

修士学位論文

銀河系遠方腕における
水及びメタノールメーザーの探査

2015年度
(平成27年度)

茨城大学理工学研究科

理学専攻

学籍番号 14NM152G

沖本 有

論文要旨

現在、VERA や VLBA による VLBI アストロメトリー観測により、数多くの銀河系内メーザー源の距離が決定され銀河系の形が徐々に解明されてきている。しかし、その主なメーザー源は比較的太陽近傍 ($\simeq 5$ kpc) にあり、現時点で銀河系内メーザー源 VLBI アストロメトリーは銀河系直径 ($\simeq 20$ kpc) に匹敵する距離の天体を対象としていない。実際に、既存のメーザーカタログのメーザー源の力学的距離でも、10 kpc 程度が最も遠方である。これまで銀河系内 VLBI アストロメトリーで観測されたメーザー源は、すべて過去の単一鏡観測で作成されたカタログから選択されていた。しかしながら、過去の単一鏡観測カタログに記載されているメーザー源は銀河系を網羅していない。よって、既存のカタログに記載されているすべてのメーザー源の距離を求めても、銀河系の全体像を解明することは不可能であり、特に、銀河系中心の反対側の腕までマッピングを行うことは出来ない。

この現状を打破するため、最も遠方の銀河腕の 1 つ、たて・ケンタウルス腕 (Scutum-Centaurus Arm) にある 10 の CO 分子雲に対する H_2O メーザーの探査を、茨城県高萩市に位置する 32 m 望遠鏡を用いて行う予定である。この探査により H_2O メーザーを検出することが出来れば、銀河系内で最も遠い H_2O メーザーを伴う星形成領域の発見となり、さらに VLBI で距離を決定すれば、銀河系の直径を直接測定することも可能である。

しかしながら、観測対象である CO 分子雲は銀経 $\times$ 銀緯の大きさが 9 分角 $\times$ 9 分角であるのに対し、高萩 32 m アンテナを用いて、22 GHz 帯の H_2O メーザーの観測を行う場合、そのビームサイズは、約 1.5 分角と非常に細いビームとなり、観測時間が膨大となってしまう。そのため本研究でまずは比較的ビームサイズの大きい、6 GHz 帯の CH_3OH メーザー (ビームサイズ約 4.5 分角) の探査を茨城県日立市に位置する 32 m 望遠鏡を用いて行い、星形成が行われている領域を探し、そこに絞った H_2O メーザー探査へとつなげていく方針を採用した。

これまでに CH_3OH メーザーの観測を実施し結果として、1 天体において今回の研究目的である銀河系遠方腕に位置するとみられる CH_3OH メーザーの検出に至った。高萩アンテナを用いた H_2O メーザーの探査を行うことはできなかったが、22 GHz 受信機を搭載した鹿島 34 m 電波望遠鏡 22GHz 受信機を搭載したアンテナを用いた探査を 2016 年 3 月に実施予定である。

目次

1	研究背景	2
1.1	VERA	2
1.2	三角測量と年周視差	2
1.3	メーザー	3
1.3.1	メーザー現象	3
1.3.2	CH ₃ OH メーザー	4
1.3.3	H ₂ O メーザー	5
1.4	銀河系内メーザー源 VLBI アストロメトリ観測	6
1.5	研究目的	8
2	観測	9
2.1	先行研究	9
2.2	観測諸元	10
2.3	観測天体	12
2.4	アンテナ温度の較正法	14
2.4.1	Blank Sky を見た際のパワー	14
2.4.2	アンテナ温度とシステム雑音温度	14
2.4.3	R-sky 法	16
2.5	観測戦略	17
3	結果	19
3.1	2015 年 2 月 11 日から 3 月 2 日に行った探査観測について	19
3.1.1	G14.500	19
3.1.2	G25.750	20
3.2	2015 年 12 月 5 日以降に行った探査観測について	21
3.2.1	G20.000 について	21
3.2.2	G20.000 詳細マッピングについて	22
4	考察	24
5	まとめ	25
	謝辞	26
	付録 A 2015 年 2 月 11 日から 3 月 2 日に行った探査観測について	27

1 研究背景

1.1 VERA

VERA(VLBI Exprolation of Radio Astrometry) は日本国内 4 箇所に口径 20 m のアンテナを配置した最大基線長 2300 km の VLBI ネットワークである。2002 年に 4 局が完成し、国立天文台と鹿児島大学が共同で運用を行なっている。最大の特徴は、2 つの天体を同時に観測できる 2 ビーム望遠鏡であるということで、相対 VLBI が行える世界で初めての装置が搭載されている点である。22 GHz, 43 GHz の 2 バンドが 2 ビーム観測に対応しており、その他に 1 ビームの通常 VLBI 用に 6 GHz, 8 GHz の 2 バンドが、また測地観測用に 2 GHz, 8 GHz の 2 バンドが搭載されている。VERA では、2 ビーム位相補償により、座標系の基準となる活動銀河核やクエーサーなどの参照電波源に対する、銀河系内の H_2O メーザー、 SiO メーザー源の位置計測を行い、系内天体の年周視差測定を目指している。これにより銀河中心までの距離や銀河回転曲線のより精密な決定が可能だと期待されている。

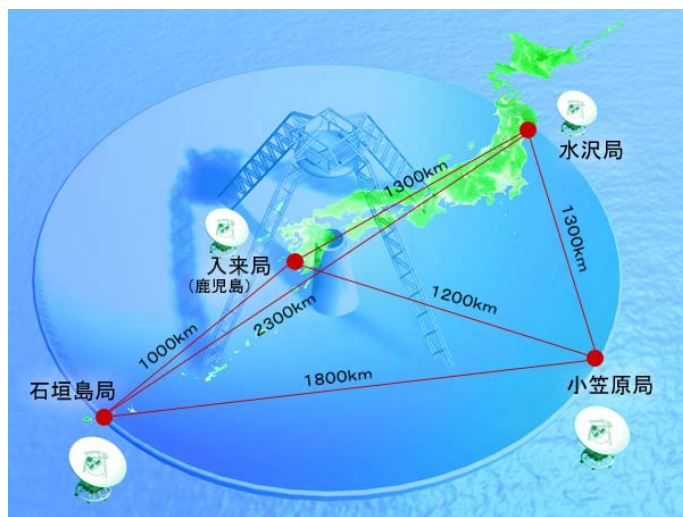


図 1: VERA アンテナ配置図
(VERA ホームページより)

1.2 三角測量と年周視差

三角測量は、距離を測りたい物体を 2 箇所から観測し、背景に対するその物体の見かけの位置違いから距離を算出する方法である。そのときの方向(角度)の差を、視差(三角視差)と一般的に呼ぶ。三角視差を用いた距離決定は日常生活でも頻繁に利用され、最も身近な例として人間の目がある。

天体の距離を測定する際にも、三角測量は仮定を必要としない最も正確な方法として利用されている。過去の位置天文衛星ヒッパルコスによる観測では、太陽系から比較的近い範囲(100 pc 程度)の天体の場合、年周視差を用いて約 20 % の精度で距離の決定がなされた。我々の住

地球は公転をしているため、季節によって天体の位置 (地球から見た方角) は変化する。この天体位置変化を年周視差と呼ぶ。年周視差は天体の距離に反比例するので、年周視差が測定できれば仮定なしに天体の距離を求めることができる。

一方、VERA では搭載されている観測技術を使用して、天体の位置を 10 マイクロ秒角という超高精度で計測することが可能である。これにより、天体の位置を 1 年を通して超高精度で計測をして年周視差を測定することで、ヒッパルコスよりも遠方までの天体の距離の測定が可能である。

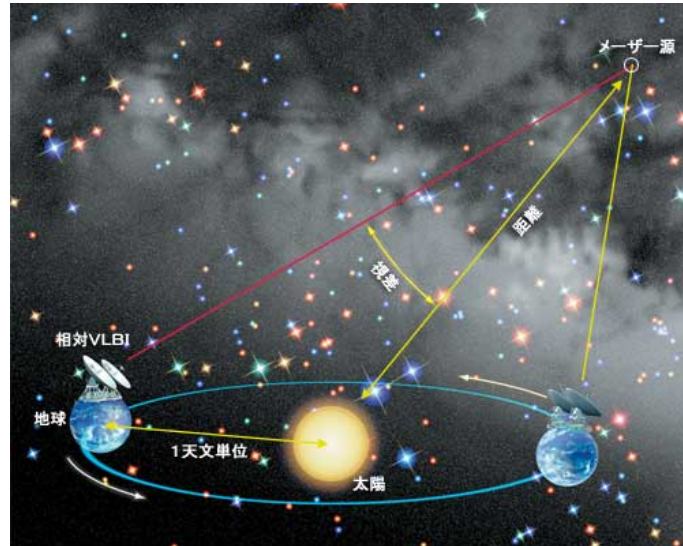


図 2: VERA による三角測量の概念図
(VERA ホームページより)

1.3 メーザー

1.3.1 メーザー現象

一般的によく知られているレーザーと同じ原理で、マイクロ波 (電波) で発生するものがメーザーである。地球上では実験室等で人工的に手を加えねばメーザーは発生しないが、宇宙空間では様々な種の分子が自然にこのメーザー現象を起こしている。ここではそのメーザー現象について説明する。

地球の大気のようにガス密度の高いところでは粒子同士の衝突により、エネルギー準位分布が支配され熱平衡状態となる。ここで二つの準位間の粒子数を n_1, n_2 、統計的重率を g_1, g_2 としたとき、二つの準位間の粒子数の比はボルツマン分布で与えられ、

$$\frac{n_2/g_2}{n_1/g_1} = \exp\left(-\frac{h\nu}{kT}\right) \quad (1)$$

となる。このような状況では通常、式 (1) は必ず 1 より小さくなるので、統計的重みあたりの粒子数 $n_i/g_i (i = 1, 2)$ は $n_2/g_2 < n_1/g_1$ となり、下の準位にある分子の数の方が多くなる。とこ

ろが宇宙空間のようにガスの密度がとて低いため分子同士の衝突が少ない環境では、熱平衡とは離れた状態が実現しうる。したがって、必ずしも $n_2/g_2 < n_1/g_1$ とはならず図3のように、Level(準位)2の方がLevel(準位)1より粒子が多く分布する場合が存在する。これはLevel 2より上の準位へ励起されると、その後自発放射などによりLevel 2へ粒子が遷移し、それが多数の粒子において繰り返されると、やがて高い準位の方に多く粒子が存在することになる。この状態は反転分布と呼ばれる。反転分布は非常に不安定であるため、外部からの放射によりLevel 2からLevel 1へと誘導放射が起こった際に、その誘導放射が同じ準位間にまた誘導放射を起こし、これが次々とカスケード的に起きて非常に強い放射が起こる。これがレーザーである。

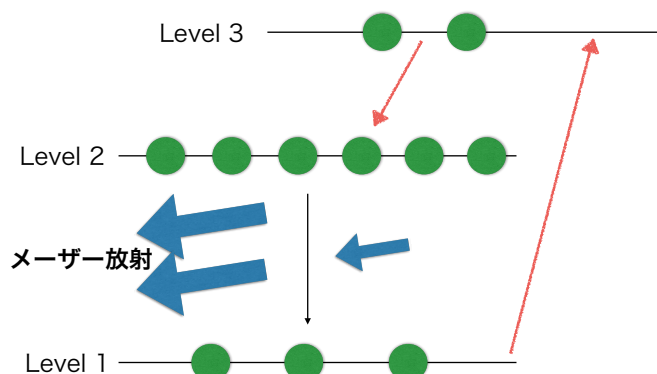


図 3: レーザー現象の3準位モデル

一般にレーザーは、以下のような特徴を持つ。

- 1 強度が局所熱力学平衡状態に比べて大きい。
- 2 放射源の広がり極めて小さく点状である。
- 3 直線または円偏光している。
- 4 線幅は熱運動による幅よりも小さい場合が多い。
- 5 電波の位相がそろっている。

