003-3 ($\alpha_{J2000}=18:06:15$, $\delta_{J2000} = -21:37:30$, Bica et al. 2003) である。この星の東には、2 つの Ultra-Compact HII 領域 (UCHII 領域), G8.67-0.36, G8.68-0.37 (Wood & Churchwell 1989) が存在し、サブミリの連続波のピークに位置している。この 2 つの天体は、 H_2O , class II CH_3OH , OH メーザーの放射で関連づけられている (Hofner & Churchwell 1996; Walsh et al. 1998; Forster & Caswell 1989; Caswell 1998; Val'ts et al. 2000)。

2.2 G8.683-0.368

G8.68-0.37 は Hill et al. (2010) の観測により、質量は巨大 ($\sim 1.5 \times 10^3 M_\odot$) で高輝度 ($\sim 1.5 \times 10^4 L_\odot$) の天体だが、cm 連続波観測からは収縮しているのか、free-free 放射により膨張しているのか (Longmore et al. 2009) は明らかになっていない。地球からの距離は 4.8 kpc (Purcell et al. 2006) で、この領域は UCHII 領域、または Hyper-Compact HII 領域形成前の非常に若い大質量星の性質を持っているとみられる。

G8.68-0.37 の NH_3 観測 (S.N.Longmore et al. 2010) から、次の事が分かった。i) サブミリ波連続放射と同様の形態をもつ NH_3 の (1,1) & (2,2) の遷移で捉えられる冷たい成分が見られた。ii) NH_3 の (4,4) & (5,5) の暖かい成分は、サブミリ連続波とメタノールメーザー放射のピークを示すが、 $8''$ の空間分解能では分解できない (Pillai et al. 2007; Longmore et al. 2007)。この結果が示唆する事は、G8.68-0.37 は内部に少なくとも数 $M_\odot$ の若い星が存在し、この星からの放射により周囲のガスが暖められている点である。強いインフォールの振る舞いは HCO^+ , HNC , ^{13}CO の 3mm Mopra スペクトルで見られる (Purcell et al. 2006, 2009), 一方で、Harju et al. (1998) の報告では、 SiO の強い放射がアウトフローによって起こったショック起源である事を示している。

要約すると、G8.68-0.37 は対称的で中央がピークのダスト連続波を示すコアから成る、比較的孤立した大質量星である。それはまだ、大規模な原始星団形成の初期段階であり、そしてすでに中心のガスをはっきりと暖め始めている。

表 2.1: Summary of observing source

天体名	IR	RA(J2000)	Dec(J2000)	Vlsr	Fp (Jy)
G8.67-0.36	18032 – 2137	18 06 23.49	-21 19 25.1	43.2	102.0

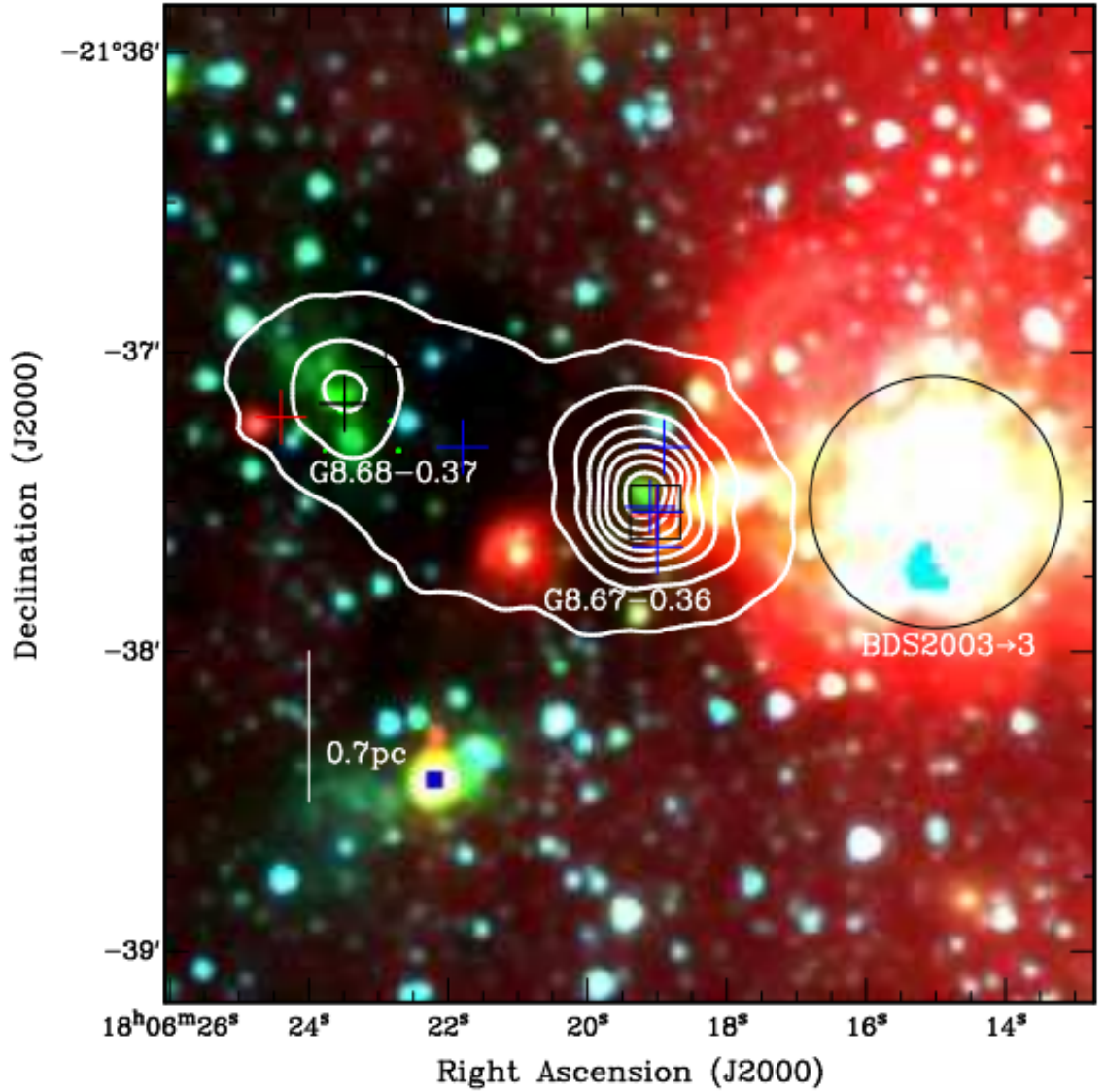


図 2.1: 星の複合体を形成する領域 IRAS 18032-2137。GLIMPSE による $3.6\mu\text{m}$, $4.5\mu\text{m}$, $8.0\mu\text{m}$ の3色のイメージに、SCUBA による $850\mu\text{m}$ の連続放射の等高線を重ねた図 (Hill et al. 2006)。この領域には3つの異なる領域がある。i) 恒星のクラスター、BDS2003-3(Bica et al. 2003)、丸で示されている範囲は Bica et al. (2003) によって報告されている。ii) Ultra-compact HII 領域 G8.67 - 0.36 (Wood & Churchwell 1989, cm の連続波は box によって示す)。iii) HII 領域を形成する前のコアを形成している大質量星 G8.68-0.37。H₂O, CH₃OH, OH メーザーの放射 (Hofner & Churchwell 1996; Walsh et al. 1998; Forster & Caswell 1989; Caswell 1998; Val'tts et al. 2000) はそれぞれ青、黒、赤の十字で示される。

2.3 MM1-MM3

図 2.2 にあるように、SMA の広がった配列を用いた観測から 3 つの放射成分 (強度のピーク順に、MM1 から MM3) に分離した。これらは 1.4" と 2.2" の間隔をもち、それぞれ $\sim 6200\text{AU}$ と $\sim 9700\text{AU}$ の距離に相当する。表 2.2 は、mm 連続波の性質を示す。

温度は、3 つすべての成分を取り囲む半径では $\sim 100\text{K}$ あり、さらに小さい半径だと $\sim 200\text{K}$ に増加する。各成分の同一の温度測定を仮定して、Kaumann et al. (2008) の結果から MM1 から MM3 までの妥当な質量範囲と、標準的なダスト特性を仮定すると、それぞれ $7\text{-}14M_{\odot}$ 、 $5\text{-}9M_{\odot}$ 、 $2\text{-}5M_{\odot}$ となる。これは、単一鏡観測からもとめた総量 $1500M_{\odot}$ (Hill et al. 2010) のごく一部である。

2.4 アウトフロー

図 2.2 で示されているように、両極から北東-南西方向にアウトフローが出ている事がわかる。217GHz SMA 連続波のデータから、MM1 のコアから対称にアウトフローの両速度成分が広がっており、このアウトフローが MM1 から放出されたものだという可能性が最も高い。 $^{12}\text{CO}(2\rightarrow 1)$ 放射のチャンネルマップを図 2.3 に示す。周囲の雲からの広がった放射は、干渉計 (短基線によって 30" 以上の放射にフィルターがかかる) によって LSR 速度 37.2 km s^{-1} 近辺のみ検出される (Purcell et al. 2006, 2009)。アウトフローの特性を決めるために、視線速度 $29.3\text{-}36.3\text{ km s}^{-1}$ (blue) と $45\text{-}74\text{ km s}^{-1}$ (red) の範囲で、検出感度 3σ のフラックス密度を示した ^{12}CO のキューブデータを用いて 2 成分のローブに分けた。

S.N.Longmore et al. (2010) によると、CO の励起温度 30K を仮定し、Scoville et al. (1986) からアウトフローの質量を求めた。図 2-2 で示すようにアウトフローの放射の空間的な領域を覆う赤と青のイメージを定義し、 ^{12}CO と ^{13}CO の両方の平均のスペクトルを導出。 ^{13}CO が検出された場所から、 ^{12}CO の存在比が 89 で (Wilson & Matteucci 1992)、CO の放射が光学的に薄いと仮定し、 ^{12}CO の光学的厚みを推定した。 ^{12}CO の光学的厚みは CO の柱密度を計算するのに用いられ、 ^{13}CO の放射なしでの速度では、 ^{12}CO の放射は光学的に薄いと仮定し、全アウトフロー質量を $\sim 6M_{\odot}$ と導出された。

表 2.2: SMA による mm 連続波のプロパティ

天体名	Flux (mJy)	Flux Peak (mJy)	R.A.	Dec
MM1	45	37	18:06:23.479	-21:37:10.5
MM2	30	24	18:06:23.522	-21:37:11.7
MM3	17	14	18:06:23.494	-21:37:09.1

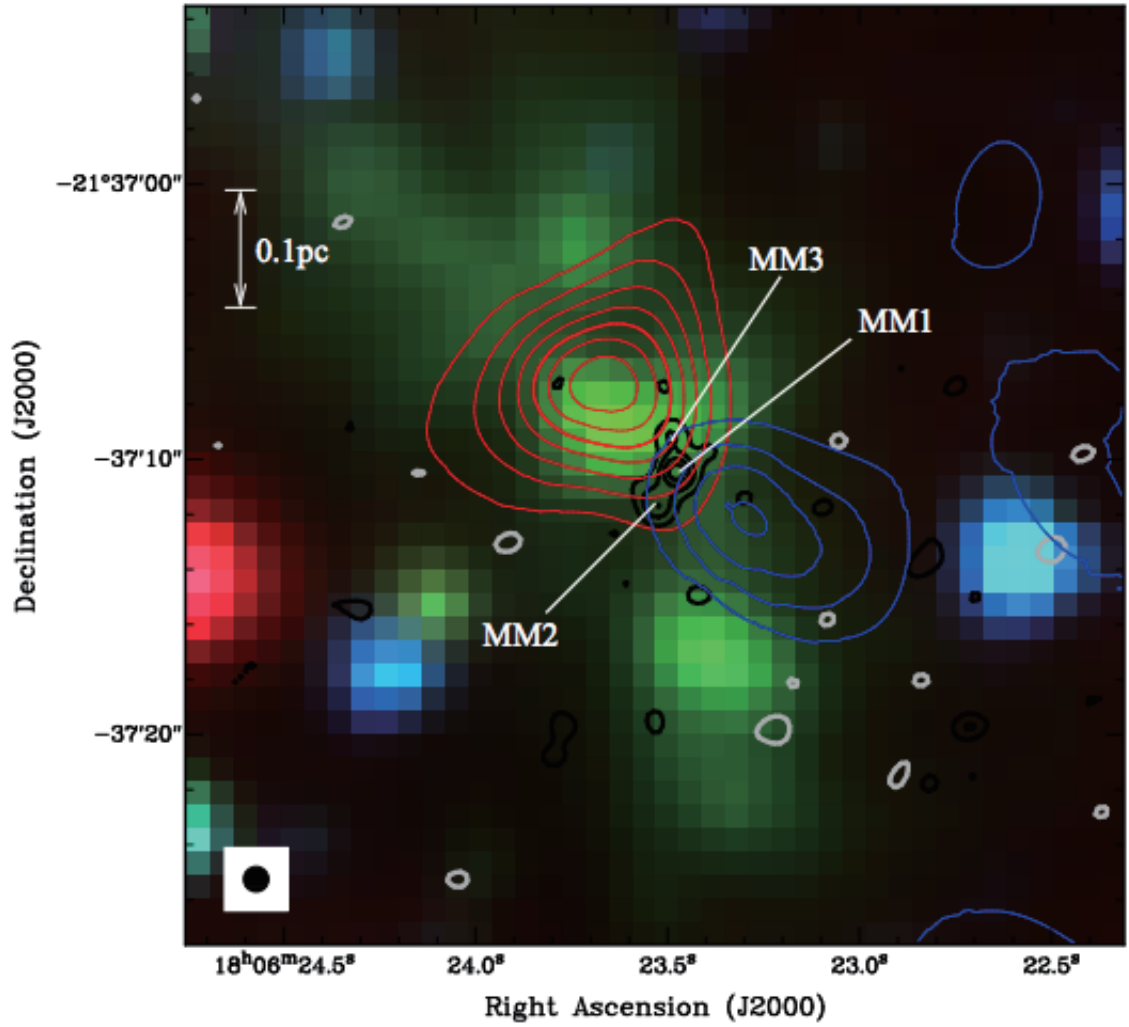


図 2.2: 3.6、4.5、8.0 μm での 3 色 GLIMPSE イメージに、(i) 217GHz の SMA の広がった構造の連続イメージ [grey (-3σ), black (3, 6, 9 σ , ...) 輪郭: $\sigma = 2.6 \text{ mJy}$] と (ii) $^{12}\text{CO}(2 \rightarrow 1)$ の 29.3–36.3 km/s [blue] と 45–74 km/s [red] からの放射を重ねた図。4.5 μm の広がった放射 (ガスのトレーサーとして知られている) と同様の軸に沿った、青と赤の分子流はアウトフローにショックを受ける。3 つの SMA の 1mm 放射のピークは、ピークの順に MM1 から MM3 とラベルされている。1 番明るい MM1 は、アウトフローのローブの中心にあり、アウトフローの駆動源の最適な候補となる。(S. N. Longmore et al.2010)

