

**長周期変光星周—酸化珪素メーザー励起に
見られる周期的変動性**

**(Periodic variability seen in silicon monoxide
maser excitation around long-period variable stars)**

2018年3月

鹿児島大学大学院 理工学研究科 生命環境科学専攻

親泊 美哉子

本論文は、漸近巨星枝 (AGB) 段階にある長周期変光星の星周で検出される一酸化珪素 (SiO) メーザー (振動励起状態 $v = 1, 2, 3$ に見られる回転励起遷移 $J = 1 \rightarrow 0$) に対して、これらメーザーの相対輝度分布の差異の特徴に基づいて、観測時において最も優勢なメーザー励起機構を判別し、優勢な励起機構と星の脈動変光の位相との間の相関性について論じたものである。

第1章では、長周期変光星の周囲 (星周ガス縁) で見られる SiO メーザーの振舞いから、質量放出を繰り返しながら脈動変光する長周期変光星の星周ガス縁の物理環境 (温度・密度) の時間変化を把握できる可能性について論じた。このような物理環境変化の追跡のためには、メーザーがどのように励起されるかを解明する必要がある。考えられる星周 SiO メーザーの励起として、(1) 放出されたガスによる衝突、(2) 星からの放射、(3) 星周に存在する水蒸気分子からの赤外線放射 (H_2O -SiO line-overlapping) があるが、研究では、特に line-overlapping に注目し、超長基線電波干渉法 (VLBI) 観測で得られる多輝線のメーザー相対輝度分布から line-overlapping の発現の判別方法について考察した。

第2章では、超長基線電波干渉法 (VLBI) 観測の原理、及び、異なるメーザーの輝度分布マップに共通の座標系を与えてマップを重ね合わせる技法 (spectral phase-referencing) について述べた。本研究では、VLBI 観測によって把握された SiO $v = 1, v = 2, v = 3$ ($J = 1 \rightarrow 0$) メーザーの輝度分布間の合致の程度から励起機構を推定し、星の脈動変光とメーザー励起機構の相関性を調査した。そこで、マップ重ね合わせの精度と励起機構の判別の信頼性について論じた。

第3章では、長周期変光星 12 天体に対し、VLBI Exploration of Radio Astrometry (VERA) と野辺山 45m 望遠鏡 (NRO) を組み合わせた VLBI 観測を行った結果について述べた。研究初期に行われたこの観測では、信号記録帯域幅の制約のために、 $v = 2, 3$ メーザーのみ同時に撮像した。こうして得られた $v = 2, v = 3$ メーザー輝度分布マップから、line-overlapping の特徴である異なるメーザー間の空間的・速度分布的相関を持つ天体があることを確認できた。さらに、優勢なメーザー励起機構と星の変光位相との関連性を調査した結果、line-overlapping は可視光光度曲線の極大を過ぎた変光位相 $\phi = 0.0 \sim 0.3$ (ここでは $\phi = 0.0$ と 1.0 で極大) で効率的に働く可能性があることを示した。長周期変光星の赤外線光度曲線が $\phi = 0.0 \sim 0.2$ で極大となることを考慮すると、この時期に水蒸気分子からの中間赤外線放射強度が増加し、line-overlapping が効果的に働くと考えられる。

第4章では、同じ星の SiO メーザーを 5 回にわたって VLBI 観測を行った結果について述べた。対象は、第3章で取り上げた、 $\phi = 0.18$ で観測したにもかかわらず line-overlapping の発現が見られなかった R Leo と、 $\phi = 0.13$ の観測で line-overlapping の発現が見られた IK Tau の 2 天体である。これらの観測は、line-overlapping の発現の有無が、変光位相だけではなく天体の星周ガスの特性に依存するかを調査するためのものである。 $v = 1, v = 2, v = 3$ ($J = 1 \rightarrow 0$) の同時撮像を行った。このような撮像を周波数設定を切り替えずに完全同時に行った例は、日本で開発された広帯域 VLBI 信号処理装置を用いた Imai et al.(2012) と本研究によるものだけである。光度曲線極小から極大に変わる期間に 3 回観測した R Leo では、 $v = 3$ メーザー励起において、line-overlapping の発現は見られなかった。line-overlapping が働いた場合期待される $v = 3$ メーザー強度と可視光光度曲線との相関が、今回観測した R Leo の様に見られない事例もありそうである。ここでは、その理由について考察をした。R Leo では位相に関わらず line-overlapping は生じない可能性を示唆した。