1.3.2 CH₃OH レーザー

最初に発見された CH₃OH レーザーは、Orion-KL 領域において 25 GHz 帯で観測された (Barrett et al. 1971)。その発見以降、様々な周波数帯で遷移が発見されてきた。CH₃OH レーザーは、主に励起メカニズムの違いによってクラス I, II に分類される (Batra et al. 1987, Menten 1991a)。どちらも生まれて間もない大質量星に付随するが、専ら VERA や VLBI の観測の対象となるのはクラス II の方である。本研究ではクラス II CH₃OH レーザーの内、6.7 GHz CH₃OH レーザーについて探査観測を行った。6.7 GHz CH₃OH レーザーが初めて観測によって発見されたのは 1991 年のこと (Menten 1991b)、その静止周波数は 6668.5192 ± 0.0008 MHz である (Breckenridge & Kukolich 1995)。また、数多くの周波数帯で観測されている CH₃OH レーザーの中で最も明るく、全レーザー種で見ても 22 GHz H₂O レーザーの次に明るい。

1.3.3 H₂O メーザー

H₂O メーザー、特に 22 GHz 帯の H₂O メーザーは、宇宙メーザーの中でも最も明るい。この強さにより、VERA など距離や運動を計測するのに用いられている。赤外線源からの放射だけでは、この明るさを稼ぐだけの個数に対応する水分子を励起できないことから、早くから衝突励起によるメーザー放射であることが理解されている (Elizur 1992)。実際星形成領域では、生まれたばかりの星からのアウトフローが周辺のガス雲と衝突する現場で H₂O メーザーが見られる。一方、アウトフローの衝突部で見られるのであれば、降着流と星周ガス円盤がぶつかる場所でも、メーザーが発見できるかもしれない。しかしながら、未だ降着流が原因と見なせる現象を直接捉えることができておらず、H₂O メーザーがどのような領域に付随するのか明確な特定には至っていない (Imai et al. 2006)。

ここで注視する点は CH₃OH メーザーと、H₂O メーザーどちらも大質量原始星で観測されている点である。例えば H₂O メーザーは Sunada et al. (2007) で、CH₃OH メーザーは Pestalozzi et al. (2005) など頻繁に観測されている。これらで発見されたメーザー源はそのほとんどが太陽近傍であり、それらを手掛かりに大質量原始星の進化過程の解明や銀河系内の力学的距離の測定が活発に行われている。

1.4 銀河系内メーザー源 VLBI アストロメトリ観測

2010 年前後から VERA や VLBA で始まった銀河系内メーザー源の VLBI アストロメトリ観測は、これまでに数多くの天体に対して、年周視差及び絶対固有運動を測定し、これらの距離や銀河回転運動を修正してきた。それらの観測範囲は、銀河系中心領域を超えた far 3 kpc arm にあるメーザー源までに及んでる (Reid et al. 2014)。しかしこれ以上の距離にあるメーザー源の年周視差を測定することは現状では難しく、年周視差データだけを使った銀河系内のマッピングはこれ以上遠方に届かないと考えられている。実際、検出されたメーザー源の大部分が太陽近郊 (5 kpc 以内) であろうと想定され、最も遠くても 10 kpc ほどである (Sunada et al. 2007)。その理由として主に次の 4 つが挙げられる。

1. メーザー探査は、分子雲、赤外線源、HII 領域などに対して行われている。これらの赤外線などのカタログ (例えば IRAS カタログ) は、メーザー源探査が行われるよりも前の古い観測であるため、感度が銀河系遠方の天体まで検出できるまで十分でなく、カタログにリストされている赤外線や HII 領域のほとんどは太陽系近傍に存在している。
2. 過去に行われた単一鏡によるメーザー源探査の感度が遠方メーザー源まで対応していない場合が多い。

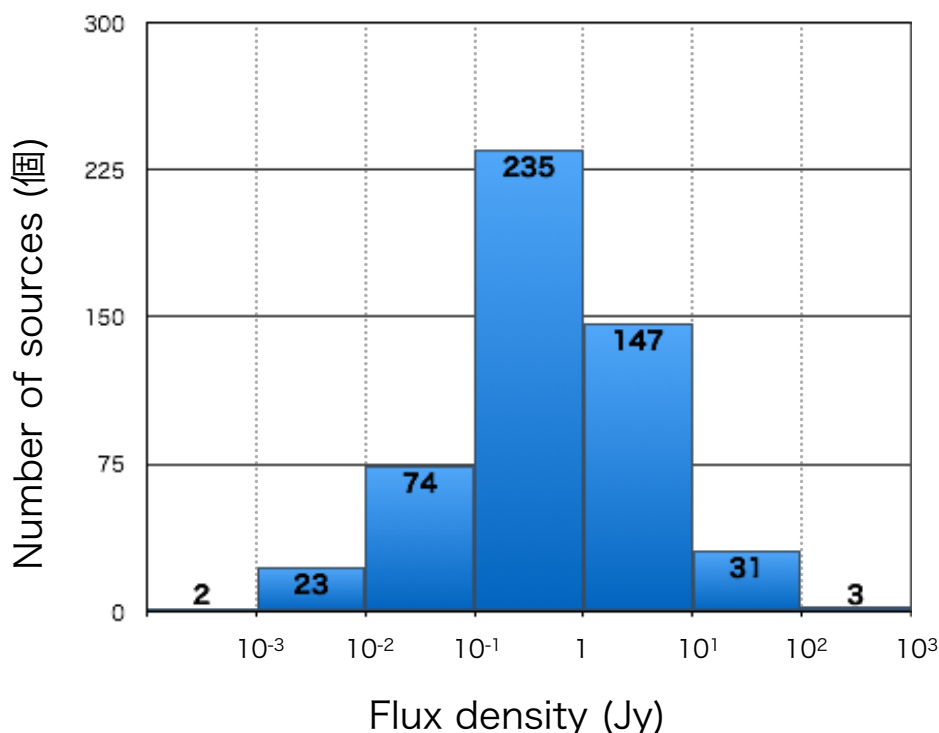


図 4: 既知の銀河系内 6.7GHz CH₃OH メーザー源すべてが遠方の距離 21.36 kpc にあったと仮定した場合のピーク強度のヒストグラム。

実際に、6.7GHz CH₃OH メーザー源カタログに記載されているピーク強度の分布を、カタログに記載されているピーク強度とメーザー源までの力学的距離を用いて、太陽から

遠方の距離¹にこれらすべての CH₃OH メーザー源があると仮定した時のヒストグラムを作成した²(図 4)。これによると遠方にある 6.7 GHz CH₃OH メーザーのピーク強度の中央値は 0.46 Jy 程度となる。このような高感度で行った単一鏡観測はあまり例がない。

3. 観測時の速度幅が遠方メーザー源の速度幅をカバーしていない場合が多い。標準的な銀河系回転モデルを考えた際、視線速度は太陽円内 (inner Galaxy) の第一象限³では必ずプラスとなる。一方、太陽円外 (outer Galaxy) の第一象限では必ずマイナスとなる。過去の観測では、第一象限の観測で観測した速度範囲はほとんどプラスである。これでは無バイアスでも感度が良くても視線速度がマイナスの遠方メーザー源は発見できない。
4. 銀河系遠方腕 (たて・ケンタウルス座腕) は銀河面⁴の外にある。Dame & Thaddeus (2011) によれば、たて・ケンタウルス座腕の HI 雲は銀緯が 2 ~ 3 度にあることが報告されている。これまでの銀河面に対するメーザー源探査は銀河面のみで行われてきている。

以上の理由から、既存のメーザー源カタログには遠方の腕にあるメーザー源はほとんどないと考えられる。

一方、VERA の位置決定精度は銀河回転による天体の固有運動を銀河系内全体で測定することが可能である。銀河回転による固有運動ベクトルは銀河系内の位置に依存するため、銀河回転モデルを与えれば距離を推定することが可能である。これは視線速度のみで距離を推定している力学的距離に対して、3次元速度 (視線速度 + 固有運動) を用いた VLBI 版の力学的距離である。年周視差よりも精度は落ちるものの遠方に位置する天体の距離を測定するものとしてはかなり信頼性が高いものである。つまり、この手法を用いれば年周視差による VLBI アstrometrical 結果よりも 2 倍、3 倍広い範囲で系内メーザー源の距離を推定することが可能である。

¹遠方の距離は 21.36 kpc とした。これは図 7 にあるメーザー源の力学的距離の平均である。

²参考文献 Caswell et al. 2010, Green et al. 2010, Caswell et al. 2011, Green et al. 2012, Pandian et al. 2007, Xu et al. 2009

³銀経 0 ~ 90 度

⁴定義が人によって異なるが、銀緯が ±1 度または ±2 度

1.5 研究目的

本研究では、銀河系遠方腕の1つである、たて・ケンタウルス座腕 (Scutum-Centaurus Arm) にある 10 の分子雲に対して、 H_2O メーザーの探査を行い、メーザー源を発見解析することを目的とする。

この探査により H_2O メーザーを検出出来れば、銀河系内で最も遠い H_2O メーザーを伴う星形成領域の発見となり、さらに VLBI で距離を決定すれば、銀河系の直径を直接測定することも可能である。

しかしながら、観測対象である CO 分子雲は銀経 $\times$ 銀緯の大きさが 9 分角 $\times$ 9 分角であるのに対し、高萩 32 m アンテナを用いて、22 GHz 帯の H_2O メーザーの観測を行う場合、そのビームサイズは、約 1.5 分角と非常に細いビームとなり、観測時間が膨大となってしまう。そのためまずは比較的ビームサイズの大きい、6 GHz 帯の CH_3OH メーザー (ビームサイズ約 4.5 分角) の探査を茨城県日立市に位置する 32 m 望遠鏡を用いて行い、大質量星形成が行われている領域を探査した。この研究で大質量星形成領域が特定できれば、そこに絞って H_2O メーザーの探査を行う土台を作ることができる。

2 観測

2.1 先行研究

本研究に先行して、筆者が学部4年次の際に対象のCO分子雲10天体に対して、高萩32 mアンテナを用いて22 GHz H₂O メーザーの探査観測・解析を行った。

結果として、1天体においてH₂O メーザーが発見されたが、それは比較的近傍にあるメーザー源とされた(Hachisuka 2014)。対象のCO分子雲の大きさが9分角×9分角であるのに対して、本観測を行った範囲は分子雲の中心の3分角×3分角の範囲であった。H₂O メーザーは分子雲の中心に存在するとは限らないため、範囲を広げ探査を継続する意義は存在する。しかしながら、観測時間が8倍となり膨大な時間⁵⁶が必要となり現実的ではない⁷。

そこで、本研究では22 GHz H₂O メーザーの探査観測を行う前に、ビームサイズが22 GHz H₂O メーザーの3倍ある6.7 GHz 帯のCH₃OH メーザーの探査を分子雲全体に対して行い、CH₃OH メーザーの検出が見られた分子雲に対してのみ22 GHz H₂O メーザーの探査観測を行う観測戦略を立てた。これはH₂O メーザー、CH₃OH メーザーの両者とも大質量の星形成領域で見られている観測事実に基づいており、CH₃OH メーザーが検出されるとそこは大質量星形成領域なので、H₂O メーザー発見の期待が高まる。

なお、留意すべき点として、H₂O メーザーは星形成領域だけでなく、進化末期の長周期脈動変光星のアウトフローなどにも付随しており、CH₃OH メーザーと違いH₂O メーザーが付随する星形成過程における進化段階の特定が十分にされていない点がある。つまり、CH₃OH メーザーが未検出であったからといって、H₂O メーザーも必ず検出されないとは限らないので、この戦略ではすべてのH₂O メーザーをもれなく見出せるとは限らない点には注意を要する。