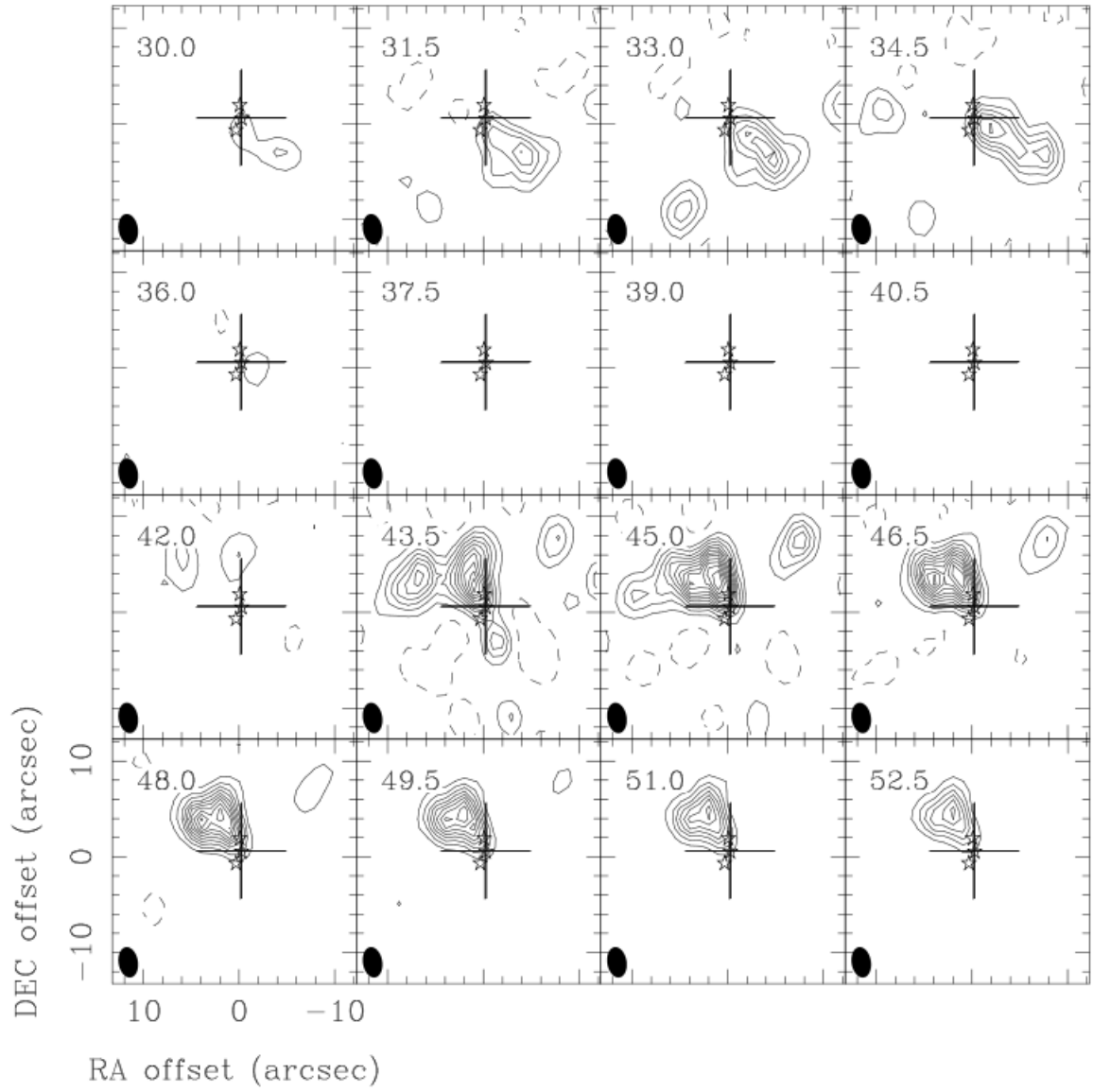


図 2.3: G8.68-0.37 についての $^{12}\text{CO}(2\rightarrow1)$ のチャンネルマップ。左上の数字は各フレームの $V_{\text{LSR}}(\text{kms}^{-1})$ を示し、左下の楕円は合成ビームのサイズを示す。座標系の十字は、メタノールメーザーの位置 ($\alpha_{J2000} = 18:06:23.47$, $\delta_{J2000} = -21:37:10.6$) を表す。等高線は $\pm 5\sigma$ で始まり、 5σ ($\sigma = 140 \text{ mJy/beam}$) ずつ増加していく。参考として、MM1, MM2, MM3 の位置を☆で示す。(S. N. Longmore et al.2010)

第3章 観測

3.1 VLBI 観測

3.1.1 干渉計の必要性

電波干渉計は電波望遠鏡の一種で、複数のアンテナ素子と相関器から構成される観測装置である。干渉計の主目的は角分解能の向上である。角分解能を上げるには望遠鏡の口径を大きくしなくてはならない。しかし指向精度や鏡面精度などを維持しつつ、単一望遠鏡の口径を大きくするには技術的な限界がある。そこで、複数の離れたアンテナ素子に開口を分割することで角分解能の向上を図る。こうすると、アンテナ素子の間隔を口径にもつ単一望遠鏡と同等の角分解能を得ることができる。これが干渉計を用いる理由である。

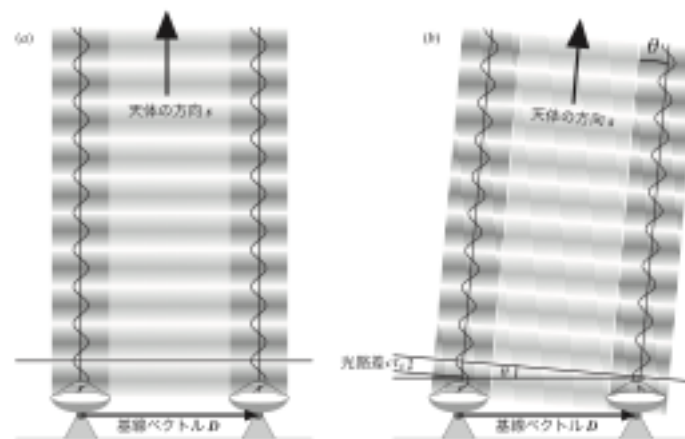


図 3.1: 天体の方向ベクトル s と基線ベクトル D および幾何学的遅延時間 τ_g の関係。(宇宙の観測 II シリーズ現代の天文学 16 より引用)

3.1.2 干渉計の原理

干渉計を構成する各基線が取得するビジビリティは、天体の輝度分布とフーリエ変換の関係にあり、輝度分布を空間周波数ごとに分解した成分である。これは、時間の関数としての電磁波をフーリエ変換して周波数ごとの成分に分解したものがスペクトルである、という関係と似ている。スペクトルの低周波成分が電磁波のゆっくりした変化に、高周波成分が速い変化に、それぞれ対応するのと同様に、ビジビリティの低空間周波数成分が輝度の広がった構造に、高空間周波数成分が細かい構造に、それぞれ対応する。空間周波数空間に連続的に分布するビジビリティのうち、特定の空間周波数

成分をサンプルするのが干渉計である。サンプルされる空間周波数成分は、基線と波長とで決まり、基線が長いほど、波長が短いほど、空間周波数は高い。さまざまな空間周波数成分でサンプルされたビジビリティのセットを集めることで、元の輝度分布を推定できる。

天体の大きさが無視できる点源で、放射が周波数 ν_0 の単色波、つまり放射の電場が $E(t) = E_0 \cos(2\pi\nu_0 t + \phi_0)$ で表せるとする。 E_0 は電場の振幅、 t は時刻、 ϕ_0 は初期位相である。素子アンテナで電波を受信すると電場に比例した電圧 $V(t) = aE(t)$ が得られる。観測する天体が干渉計のアンテナが存在する面と正対している場合、2つの素子アンテナに同一波面が同時に入射するので、互いの波は干渉しあい強め合う。一方、電波源の方向が正面からずれていると、電波源の方向ベクトルを $\mathbf{s}$ とし、アンテナ間を結ぶ基線ベクトルを $\mathbf{D}$ とすると、光路差 $\mathbf{D} \cdot \mathbf{s} = |\mathbf{D}| \sin \theta$ を生じる。波面が到達する時間差を幾何学的遅延といい、 τ_g で表す。光速を c とすると、 $c\tau_g = \mathbf{D} \cdot \mathbf{s}$ である。この時の干渉計出力は、

$$r_{1,2} = \langle (V_1(t) + V_2(t))^2 \rangle = 2a^2 E_0^2 (1 + \cos(2\pi\nu_0 \tau_g)) \quad (3.1)$$

$$= 2a^2 E_0^2 \left(1 + \cos(2\pi \frac{\mathbf{D} \cdot \mathbf{s}}{\lambda_0}) \right) \quad (3.2)$$

と書け、 $\lambda_0 = c/\nu_0$ は波長を示す。(3.2) 式は、天体の方向 $\mathbf{s}$ によって干渉計の出力が変化する事を示しており、 n を整数として $\mathbf{D} \cdot \mathbf{s} = n\lambda_0$ ならば互いの波長は強め合い、 $\mathbf{D} \cdot \mathbf{s} = (n + \frac{1}{2})\lambda_0$ ならば弱め合う。

3.1.3 干渉計における Van Cittert-Zernike の定理

前述した通り、干渉計観測では空間的に離れた開口面で電場を受信し、それらを結合した結果を測定する。位置ベクトル $\mathbf{D}_1, \mathbf{D}_2$ に置いた面素に、天球面上での輝度分布 $I_\nu(\mathbf{s})$ からの放射が作る電場をそれぞれ $\epsilon(\mathbf{D}_1, t), \epsilon(\mathbf{D}_2, t')$ とすると、

$$\epsilon(\mathbf{D}_1, t) = \int_{\Omega} E(\mathbf{s}, t) \exp \left[-2\pi i \left(\frac{\mathbf{D}_1 \cdot \mathbf{s}}{\lambda} \right) \right] d\Omega \quad (3.3)$$

$$\epsilon(\mathbf{D}_2, t) = \int_{\Omega} E(\mathbf{s}, t) \exp \left[-2\pi i \left(\frac{\mathbf{D}_2 \cdot \mathbf{s}}{\lambda} \right) \right] d\Omega \quad (3.4)$$

この2つの面素の電場を結合してその電力を測定するには、電圧の和を二乗した期待値 $\langle |\epsilon(\mathbf{D}_1, t) + \epsilon(\mathbf{D}_2, t')|^2 \rangle$ を計算する。これは、

$$\langle |\epsilon(\mathbf{D}_1, t) + \epsilon(\mathbf{D}_2, t')|^2 \rangle = 2 \int_{\Omega} \gamma(\mathbf{s}, 0) d\Omega + 2 \langle \epsilon(\mathbf{D}_1, t) \cdot \epsilon^*(\mathbf{D}_2, t') \rangle \quad (3.5)$$

と表せる。右辺第二項が干渉計でのみ得られる項であり、時間差 $\tau = t - t'$ だけに依存する相互相関関数 $C_{12}(\tau)$ である。

$$\langle \epsilon(\mathbf{D}_1, t) \cdot \epsilon^*(\mathbf{D}_2, t') \rangle = \lim_{T \rightarrow \infty} \frac{1}{T} \int_{t=-T/2}^{T/2} \epsilon(\mathbf{D}_1, t) \cdot \epsilon^*(\mathbf{D}_2, t - \tau) dt \quad (3.6)$$

$$= C_{12}(\tau) \quad (3.7)$$

相互相関関数 $C_{12}(\tau)$ を $\tau \leftrightarrow \nu$ とフーリエ変換すると、クロスパワースペクトル $\hat{C}_{12}(\nu)$ が得られる。

$$\hat{C}_{12}(\nu) = \int_{\tau=-\infty}^{\infty} \hat{C}_{12}(\tau) \exp(-2\pi i \nu \tau) d\tau \quad (3.8)$$

データ解析はこの原理を用いて行った。(Van Cittert-Zernike の定理に関しては付録を参照)

3.2 東アジア VLBI 観測網



図 3.2: 東アジア VLBI 観測網 (EAVN) : 東アジア各国の望遠鏡を連携させて、最大基線 6000km の世界最大級の電波望遠鏡観測網をつくる計画。現在は既に日本、韓国 (KVN)、中国 (上海局) の 3 カ国間で観測が開始されている。(図は国立天文台水沢 Web から引用)

電波干渉計の観測精度と感度は、観測局の組み合わせの数によって決定される。そのため分解能を上げるためにはなるべく離れた電波望遠鏡を組み合わせ、感度を上げるためにはなるべく数多くの電波望遠鏡を組み合わせる必要がある。東アジア VLBI 観測網 (以降は EAVN) は、日本、韓国、中国が独立して開発した観測網を基礎に、東アジア地域の直径約 6000km の範囲にある 19 基の電波望遠鏡を統合した世界最大級の電波望遠鏡観測網で、日本の小笠原、北海道から中国のウルムチ、昆明にいたる広域な地域をカバーしている。6.7GHz の観測では中国の上海 (25m) と日本の大学連携 VLBI 観測網とで観測を行い、メタノールメーザーの空間分布等の成果を上げている。

3.3 大学連携 VLBI 観測網



図 3.3: 左) 大学連携 VLBI 観測網。 右) EAVN。(図は茨城大学宇宙科学教育研究センターから引用)

日本には VLBI 観測を行う電波望遠鏡が全国に点在している。大学連携 VLBI 観測網は、これらの望遠鏡を組み合わせ強力な VLBI アレイを作る事を目的とし、現在国内 13 台の電波望遠鏡が参加している。最大基線長は 2300km、観測周波数は 6.7/8/22GHz である。このうち、6.7GHz の観測を行える望遠鏡は、VLBI Exploration of Radio Astrometry (VERA) の 4 局 (水沢、小笠原、入来、石垣 20m)、茨城 (日立 32m)、山口 (32m)、JAXA 白田 (64m) の計 7 局である (図 3.3(左) 参照)。

3.4 観測諸元

本修論で議論する G8.683-0.368 のメタノールメーザーの観測は 2010 年、2011 年、2012 年の 3 回行われた。観測アレイは、East Asia VLBI Network (EAVN: 東アジア VLBI 観測網) の内の上海 25m、山口 32 m、日立 32 m、VERA-水沢 20 m、VERA-石垣 20 m、VERA-入来 20 m、VERA-小笠原 20m の 7 局を用いた。観測は、積分時間は 15 分× (3-4) 回、観測方式は VSOP ターミナルの DIR1000 系記録 (128 Mbps, 2 ビットサンプリング) を用いており、CH1 として記録した 16MHz から任意の 4MHz を切り出し 1024 点分光で相関処理を行った。

表 3.1: 観測諸元

観測年	2010	2011	2012
観測局	H, S, M, I, O, R	H, Y, M, I, O, R	H, Y, S, M, I, O, R ¹
基線長	3.7~10mas	4~30mas	4~30mas
観測帯域		6664-6680 MHz	
速度分解能	0.18 km s ⁻¹	0.176 km s ⁻¹	0.176 km s ⁻¹

¹H: 日立 32 m; Y: 山口 32 m; S: 上海 25 m; M: VERA-水沢 20 m; I: VERA-石垣 20 m; R: VERA-入来 20 m; O: VERA-小笠原 20 m

3.5 データ解析

それぞれの VLBI 観測で得られたデータは、Astronomical Image Processing System (AIPS; Greisen 2003) を用いて解析した。データ較正の手順としては以下ようになる。なおこの手順は Sugiyama et al.(2008) を参考にしている。

1. 量子化損失
2. クロックパラメータ補正
3. 帯域通過特性補正
4. ドップラー周波数追尾
5. 振幅ゲイン変動補正
6. フリンジフィッティング
7. セルフキャリブレーション
8. デコンボリューション

ここで、

$$C_{12}(\tau) = \frac{1}{2} a_1 a_2^* |E_0|^2 \cos(2\pi\nu_0(\tau - \tau_i + \tau_g)) \quad (3.9)$$

で表される相互相関関数が干渉計から得られる出力であり、この関数は τ に対して振動する関数であるが、その振動により生じる干渉縞をフリンジと呼ぶ。式 (3-9) において、 a_1, a_2 はアンテナの複素利得で、振幅と位相を持つ複素数である。また、 E_0 は放射電圧、 ν_0 は静止周波数、 τ_g は幾何学的遅延、 τ_i は遅延補正を表す。 E_0^2 の項を持つことからわかるように、フリンジの振幅は天体放射の強度に比例する量である。この相互相関関数 $C_{12}(\tau)$ を τ に対してフーリエ変換したものが、クロスパワースペクトル $C_{12}(\nu)$ に相当する。また、干渉計観測で重要なパラメータとなるビジビリティ V は以下の式 (3-4) で表される。

$$V(\nu, u) = a_1 a_2^* \int_{source} I(\nu, l) \exp(2\pi i u l) dl \quad (3.10)$$

ここで、 l は位相追尾中心からの相対的な赤経の方向余弦を、 u は空間周波数を、 $I(\nu, l)$ は天体の輝度分布を表している。空間周波数とは、 $vector D \cos \theta / \lambda$ で表される値で、1 ラジアンあたりのフリンジの振動回数を示している。ビジビリティは、フリンジの明暗コントラストが、空間周波数 u の変化に伴いどのように変わるのかを表す値である。つまるところ、ビジビリティは天体の輝度分布のフーリエ成分であり、干渉計とはビジビリティを採取する装置である。