第5章では、第3章および第4章で得られた結果を総括した。その上で、本研究で示した複数 SiO メーザー輝線の VLBI 同時観測が、脈動変光に伴う星周物理環境の変化を捉える有効な手段となるべく必要な条件について論じた。

目次

第1章 序論	2
1.1 恒星の最終進化と物質放出	2
1.1.1 AGB星の脈動変光と質量放出	2
1.1.2 熱パルスと星周縁の発達過程	4
1.1.3 ミラ型変光星の可視光光度曲線	6
1.1.4 星周縁の形成と分子の動径分布	7
1.2 分子からの線スペクトル放射	7
1.2.1 2原子分子の回転・振動遷移	8
1.2.2 線スペクトルの放射	9
1.3 メーザー	11
1.3.1 メーザー放射の原理	11
1.3.2 メーザー天体	12
1.4 AGB星周のメーザー	13
1.4.1 SiOメーザー	13
1.4.2 H ₂ Oメーザー	15
1.4.3 OHメーザー	16
1.4.4 可視光・赤外線光度曲線に対するメーザー放射強度の変化	17
1.5 AGB星周SiOメーザー励起機構	19
1.5.1 星からの放射励起	20
1.5.2 衝突励起	20
1.5.3 H ₂ O - SiO line overlapping	21
1.5.4 変光位相とメーザー分布の関連性	24
1.6 本研究の目的	25
第2章 Very long baseline interferometry (VLBI)	27
2.1 天球上の輝度分布と空間周波数	27
2.2 phase-referencingによる $v = 2, v = 3$ メーザーマップ重ね合わせ法	29
2.3 マップ重ね合わせ精度	31
2.3.1 $\Delta\theta_{ref}$ 決定誤差を起因とする不確定性	31
2.3.2 アンテナ局座標誤差を起因とする不確定性	32
2.3.3 メーザーフィーチャーの空間的オーバーラップの判断基準	33
第3章 星周SiO $v = 3 (J = 1 \rightarrow 0)$ メーザー励起機構の周期的変動性	35
3.1 観測目的	35
3.2 観測	35
3.3 データ整約	36
3.4 結果	39

3.4.1	スペクトル	39
3.4.2	イメージマップ	40
(1)	T cep	40
(2)	W Hya	40
(3)	WX Psc	41
(4)	R Leo	41
3.5	考察	44
3.5.1	SiO $v = 2, v = 3 (J = 1 \rightarrow 0)$ メーザー相対分布と励起機構	44
3.5.2	$v = 3$ メーザー励起機構と星の変光位相との相関性	45
第4章	R Leo, IK Tau 星周の $v = 3$ メーザー励起機構と変光位相の相関性	49
4.1	観測目的	49
4.2	観測	50
4.3	データ整約	50
4.4	結果	51
4.4.1	R Leo	51
(1)	r17022a ($\phi = 0.62$)	51
(2)	r17118b ($\phi = 0.92$)	51
(3)	r17151a ($\phi = 1.02$)	52
4.4.2	IK Tau	52
(1)	r17118a ($\phi = 0.50$)	52
4.5	考察	63
4.5.1	R Leo	63
4.5.2	IK Tau	65
第5章	総括	66
	付録	68
	NRO45m 新局位置を用いたデータ解析	68
	参考文献	73
	謝辞	76

第1章 序論

1.1 恒星の最終進化と物質放出

宇宙の進化は、星間物質を集積して星々を作り、恒星から放出された物質を元に次の世代の星々を作るという「物質の輪廻」を通して進むと考えられている。恒星内部の核融合反応により星間物質の元素組成が世代を経て塗り替えられ、それに伴って次世代の個々の星々だけでなくそれらの大集団である銀河の性質までもが変質を遂げることが考えられる。従って、質量毎に異なる恒星から物質が星間空間へと還元される仕組みの理解が、上記のような宇宙進化の理解に寄与することになる。本論文では主に、後述する宇宙メーザーがよく見られる比較的重い恒星 ($> 1 M_{\odot}$ (太陽質量)) に注目する。恒星質量が $M_* > 10 M_{\odot}$ の場合は、その末期に超新星爆発を起こして一気に物質を星間空間へ解放するが、それ以外では星が脈動変光を経験し、その時期に大量の物質が星間空間に放出し、やがて惑星状星雲を構成する。本論文では特に、脈動変光を伴う後者の質量クラスの星々に焦点を当てる。