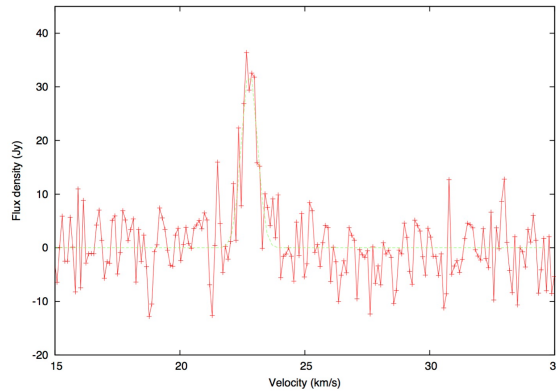


図 5: G14.500 にて検出された H₂O メーザー
横軸 LSR Velocity 23 km/s 縦軸 Flux density 40 Jy

⁵観測期間 2013 年 7 月 8 日から 29 日のほぼ毎日と 10 月 10 日から 11 月 24 日までのほぼ毎日。

⁶H₂O メーザーは大気中の水蒸気の影響を大きく受けるため、夏季は観測に向かない。

⁷22 GHz 受信機を搭載した高萩アンテナの故障も要因としてあり。

2.2 観測諸元

茨城県高萩市・日立市に位置する 2 台の 32 m の電波望遠鏡を用いて観測を行った。観測は観測戦略に応じて複数回行った。2015 年 2 月 11 日から 3 月 2 日までほぼ毎日、高萩 32 m 電波望遠鏡を用いて CH_3OH メーザー探査観測を行った。この観測については、オフセットを分子雲の中心方向、つまり、 $(\Delta\text{R.A. } \Delta\text{Dec}) = (0, 0)$ に対して行った。この結果をふまえて観測戦略を修正し、中心方向だけではなく分子雲全体を網羅する形で、2015 年 12 月 5 日から隔日で CH_3OH メーザー探査観測を、日立 32 m 電波望遠鏡を用いて行った。観測日は 2015 年 12 月 5, 10, 15, 20, 25 日, 2016 年 1 月 8 日である。その後、検出が見られた天体に対して mapping 観測を 1 月 18, 23, 28 日に行った。



図 6: 茨城局 32 m 電波望遠鏡
写真手前が高萩アンテナ、奥が日立アンテナ

まず、日立・高萩アンテナによる CH_3OH メーザー観測周波数は 6664-6672 MHz である。また、静止周波数 ν は 6668.5192 MHz であり、これによって空間分解能を導く。空間分解能をアンテナビームの半値全幅 (HPBW) で示すと、

$$\text{HPBW} = K \times \frac{\lambda}{D} = K \times \frac{c}{f} \frac{1}{D} \quad (2)$$

となる。 K はアンテナの 1 次放射器の照射パターンによる係数、 λ は観測波長、 D はアンテナ直径、 c ⁸ は光速である。開口面電場分布を無限長に広がっている理想的なガウシアンとしたとき、 $K = 1.2$ となる。よって、高萩・日立アンテナの過去の観測結果より、半値全幅 (HPBW) = 4.6 arcmin となる (栗橋潤 2011 年度修士論文)。よって、高萩・日立アンテナによる空間分解能は、 ~ 4.6 arcmin となる⁹。

⁸ $c = 3 \times 10^8$ m/s

⁹高萩アンテナによる 22 GHz H_2O メーザーの空間分解能は ~ 1.5 arcmin

次に、高萩・日立 32 m 電波望遠鏡がある時間 (積分時間) t で検出できる最小の電波強度、いわゆる最小検出フラックス密度 ΔS を求める。

最小検出フラックス密度 ΔS は、

$$\Delta S = \frac{2K_S}{\eta_A A_p} \frac{kT_{sys}}{\sqrt{\Delta B t}} \quad (3)$$

と定義される。 K_S は受信機によってことなる係数で、本論文では $K_S = \sqrt{2}$ で計算した。また、システム雑音温度 T_{sys} は 30 K として計算した。有効能率 η_A は 0.6 とした。また、 A_p はアンテナの開口面積¹⁰、 ΔB は周波数幅¹¹、 k はボルツマン定数¹² である。これらを式 (3) に代入すると、最小検出フラックス密度 $\Delta S = 0.327$ Jy 程度となる。

観測パラメーターを表 1 にまとめた。

表 1: 観測パラメータ

電波望遠鏡	日立・高萩 32 m
空間分解能	~ 4.6 arcmin
静止周波数	6668.5192 MHz
観測周波数	6664–6672 MHz
分光点数	8,192
速度分解能	0.044 km/s
システム雑音温度	25–35 K at EL > 15 度
積分時間	5 min /source
最小検出感度	~ 0.327 Jy

¹⁰ $A_p = \pi \times 16^2 m^2$

¹¹ $\Delta B = \frac{8 \times 10^6}{8192} \text{ Hz}$

¹² $k = 1.38 \times 10^{-23} \text{ J/K}$

2.3 観測天体

観測した CO 分子雲の一覧を以下にまとめた。

天体名 (銀経、銀緯)	赤経 (J2000)	赤緯 (J2000)	視線速度 (km/s)	力学的距離 (kpc)
13.250+0.000	18:14:23.05	-17:26:32.4	-20.9	22.7
14.500+0.000	18:16:52.47	-16:20:36.2	-24.4	23.3
17.750−0.250	18:24:07.98	-13:35:42.8	-27.3	22.2
20.000+0.375	18:26:10.55	-11:18:50.0	-30.4	21.9
25.750+0.375	18:36:56.63	-06:12:58.1	-32.2	19.9
28.250+2.875	18:32:38.66	-02:50:51.8	-49.2	23.1
32.250+1.250	18:45:44.69	-00:02:12.5	-47.6	20.8
37.750+1.250	18:55:46.81	+04:51:27.7	-58.7	20.9
40.875+1.250	19:01:28.39	+07:36:54.8	-57.0	19.4
54.750+2.000	19:25:21.17	+20:16:21.0	-84.4	19.4

図 7: 観測天体リスト (Dame & Thaddeus 2011)

これらの CO 分子雲は、Dame & Thaddeus(2011) によって、銀河系遠方の腕の一つである たて・ケンタウルス座腕 (Scutum-Centaurus Arm) に存在する 220 箇所の H_I ガス領域に対して行われた調査により検出されたものである。銀河系内における観測天体の位置を図 8 の赤丸に示した。太陽系の位置は座標 (0,8) 付近の大きな赤丸で示してある¹³。

¹³その他の点は Brunthaler et al. 2011 による

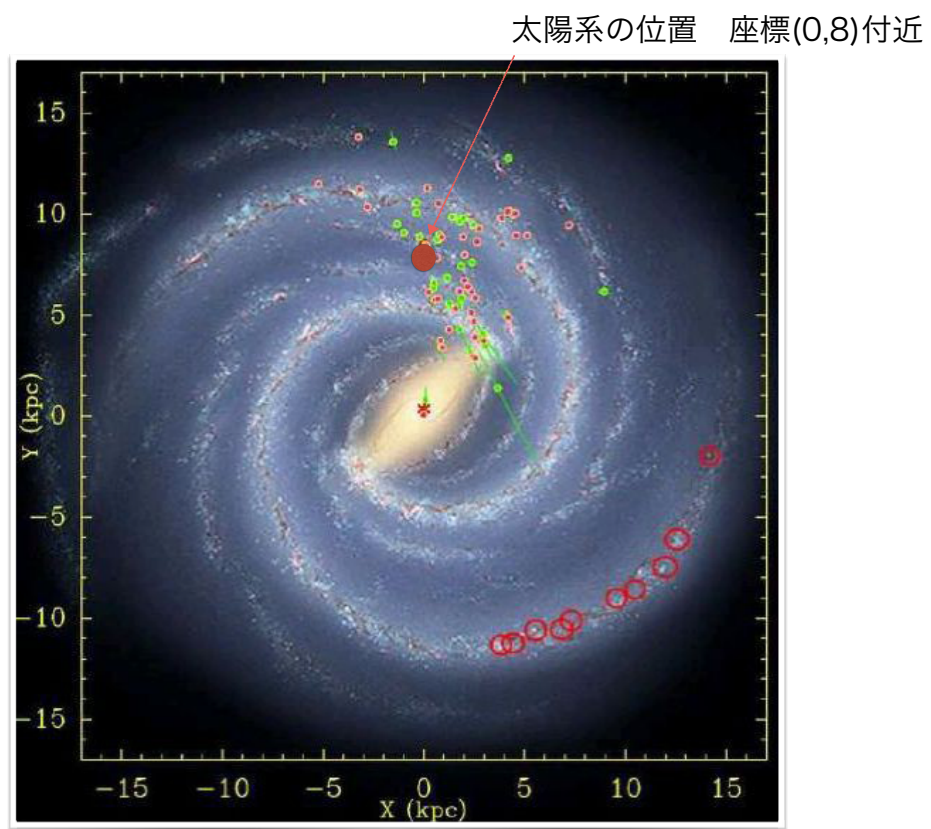


図 8: 銀河系内における太陽と観測天体の位置 (Brunthaler et al. 2011)

2.4 アンテナ温度の較正法

観測する対象天体からの電波によるアンテナ温度の測定は、受信機からの出力を標準となる雑音源と比較して行う。受信機は入力がなくとも雑音を発しているので、比較するためには二つ以上の雑音源が必要となる。また、観測されたアンテナ温度に対して大気の影響を較正しなければ、真の天体からのアンテナ温度を測定することはできない。この章では、地上から大気圏外にアンテナを出したときに受信できる真のアンテナ温度 T_A^* と、これと比較されるべきシステム雑音温度 T_{sys} (大気と望遠鏡等の雑音を合わせたもの) について記述する。

2.4.1 Blank Sky を見た際のパワー

電波望遠鏡で天体のない空 (Blank Sky) を見たときに得られる受信機出力 P_{sky} は、宇宙背景放射を無視したとき、

$$P_{\text{sky}} = GkB[T_{\text{RX}} + (1 - \eta)T_{\text{amb}} + \eta\{1 - \exp(-\tau \sec Z)\}T_{\text{atm}}] \quad (4)$$

である。ただし、 G は受信機の増幅率、 B は受信機周波数幅、 T_{RX} は受信機雑音温度 (アンテナ雑音温度を含む)、 T_{amb} は望遠鏡周辺の温度、 T_{atm} は電波の通過する大気の温度である。また、 k はボルツマン定数、 η はアンテナが空からの信号をとらえてる効率 (フィード効率) であるので、 $(1 - \eta)$ は空以外からの信号を受けている割合である。

ここで光学的厚み τ について説明を加えると、 τ はアンテナが向いている方向によって変わりうる値である。大気の性質が一樣だとすると、 τ は観測する方向の大気の厚みに比例している。大気の厚みを H とすると、天頂方向からの角度 Z の方向を観測したときの大気の厚みは $H/\cos Z$ である。天頂での光学的厚みを τ_0 、天頂方向からの角度 Z の光学的厚みを τ とすると、

$$\tau = \frac{\tau_0}{\cos Z} = \tau_0 \sec Z \quad (5)$$

となる。ただし、 τ は空の状態によって短い時間スケールで変化するため、短時間での決定が必要となる。

ここで、 $T_{\text{atm}} = T_{\text{amb}}$ と仮定して、式 (4) と式 (5) より、

$$P_{\text{sky}} = GkB\{T_{\text{RX}} + (1 - \eta e^{-\tau_0 \sec Z})T_{\text{amb}}\} \quad (6)$$

となる。角度 Z を変えて観測することで、 P_{sky} が測定できる。すると、 τ_0 の項のみが変化するため最小二乗法などを用いることで、 τ_0 を測定することができる。

2.4.2 アンテナ温度とシステム雑音温度

電波望遠鏡を天体に向けたときの出力を考える。天体の信号を受信したときに得られる出力 $P_{\text{source}}[W]$ には受信機やアンテナの雑音や大気からの放射も含まれている。したがって、式 (6) に天体からの信号の項 (天体の輝度温度 T_{source}) を加えると、

$$P_{\text{source}} \equiv GkBT_A = GkB\{T_{\text{RX}} + (1 - \eta e^{-\tau_0 \sec Z})T_{\text{amb}} + T_{\text{source}}\} \quad (7)$$