以下にそれぞれの較正手順を簡単に示す。

量子化損失

アナログ信号をデジタル化する際に有限ビット数で量子化するために生じる損失を量子化損失と呼ぶ。デジタル化の際に用いるビット数によって発生する損失率は解析的に求める事ができる。今回の VLBI 観測で用いている 2 ビットの量子化では 12 % の損失が生じるが、この補正

は相関処理の際に行われている。しかし、現在の三鷹 FX 相関機の仕様では、通常の規格化された振幅ではなく、それよりも 3-4 倍された振幅値としてデータが生成されている。従って、これを規格化する作業を最初に行う。この較正は AIPS の中で task ACCOR を用いて行う。

クロックパラメータ補正

干渉計観測では、時刻同期のため、通常水素メーザ時計を周波数標準として用いている。その水素メーザ周波数標準や信号伝送システムの振る舞いを「クロックパラメータ」(clock-delay offset, clock-rate offset) と呼ぶ。VLBI 観測では、この周波数標準時計が各局で個別に存在するため、遅延時間差 τ が生じる。この遅延時間差 τ は、以下の式に従うフリンジ位相 ϕ に周波数 ν 方向への傾きを与えることになる。

$$\phi = 2\pi\nu\tau. \quad (3.11)$$

この傾きは、同時に複数の周波数チャンネルで検出されるメーザスポットに対して余分な位置ズレを生じさせてしまうため、較正は必須である。また、水素メーザ周波数標準自体の周波数も 10^{-13}sec^{-1} という高精度であるものの時間変化するため、その結果フリンジ位相にドリフトが生じる。

これらの較正は、ある限定された周波数チャンネルにしか信号が検出されないメーザ源の観測とは別に、各周波数チャンネルに一樣な信号が検出される連続波電波源の観測を別途することによって行う。具体的には、連続波電波源の各基線毎の観測で得られるフリンジを元に、以下に示すフリンジサーチという方法を用いて較正を行う。

$$\tilde{V}_{i,j} = |g_i g_j| \int_{\nu_{IF}} \int_t \exp(i(\phi_i - \phi_j)) V_{i,j} d\nu dt + \epsilon_{i,j} \quad (3.12)$$

$$\phi_i \simeq \phi_{i0} + 2\pi[\nu_{IF}\Delta\pi_{i0} + \nu_0\Delta\dot{\tau}_i(t - t_0)] \quad (3.13)$$

ここで、 $\tilde{V}_{i,j}$ はアンテナ対 i, j の基線で観測されたビジビリティ、 $V_{i,j}$ は真のビジビリティ、 $\Delta\tau$ は遅延残差、 $\Delta\dot{\tau}$ は遅延残差の時間変化率を表している。また、 g は振幅ゲイン、 ν_0 は局部発信機の周波数、 $\nu_{IF} = \nu - \nu_0$ は IF(Intermediate Frequency) 帯域内の周波数、 ϵ は熱雑音を表している。フリンジサーチとは、式 (3-5) を元に様々な $(\Delta\tau, \Delta\dot{\tau})$ の組み合わせから、 $|\tilde{V}_{i,j}|$ を最大にするような最尤値を求める作業にほかならない。AIPS の中では task FRING を用いて行う。

帯域通過特性補正

アンテナ・受信機・信号伝搬路・帯域制限フィルターなどの機器は全て周波数毎に複雑な特性を持っている。この特性を帯域通過特性と呼び、振幅・位相を併せて $H(\nu) = |H(\nu)|\exp(i\phi(\nu))$ と書く。振幅の特性は、単一鏡観測と同様、ベースラインが歪ませ、また位相の特性は、同時に複数の周波数チャンネルで検出されるメーザスポットに対して余分な位置ズレを生じさせてしまう。そのため、この較正も重要である。

この較正も、スペクトルが平坦な連続波電波源を観測することにより行う。以下の式 (3-14) においてスペクトル $S(\nu)$ が既知であれば、基線毎に得られるクロスパワースペクトル $\hat{S}_{i,j}(\nu)$ を用いて、最小二乗法で $H(\nu)$ を求めることができる。

$$\hat{S}_{i,j}(\nu) = H_i(\nu)H_j^*(\nu)S(\nu) \int_{l=-\infty}^{\infty} \int_{m=-\infty}^{\infty} I(l, m) \exp(2\pi i(ul + vm)) dldm \quad (3.14)$$

ここで、 l, m は位相追尾中心からの相対的な赤経 赤緯の方向余弦、 u, v は空間周波数を表している。AIPS の中では task BPASS を用いて行う。

ドップラー周波数追尾

ある特定の視線速度を持つメーザスポットを観測すると、地球の自転・公転の影響により、観測時刻の経過に伴い観測周波数が少しずつ変化していく。このような周波数変化を考慮し、同じ視線速度に対応する周波数同士のビジビリティを積分するようにビジビリティを補正することを、「ドップラー周波数追尾」と呼ぶ。

この較正は、周波数チャンネル毎に並べられたビジビリティを視線速度毎への並びに変換する際に端数が現れるので、隣接したビジビリティの間でベクトル的に補間し、地球回転パラメータを用いて、対応する視線速度のビジビリティを求めなおすという作業により達成される。AIPS の中では task SETJY および CVEL を用いて行う。

振幅・ゲイン変動補正

ビジビリティ振幅の補正を行うためには、システム雑音温度や大気的光学的厚みを観測中にリアルタイムでモニターする必要がある。VERA の 22.2 GHz 帯の観測においては、黒体放射に限りなく近いアブソーバーという吸収体を用いた“ R-Sky 法 ”を用いて、リアルタイムでのシステム雑音温度測定を行っており、それを用いてゲイン変動の較正を行っている。しかし、JVN の 6.7 GHz 帯の観測では、現状ではシステム雑音温度をリアルタイムでモニターすることはできない。そこで、JVN 観測ではゲイン変動補正法として“ template method ”と呼ばれる手法を用いている。これは、メーザのトータルパワースペクトルを利用して、その時間変動を追跡していくことで、ゲインの変動を精度良く補正する方法で、システム雑音温度モニターなどが無い場合によく用いられるゲイン補正法である。もちろんこの補正法は、観測中(10-14 時間程度)にメーザー源自身が強度変動していない”という仮定の上に成り立つ補正法であり、振幅係数の時間変動は、全てゲイン の変動に起因していると仮定している。

ここでの template スペクトルは、有効開口能率およびシステム雑音温度 (以下アンテナ感度とする) がわかっているある時刻におけるある特定のアンテナからのメーザーのトータルパワースペクトルを指す。即ちこの時刻でテンプレートアンテナ i にて受信されるフラックス密度 S_ν は、振幅係数 (雑音レベルからの高さ) ρ_i を用いて

$$S_\nu = \rho_i \cdot \text{SEFD}_i \quad (3.15)$$

と表される。ここで、SEFD(System Equivalent Flux Density; システム等価フラックス密度) は、システム雑音温度 T_{sys} 、ボルツマン定数 $k(= 1.38 \times 10^{-23} \text{ JK}^{-1})$ 、およびアンテナ有効開口面積 A_{eff} を用いて

$$\text{SEFD} = \frac{2kT_{sys}}{A_{\text{eff}}} \quad (3.16)$$

のように表される。トータルパワーとして観測されるフラックス密度 S_ν は全局に共通なので、アンテナ j でのアンテナ感度とは以下の式 (3-17) のような関係にある。

$$\rho_j \cdot \text{SEFD}_j = \rho_i \cdot \text{SEFD}_j \quad (3.17)$$

上記の式において ρ_j, ρ_i , および SEFD_i は既知であるので、必然的に SEFD_j が求まる。このようにして、全局・全時間帯におけるフラックス目盛り付けを行っているのである。さらには、ある局 i と j の基線で得られる相関フラックス密度 S_{ij} は、その際の振幅係数 ρ_{ij} を用いて

$$S_{ij} = \rho_{ij} \sqrt{\text{SEFD}_i \cdot \text{SEFD}_j} \quad (3.18)$$

と表せる。この方法であれば、ある 1 局のある時刻におけるアンテナ感度がわかっているだけで、全局のゲイン変動が補正でき、さらに全時間帯のフラックス目盛り付けが可能なのである。現在の JVN を用いた 6.7 GHz 帯での VLBI 観測では、リアルタイムで T_{sys} を観測している局が存在しないため、VLBI 観測の前後における山口 32 m 単一鏡観測によって得られたフラックス密度に一致するように、任意にスケールしている。その時刻としては、できるだけ観測時の EL が近い時間帯を選んでいる。AIPS の中では task ACFIT を用いて行う。

フリンジフィッティング

メーザ源の空間分布は、特定の 1 周波数チャンネルに対してフリンジフィッティングを行い、そのチャンネルのピークスポットを位相中心 (原点) として、そこからの相対位置として他のチャンネルのメーザスポットを描いていく。その基準チャンネルとしては、クロスパワースペクトル上でフラックス密度が一番高いピークチャンネルを選んでいる。このフリンジフィッティングにおいては、遅延時間変化率の追尾のみ行う。AIPS の中では task FRING を用いて行う。

セルフキャリブレーション

上記の位相較正方法を用いた場合、較正天体と目的天体は時分割で観測される場合がほとんどであり、その時間差で生じる位相変動を補正することはできない。また較正天体と目的天体では方向が異なるため、大気による位相揺らぎを完全に取り除くことはできない。さらに、フリンジフィッティングに用いた周波数チャンネルには、大抵の場合、複数のメーザスポットが含まれており、構造を持っているため、少なからず位相のシフトが生じている。これらの振幅および位相揺らぎの較正は、目的天体自身のビジビリティを使って行う。これを“セルフキャリブレーション”と呼ぶ。以下にその原理を記述する。

task FRING を用いたフリンジフィッティングでは、未知の天体構造モデルとして、点源を仮定している。構造モデルから計算されるビジビリティ $\hat{V}_{i,j}(t)$ に伝達関数を適用すると、 $g_i g_j \hat{V}_{i,j}(t)$ として観測されるはずである。ここで、 g は真の複素ゲインからのズレで、振幅と位相の両方を持つ。較正が完璧になされる場合には $g = 1$ である。観測されたビジビリティ $\hat{V}_{i,j}(t)$ と、モデルビジビリティ (構造モデル+伝達関数) $g_i g_j \hat{V}_{i,j}(t)$ が一致すれば、構造モデルと複素ゲインが正しく求められたものとする。つまり、試行的な複素ゲイン g' に構造モデルを入力したときに期待されるビジビリティ

$$\hat{V}_{model}^{i,j}(t) = g'_i g'_j \hat{V}_{model}^{i,j}(t) \quad (3.19)$$

を、観測されたビジビリティ $\hat{V}_{i,j}(t)$ と比較して、残差二乗和 χ^2 を

$$\chi^2 = \sum_{i,j} \int_t \omega_{i,j}(t) |\hat{V}^{i,j}(t) - \hat{V}_{model}^{i,j}(t)|^2 dt \quad (3.20)$$

$$= \sum_{i,j} \int_t \omega_{i,j}(t) |\hat{V}^{i,j}(t) - g_i g_j \hat{V}_{model}^{i,j}(t)|^2 dt \quad (3.21)$$

と計算する。 χ^2 を最小にするように、アンテナゲインについて解いてやれば真の複素ゲインが推定できる。ここで、 $\omega_{i,j}(t)$ は重みである。式 (3-21) からわかるように、アンテナゲインの解はモデルに依存する。そのため、誤ったモデルを与えると誤った解を導くことになるので、注意が必要である。実際の較正は、次句に示す“ CLEAN ”を用いた画像合成と、この“セルフキャリブレーション”を、電波像が収束するまで交互に繰り返す作業を行っている。AIPS の中では task CALIB を用いて行う。

デコンボリューション

干渉計観測により得られる初期の画像 $\hat{I}(l, m)$ は、真の輝度分布 $I(l, m)$ に合成ビーム $B(l, m)$ を 2 次元的に畳み込んだ (コンボリューションした) ものである。

$$\hat{I}(l, m) = I(l, m) ** B(l, m) \quad (3.22)$$

ここで合成ビームは、UV カバレッジ $U(u, v)$ のフーリエ変換により得られる。UV カバレッジとは、空間周波数 u, v におけるビジビリティのサンプリング点の集合であり、観測天体から見た各基線ベクトルの軌跡を表したものである。畳み込みは線型システムの応答に普遍的に現れ、入力に対して伝達関数を畳み込んだものが出力となる。

出力から伝達関数の影響を補正して入力を推定するには、デコンボリューションという作業が必要である。干渉計観測におけるデコンボリューションは、初期画像から合成ビームの影響を取り除いて真の輝度分布を推定することに相当する。今回は、VLBI 観測のデコンボリューション法として広く用いられている“ CLEAN ”を用いてデコンボリューションを行った。

比較的コンパクトな電波源を観測した場合、初期画像において合成ビームの影響がはっきりとわかることが多い。そこで、初期画像中で輝度のピークを見つけ、合成ビームを適当にスケールリングして初期画像から差し引けば、そのサイドローブはかなり取り除ける。これが“ CLEAN ”と呼ばれる方法である。この方法は Hogbom (1974) により考案された。CLEAN では、天体は点状電波源の集合であるというモデルを使っていると考えることができる。ただし、広がった構造を表現するために、得られた点状電波源集合に CLEAN ビームという理想的なビームをコンボリューションし、さらに客観性を維持するために、残差の像を加える。CLEAN ビームには、合成ビームと同じ半値幅を持つガウス関数が一般的に用いられる。AIPS の中では task IMAGR を用いて行う。

第4章 結果

4.1 空間分布

2010 年、2011 年、2012 年の 3 エポック分のデータを解析し、その空間分布を得た。得られた空間分布を図 4.1, 4.3, 4.5 で示す。また観測した 6,7GHz メタノールメーザーのスペクトルは図 4.2, 4.4, 4.6 で示す。スペクトル図は日立 32m 望遠鏡で得られたトータルパワースペクトルで、2 つのピーク成分が見て取れる。この空間分布図は、各エポックでの一番強度の強いピークの成分を原点にしており、その位置に対する相対位置として描いている。

2010 年の観測で得られたスペクトルは、最大強度が 1500 Jy 以上あるのに対し、2011 年ではその強度は 100 Jy にも満たないものになっており、2012 年ではさらに強度が小さくなっている。これはメーザー特有の強度変動現象が起きている事を示唆している。

4.1.1 エポック 1

エポック 1 の VLBI 観測から、2 つのスペクトルのピークを検出した。その解析結果から、図 4.1 に示すような 5 個のメーザースポットからなる空間分布を得た。この空間分布図は、視線速度 43.12 km s^{-1} チャンネルのピークスポットを原点にしている。原点に位置するスポットと、その北西方向に位置するスポットの 2 つが強度が強く、最大強度はそれぞれ 1531 Jy、473 Jy であった。また、メーザースポットは東側にいくにつれ速度勾配が見られた。得られたメタノールメーザースポットの空間分布は、300 ミリ秒角程度広がっており、天体までの距離が 4.5 kpcであることを考慮すると、実サイズでは 1500 天文単位程度の広がりに対応する。この空間構造からではメタノールメーザースポットがどのような形状にフィッティングできるかは判断が難しい。