質量が $M_* > 1 M_{\odot}$ の恒星は、宇宙年齢 (138 億年) よりも寿命が短く、寿命を終える前に、中心核で水素の核融合反応によって生成されたヘリウムから成るコアを生成し、主系列段階を終えて赤色巨星になる。 $M_* > 2 M_{\odot}$ の恒星ではさらにヘリウムから炭素や酸素が合成されて中心のコアを成す。この様なコアを生成する星では、それを取り囲む球殻の部分で核融合反応が急速に進む。そのため、これら核融合で発生したエネルギーは放射だけでは消化できず、星の外層を膨張させるのにも使われる。星が膨張すると表面積が大きくなると共に光度が急速に上昇する一方で、表面温度が低下して赤く見えるようになる。ヘリウム中心核や炭素・酸素中心核を生成する時期にこの様な現象が見られるが、後者の進化の途上にある星々を特に**漸近巨星枝 (AGB) 星**と呼ぶ。図 1.1 に 2 太陽質量恒星の進化過程を示す [19]。

1.1.1 AGB 星の脈動変光と質量放出

AGB 星段階後期の重要な恒星の挙動として、100 日を超える周期で規則正しくあるいは不規則に脈動変光することが挙げられる。星表面付近の水素による星の放射に対する光学的厚みが温度と共に大きく変わるため、吸収・膨張と光学的厚みの低下・重力降下が繰り返し起きる。変光周期は、星の直径と脈動のモード (基本振動、第一倍振動、等) により決まると考えられる。このような**長周期変光星**においては、脈動によって星表面大気が高く舞い上げられ、温度が低くなった領域で分子、次いでダストを生成する。光度が $1000 L_{\odot}$ 以上にもなる星からの放射圧を受けてこのダストが星間空間に放出される際に、周りのガス分子を巻き込み恒星風となる。恒星風に乗って宇宙空間に放出される物質は、星間物質として新たな星の要素となる (図 1.2)。この様な複雑な物理過程を伴う、ミラ型変光星に代表されるような AGB 段階にある脈動変光星の質量放出現象を解明することは、銀河系内における物質の空間的・時間的循環を理解することにつながる。また、

変光の周期と星の平均光度の間に奇麗な周期—光度関係が存在することも確認されている。ただし、この関係は単純なものではなく、この関係性の理解には星からの質量放出の素過程による影響が考慮されなければならない。