となる。 T_A は地球上でのアンテナ温度であり、 P_{source} を温度に換算したものである。これには、受信機、アンテナおよび大気の影響が含まれているため、純粋な天体信号 (宇宙空間での減衰を含む) 由来の温度とは言えない。そこで、アンテナが大気圏外にある場合を考える。その際の、アンテナ温度を T_A^* とすると、天体の電波が大気を通過する際の減衰 $L = e^\tau$ と、アンテナで受信する際の損失を表すフィード効率 η を補正して、 T_A^* を表すと、

$$T_A^* = T_A \frac{L}{\eta} = T_A \frac{e^\tau}{\eta} \quad (8)$$

となる。天体のある空を見たとき及び、常温 T_{amb} の吸収体で受信機の入力窓を覆ったときの受信機出力はそれぞれ、

$$P_{\text{source}} = GkB[T_{\text{source}} + T_{\text{RX}} + (1 - \eta)T_{\text{amb}} + \eta\{1 - \exp(-\tau_0 \sec Z)\}T_{\text{atm}}] \quad (9)$$

$$P_{\text{amb}} = GkB(T_{\text{RX}} + T_{\text{amb}}) \quad (10)$$

である。これら測定量を組み合わせて補正温度 T_C を以下のように定義すると、

$$T_C \equiv T_{\text{amb}} \frac{P_{\text{source}} - P_{\text{sky}}}{P_{\text{amb}} - P_{\text{sky}}} = \eta T_{\text{amb}} - \frac{T_{\text{source}}}{\eta\{1 - \exp(-\tau_0 \sec Z)\}T_{\text{atm}}} \quad (11)$$

である。ここで T_C は、天体の輝度温度、効率、大気の種類、望遠鏡周囲の温度、大気的光学的厚みで表されているので、 $T_{\text{atm}} = T_{\text{amb}}$ ならば、

$$T_C = T_{\text{source}} \frac{e^{\tau_0 \sec Z}}{\eta} = T_{\text{source}} \quad (12)$$

となり、 T_C は T_{source} に一致する。また、もし $T_{\text{atm}} \neq T_{\text{amb}}$ であってもその差が 20 K 以下でかつ $\tau_0 \sec Z$ が 1 程度であれば、10% の誤差で T_C は T_{source} に一致する。この手順のアンテナ温度の較正法は大変簡単でかつ便利な上に精度が高いため、多くの電波望遠鏡で使用されている。

一方、式 (7) において、天体源の出力成分である T_{source} 以外が雑音となるので、これらをまとめて、システム雑音温度 $T_{\text{sys}}[\text{K}]$ という指標で表す。これは出力 P_{sky} の受信機入力端での換算温度であるので、

$$T_{\text{sys}} = \frac{T_{\text{RX}} + (1 - \eta e^{-\tau})T_{\text{amb}}}{\eta} \quad (13)$$

となる。アンテナが大気圏外にあるとしたときの受信信号に対するシステム温度を $T_{\text{sys}}^* [\text{K}]$ とすると式 (7) より、

$$T_{\text{sys}}^* = \frac{T_{\text{RX}} + (1 - \eta e^{-\tau})T_{\text{amb}}}{\eta e^{-\tau}} \quad (14)$$

となるので、 T_{sys} と T_{sys}^* の関係は式 (13)(14) より、

$$T_{\text{sys}}^* = \frac{T_{\text{sys}}}{e^{-\tau}} \quad (15)$$

となる。 T_{sys} は、大気による吸収の影響を含んだシステム雑音温度という意味で表される。実際には、観測によってアンテナ温度を求めるためにシステム雑音温度を測定する。

2.4.3 R-sky 法

R-sky 法は、電波吸収体 (R) と天体がない空 (Blank sky) の放射からシステム雑音温度 T_{sys}^* を導く方法である。電波望遠鏡が電波吸収体 (R) を見たときの出力 $P(T_{\text{amb}})$ [W] は、

$$P(T_{\text{amb}}) = GkB(T_{\text{RX}} + T_{\text{amb}}) \quad (16)$$

となる。式 (16) から、Blank sky を観測したときと出力の式 (6) を引くと、

$$P(T_{\text{amb}}) - P_{\text{sky}} = GkB\eta e^{-\tau} T_{\text{amb}} \quad (17)$$

となるので、これを $\eta e^{-\tau}$ で解くと、

$$\eta e^{-\tau} = \frac{P(T_{\text{amb}}) - P_{\text{sky}}}{GkB T_{\text{amb}}} \quad (18)$$

ここで式 (6) を変形して、

$$\frac{P_{\text{sky}}}{GkB} = T_{\text{RX}} + (1 - \eta e^{-\tau}) T_{\text{amb}} \quad (19)$$

式 (14) に式 (18)(19) を代入すると、

$$T_{\text{sys}}^* = \frac{P_{\text{sky}} T_{\text{amb}}}{P(T_{\text{amb}}) - P_{\text{sky}}} \quad (20)$$

となり、システム雑音温度 T_{sys}^* が得られる。更に式 (15) により、アンテナが地上にあるときのシステム雑音温度 T_{sys} も求めることができる。

2.5 観測戦略

今回の CH_3OH メーザーの探査観測では、ON-OFF 観測を用いて行った。ON-OFF 観測とは、単一鏡においてビーム 1 つの受信機を搭載している場合、その光軸上のデータしか取得できないため、点状の電波源、またはその位置に関して興味がある場合は、その天体にアンテナを指向させ (ON 点)、またその周辺の天体のない点 (OFF 点) を観測し、その差分をとり大気と望遠鏡の放射・吸収を補正する方法である。今回の観測すべてにおいて、ON 点、OFF 点共に 5 分の積分時間で観測を行った。

観測戦略としては、2015 年 2 月 11 日から 3 月 2 日まで行った観測では、銀河遠方腕に存在する CH_3OH メーザーの強度は非常に弱く検出されることを考慮して、最小検出感度 rms ノイズレベルが $5\sigma (= 0.065 \text{ Jy})$ を最低でも満たすように積分時間を算出し、オフセット ($\Delta\text{R.A.}$, ΔDec) = (0, 0) で探査観測を行った。

その結果をうけ、分子雲の中心だけでなく範囲を広げて行った。観測したオフセットと日時との関係は図 9 で示した通りである。

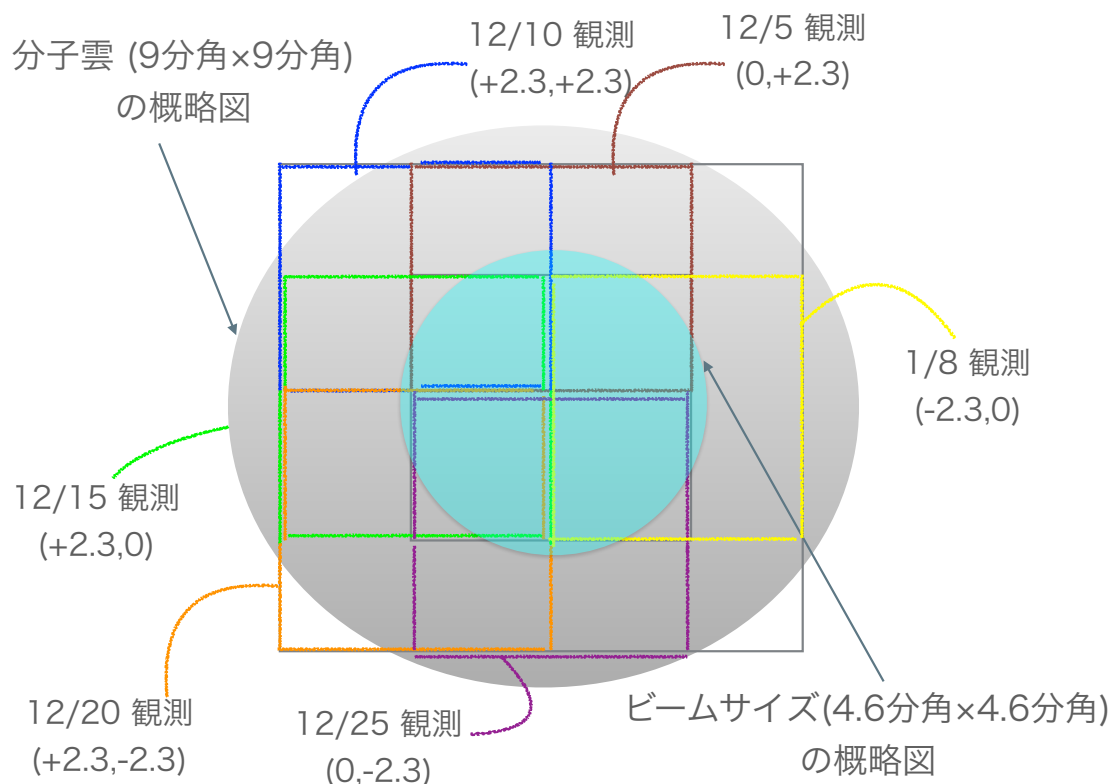


図 9: 観測したオフセットと日時の概略図。単位は arcmin。

また、今後 VERA で観測されることを想定してその検出感度を満たすよう達成感度を見直した。VERA などの干渉計では、観測天体が検出感度以上のフラックスの場合、位相変動を校正することによって長時間積分が可能になる。時間積分に加えて、各素子アンテナ間で測定されたビジビリティを合わせることで、観測天体のイメージングが可能となる。画像の r.m.s ノイズレベルをイメージング感度 ΔI_M と呼び、以下の式で表すことができる。

$$\Delta I_M = \frac{1}{\eta_s} \frac{SEFD}{\sqrt{N(N-1)Bt}} \quad (21)$$

ここで、 η_s は量子化損失、 N はアンテナの局数、 B は観測帯域幅、 t は積分時間である。 $SEFD$ は System Equivalent Flux Density の略である。式 (21) に各数値は $\eta_s = 0.88$, $N = 4$, $B = \frac{4 \times 10^7}{2048}$ [Hz] , $t = 7200$ [s] , $SEFD = 2300$ [Jy] を代入し達成感度を求めたところ、 $\sigma = 0.201$ [Jy] となった。現行のスケジュールでは 1 日に 1 天体につき、5 分 $\times$ 5 回の積分時間を設けており、この 1 日での達成感度は $\sigma_{day} = 0.146$ [Jy] となり $\sigma = 0.201$ [Jy] を満たしている。そのため、1 日ごとでオフセットを変え CH₃OH メーザーの探査が可能となった¹⁴。

¹⁴分子雲すべての範囲の観測が行えていないのは、観測日程の関係である。

3 結果

3.1 2015 年 2 月 11 日から 3 月 2 日に行った探査観測について

探査を行った 10 天体のうち、G14.500 と G25.750 において CH_3OH メーザーのスペクトルが検出された。ここでは検出が見られた 2 天体について報告する。その他の観測結果については付録 A に記載した。