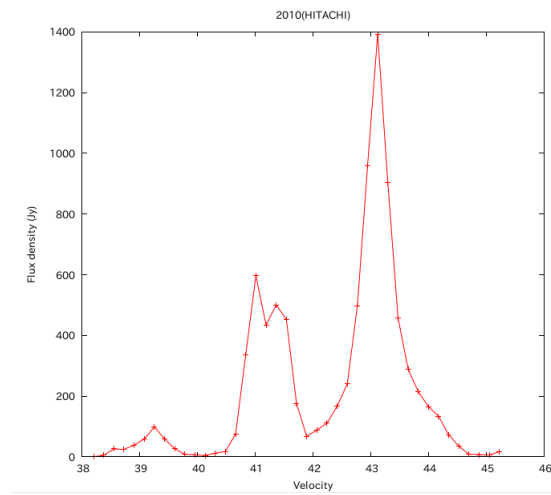
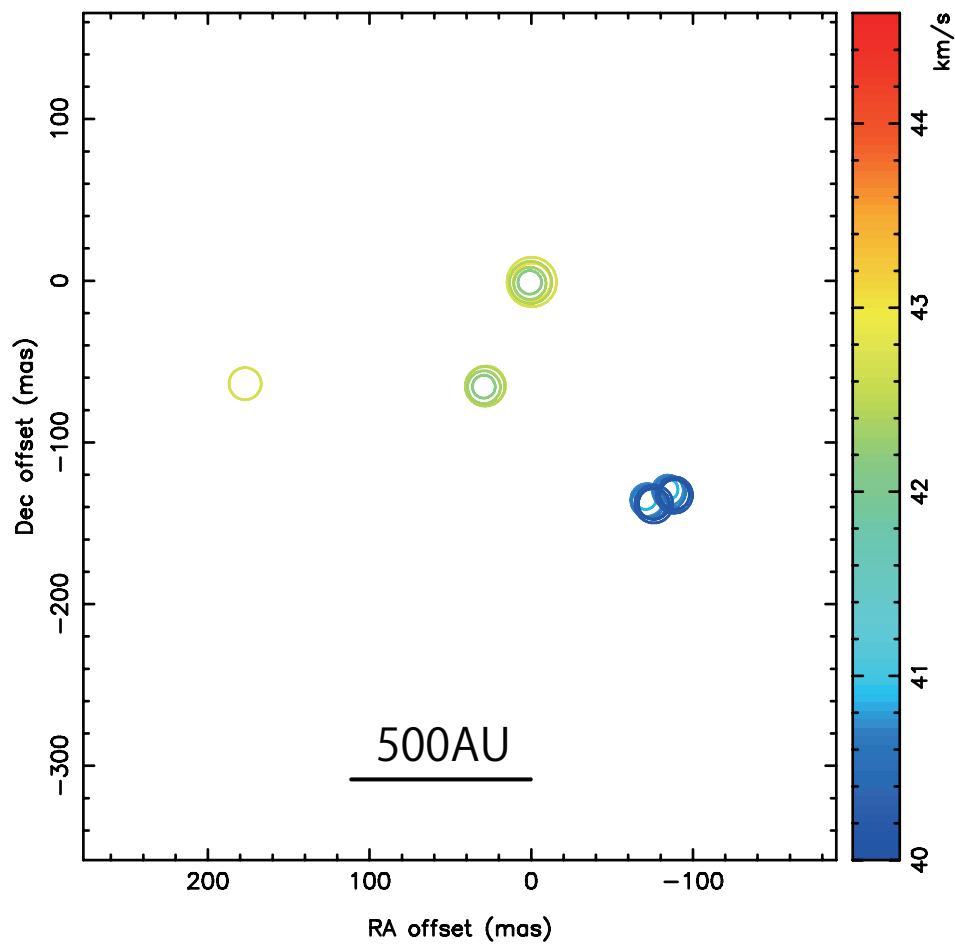


図 4.1: (上) エポック 1 の VLBI 観測で得られた空間分布図。横軸・縦軸は、それぞれ赤経・赤緯の相対位置に相当。色は右側の視線速度のスケールバーと対応し、スポットの円の大きさは各スポットの強度に対応する。(下) エポック 1 での日立局のトータルパワースペクトル

表 4.1: エポック 1 の観測により検出した 6.7 GHz メタノールメーザス ポット

V_{lsr} (km s ⁻¹)	S (Jy beam ⁻¹)	$\Delta\alpha$ (mas)	$\Delta\delta$ (mas)	σ_α (mas)	σ_δ (mas)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
43.3	459.64	-0.5605	-0.722	0.0235	0.0592
43.1	1,531.00	-0.28	-0.7755	0.0231	0.0577
43.1	537.34	28.028	-64.8305	0.0606	0.1655
43.1	260.91	177.038	-63.6535	0.1312	0.3409
42.9	725.54	0.352	-1.02	0.0413	0.1053
42.9	557.05	28.5735	-65.31	0.055	0.1447
42.8	263.54	0.7935	-1.606	0.0298	0.0746
42.8	281.05	29.269	-65.844	0.0285	0.0754
42.6	109.50	0.9025	-1.004	0.0723	0.1882
42.6	101.87	29.3355	-65.5495	0.0826	0.212
41.7	96.23	-83.8745	-129.0715	0.0813	0.2052
41.7	88.33	-70.804	-134.76	0.0914	0.2199
41.5	232.26	-84.513	-129.788	0.0469	0.1226
41.5	279.87	-71.607	-135.6095	0.0397	0.1019
41.4	255.22	-85.481	-131.071	0.0525	0.1353
41.4	271.31	-72.159	-136.589	0.0507	0.1279
41.2	243.95	-88.0465	-132.59	0.0856	0.2142
41.2	215.96	-74.6505	-137.965	0.1136	0.2438
41.0	394.61	-88.5515	-132.5625	0.0426	0.1098
41.0	473.10	-75.803	-138.098	0.0369	0.092
40.8	206.63	-88.675	-132.2455	0.0392	0.1015
40.8	237.09	-75.802	-138.006	0.035	0.0877

(1) 視線速度 ; (2) フラックス密度 ; (3)–(4) 赤経・赤緯方向の位相位置 ; (5)–(6) 赤経・赤緯位置の誤差。

4.1.2 エポック 2

エポック 2 の観測によって得られた空間分布を図 4.3 に示す。原点の取り方はエポック 1 と同様である。この図から、視線速度の速度勾配や、原点とその北西方向に強度の強いスポットがあることなどの特徴は、エポック 1 で得られた空間構造と類似している。エポック 2 の VLBI 観測では、7 個のメーザースポットを検出した。また 4.1 でも記述したように、日立 32m 望遠鏡での最大強度は視線速度は 68 Jy と 2010 年の最大強度と比べると $1/20$ 以下になっている。

$(\Delta\alpha, \Delta\delta) = (30, -88)$, $(\Delta\alpha, \Delta\delta) = (-30, 65)$, $(\Delta\alpha, \Delta\delta) = (-58, -258)$ の位置にあるスポットはエポック 2 で新たにプロットできたスポットである。これらのスポットは強度が弱く、サイドローブの可能性も捨てきれない。

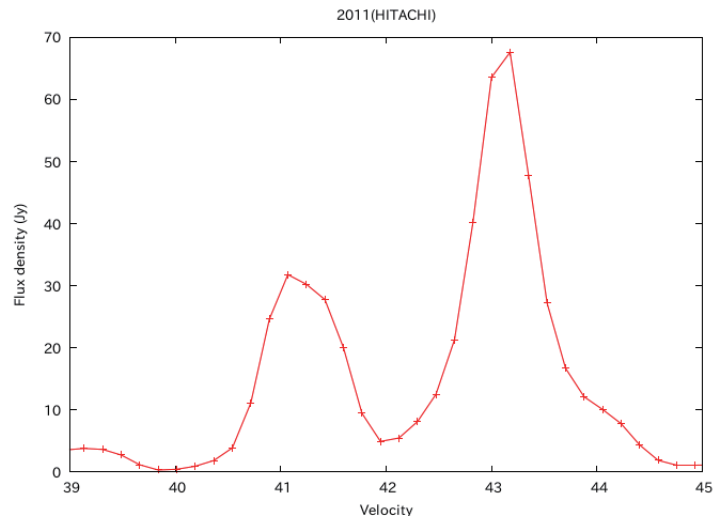
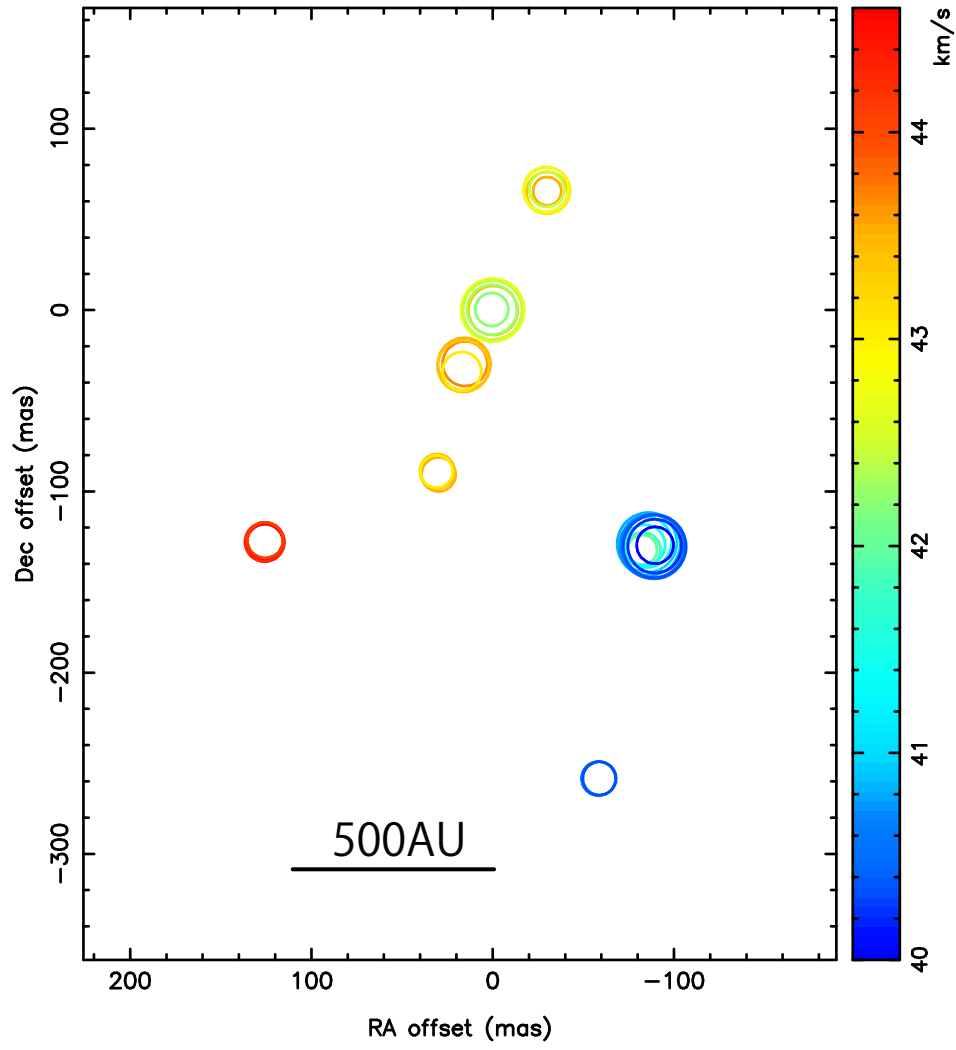


図 4.2: エポック 2 の観測で得られた空間分布図とスペクトル。図 4.1 と同様

表 4.2: エポック 2 の観測により検出した 6.7 GHz メタノールメーザス ポット

V_{lsr} (km s ⁻¹)	S (Jy beam ⁻¹)	$\Delta\alpha$ (mas)	$\Delta\delta$ (mas)	σ_α (mas)	σ_δ (mas)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
44.6	0.62	125.644	-128.339	0.1196	0.2131
44.4	1.59	125.628	-127.801	0.0523	0.1008
44.2	1.89	125.818	-127.679	0.0546	0.1071
44.1	0.99	125.57	-126.709	0.146	0.3098
43.7	3.45	15.279	-29.274	0.0299	0.0593
43.5	6.02	15.742	-29.568	0.0193	0.0428
43.5	0.88	-30.059	65.923	0.1429	0.2316
43.5	0.79	30.028	-90.893	0.179	0.4583
43.4	5.36	16.194	-30.658	0.0323	0.0769
43.4	7.24	-0.181	0.04	0.0244	0.0429
43.4	2.46	-29.986	65.233	0.0817	0.144
43.4	1.18	30.643	-88.625	0.1937	0.5012
43.2	18.46	-0.111	0.245	0.013	0.0207
43.2	3.38	-29.888	66.218	0.0828	0.1492
43.2	1.89	16.98	-33.452	0.1432	0.3166
43.2	1.54	30.966	-88.701	0.1513	0.279
43	23.98	0.021	0.29	0.0105	0.0157
43	2.36	-29.376	66.9	0.1207	0.2022
42.8	16.73	0.18	0.376	0.0102	0.0152
42.8	1.02	-29.812	66.941	0.181	0.342
42.6	7.08	0.368	0.532	0.0161	0.0232
42.5	1.64	0.519	0.634	0.0539	0.084

(1) 視線速度 ; (2) フラックス密度 ; (3)–(4) 赤経・赤緯方向の位相位置 ; (5)–(6) 赤経・赤緯位置の誤差。

表 4.3: エポック 2 の続き

V_{lsr} (km s ⁻¹) (1)	S (jy beam ⁻¹) (2)	$\Delta\alpha$ (mas) (3)	$\Delta\delta$ (mas) (4)	σ_α (mas) (5)	σ_δ (mas) (6)
42.3	0.76	-82.542	-132.002	0.1067	0.2215
42.1	1.38	-82.911	-131.979	0.0523	0.1029
41.9	1.64	-83.908	-129.28	0.0453	0.0948
41.8	4.73	-84.79	-127.788	0.0175	0.0329
41.6	10.77	-85.309	-128.017	0.011	0.0196
41.4	13.83	-86.045	-128.826	0.0108	0.0173
41.2	17.07	-87.804	-129.949	0.0102	0.0129
41.2	0.56	-57.321	-257.437	0.4131	0.7005
41.1	23.83	-88.954	-130.187	0.0067	0.0089
41.1	1.17	-58.376	-258.16	0.1611	0.2418
40.9	20.38	-89.255	-130.09	0.0066	0.009
40.9	1.02	-58.875	-258.092	0.1616	0.2254
40.7	8.77	-89.391	-129.916	0.0105	0.0148
40.5	1.92	-89.589	-129.413	0.0389	0.0622

(1) 視線速度 ; (2) フラックス密度 ; (3)–(4) 赤経・赤緯方向の位相位置 ; (5)–(6) 赤経・赤緯位置の誤差。

4.1.3 エポック 3

エポック 3 の観測によって得られた空間分布を図 4.3 に示す。原点の位置は前までのエポックと同様。この図から、エポック 1、エポック 2 の空間分布と比較しても、全体的な構造は変わっていない。しかし、視線速度 44.2 km s^{-1} のスポットが、エポック 2 からエポック 3 にかけて $1.89 \text{ Jy beam}^{-1}$ から $0.64 \text{ Jy beam}^{-1}$ へと強度が変動している事がわかる。また視線速度 41.1 km s^{-1} のスポットから数ミリ秒角東に新たにスポットが現れた。このスポットはエポック 1 でも現れており、エポック 2 で 2 つの成分が現れなかったのは基線長の変化が考えられる。エポック 2 で現れた $(\Delta\alpha, \Delta\delta) = (-30, 65)$ のスポットはエポック 3 ではプロットしておらず、サイドローブの可能性が高い。

エポック 2, エポック 3 の空間構造を見ても、このスポットの分布がどのような形状をフィッティングしているのか一概に決める事はできない。3 エポックで得られたスポットを用いて、内部固有運動を導出する事によって、どのような形状を示しているのか、より議論しやすくなるだろう。