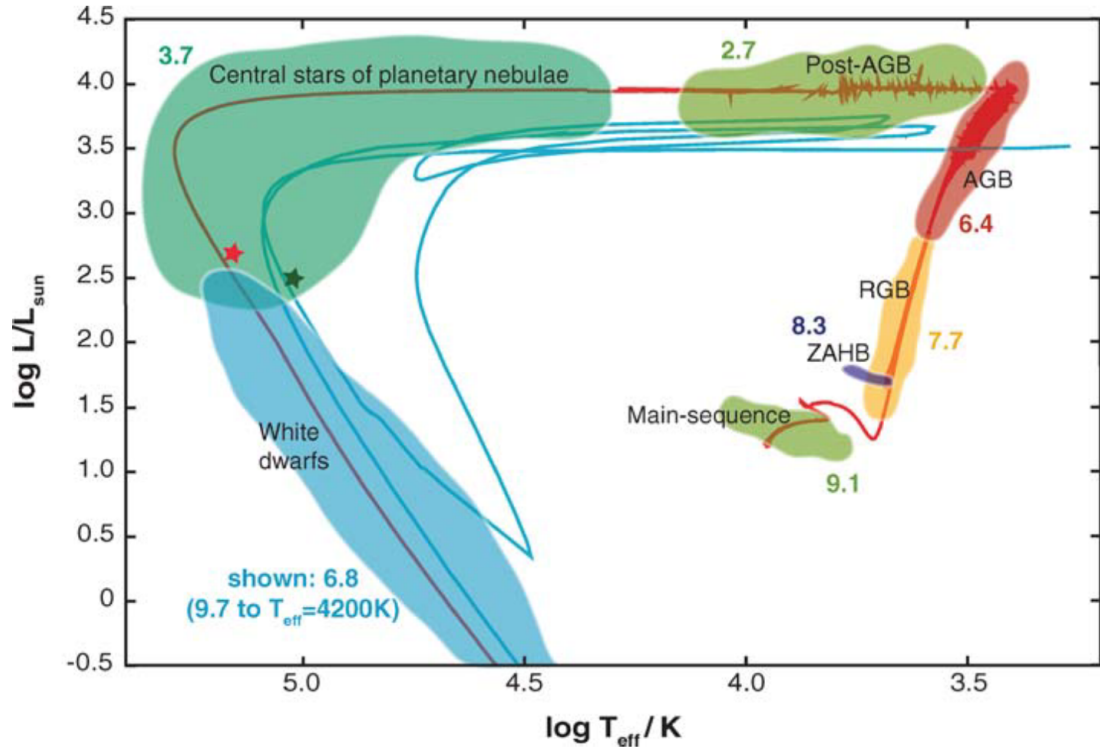


図 1.1: 2 太陽質量恒星の進化過程. (Herwig, F. 2005, Fig.1) [19]. 主系列の段階が 10 億年に対して、AGB 段階は 250 万年程度である。ミラ型変光星として観測されるのは AGB 段階の後期であり (数 10 万年程度の期間と想定されている), この時期に星中心核で生成された酸素や炭素を含んだ大量の物質を放出する, AGB 段階から惑星状星雲へ移り変わる途中の段階にある星は post-AGB 星と呼ばれ, この中にも変光を示す星が観測されている。

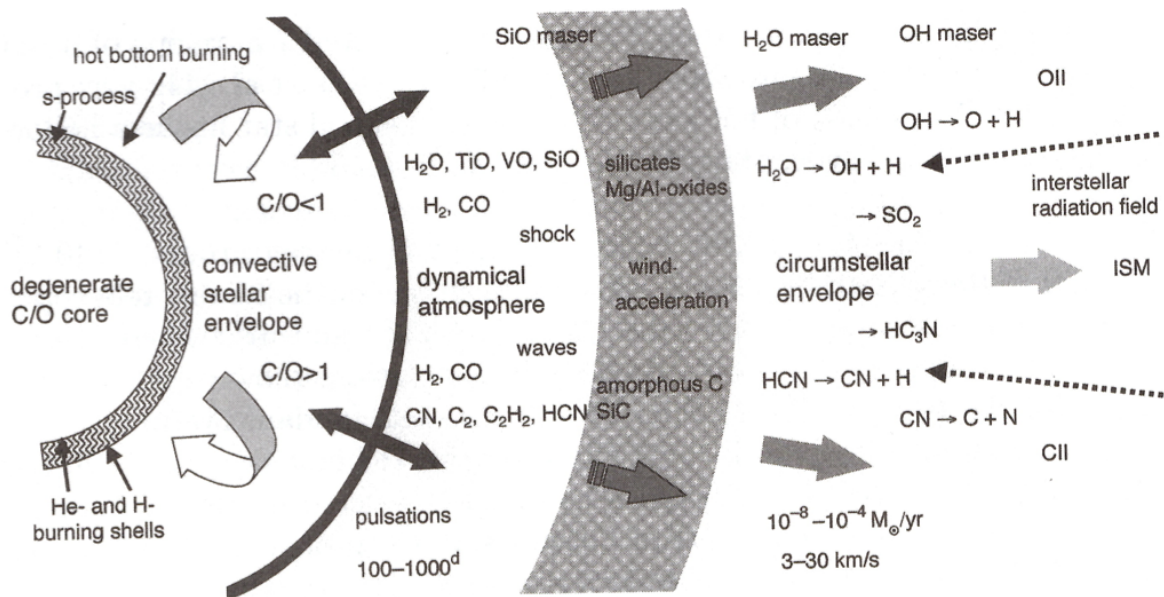


図 1.2: 酸素過多・炭素過多の AGB 星の星周縁に見られる特徴の相違 (Habing, H.J, 2004, Asymptotic Giant Branch Stars (Springer-Verlag New York, Inc.) [18].