3.1.1 G14.500

検出されたスペクトルを図 10 に示した。

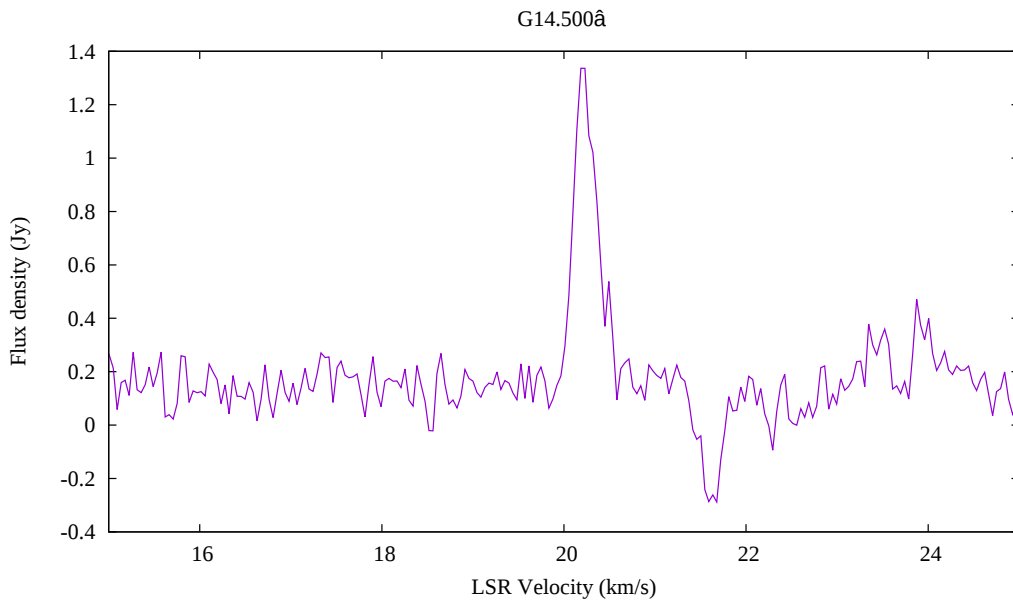


図 10: G14.500 スペクトル図

フラックス密度 (Flux density) はおよそ 1.3 Jy であり、視線速度 (LSR Velocity) はおよそ 20.2 km/s を示している。これに対して、目標としていた CO 分子雲の視線速度は $V_{\text{LSR}} = -24.4 \text{ km/s}$ であり、大きくずれている。銀河系内の視線速度分布を考えた時、目標天体が太陽円外 (outer Galaxy) にあるのに対し、このメーザー源は太陽円内 (inner Galaxy) に存在すると考えられる。実際、過去の文献 (Green et al. 2010) に今回の結果と非常に近い以下のメーザー源が記載されていた。

G14.490+0.014 (Green et al. 2010)

$V_{\text{LSR}}(\text{MAX}) = 20.2 \text{ km/s}$, $\text{Spk}(\text{MAX}) = 1.28 \text{ Jy}$, 力学的距離 $D = 2.3 \text{ kpc}$

以上より、検出された CH_3OH メーザー (図 10) は今回の研究目的である銀河系遠方腕に位置しているものではないと結論した。

3.1.2 G25.750

検出されたスペクトルを図 11 に示した。

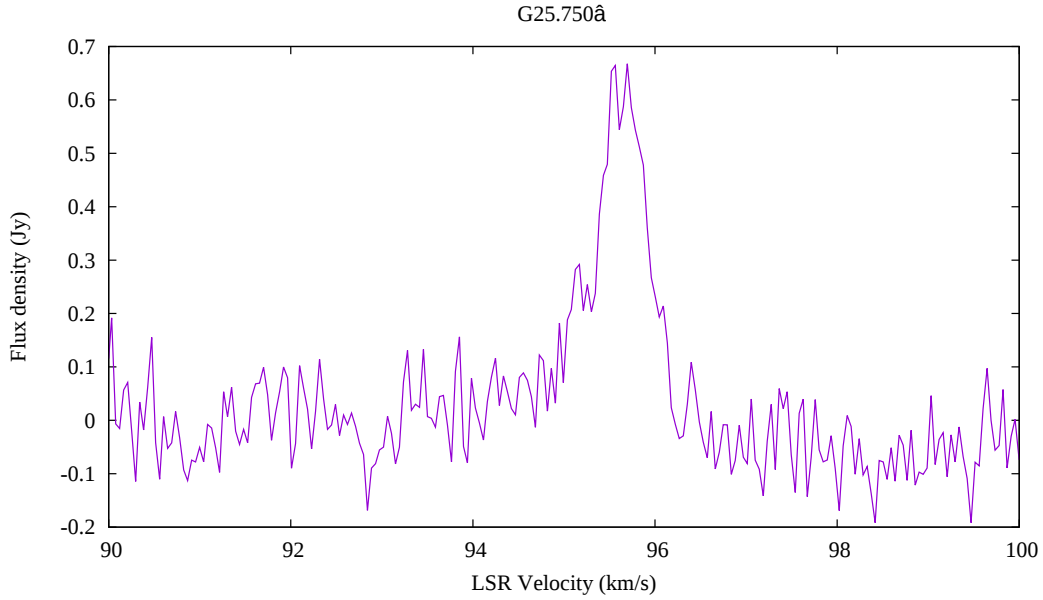


図 11: G25.750 スペクトル図

フラックス密度 (Flux density) はおよそ 0.7 Jy であり、視線速度 (LSR Velocity) はおよそ 95.7 km/s を示している。これに対して、目標としていた CO 分子雲の視線速度は $V_{\text{LSR}} = -32.2 \text{ km/s}$ であり、大きくずれている。4.1.1 と同様に銀河系内の視線速度分布を考えた時、目標天体が太陽円外 (outer Galaxy) にあるのに対し、このメーザー源は太陽円内 (inner Galaxy) に存在すると考えられる。実際、過去の文献 (Xu et al. 2009 など) に今回の結果と非常に近い以下のメーザー源が記載されていた。

G25.380+0.00 (Xu et al. 2009, Green et al. 2010)

$V_{\text{LSR}}(\text{MAX}) = 95.7 \text{ km/s}$, 力学的距離 $D = 5.0 \text{ kpc}$

以上より、検出された CH_3OH メーザー (図 11) は今回の研究目的である銀河系遠方腕に位置しているものではないと結論した。

3.2 2015 年 12 月 5 日以降に行った探査観測について

3.1 の結果を受けて、観測戦略を改めてさらに探査範囲を広げて行った。ここでは目立った検出が得られたものを紹介する。その他の天体に関しては、付録 B に各天体のマッピングの結果を示した。

3.2.1 G20.000 について

2015 年 2 月 11 日から 3 月 2 日に観測された 2 天体の他に新たに、G20.000 において検出が見られた。G20.000 の分子雲全体のスペクトルマップを図 12 に示した。

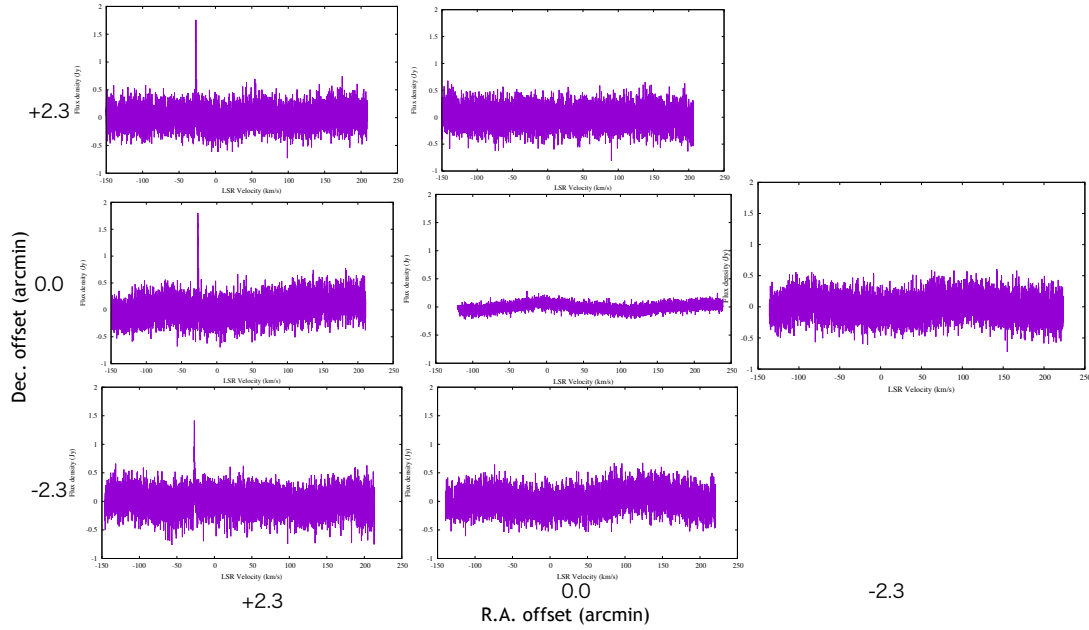


図 12: G20.000 の全体マッピング結果

これを見ると、R.A. = 0.0 付近では検出されていなかったが、R.A. = + 2.3 arcmin 付近では検出されていることがわかる。ピーク付近をクローズアップした画像を図 (13) に示した。フラックス密度 (Flux density) はおよそ 1.8 Jy を示し、視線速度 (LSR Velocity) はおよそ -26.7 km/s を示している。これに対して、目標としていた CO 分子雲の視線速度は $V_{\text{LSR}} = -30.4 \text{ km/s}$ であり、比較的近い値を示している。これは銀河系内の速度分布を考えたときに、太陽円外に存在していると思われる。よって、検出された CH_3OH メーザー源は今回の研究目的である銀河系遠方腕に位置している可能性が高い。

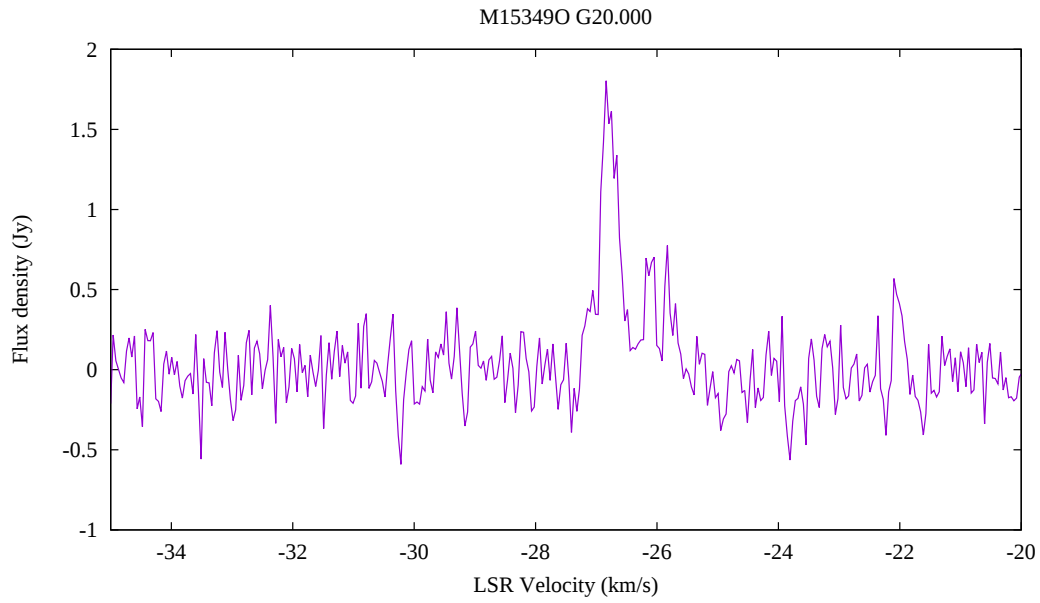


図 13: G20.000 スペクトル図。12/15 の観測結果

3.2.2 G20.000 詳細マッピングについて

メーザー源が存在する位置を正確に測定するため、検出されたところから推定してオフセットを広げ、詳細なマッピングを行った。 $(\Delta R.A., \Delta Dec) = (0 - + 5.75 \text{ arcmin}, -3.45 - + 3.45 \text{ arcmin})$ の範囲において、1.15 分角刻みで計 42 点において詳細なマッピングを合計 3 日行った。その結果を図 (14) に示した。これを見ると、 CH_3OH メーザーの放射が検出されているのは、 $(\Delta R.A., \Delta Dec) = (+2.3 - +5.75 \text{ arcmin}, -1.15 - +1.15 \text{ arcmin})$ の範囲に見られている。よって、メーザー源自体は $(\Delta R.A., \Delta Dec) = (+3.45 \text{ arcmin}, 0 \text{ arcmin})$ 付近にあると思われる。