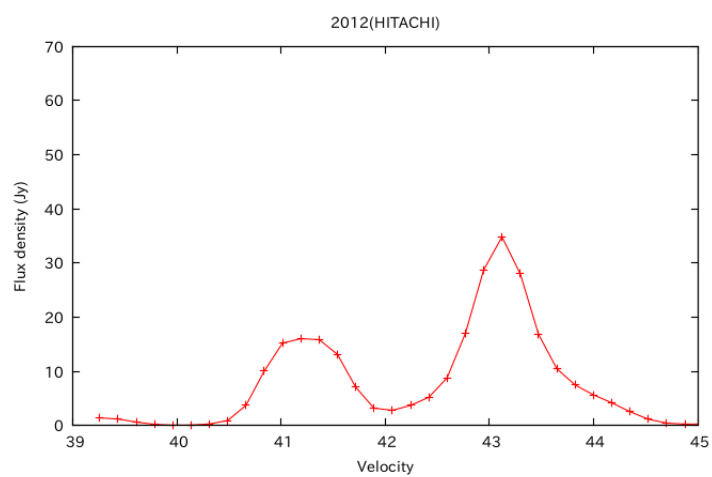
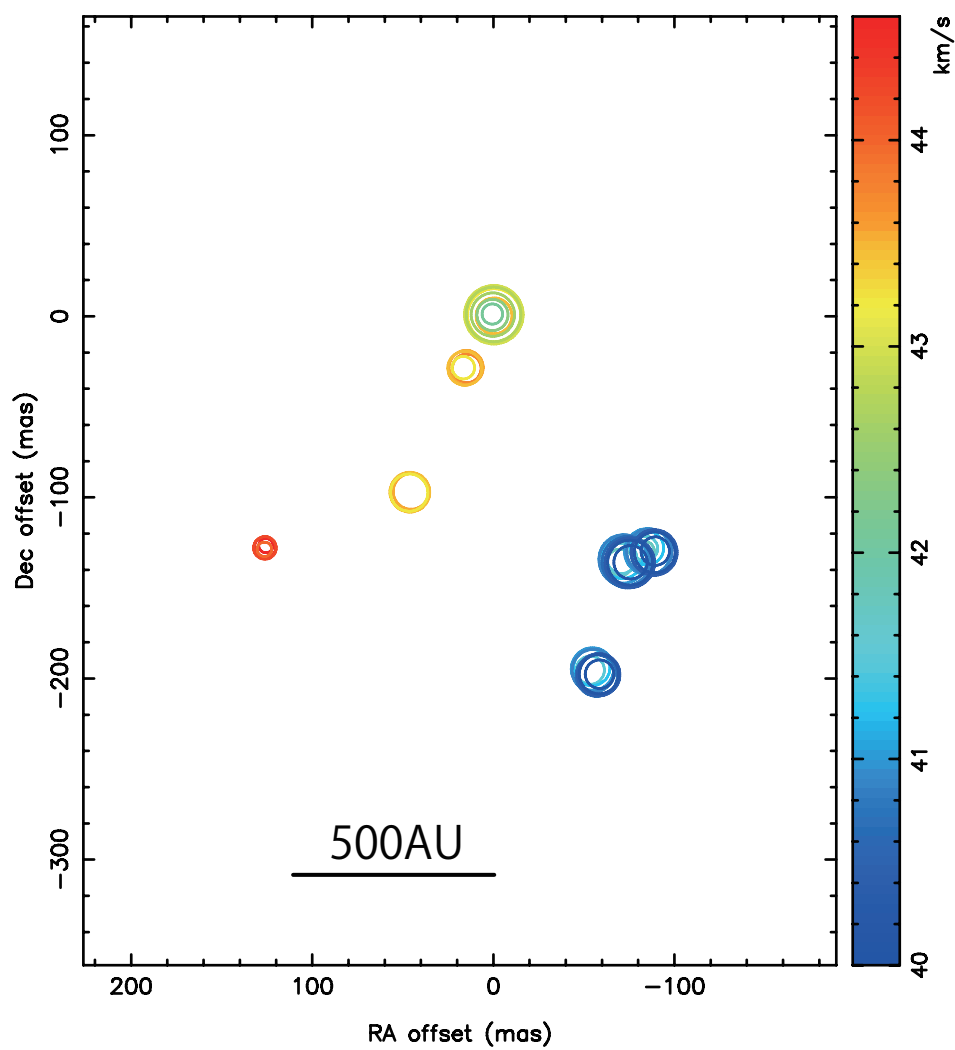


図 4.3: エポック 3 の観測で得られた空間分布図とスペクトル。図 4.1 と同様

表 4.4: エポック 3 の観測により検出した 6.7GHz メタノールメーザースポット

V_{lsr} (km s ⁻¹)	S (Jy beam ⁻¹)	$\Delta\alpha$ (mas)	$\Delta\delta$ (mas)	σ_α (mas)	σ_δ (mas)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
44.5	0.28	125.563	-127.0555	0.3506	1.0538
44.3	0.56	126.033	-128.0745	0.179	0.4618
44.2	0.64	126.143	-128.3875	0.1755	0.4266
44	0.30	126.342	-129.115	0.3572	0.9625
43.8	1.20	14.699	-29.252	0.08	0.2082
43.6	2.00	15.031	-28.7775	0.0493	0.1298
43.6	1.36	45.494	-97.2335	0.088	0.2759
43.5	2.42	-0.3695	-0.2755	0.0386	0.0942
43.5	2.50	46.107	-97.598	0.0393	0.1196
43.5	1.98	15.7475	-29.2945	0.0444	0.1352
43.3	9.78	-0.3945	0.0625	0.0116	0.0248
43.3	2.38	46.4715	-97.8255	0.0412	0.1217
43.3	0.83	16.568	-29.638	0.0939	0.462
43.1	15.43	-0.2715	0.389	0.0072	0.0152
42.9	11.72	-0.116	0.5395	0.0088	0.0207
42.8	4.69	0.286	0.4525	0.0202	0.054
42.6	1.60	0.505	0.269	0.0597	0.1601
42.4	0.47	0.5585	0.797	0.2406	0.642
42.2	0.47	-82.2915	-131.7265	0.2537	0.6247
42.2	0.30	-68.68	-138.273	0.4407	0.8936
42.1	0.50	-82.8235	-130.7275	0.2185	0.5809
42.1	0.45	-69.934	-136.3525	0.279	0.72
42.1	0.44	-53.014	-197.148	0.2648	0.8843

(1) 視線速度 ; (2) フラックス密度 ; (3)–(4) 赤経・赤緯方向の位相位置 ; (5)–(6) 赤経・赤緯位置の誤差。

表 4.5: エポック 3 の続き

V_{lsr} (km s ⁻¹) (1)	S (jy beam ⁻¹) (2)	$\Delta\alpha$ (mas) (3)	$\Delta\delta$ (mas) (4)	σ_α (mas) (5)	σ_δ (mas) (6)
41.9	0.64	-83.878	-128.6175	0.1515	0.4446
41.9	0.88	-70.9065	-134.132	0.1231	0.332
41.9	0.65	-53.574	-195.8355	0.1723	0.5053
41.7	1.66	-84.719	-128.378	0.0569	0.1647
41.7	2.55	-71.2375	-134.0795	0.0476	0.1239
41.7	1.37	-54.3315	-194.554	0.092	0.2823
41.5	3.19	-85.2195	-130.457	0.0408	0.2264
41.5	4.98	-71.676	-134.474	0.0258	0.063
41.5	2.44	-54.714	-195.233	0.0503	0.1616
41.4	3.26	-86.129	-130.63	0.0404	0.1519
41.4	5.43	-72.4965	-135.2525	0.0261	0.0526
41.4	2.44	-55.26	-196.252	0.0519	0.1703
41.2	4.20	-88.236	-130.9355	0.0283	0.0677
41.2	5.80	-74.2465	-136.2925	0.0244	0.0438
41.2	2.38	-57.069	-198.8585	0.0628	0.1322
41	5.15	-88.8515	-130.9255	0.0199	0.0624
41	6.79	-75.318	-136.624	0.0171	0.0383
41	2.93	-58.2025	-198.3845	0.0435	0.1146
40.8	3.52	-89.1195	-130.9405	0.0287	0.1007
40.8	4.59	-75.5365	-136.519	0.025	0.0589
40.8	2.14	-58.3635	-198.0465	0.0621	0.1568
40.7	1.22	-89.375	-130.191	0.0761	0.199
40.7	1.68	-75.7505	-136.318	0.0624	0.1482
40.7	0.82	-58.63	-198.1275	0.1458	0.3744

(1) 視線速度 ; (2) フラックス密度 ; (3)–(4) 赤経・赤緯方向の位相位置 ; (5)–(6) 赤経・赤緯位置の誤差。

第5章 考察

5.1 空間構造の検証

5.1.1 ATCA との比較

各エポックで得られた空間分布から、視線速度の速度勾配に関しては3エポックとも同じ傾向が見られ、メタノールメーザースポットの位置に大きな変化は見られないことから、共通するメタノールメーザースポットを検出し続けていることが予想される。しかし、メタノールメーザースポットの検出が正しいものか(サイドローブに添って発生した成分が誤って含まれていないかなど)を検証するため、ATCAの高感度観測によって得られたマップ(Sugiyama et al. 2012)と比較した。図5.1はATCAの観測によって検出したメタノールメーザーの空間分布とEAVNの観測によって検出したメタノールメーザーの空間分布を重ね合わせた図で、どちらも視線速度 43.1kms^{-1} の一番強度の強いスポットを原点と置き、そこからの相対位置をプロットしている。

ATCAの観測によって得られたメタノールメーザースポットと、各エポックの観測で得られたメタノールメーザースポットを重ね合わせた図を図5.2で示す。各プロットとも、図5.1と同様に一番強度の強いスポットに原点を重ねてからスケールを合わせた。この図から、それぞれの観測で捉えられたスポットが類似した位置にある事が分かる。また、視線速度が西から東にかけて速度勾配があるという特徴も一致した。

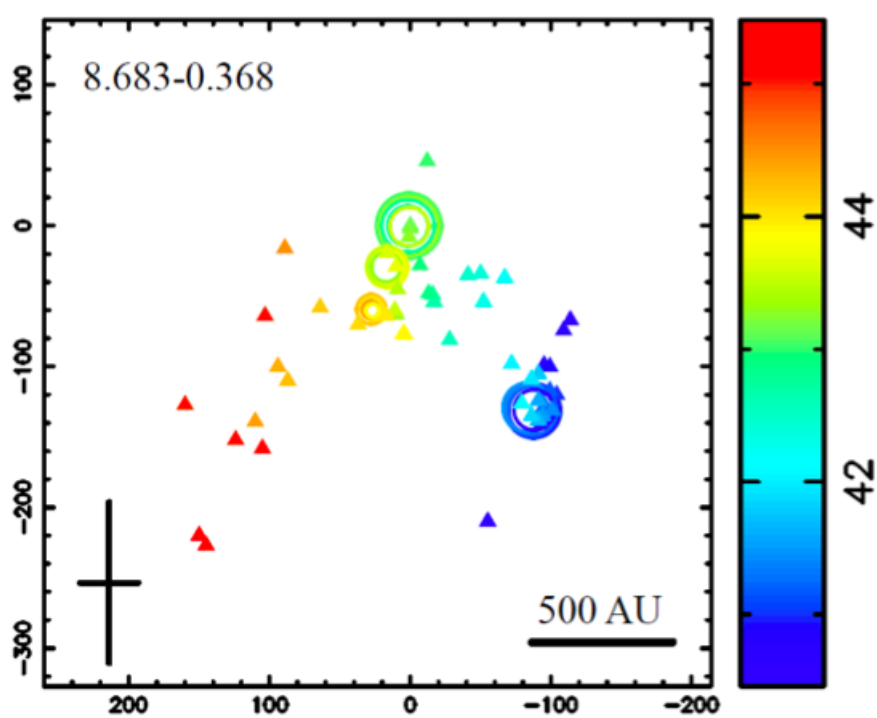


図 5.1: ATCA の観測で得られた空間分布図。△:ATCA の観測によって検出したメタノールメーザーのスポット。○:EAVN の観測によって検出したメタノールメーザーのスポット (2010 年に上海天文台・蜂須賀によってプロットされた) 色は視線速度のスケールバーと対応しており、円の大きさは強度と対応している。(sugiyama et al. 2012)

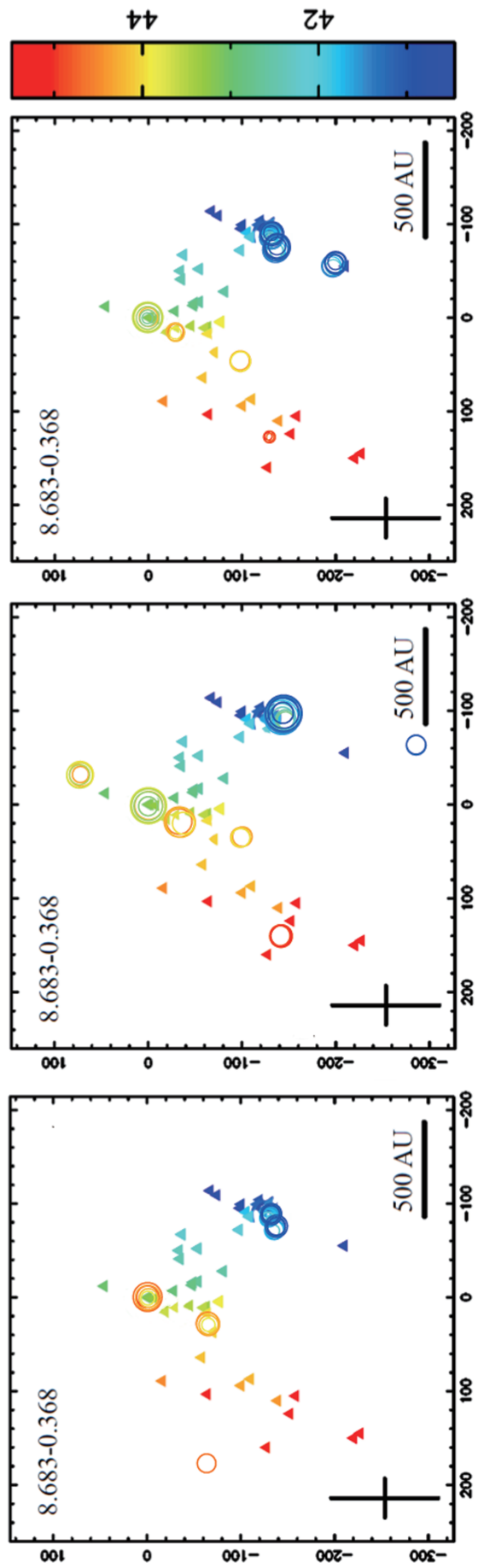


図 5.2: 左)2010 年 中央)2011 年) 右)2012 年: $\triangle$: ATCA の観測によって得られたメタノールレーザーポット。○: JVN/EAVN の観測によって得られたメタノールレーザーポット。色は視線速度のスケールバーと対応しており、円の大きさは強度と対応している。

5.1.2 各エポックの重ね合わせ

図 5.2 から、各エポックで EAVN で検出されたメタノールメーザースポットの情報は正しい事が分かった。次に、3 エポック間のメーザースポットの位置関係を検証するため、3 エポックの空間分布を重ね合わせたものを図 5.3 に示した。図 5.3 から、原点の位置にあるスポットを含めた 4 つのスポットで空間分布がほぼ一致した。以下では、3 エポック同士で良い一致を示したスポット成分を、視線速度の速い順にそれぞれ I, II, III, IV とする (図 5.4)。