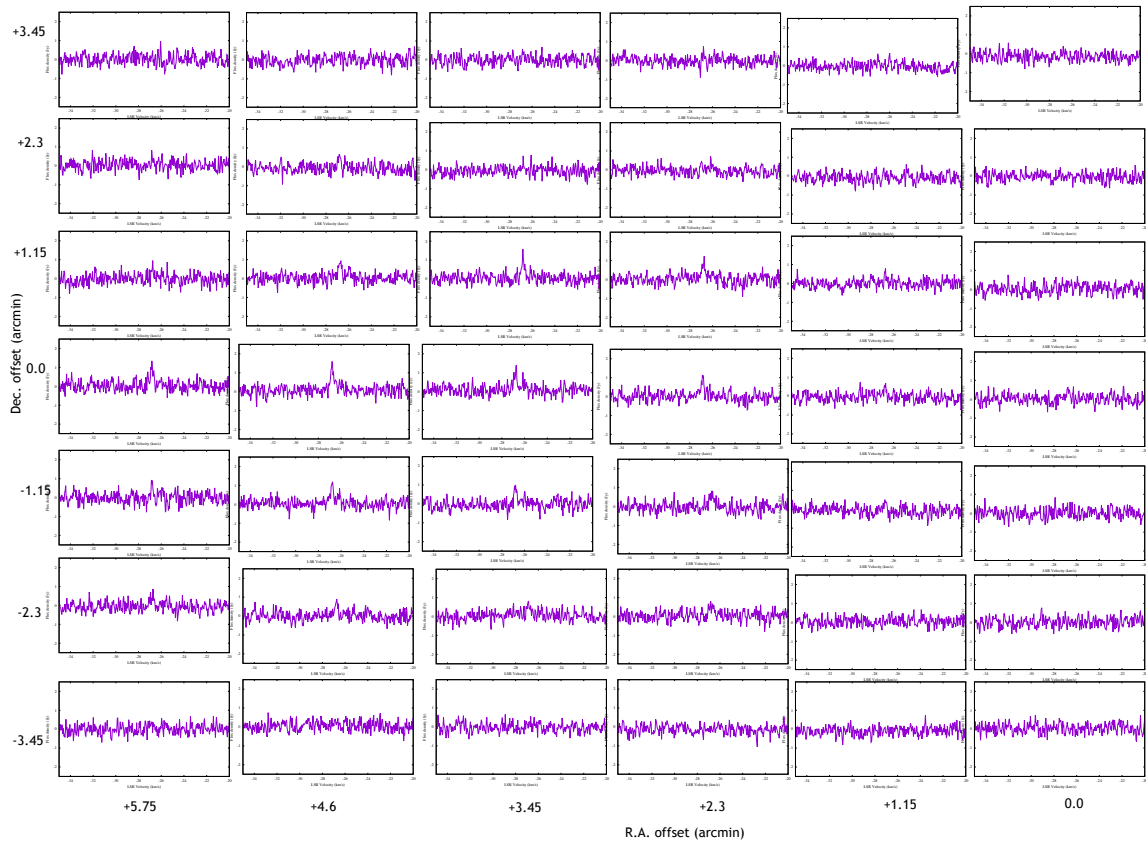


図 14: G20.000 の詳細マッピング結果

4 考察

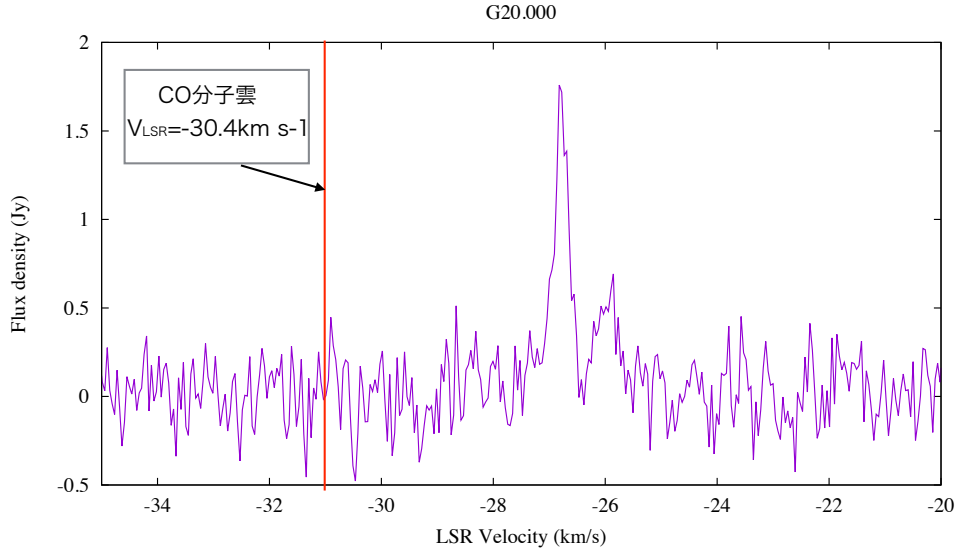


図 15: G20.000 スペクトルと CO 分子雲の視線速度

図 15 に示したように、CO 分子雲の視線速度と CH₃OH メーザーのピークの位置が非常に近いところにある。位置が分子雲中心から多少ずれているのは、メーザー源が分子雲中心にできるとは限らないので、許容の範囲内と考えられる。また、強度は 1.5 Jy と、極端に強いわけではなく遠方にあることが期待できる。

また、今回観測されたメーザー源が新発見かどうかについて議論する。銀経 $L = 19.0 - 21.0$ 度の間で、視線速度がマイナスの CH₃OH メーザー源は、過去の論文に記載されている CH₃OH メーザーのリスト (Caswell et al. 2010, Green et al. 2010, Caswell et al. 2011, Green et al. 2012, Pandian et al. 2007, Xu et al. 2009) には存在していない。また、最新の関連論文である Breen et al. (2015) ($L = 20 - 60$ 度の Parkes multibeam survey) にも存在していない。ただし、Breen et al. (2015) は velocity coverage が 180 km/s でその中心の周波数は CO の観測対象によって変更していると書かれている。近傍、遠方含めてこの銀経方向では、速度がプラスの CO 放射が多く占めている。したがって、Breen et al. (2015) の観測の際には速度がマイナス付近となる範囲は記録帯域に入らなかった可能性がある。また別の可能性として、今回検出された CH₃OH メーザー源が強度変動を示す天体で、Breen et al. (2015) が観測を行った際には検出限界以下であった、という可能性も存在する。

5 まとめ

今回の観測は、観測時間が多くかかるのに対し、非検出という結果の可能性が十分にありえるリスクが大きい観測であったが、1 天体ではあったが今の所銀河系遠方腕に位置していると考えられる天体が検出できた。本来ならば、この検出を元に高萩 32 m 電波望遠鏡を用いて、 H_2O メーザーの探査を行うところであったが時間の関係でそこまでには至らなかった。しかし、この結果を元に他局の 22 GHz を観測できるアンテナへ観測依頼を出し、鹿島 34 m 電波望遠鏡において 2016 年度内に観測を実施できる見込みとなった。また、蜂須賀氏による Effelsberg 100m での観測により、本研究と同じく、たて・ケンタウルス座腕において、 H_2O メーザーを二つと CH_3OH メーザーを一つずつ検出に成功している。今後は、蜂須賀氏の観測結果や今回の研究結果を足がかりに VERA による VLBI アストロメトリ観測が発展していくことが期待できる。

謝辞

本修士論文は、筆者が茨城大学大学院 理工学研究科 理学専攻 物理系 博士前期課程 在学中に電波天文観測研究室において行った研究をまとめたものです。本研究を行うにあたり、大変多くの方々のご指導、ご協力を頂きましたことを心より感謝申し上げます。

百瀬宗武教授には、電波天文観測研究室に配属されてからの3年間とてもお世話になりました。あまり成績が芳しくない私を勉学・生活面など様々な面からご指導いただきました。至らない点が多数ある学生でしたが、百瀬宗武教授から学んだことは今後の人生の糧として活かしていきたいと思います。ご指導ありがとうございました。

米倉覚則准教授には、研究・観測の面で多数のご教授いただきました。遅々として進まない私の研究を暖かく見守ってくださり、私の研究がこのように論文として形となったのも米倉覚則准教授のおかげです。本当にありがとうございました。

杉山孝一郎研究員には、ゼミやアンテナ運用など実地の面で主にお世話になりました。覚えが悪い私に何度も懇切丁寧に様々な知識を教えてください、また研究に関しても様々なアドバイスをいただきました。ありがとうございました。

澤田佐藤聡子研究員、宮本祐介研究員、古川尚子研究員には、ゼミ等で大変お世話になりました。全員が納得するまで教えてください、その知識を研究に活かすことができました。心より感謝しています。

塚越崇助教、樋口あや研究員には、研究発表の際に大変参考になるご意見をいただきました。そのおかげで研究がまた一步前進したように思えます。ありがとうございました。

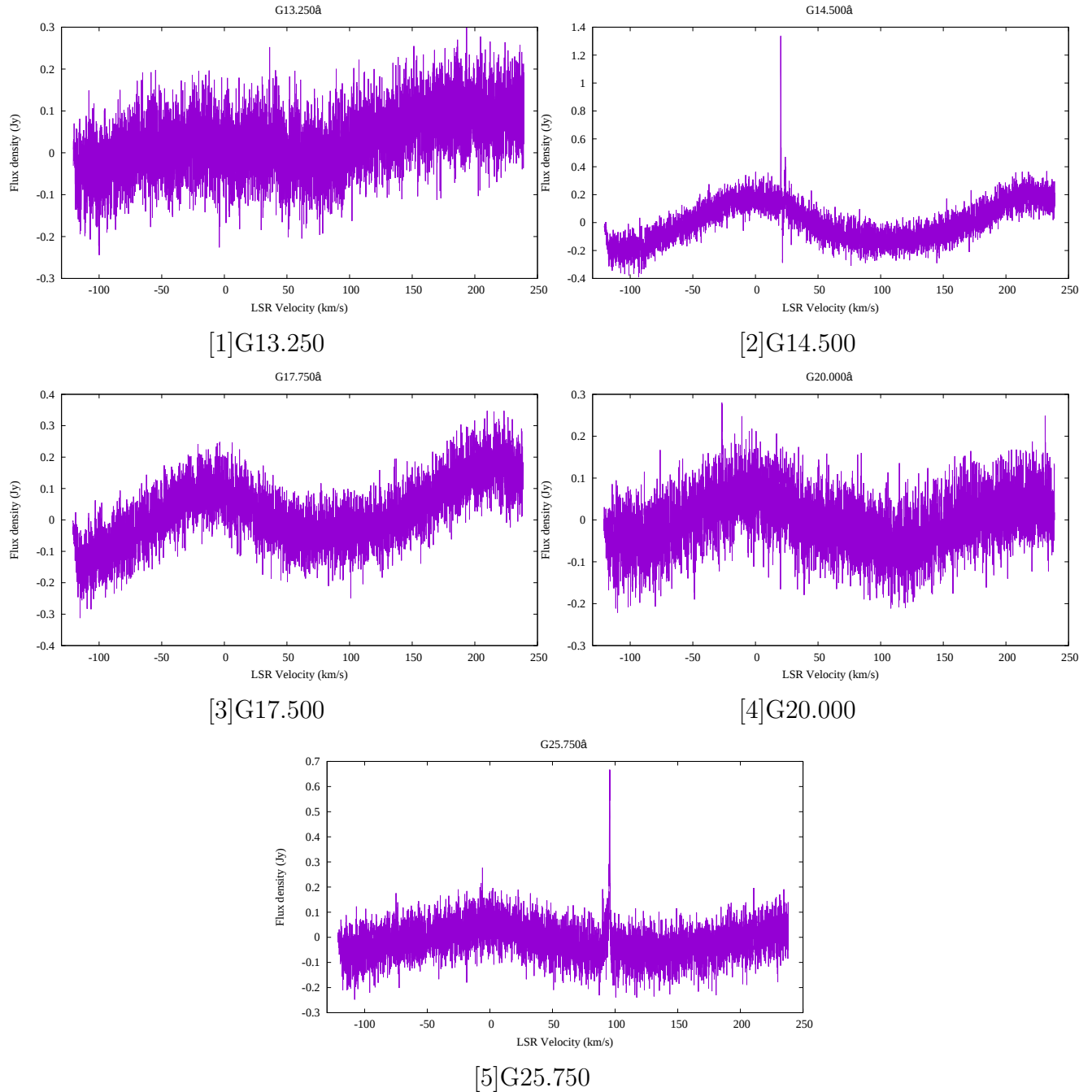
蜂須賀一也研究員には、この研究の発案者であり学部4年次のときからお世話になりました。蜂須賀氏には私の不出来もあり大変ご迷惑をおかけしましたが、蜂須賀氏のおかげでこの研究に出会え微力ながらも、天文分野の発展にご協力できたことを非常に嬉しく思っています。