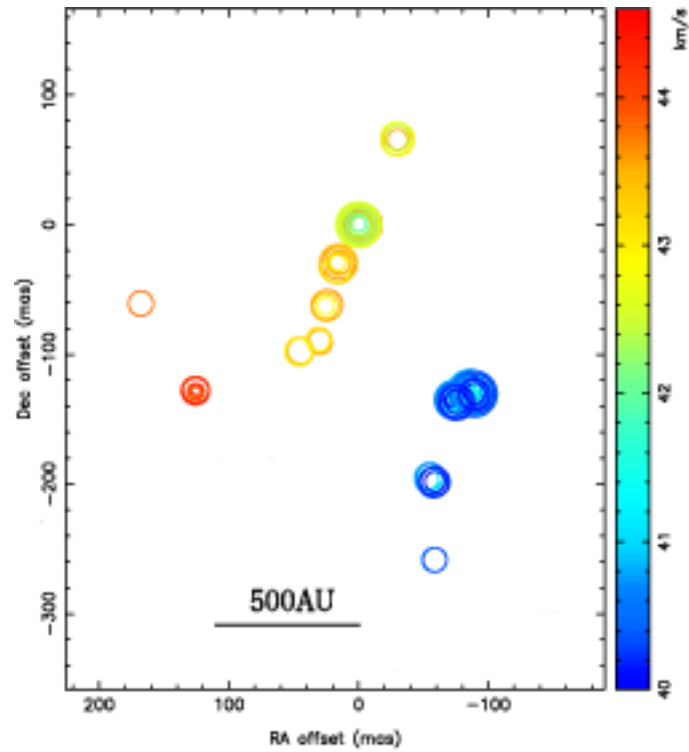


図 5.3: 3 エポックで得られた空間分布を重ね合わせた図。

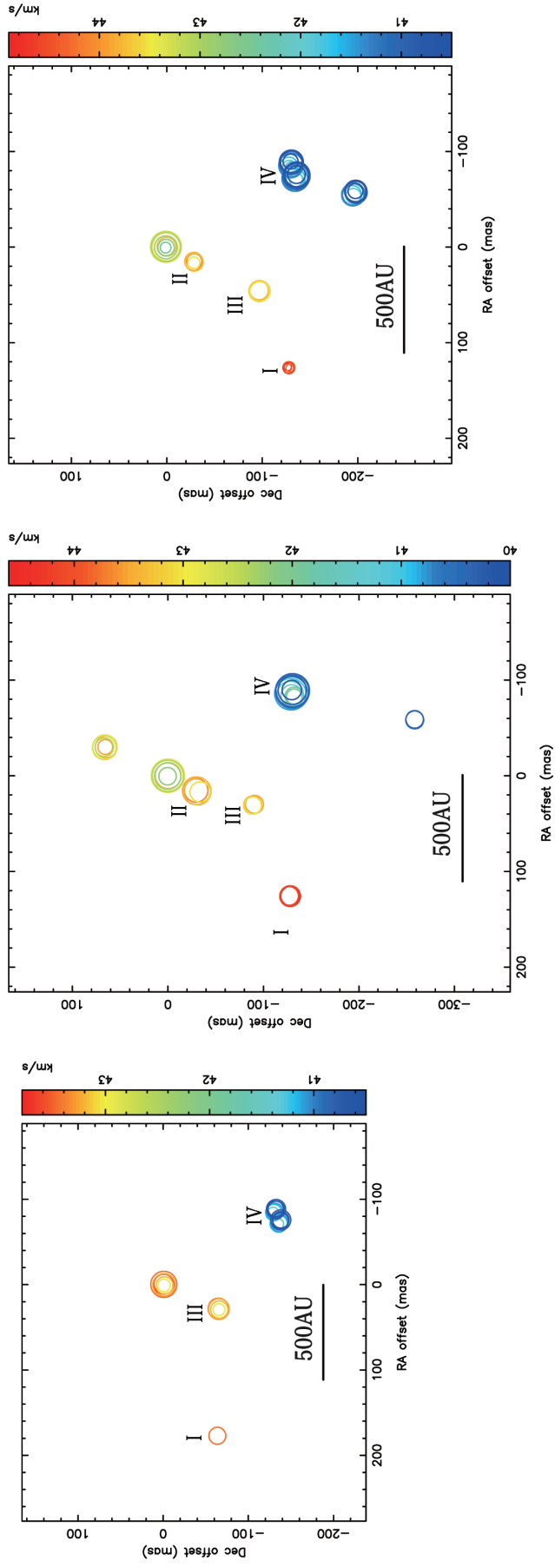


図 5.4: 左)2010 年 中央)2011 年) 右)2012 年: 図 5.1 から、同じスポットと考えられるものを視線速度の速い順に、それぞれ I, II, III, IV とした。

5.2 内部固有運動の検証

表 5.1: 内部固有運動パラメータ

スポット	視線速度 (km s^{-1})	オフセット		内部固有運動			
		RA (mas)	Dec (mas)	(mas day^{-1})	(mas day^{-1})	(km s^{-1})	(km s^{-1})
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
I	44.5	0.23	0.60	0.00064	0.00169	5.03	13.18
I	44.3	0.52	-0.53	0.00254	-0.17356	19.87	-1355.92
I	44.2	0.90	-1.84	0.17064	-0.00522	1333.09	-40.77
II	43.8	-0.29	-0.08	-0.00081	-0.00022	-6.35	-1.68
II	43.6	-0.42	0.70	-0.00119	0.00199	-9.31	15.55
II	43.5	-0.17	1.39	-0.00048	0.00393	-3.76	30.69
II	43.3	-0.13	4.48	-0.00038	0.01268	-2.97	99.08
IV	42.1	0.37	1.16	0.00104	0.00328	8.14	25.61
IV	41.9	0.32	0.46	0.00090	0.00131	7.04	10.20
IV	41.7	-1.09	-1.18	-0.00152	-0.00157	-11.87	-12.26
IV	41.5	-0.99	-2.66	-0.00140	-0.00350	-10.90	-27.34
IV	41.4	-0.92	-1.54	-0.00136	-0.00205	-10.62	-16.00
IV	41.2	-0.71	-0.52	-0.00101	-0.00065	-7.92	-5.12
IV	41	-0.59	-0.38	-0.00083	-0.00047	-6.49	-3.64
IV	40.8	-1.36	0.62	-0.00339	0.00153	-26.49	11.96
IV	40.7	0.51	-0.84	0.00144	-0.00237	11.22	-18.48

(1) 同定できたスポットの番号; (2) 視線速度; (3)–(4) 赤経・赤緯方向の位置ズレ; (5)–(6) 赤経・赤緯方向の内部固有運動; (7)–(8) スポットの赤経・赤緯方向での運動の実値。

3 エポック分の観測結果から、メーザースポットの内部固有運動の導出を行った。視線速度ごとに各スポットの座標が3年間でどれだけ動いたかにより、固有運動を導出した。メタノールメーザースポットの空間上での位置関係・視線速度、および相対位置精度を考慮して3エポックで同定できたスポットの内部固有運動パラメータを表 5-1 に示す。また、検出された内部固有運動のプロットを図 5.5 に示す。この図は矢印の向きは運動の向きを、色は視線速度を、長さは運動の大きさを示している。検出された内部固有運動の大きさは、 $2.97 \sim 30.69 \text{ km s}^{-1}$ であり、 30 km s^{-1} を大きく上回る値、例えばスポット I の視線速度 44.2 km s^{-1} の赤経方向での運動の実値は、 $1333.09 \text{ km s}^{-1}$ と固有運動としては大きすぎるため図 5.5 のプロットからは除外した。同様の理由でスポット III に関しては固有運動の検出には至らなかった。

図 5.6 は第 2 章で記述した連続波のイメージに固有運動を検出したメタノールメーザースポットの位置を照らし合わせたものである。この図から、検出したメタノールメーザースポットは MM1 の北西に位置していることがわかる。また運動の方向は、北西方向と南東方向の大きく 2 つの向きに大別する事ができる。メタノールメーザースポットの運動の要因として、2 つの可能性を考える。第 1 は、アウトフローに付随した運動である。スポットの位置からは 2 成分のアウトフローが検出できるため、メタノールメーザーがアウトフローの運動をトレースしている可能性が考えられる。しか

し、固有運動を検出したスポットの視線速度は、表 5-1 から $40.7 \sim 44.5 \text{ km s}^{-1}$ の範囲であり、第 2 章の図 2.3 からわかるようにこの範囲内では赤色のアウトフローのみが検出されている。よって、アウトフローに付随していると考えた場合、南東方向への運動を説明するのは難しい。2 つ目の可能性として、円盤の回転に付随した運動を考える。MM1 の周囲には、アウトフローに対して垂直に、ほぼ平面に近い勾配で円盤があることが知られている (S.N.Longmore et al. 2010)。運動を視線速度に着目して考えると、北西方向に進む速度の大きい成分、即ち赤方偏移している成分と、南東方向に進む速度の小さい成分、即ち青方偏移している成分が存在しているため、回転の向きは時計周りになると予想できる。

今回の結果から、内部固有運動は円盤の回転運動を検出できた可能性がある。しかし、今回導出した固有運動には空間分布の原点に位置するスポットの運動を考慮しておらず、また一部運動が大きすぎるため除外したスポットに関しても継続的な観測を通じて固有運動を見直す必要がある。これら 2 点を通じて、より明確に円盤の回転を示唆する結果が得られると考えている。また、継続してマルチエポック観測を行っていくことで、円盤からの質量降着もトレースできる可能性も十分ありえる。

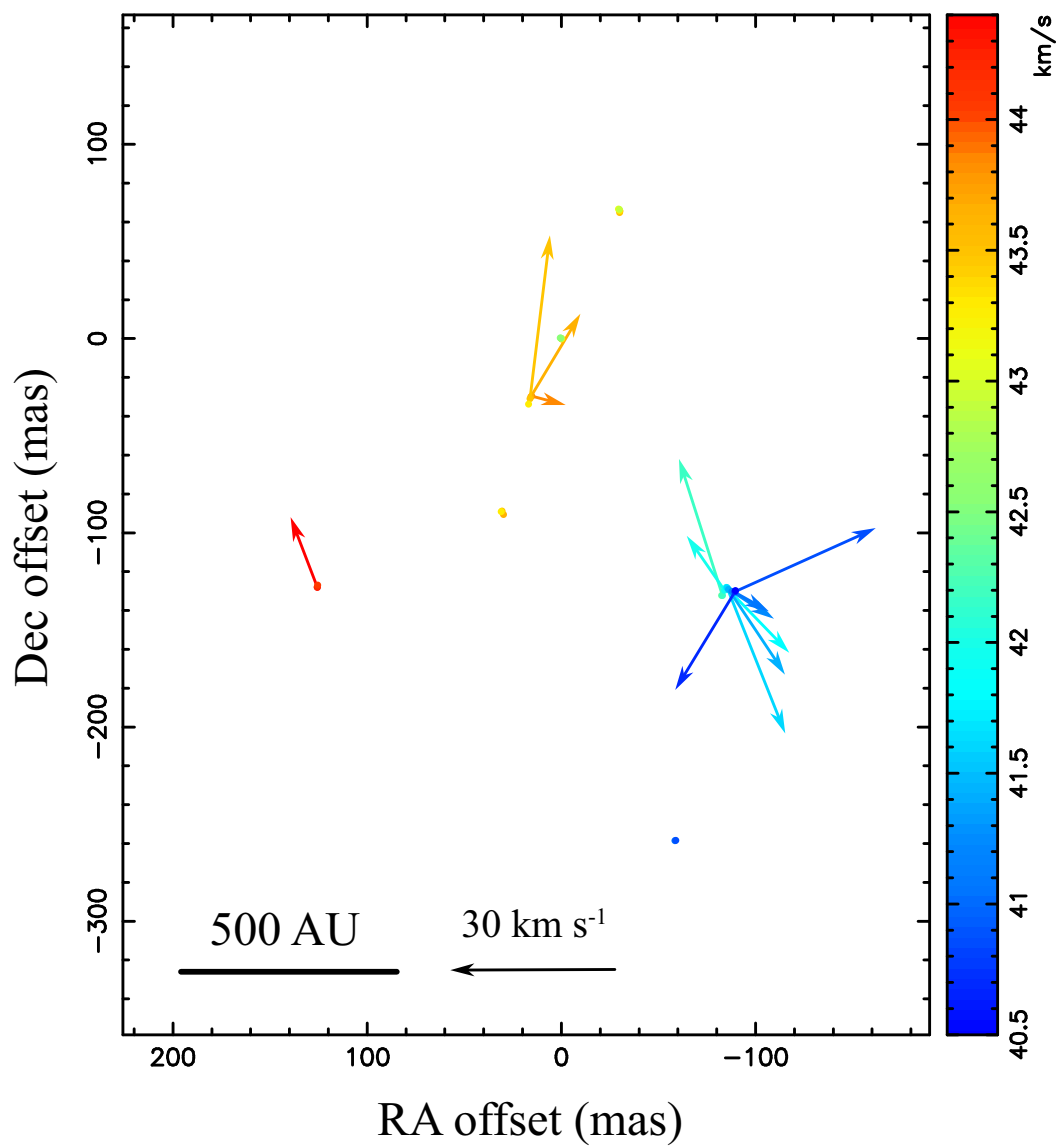


図 5.5: G8.683–0.368 領域の 6.7GHz メタノールメーザーの内部固有運動。矢印の向きが運動の向きを表し、色は視線速度を、長さは運動の大きさを表す。

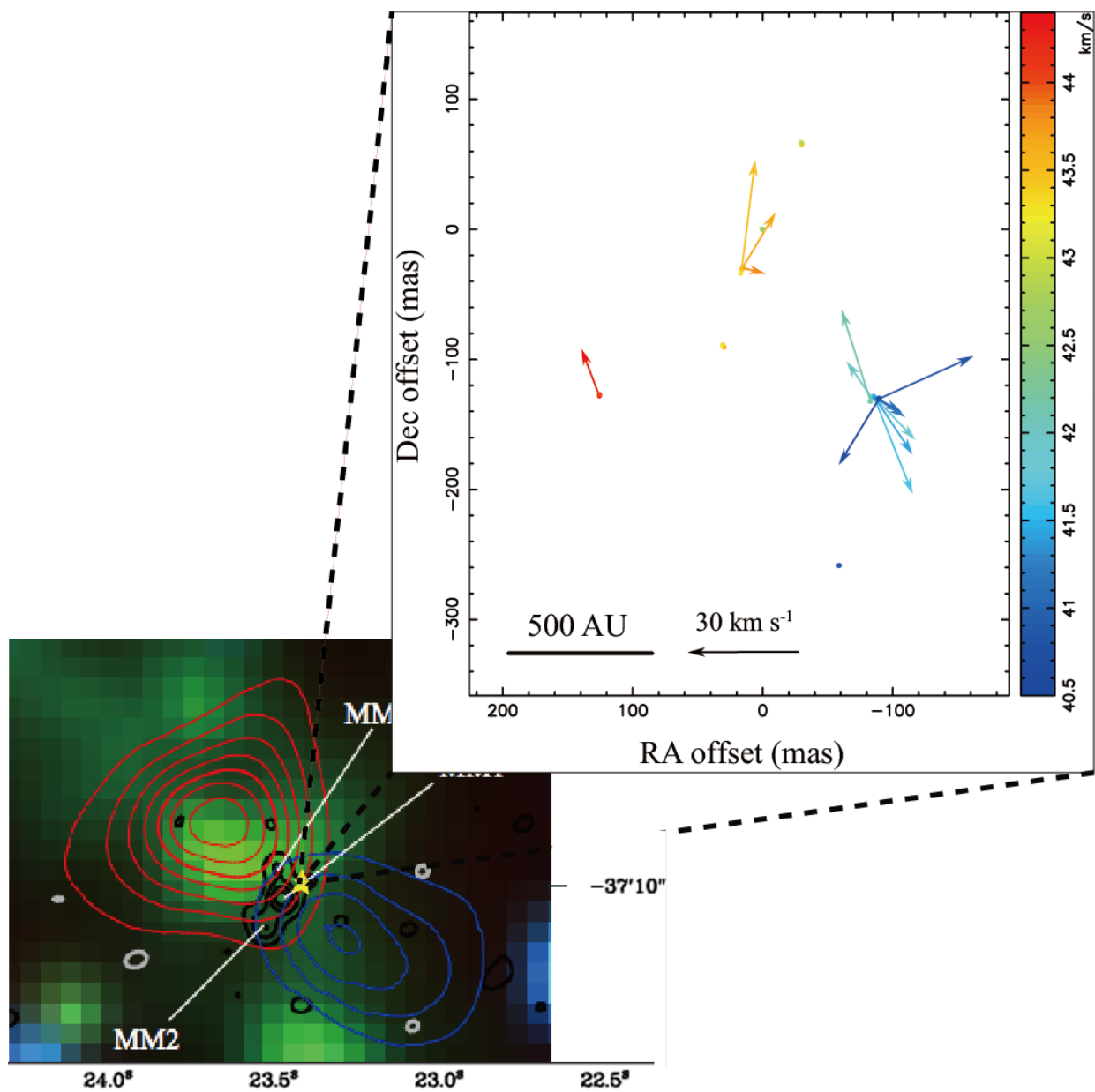


図 5.6: 左下の連続波イメージの黄☆印が固有運動を検出したメタノールメーザースポットの位置に相当。

謝辞

本研究を行うにあたり、大変多くの方々の御指導、御協力を頂きました事を深く感謝致します。指導教官の百瀬宗武教授には天文学だけでなく物理全般に渡り辛抱強く指導をして頂きました。同研究室の米倉覚則准教授にはメタノールメーザーを研究するにあたり多面に渡り御助力して頂きました。御二方には大変感謝致しております。

山口大学の杉山孝一郎研究員にはメタノールメーザーの解析をするにあたり、全面的に指導をして頂きました。お忙しい中でも疑問点や不明点に親身に対応して頂き、研究をする上で必要な知識や、研究に対する姿勢を学ばせて頂いた事を深く感謝致します。

上海天文台の蜂須賀一也様には、メタノールメーザーの解析をするにあたり解析の基礎を教えてくださいました。また茨城大学にも足を御運び頂き、細かな指導をしていただいた事を心より感謝致します。

山口大学の藤沢健太教授を始め新沼浩太郎助教、元木業人研究員、博士、修士の学生の方々にも大変お世話になりました。山口大学に出張した際、研究面生活面等気を配っていただき誠にありがとうございました。