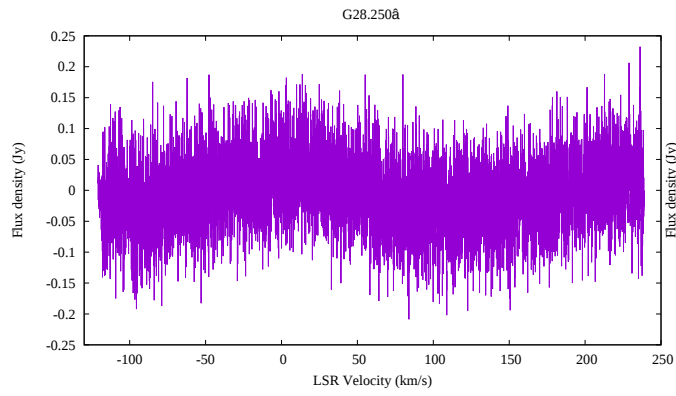
また、研究室のみなさんにも感謝の言葉がつきません。特に、斎藤悠さんには小さな疑問がら突発的なトラブルまで様々なことに対応していただきました。いつもご迷惑をおかけして申し訳ありませんでした。いつもお手助けいただいたこと心より感謝します。また、同期のみなさんにもいつも頼りっぱなしであったと思いますし、後輩のみなさんから見たらあまり頼り甲斐のない先輩だったと思います。しかし、私としては毎日楽しく研究室で過ごさせてくださいました。本当にありがとうございました。

本研究、また論文の執筆にあたって、改めて多くの人に支えられていることを実感しました。皆様本当にありがとうございました。

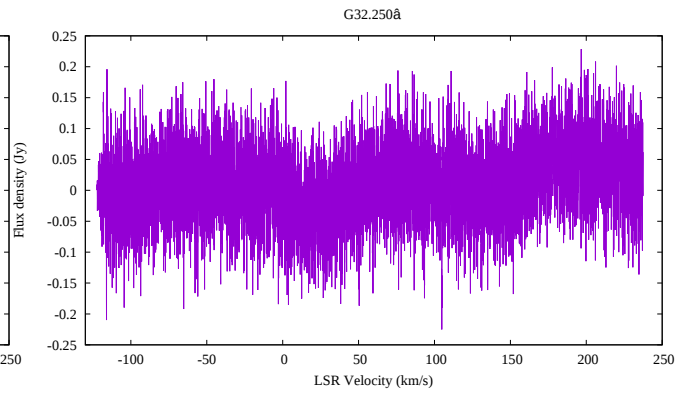
付録 A 2015 年 2 月 11 日から 3 月 2 日に行った探査観測 について

観測期間における 10 天体すべてのスペクトル図を記載する。

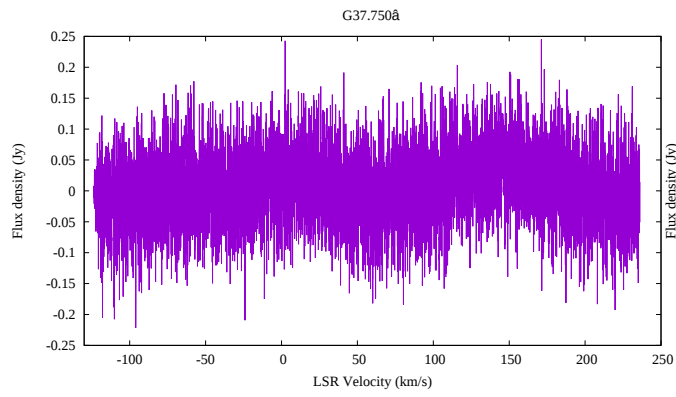




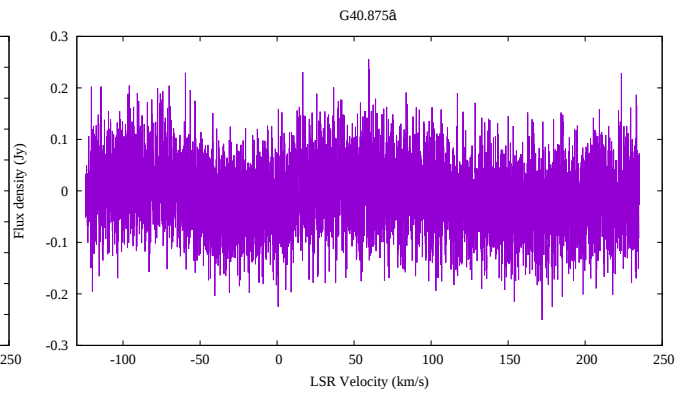
[6]G28.250



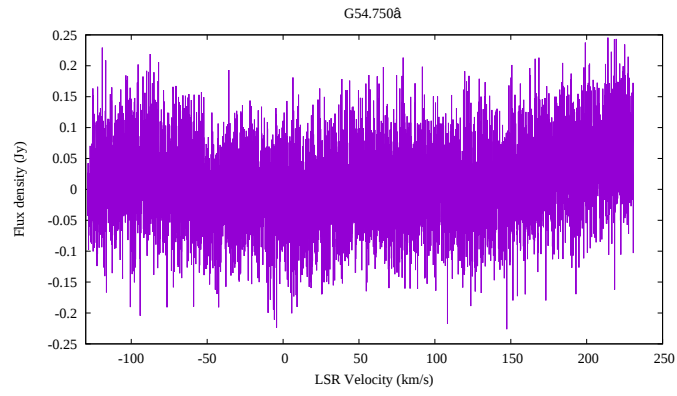
[7]G32.250



[8]G37.750

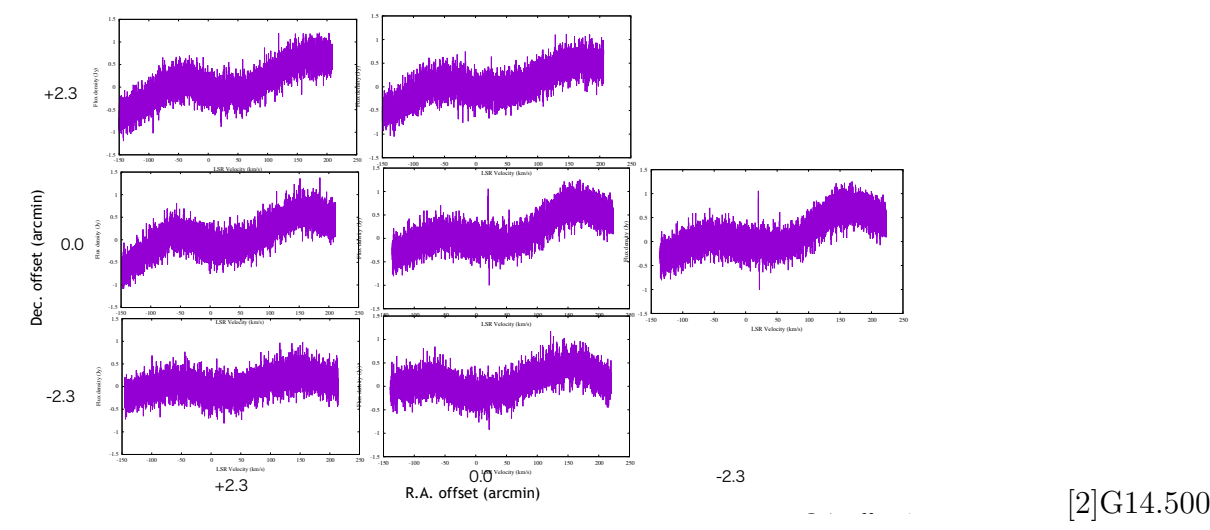
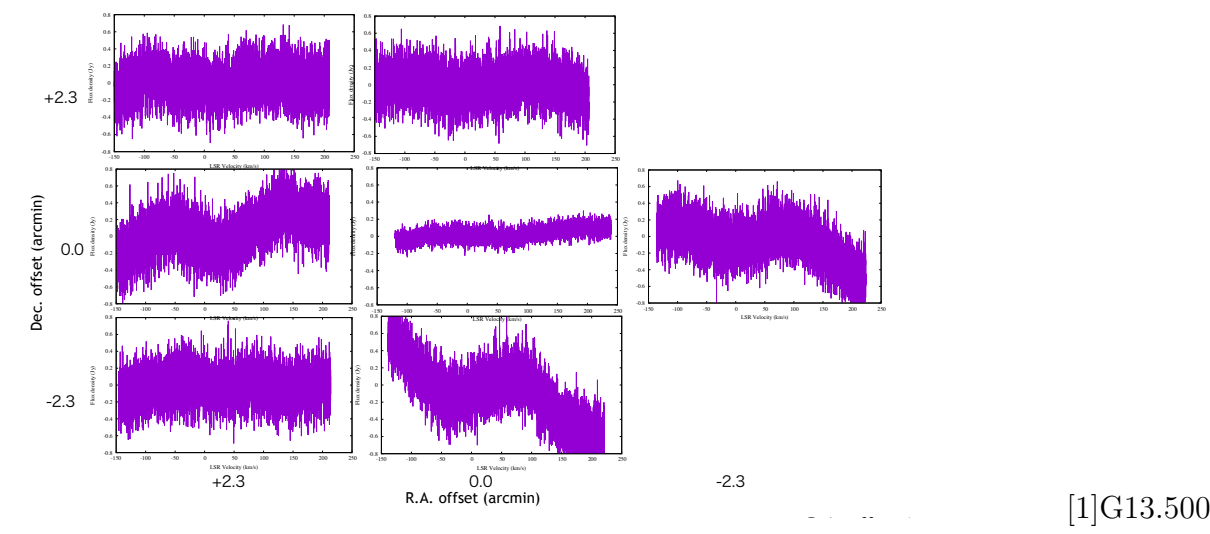