研究室の齋藤悠さんを始めとする先輩方にも、多岐にわたりお世話になりました。大変有意義な研究生活を送れた事を感謝致します。同学年の川田君や、後輩の皆様にも様々な御助力を頂きました。ありがとうございました。

最後に、長きに渡り学生生活を支えてくれた両親には感謝の言葉が尽きません。姉弟にも何かと助けられました。その他にも、大学の友人の皆様、部活を通して支えてくださった皆様など、非常に沢山の方々に支えられ今に至ると感じています。心より御礼を申し上げます。ありがとうございました。

参考文献

- [1] Batrla, W., Matthews, H. E., Menten, K. M., & Walmsley, C. M. 1987, *Nature*, 326, 49
- [2] Beltran, M. T., et al. 2006, *Nature*, 443, 427
- [3] Breckenridge, S. M., & Kukolich, S. G. 1995, *ApJ*, 438, 504
- [4] Caswell, J. L. 1996a, *MNRAS*, 279, 79
- [5] Caswell, J. L. 1996b, *MNRAS*, 283, 606
- [6] Caswell, J. L., Vaile, R. A., Ellingsen, S. P., & Norris, R. P. 1995b, *MNRAS*, 274, 1126
- [7] Caswell, J. L., Vaile, R. A., Ellingsen, S. P., Whiteoak, J. B., & Norris, R. P. 1995a, *MNRAS*, 272, 96
- [8] Downes, D. 1987, *Star forming regions*, edited by Peimbert, M., & Jugaku, J., *IAU Symp.* 115, 93
- [9] Ellingsen, S. P. 2005, *MNRAS*, 359, 1498
- [10] Ellingsen, S. P. 2006, *ApJ*, 638, 241
- [11] Ellingsen, S. P., von Bibra, M. L., McCulloch, P. M., Norris, R. P., Deshpande, A. A., & Phillips, C. J. 1996, *MNRAS*, 280, 378
- [12] Ellingsen, S. P., Voronkov, M. A., Cragg, D. M., Sobolev, A. M., Breen, S. L., & Godfrey, P. D. 2007, *ArXiv e-prints*, 705, arXiv:0705.2906
- [13] Genzel, R., Reid, M. J., Moran, J. M., & Downes, D. 1981a, *ApJ*, 244, 884
- [14] Genzel, R., et al. 1981b, *ApJ*, 247, 1039
- [15] Hill, T., Burton, M. G., Minier, V., Thompson, M. A., Walsh, A. J., Hunt-Cunningham, M., & Garay, G. 2005, *MNRAS*, 363, 405
- [16] Hill, T., Thompson, M. A., Burton, M. G., Walsh, A. J., Minier, V., Cunningham, M. R., & Pierce-Price, D. 2006, *MNRAS*, 368, 1223
- [17] Kraus, S., et al. 2010, *Nature*, 466, 339
- [18] Longmore, S. N. & Burton, M. G. 2009, *Publications of the Astronomical Society of Australia*, 26, 439
- [19] MacLeod, G. C., & Gaylard, M. J. 1992a, *MNRAS*, 256, 519

- [20] MacLeod, G. C., Gaylard, M. J., & Nicolson, G. 1992b, MNRAS, 254, 1
- [21] MacLeod, G. C., van der Walt, D. J., North, A., Gaylard, M. J., Galt, J. A., & Moriarty-Schieven, G. H. 1998, AJ, 116, 2936
- [22] Menten, K. M. 1991b, ApJ, 380, L75
- [23] Menten, K. M. 1991a, Atoms, Ions and Molecules: New Results in Spectral Line Astrophysics, ASP Conf. Ser. 16, 119
- [24] Menten, K. M., Reid, M. J., Pratap, P., Moran, J. M., & Wilson, T. L. 1992, ApJ, 401, L39
- [25] Minier, V., et al. 2003, A&A, 403, 1095
- [26] Patel, N. A., et al. 2005, Nature, 437, 109
- [27] Pandian, J. D., Goldsmith, P. F., & Deshpande, A. A. 2007, ApJ, 656, 255
- [28] Pestalozzi, M. R., Minier, V., & Booth, R. S. 2005, A&A, 432, 737
- [29] Pestalozzi, M. R., Minier, V., Booth, R., & Conway, J. 2002, Cosmic MASERS: From Protostars to Blackholes edited by Migenes, V., and Reid, M. J., IAU Symp. 206, 139
- [30] Purcell, C. R., Balasubramanyam, R., Burton, M. G., Walsh, A. J., Minier, V., Hunt-Cunningham, M. R., Kedziora-Chudczer, L. L., Longmore, S. N., & 27** other authors. 2006, MNRAS, 198
- [31] Pillai, T., Wyrowski, F., Hatchell, J., Gibb, A. G., & Thompson, M. A. 2007, A&A, 467, 207
- [32] Sugiyama, K., et al. 2008
- [33] Sugiyama, K., et al. 2010, 40th 夏の学校
- [34] Sanna et al. 2010
- [35] Schutte, A., van der Walt, D., Gaylard, M., & MacLeod, G. 1993, MNRAS, 261, 783
- [36] Scoville, N. Z., Sargent, A. I., Sanders, D. B., Claussen, M. J., Masson, C. R., Lo, K. Y., & Phillips, T. G. 1986, ApJ, 303, 416
- [37] Shu, F. H., & Adams, F. C. 1987, Circumstellar matter, edited by Dordrecht, D., IAU Symp. 122, 7
- [38] Slysh, V. I., Val'ts, I. E., Kalenskii, S. V., Voronkov, M. A., Palagi, F., Tofani, G., & Catarzi, M. 1999, A&AS, 134, 115
- [39] S. N. Longmore, T. Pillai, E. Keto, Q. Zhang & K. Qiu
- [40] Szymczak, M., Hrynek, G., & Kus, A. J. 2000, A&A, 143, 269
- [41] Szymczak, M., Kus, A. J., Hrynek, G., Kepa, A., & Pazderski, E. 2002, A&A, 392, 277
- [42] Turner, B. E. 1984, Vistas in Astronomy, 27, 303

- [43] Voronkov, M. A., Sobolev, A. M., Ellingsen, S. P., & Ostrovskii, A. B. 2005, MNRAS, 362, 995
- [44] Walsh, A. J., Burton, M. G., Hyland, A. R., & Robinson, G. 1998, MNRAS, 301, 640
- [45] Walsh, A. J., Hyland, A. R., Robinson, G., & Burton, M. G. 1997, MNRAS, 291, 261
- [46] Wilson, T. L. & Matteucci, F. 1992, A&A Rev., 4, 1
- [47] Xu, Y., et al. 2008, A&A, 485, 729
- [48] Zinnecker H., York H. W., 2007, ARAA 45, 481.
- [49] 福井康雄ほか, 星間物質と星形成 シリーズ現代の天文学 6, 日本評論社
- [50] 中井直正ほか, 宇宙の観測 II -電波天文学 シリーズ現代の天文学 16, 日本評論社
- [51] 干渉計サマースクール 2005 教科書, 国立天文台
- [52] 村山奈々子 2008, 平成 20 年度修士論文

付 録 A VAN CITTERT-ZERNIKE THEOREM

我々は今、コヒーレンスの引数によって、地上の干渉計観測が宇宙線源の輝度分布をマッピングするために使用できると示す。Born and Wolf のデモに従うが、電波天文学の練習に適合するようにやや異なる表記法を使用する。この分析を干渉計の応答と光源の明るさの分布との関係の導出という代替的方法で説明する。各要素の表面 ds から放射をしている要素 S と、この議論で前提としている、天球の平面の接線と平行になるような離れた場所にある二つの検出器 (アンテナ) を考える。点源は角の大きさは小さく、点源からアンテナ平面までの距離 R_1, R_2, R はシステム内の他のどの範囲よりも十分大きい。アンテナと関連付けるアンプの持つバンド幅 $\Delta\nu$ はそれらの中心の振動数 ν_0 よりも十分小さい。放射機構は、任意のソースの要素 ds_m からの放射は他の要素 ds_n から統計的に独立し、そのソースは非干渉性だ。電場の時間平均はゼロ。システムの全要素はスカラー扱いが適切なため、copolarized だと仮定する。

互いの要素 S の ds は P_1 の電場 $E_1(s, t)$ と P_2 の場 $E_2(s, t)$ を生む。各受信アンテナの全電場は、ソースの全要素上の積分。解析信号の期間に、

$$e_{P1}(t) = \int_S E_1(s, t) ds, \quad e_{P2}(t) = \int_S E_2(s, t) ds. \quad (A.1)$$

式 (3.13) の相互コヒーレンス関数の定義から、

$$\Gamma_{12}(\tau) = \lim_{T \rightarrow \infty} \frac{1}{2T} \int_{-\infty}^{\infty} e_{P1}(t) e_{P2}^*(t - \tau) dt. \quad (A.2)$$

被積分関数は、 $E_1(s_m, t) E_2^*(s_n, t - \tau)$ 型の言葉が含まれている。

上記の統計的独立性の条件からすべての用語は $m \neq n$ でゼロになる。 m の terms は、

$$E_1(s_m, t) = \epsilon_m \left(t - \frac{R_{m1}}{c} \right) \frac{\exp[-j2\pi\nu(t - R_{m1}/c)]}{R_{m1}}, \quad (A.3)$$

$$E_2(s_m, t) = \epsilon_m \left(t - \frac{R_{m2}}{c} \right) \frac{\exp[-j2\pi\nu(t - R_{m2}/c)]}{R_{m2}} \quad (A.4)$$

ϵ_m は m の要素 s_m の S と R_{m1}, R_{m2} (は P_1, P_2 のこの要素からの距離) からの放射源の複素振幅。 $\tau = 0$ で s_m のための場 P_1, P_2 の時間平均の結果は以下のように書ける。

$$\begin{aligned} & \langle e_{P1}(t) e_{P2}^*(t) \rangle_m \\ &= \langle \epsilon_m \left(t - \frac{R_{m1}}{c} \right) \epsilon_m^* \left(t - \frac{R_{m2}}{c} \right) \rangle \frac{\exp[-j2\pi\nu(t - \frac{R_{m1}}{c})] \exp[j2\pi\nu(t - \frac{R_{m2}}{c})]}{R_{m1} R_{m2}} \\ &= \langle \epsilon_m(t) \epsilon_m^* \left(t - \frac{R_{m2} - R_{m1}}{c} \right) \rangle \frac{\exp[-j2\pi\nu(R_{m1} - R_{m2})/c]}{R_{m1} R_{m2}}. \end{aligned}$$

もし、量 $(R_{m1} - R_{m2})/c$ が相互受信機のバンド幅 $(\delta\nu)^{-1}$ と比較して小さいと、↑式の細かい括弧を無視できる。
 そうすると、

$$\langle e_{P1}(t)e_{P2}^*(t) \rangle_m = \frac{\langle \epsilon_m(t)\epsilon_m^*(t) \rangle \exp[j2\pi\nu(R_{m1} - R_{m2})/c]}{R_{m1}R_{m2}} \quad (\text{A.5})$$

量 $\langle \epsilon_m(t)\epsilon_m^*(t) \rangle$ はポイント m のソースでの表面のインテンシティ B_m の時間平均の尺度である。
 式 (5) の積分は、場のポイント P_1, P_2 の相互コヒーレンス関数を与える。

$$\Gamma_{12}(0) = \int_S \frac{B(X, Y) \exp[j2\pi\nu(R_1 - R_2)/c]}{R_1 R_2} ds, \quad (\text{A.6})$$

R_1, R_2 は ds から P_1, P_2 への距離で、 X と Y はそれぞれ元平面で線形座標。 $(R_1 - R_2)/c$ は距離 R_1, R_2 の移動時間の差。Fig.A3.1 に関して、 s から $P1$ の (X, Y) 、 (x_1, y_1) までの距離は、

$$R_1^2 = (x_1 - X)^2 + (y_1 - Y)^2 + R^2, \quad (\text{A.7})$$

R_1 の最初の項だけでは、二項展開で保持されている場合で、

$$R_1 \simeq R + \frac{1}{2R} [(x_1 - X)^2 + (y_1 - Y)^2], \quad (\text{A.8})$$

実際、 $X/R \ll 1$ と $Y/R \ll 1$ が必要である。 R_2 にも似たような表現を用意し、

$$R_1 - R_2 \simeq \frac{(x_1^2 + y_1^2) - (x_2^2 + y_2^2)}{2R} + \frac{(x_2 - x_1)X + (y_2 - y_1)Y}{R}. \quad (\text{A.9})$$

これは、フラウンホーファー回折理論の通常の近似である。式 (6) の被積分関数の分母は R^2 に十分に近似できる。 $u = (x_1 - X)\nu/c, v = (y_1 - Y)\nu/c, \xi = X/R, \eta = Y/R$ と置き換え、

$$\delta = \frac{x_1^2 + y_1^2 - (x_2^2 + y_2^2)}{2R}, \quad (\text{A.10})$$

$B(\xi, \eta)$ は S の外ではゼロで、 $d\xi d\eta = ds/R^2$ である。

$$\Gamma_{12}(0) = e^{j2\pi\nu\delta/c} \int_{-\infty}^{\infty} \int_{-\infty}^{\infty} B(\xi, \eta) e^{-j2\pi(u\xi + v\eta)} d\xi d\eta. \quad (\text{A.11})$$

量 $2\pi\nu\delta/c$ は位相シフトであり、二つのアンテナへのパスの違いにより生じる。この位相項はいつも小さく、ソースが干渉計から遠くの場合にあるとき無視することができる。(2.26) 式の条件は、

$$R \gg \frac{D^2}{\lambda} = R_0, \quad (\text{A.12})$$

D は基線長で $|P_1 - P_2|$ 。もしそのソースが R_0 よりも近い距離だと知られているなら、その位相項は補正することができる。これは太陽系を学ぶ中で、ときどき必要になるかもしれない。量 ξ, ν は小

さく、 O' か、 x と y 軸に対する方向余弦から測られる天球上の角度を考えることができる。したがって、式 (11) からアンテナ面の相互コヒーレンス関数 $\Gamma_{12}(0)$ はソースの輝度分布のフーリエ変換である。これは光学のファンシッター・ゼルニケの定理の形である。逆もまた真で：もし相互コヒーレンス関数が測ることができるなら、輝度分布はフーリエ変換とは逆でそこから入手することができる。

式 (3.4) の $(\Delta\nu)^{-1}$ より小さい $(R_{m2} - R_{m1})/c$ に従っている状態の制限は、

$$\frac{\Delta\nu}{\nu} < \frac{1}{\xi_d u} \quad \text{and} \quad \frac{\Delta\nu}{\nu} < \frac{1}{\eta_d v}, \quad (\text{A.13})$$

ξ_d と η_d はソースの最大の角度寸法。これはソースが干渉計のバンド幅のパターン内にあることが必要条件である。このとき、観測視野は使用できる最大のバンド幅干渉計解析で定義する。広い帯域をカバーする観測は、異なる狭帯域フィルターのチャンネルを使った応答の重ね合わせにより達成することができる。

●ファンシッター - ゼルニケの定理 [van Cittert-Zernike theorem] 干渉計で測定された干渉縞の可視度 (visibility) から、光源となっている天体の輝度分布を計算する根拠となる光学の定理。天体のように光源がとても遠くにあって小さく見える場合、この定理は、2つの観測点 (望遠鏡) の配置によって変化する干渉縞の可視度が、光源の輝度分布の2次元フーリエ変換で表されることを示す。(p.12 「光・近赤外干渉計で見る星の素顔」)

付 録 B 解析マニュアル

B.0.1 AIPS を始める前の準備

解析の仕方に関しては 2011 年 11 月 30 日～12 月 4 日、2012 年 12 月 10 日～14 日に山口大に出張し学んだ方法を記載する。

解析した天体名：G8.683-0.368

B.0.2 ログインの仕方

ログインの仕方は茨城大学パソコン (ibkht04)

1. 端末エディタを立ち上げる。
 2. `cd /usr/local/aips`
 3. `./LOGIN.SH` ※ログインできないときは、`./aipsboot.sh`
 5. `$CDTST` ←最新の状態を見る
 6. `aips`
 7. 3 ← 3 つあるフォルダの 3 番目を使う
- ※ `./aipsboot.sh` で始めた場合、直後に 3 を入れる。