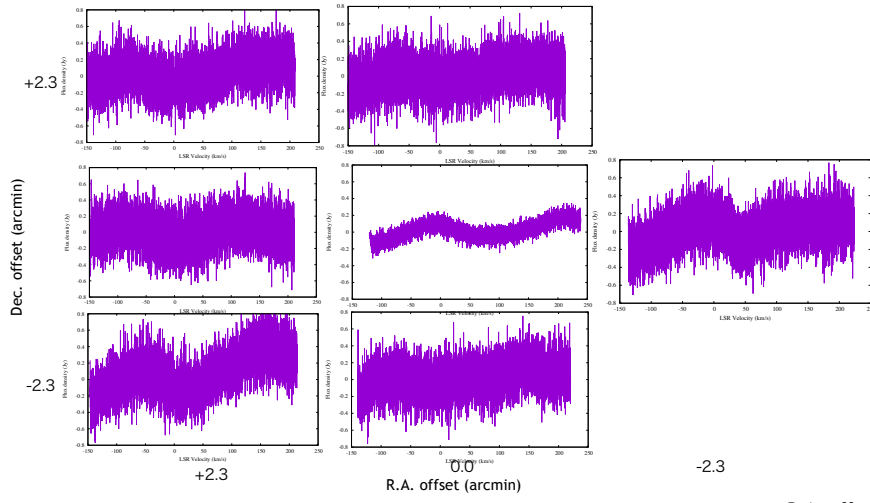
[9]G40.875



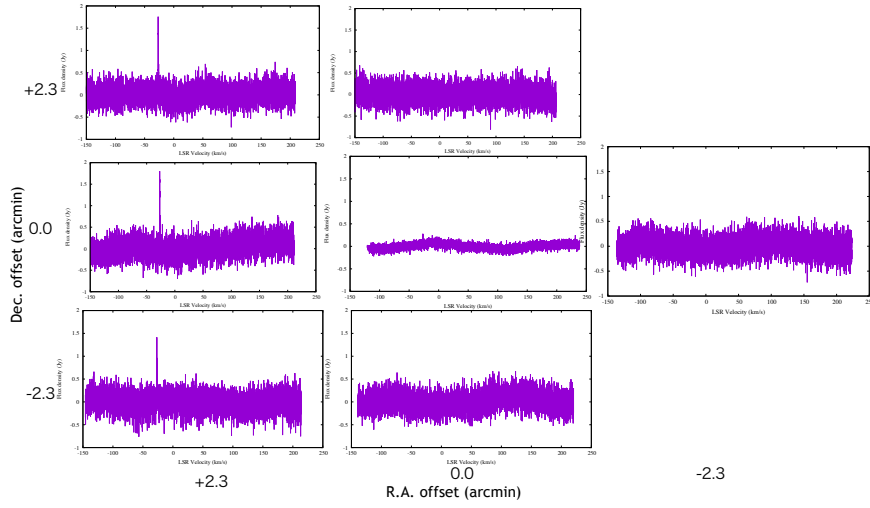
[10]G54.750

観測期間における 10 天体すべてのマッピング図を記載する。

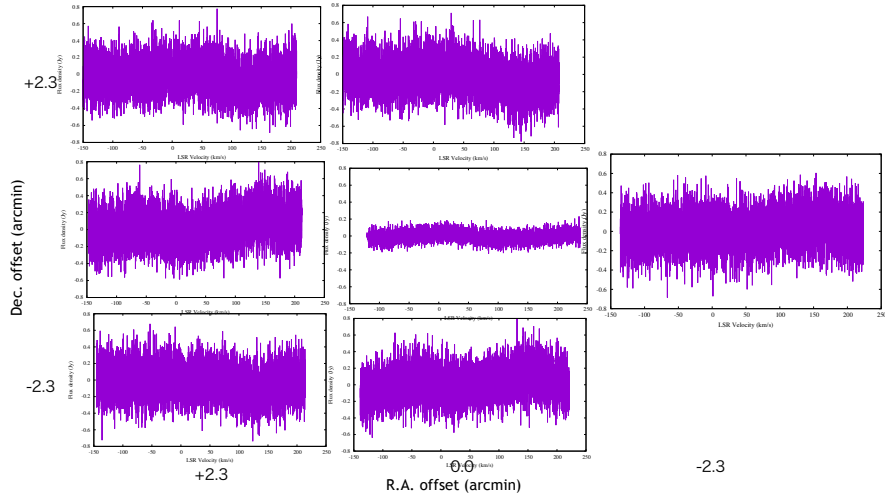
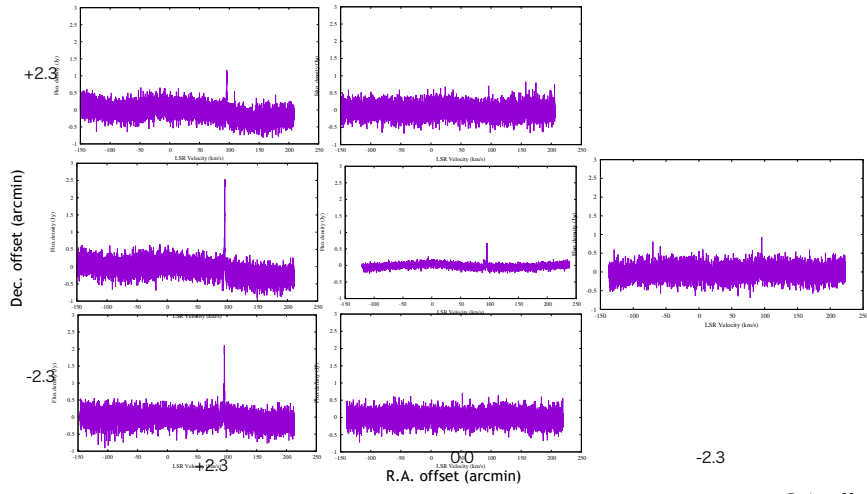


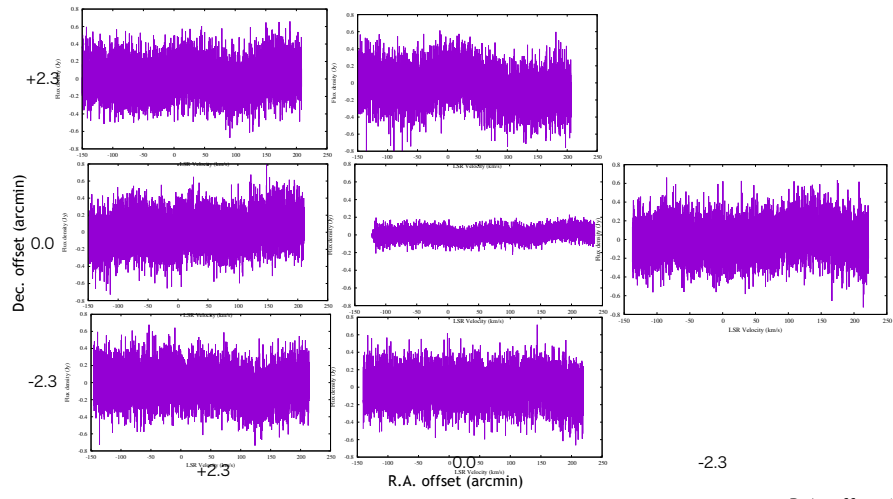


[3]G17.750

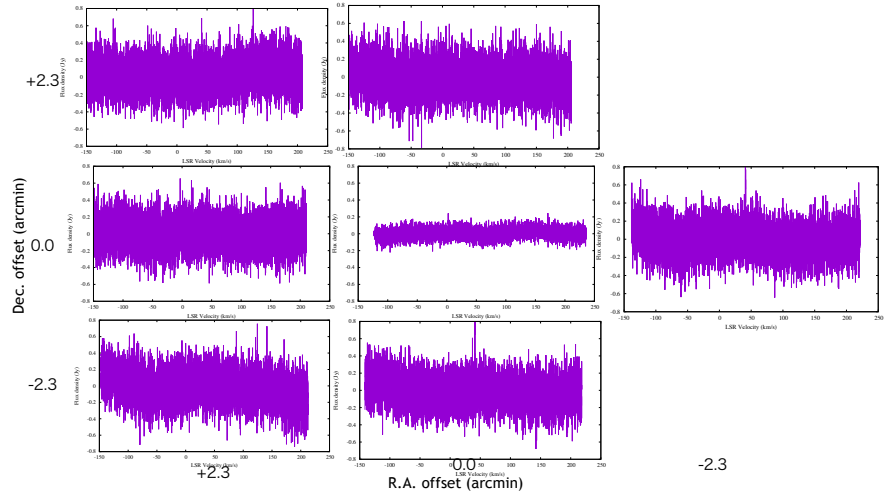


[4]G20.000

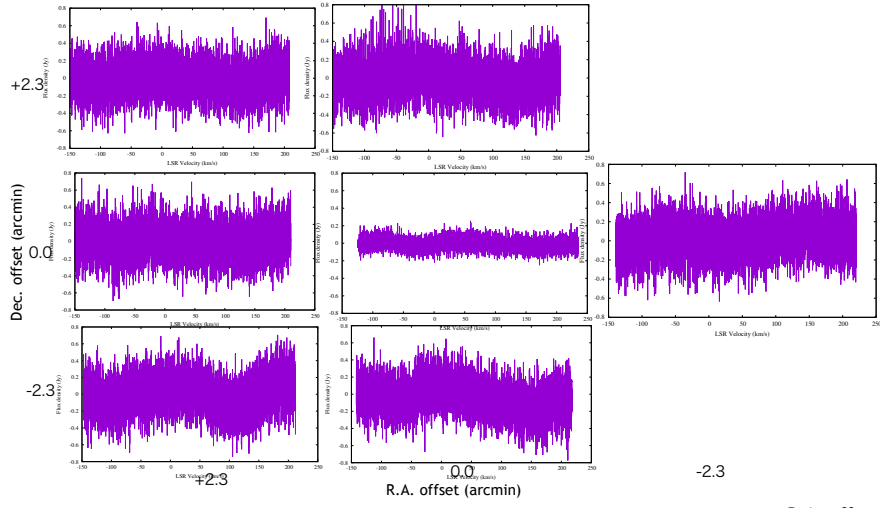




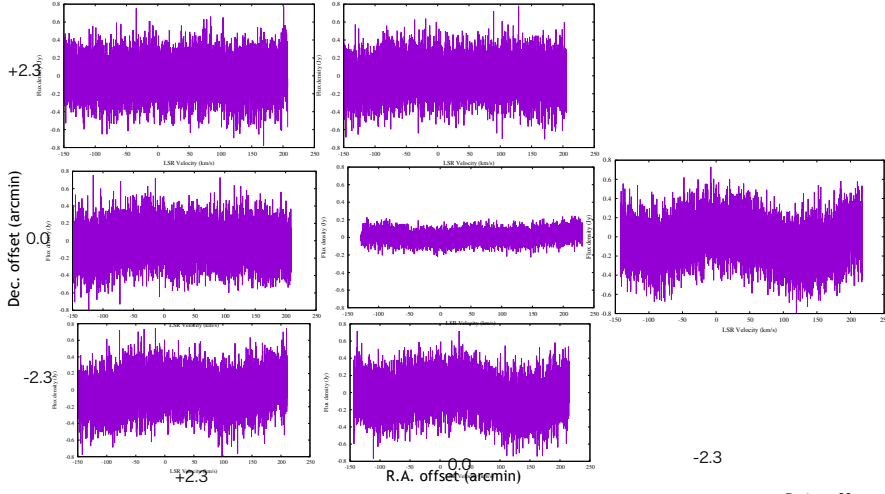
[7]G32.750



[8]G37.750



[9]G40.875



[10]G54.750

参考文献

- [1] Barrett A. , et al. 1971, ApJ 168, L101
- [2] Batrla W. , et al. 1987, Nature 326, 49
- [3] Breckenridge S.M. , Kukolich S.G. , 1995, ApJ 438, 504
- [4] Breen S.L. et al. , 2015, RAS 450, 4109
- [5] Brunthaler A. ,et al. 2011, AN 332, 461B
- [6] Caswell J.L. et al. , 2010, RAS 404, 1029
- [7] Caswell J.L. et al. , 2011, RAS 417, 1964
- [8] Dame T.M. , Thaddeus P. , 2011, AJL, 734, L24
- [9] Elitzur M. , 1992, A&A 30, 75
- [10] Green J.A. et al. , 2010, RAS 409,913
- [11] Green J.A. et al. , 2012, RAS 420,3108
- [12] Hachisuka K. et al. , 2014, PASJ 1
- [13] Imai T. , et al. 2006, JChPh. 125b4911l
- [14] Menten K.M. , 1991a ApJ 380, L75
- [15] Menten K.M. , 1991b, San Francisco ASP, 16, 119
- [16] Pandian J.D. , Goldsmith P.F. , Deshpande A.A. , 2007, ApJ 656, 255
- [17] Reid M.J. , Moran J.M. , 1981, A&A 19, 231
- [18] Reid M.J. , et al. 2014, ApJ 783, 130
- [19] Sunada K. , et al. 2007, PASJ 59 1185
- [20] Y.Xu, et al. 2009, A&A 507, 1117
- [21] 石井翔太 2014 年度修士論文 (茨城大学大学院理工学研究科)
- [22] 栗橋潤 2011 年度修士論文 (茨城大学大学院理工学研究科)
- [23] 干渉計サマースクール 2005 教科書
- [24] 祖父江義明ほか、2007 年、日本評論社、銀河Ⅱ－銀河系シリーズの天文学 第 5 巻
- [25] 福井康雄ほか、2008 年、日本評論社、星間物質と星形成シリーズの天文学 第 6 巻
- [26] 中井直正ほか、2009 年、日本評論社、宇宙の観測Ⅱ－電波天文学シリーズの天文学 第 16 巻