B.0.3 AIPS の基本コマンド

コマンド

`[task]` : 多数のパラメーターを要するコマンド。 `task 'タスク名'` と打って使用する。

`[pcat]` : ファイルの一覧を表示

`[imh(imheader)]` : ファイルのヘッダーを表示

`[inp]` : `task` のパラメーターを一覧表示。

B.0.4 データのロード

AIPS で解析を始める前に、解析するための天体の観測記録を AIPS に読み込ませる必要がある。データを in/out するための `task` が 'FITLD' である。

```
# task 'fitld'
# default ←初期化
# datain '/home2/aipsdata2/FITSdata/U11277A_S_01.FITS.1 ←' の後にファイルのある場
所と、ファイル名を入れる（最後に'を付けないと大文字にならない）
# outname ' '←取り込んだデータの名前を変える（'のままだと inname と一緒）
# outdisk 2 ←使うドライブを選ぶ（容量の大きいものを選ぶ）
# optype ' '←読み込むデータの種類を指定（'で all type）
# ncount 1 ←ファイルを読む回数
# clint 1/60 ←CL テーブルの間隔（単位は分）
# digicor -1 ←補正するか（-1 でしない）
# go ←タスクの実行
```

→成功すると MSGSRV に success が表示

```
#pcat ←ファイルの確認
```

```
※ pcat : ファイルを全部表示
    ucat : uv データのみ
    mcat : image データのみ
```

B.0.5 NX テーブル作成

```
# task 'indxr' ←NX テーブルを作る
# default
# getn 〇 ←読み込みたいカタログ番号をいれる
# cparm (3) 1/60 ←(3) で変えたい番号を指定、3:CL テーブルの書き込む時間間隔
# go
```

→CL、NX テーブルが作成される。

B.0.6 スキャン情報をみる

```
# task 'listr'
# default ←初期化
# indisk 2
# getn 〇
# optype 'scan' ←スキャン情報を一覧するように指定
# inext 'NX' ←使用するテーブル
```



```
# invers 1 ←使用するテーブルのバージョン
# go
```

→実行すると読み込んだ天体の情報を表示。これをデータの数だけ繰り返す。

B.0.7 読み込んだデータを1つに結合する

```
# task 'dbcon'
# default
# indisk 2
# getn 〇 ← inname に結合したい1つ目の天体情報が入る
# get2n 〇 ← in2namke に結合したい2つ目の天体情報が入る
# outname 'u11277a-a' ←結合されたファイル名
# go
```

→二つのファイルが結合され新たなファイルができる。ファイルが3つある場合は、新しくできたファイルと残りのファイルを結合させる。

B.0.8 結合させたファイルの中身を整理する

```
# task 'msort'
# default
# indisk 2
# getn 〇 ←結合してできたファイル (u11277a-a)
# sort ' ' ←なにも入れないと、'TB' (タイムベースライン) で並び替える
# go
```

→これで1つになった天体情報が時間基準で整理された。(u11277a-a.msort)

この後再びNX テーブルを作成する。
再びタスクを読みだすときは、task 'indxr'ではなく tget indxr (' 'はいらない)

B.0.9 スペクトル情報を見る

```
# task 'possm'
# default
# indisk 2
```

```
# getn ○ ← (u11277a-a.msort)
# aparm 0 ← 積分時間、0 だと全時間積分
# go
```

```
-----備考-----
# nplot 0 ← 全基線の平均
      >1 ← 各基線ごと、数字は一度に表示する基線数
# aparm (1) 0 ← scaler 平均
  1 ← vector 平均
```

積分時間は solint で指定する。

→ TV 画面にスペクトルを表示

B.0.10 UV プロットを出す

UV プロット：天体からみた天体から見た望遠鏡の配列

```
# task 'uvplt'
# default
# indisk 2
# getn ○ ← (u11277a-a.msort)
# bparm 6 7 ← X 軸 (6 ⇒ u) Y 軸 (7 ⇒ v)
# xinc 100 ← プロットする間隔
# go
```

B.0.11 自己相関データを用いて正規化する

```
# task 'accor'
# default
# indisk 2
# getn ○ ← uv データを選ぶ
# go
```

→ SN テーブルが作成される。(SN-1)

できた SN テーブルを確認する。

```
# task 'snplt' ← SN テーブルの中身をプロットする
# default
# indisk 2
# getn ○
# inext 'sn'
# invers 1 ←新しくできた SN テーブル
# nplots 6 ← TV 画面に表示する数
# optype 'Amp' ← 振幅を見る
    accor が振幅のキャリブレーション
# go
```

B.0.12 データを補正する

```
# task 'snetd'
# inext 'sn'
# invers 1
# go
```

→実行すると、先ほど snplt で表示した画面に作業コマンドが加わった画面が表示される。作業の仕方は、

右側：show amp ←アンプリチュード表示

右側：next antenna ←アンテナ選択

左側：frag area ←消したいエリア選択

これを補正する必要がある望遠鏡データで行い、作業が終わったら exit で抜ける。

補正終了後、新たな SN テーブル (SN-2) ができるため snplt を用いてちゃんと補正されているか確認。

B.0.13 CL テーブルに SN テーブルを読み込ませる

```
# task 'clcal'
# snver 2 ←読み込ませる SN テーブルの番号
# invers 2
# gainver 1 ← CL テーブルの番号
# gainuse 0 ←新しく出す番号 (0 だと新しい番号が出る)
```

```
# go
```

→新たな CL テーブルができる。(CL-2)

B.0.14 位相の補正

次はキャリブレーション天体を使いクロック (時刻) 補正を行う。

```
# tget listr
# go
```

→天体情報を表示。テキストエディタなどに移し、印刷する。

```
# tget possm
# source 'nrao530'' ←最後の ' を二つ付けることでいくつか表示される天体情報を 1 つにして表示する。キャリブレーション天体に変える。
# bchan 0 ←プロットするチャンネルの最小値
# echan 0 ←プロットするチャンネルの最大値
# go
```

B.0.15 AVSPC

```
# task 'avspc'
# default
# indisk 2
# getn 0 ← (.msort)
# docalib -1 ←キャリブレーションするか (-1 でしない)
# gainuse 2 ← CL テーブルの 2 を使用
# outname 'conti'
# outclass 'avspc'
# outdisk 2 ←ディスク 2 に書き込む
# avoption 'subs' ←チャンネル平均をする
# channel 32 ← 32 チャンネルで積分
# go
```

→conti.avspc 作成

B.0.16 フリンジフィット

フリンジフィットとは、遅延時間残差や遅延変化率残差の補正を行って位相を揃え、ビジビリティをコヒーレントに積分できるようにする操作。

```
# task 'fring'
# getn ○ ←.avspc
# calsour 'nrao530','3c454.3' ←キャリブレート天体を2つ入れる。
# bchan 2 ←バンドの端は使わない
# echan 31
# dparm 0
# docalib 1
# go
```

→ SN-3 作成

```
# task 'snsmo' ←フリンジフィットのデータを平均化する
# getn ○ ←.avspc
# samptype 'BOX'
# go
```

→平均化されたテーブルができる (SN-4)。

→ SNPLT で SN テーブルの中身を確認

```
# task 'fring'
# dparm(8) 1
# go
```

→ SN-5 作成

task 'clcal' ←できた SN テーブル (SN-5) を CL テーブル (CL-2) に読み込ませる。

→ CL-3 作成。

B.0.17 テーブルコピー

```
# tget tacop
# getn ○ ←.avspc
# geton ○ ←.msort
# inext 'SN'
# invers 5
# outvers 3
```

→ SN-3 作成

```
# task 'clcal'
# invers 3
# snver 3
# gainver 2
# refant 2
# interpol 'ambg'
# smotype 'vlbi'
```

→ CL-3 作成。

B.0.18 フリンジフィット 2

～第二段階 J1845-28～ ← phase キャリブレーター

```
# tget fring
# getn ←.avspc
# calsour 'j1845-28''
# aparm (7) 3
# docalib 1
# gainuse 3
# dparm (2) 50 (3) 30 (8) 1 ← 8 ⇒ rate をゼロにする。rate は後で maser で求める
# refant 7 ← 一番感度のよいアンテナを選ぶ (7: 日立)
# go
```

→ SN-6 が作成。

```
# tget snplt
# inext 'SN'
# invers 6
# optype 'DELA'
# go
```

```
# tget tacop
# getn ○ ←.avspc
# geton ○ ←.msort
# inext 'SN'
# invers 6
# outvers 4
```

→ SN-4 が作成。

```
# tget clcal
# getn 3 ←.msort
# snver 4
# gainver 3
# interpol 'ambg'
# refant 7
```

B.0.19 バンドパスの補正

バンドパスの補正は、振幅の補正と位相の補正をすることで補正できる。

1. 振幅の補正

```
# task 'bpass'
# getn ←.msort
# calsour 'nrao530''3c454.3'
# docalib 1
# gainuse 2
# smooth 3 16 8 ← 3⇒BOX(平均化する)、16⇒チャンネル数、8⇒間隔
# bpassprm (1) 1 (10) 1 ←振幅の解のみ出す
# go
```

→ BP テーブルの 1 ができる。

2. 位相の補正

```
# gainuse 3 ← CL-3 を使う
# refant 6 ←基準とする局 (6 →日立)
# bpassprm (4) 1 ←位相の解のみ出す
# go
```

→ BP テーブルの 2 ができる。

```
# tget possm ←補正できているか確認
# aparm (8) 1 ← BP テーブルを表示
# go
```

→うまく補正できていたら第 1 段階終了。

B.0.20 ドップラー補正

準備

```
# task 'splat'
# getn ←.msort
# doband 1
# bpver 1
# outname '' ←適当な名前
# outclass
# aparm (5) 1
```

→ spltat テーブル作成。

```
# task 'prtab'
# getn ○ ←.splat
# inext 'AN' ←アンテナ情報
# go
```

→アンテナ情報が出る。

アンテナ情報を書き換える

```
# task 'tabed'
# getn ←.splat
# key word 'ARRNAM' ←変えたい場所
# key strng 'VLBA'
# aparm (4) 3
# optype 'key'
# go
```

→ VELA が VLBA になる。

```
# task 'setjy' ←元のデータに情報を入力する
# sysvel 43.12 ←ピークの視線速度
# restfreq 6668000000 519000 ←観測周波数
# aparm (1) 560 ← sysvel に対応する ch を入力 (ここではピーク ch)
# veltyp 'LSR'
# veldef 'RADIO'
# go
```


B.0.21 CVEL

```
# task 'cvel'
# sources '8.683-03'
# freqID 1
# doband -1
# bpver -1
# aparm (9) 2
# go
```

→.cvel 作成。

```
# tget tacop ← BP テーブルの情報が入っていないのでコピーする
# getn ○ ←
# geton ○ ← u11277a.cvel
# inext 'BP'
# invers 2
# go
```

tget tabed ← VLBA を VELA に戻す。

```
# tget possm ←全スペクトルのグラフから、フィッティングする範囲を探す。
# sources '8.683-03'
# timerang 0 09 25 37 0 09 40 29 ←観測時間
# antennas 5 0
```

スペクトルのピークが 1ch 以上ずれていないか確かめる。

B.0.22 ゲイン変動

ゲインをするためのファイルを作る

```
# task 'split'
# getn ←.cvel
# sources '8.683-03''
# doband 1
# timerang 'all'
# gainuse 2
```

```
# outclass 'all'
# aparm (5) 1
# go
```

→ all テーブルの uv ファイルができる。

```
# out class 'temp'
# aparm (5) 2 ← ac data のみ
# go
```

→.temp の uv ファイルができる。

```
# task 'acfit'
# getn ○ ← all.split
# get2n ○ ← temp.split
# refant 5
# bchan 559
# echan 562 ←ピークのチャンネル
# aparm (1) 2 (2) 2 (3) 5.38 ← 3:能率
# bparam 400 530 600 750 ←ベースラインの範囲 (ラインフリーな ch をえらぶ)
# cparam 400 530 600 750
# xparam (1) 227.2 ← Tsys
# solint 15
# go
```

→ SN テーブルができる。(SN-1)

```
# tget snplt
# optype 'rate'
```

```
# tget tacop ← cvel にコピー
```

```
# tget clcal
# getn
# snver 5
# gainver 4
# smotype 'ampl'
# refant -1
# interpol '2pt'
```

→ CL-5 ができる。

→第2段階終了

B.0.23 メーザー源のフリンジフィット

```
# task 'fring'
# default
# indisk 2
# getn ← cvel のテーブルを読む
# calsour '8.683-03''
# bchan 572
# echan 572 ←スペクトルのピークのチャンネル
# gainuse 5
# docalib 1
# doband 1
# bpver 1
# antennas 0
# aparm 0
# dparm 0,-1 ← delay は求めない。rate だけ
# snver 0 ←最新の SN テーブルのバージョンが出る
# solint 3
# solsub 3
# refant 7
# go
```

→SN テーブルの6ができる。

```
# tget clcal
# sources '8.683-03''
# calsour '8.683-03'
# snver 6
# invers 0
# gainver 5
# refant 1
# go
```

→CL テーブルの6ができる。

B.0.24 ここまでのテーブルのバックアップを作る

```
# task 'tasav'
# getn 8
# outname 'before-selc2'
# go
```

→テーブルのコピーができる。

B.0.25 較正テーブルを適用して周波数方向に積分する

```
# task 'split'
# getn (.uvcop)
# sources '8.683-03''
# timerang 'all'
# docalib 1 ←キャリブを適応する
# bchan 572
# echan 572 ←スペクトルのピーク
# gainuse 6
# aparm 0
# doband 1
# bpver 1
# outclass ' ' ←新しいテーブルの名前を付ける
# go
```

→新しいテーブルができる。(8.683-03.)

```
# tget imagr
# getn ←先ほど作ったテーブル番号()
# cellsize 0.001 ←1ピクセル 何秒角か
# imsize 512 ←縦・横512ピクセル
# bmaj 0
# bmin 0
# bpa 0
# go
```

→ダーティマップができる。(dotv -1 だと画面に表示されない)

備考

```
# niter 0 ←ダーティマップ
```

>1 ←クリーンマップ

zap → IBM001, IIM001
ザップの仕方に関しては後述

B.0.26 CLEAN を実行する

```
# tget imagr
# niter 300 ← clean する回数
# go
```

→別画面にてクリーニングをする。

```
# tget calib
# get2n ○ ← (.icl001)
# outclass ''
# soltype 'L1R'
# solmode 'P'
# solint 15
# go
```

→CALIB テーブルができる。

→再度イメージを出す。→cleaning する。→solint(15 → 8 → 4 → 2) と減らしていく。

```
# tget tacop ←最後に合成した一つ前の calib テーブルに sn テーブルの情報が入っているので、
copy する。
# getn ○ (.calib)
# geton ○ (.uvcop) ← uvcop テーブル
# snver 10
# go
```

→SN テーブルの 10 ができる。

```
# tget clcal
```

```
# snver
# gainver
# interpol 'simp'
# go
```

→ CL テーブルの 7 ができる。

B.0.27 天体の情報を求める

```
# tget split
# bchan 0
# echan 0
# gainuse 7
# go
```

→新たな split テーブルができる。

B.0.28 イメージキューブの作成

```
# tget imagr
# getn ○ ← (.split)
# bchan 550
# echan 580
# gain 0.05
# flux ← imagr にて、bch450 ech 450 niter0 getn(IIM) imstat で表示される値
#bmaj 0
# dotv -1 ←画面に表示させない
# go
```

→イメージテーブルができる。

```
# getn ○ ←イメージテーブル (.icl)
# tvall ←イメージがTV画面に表示
# for i=1 to 31;tblc(3) i;ttrc(3) i;tvlod;end ←連続的にイメージを表示
```

→強いスペクトルの天体が現れる channel がどこか探す。

B.0.29 イメージのモデルフィット

```
# task 'jmfit'
# tblc 0 0 1 ←イメージキューブ内のイメージを指定。この場合は一番目
# ttrc 0 0 1
# tvall ←TV 画面表示
# tvwin ←メーザーを囲む (フィット範囲を指定)
# go
```

→天体情報が出る。この情報から、速度、フラックス、位置情報を別のテキストエディタなどに記録する。

```
# tblc 0 0 2
# tbrc tblc ←tblc と同じになる
# tvall
# tvwin
# go
```

```
:
:
:
:
```

終わるまで繰り返す。