1.1.2 熱パルスと星周縁の発達過程

AGB 星は炭素と酸素の中心核を持ち、その周りをヘリウム燃焼殻、ヘリウム層、水素燃焼核、そして対流のある外層が取り巻いている。AGB 段階の進化が進むと、水素燃焼核の核反応で生成されたヘリウムがヘリウム層に蓄積し、その質量は次第に増加していく。ヘリウム層の質量がある一定の値を超えたところで、突発的なヘリウム層での核反応が起こり、その外側の水素燃焼核での核反応は一時的に停止する。このような現象をヘリウム殻フラッシュと呼ぶ。ヘリウム殻フラッシュによって蓄積されたヘリウムの多くは炭素や酸素に変換されて消費されるが、水素殻燃焼によって再びヘリウム層の質量が増加すると再びヘリウム殻フラッシュが起こる。このようなサイクルの繰り返しを熱パルス (Thermal pulse) という。熱パルスが起きた後、ヘリウム燃焼によって生成された元素の一部が外層の対流によって表面大気に運ばれる。これ現象を dredge-up と呼び、汲み上げられた元素によって表面大気の化学組成は変化する。この化学組成の変質は、星周縁で作られる分子やダストの種類、さらに、それらが受ける放射圧と加速の効率までもに差異を生み出す。

酸素過多星 (oxygen-rich stars)

炭素量よりも酸素量の方が多い AGB 星 ($C/O < 1$)。いわゆる”hot-bottom-burning”(HBB) という過程が働いて、炭素よりも酸素の核融合合成が進むと考えられる。HBB は比較的重い星 ($M > 4 M_{\odot}$) で発生していると示唆されている。酸素過多星は、一酸化チタン (TiO) の輝線が多く見られることが特徴である (図 1.3 上パネル参照)。また、珪素やアルミニウムを含む分子を含み、レーザー放射を生み出す一酸化珪素分子 (SiO) や水蒸気分子 (H₂O) も存在する。通常、酸素原子は炭素原子と化学結合しやすく、炭素原子が十分ある場合は優先的に一酸化炭素分子 (CO) が生成される。酸素原子と結合する炭素原子が枯渇した後に SiO やそれを含む珪素質ダスト、TiO、アルミナ、さらに H₂O が生成される。この様にして生成されたダストは比較的透明で、星からの放射

を受けても放射圧が小さくこれらを吹き飛ばす効率が悪いと考えられてきた。しかし最近、放射圧の獲得において星からの放射の吸収だけでなく散乱も有効であることが示唆される [20]。ただし、これらダストは星からかなり離れないと生成されないことが知られている [12]。これら一連の観測的特徴を理解する為には、分子ガスの運動や振舞いの把握が必要だと考えられる。本研究は、この様な取り組みの一部として位置付けられるだろう。

炭素過多星 (carbon-rich stars)

酸素量よりも炭素量の方が多い。AGB 星 ($C/O > 1$)。一酸化窒素 (ON) やシアン化水素 (HCN)、炭素鎖分子などが多く付随する (図 1.3 下パネル参照)。炭素質のダストは黒く、星からの放射を効率良く吸収してより大きな放射圧が生まれ、効率良く星から遠くへと加速され運ばれて行く。SiO や H_2O など、メーザー放射を作り出す分子が少ない為に、HCN 等を除いてメーザーはほとんど観測されない。しかし最近まで、星からの質量放出の理論モデルは、ダストの光学的性質がよく知られてきた炭素質ダストを含む炭素過多星を対象として考案されてきた。従って、メーザー源が少なく弱いものの、この様なダストを含んだ星周縁の内部運動の把握は重要な課題となっている。

S 型星

酸素量と炭素量がほぼ同じ AGB 星 ($C/O \sim 1$)。

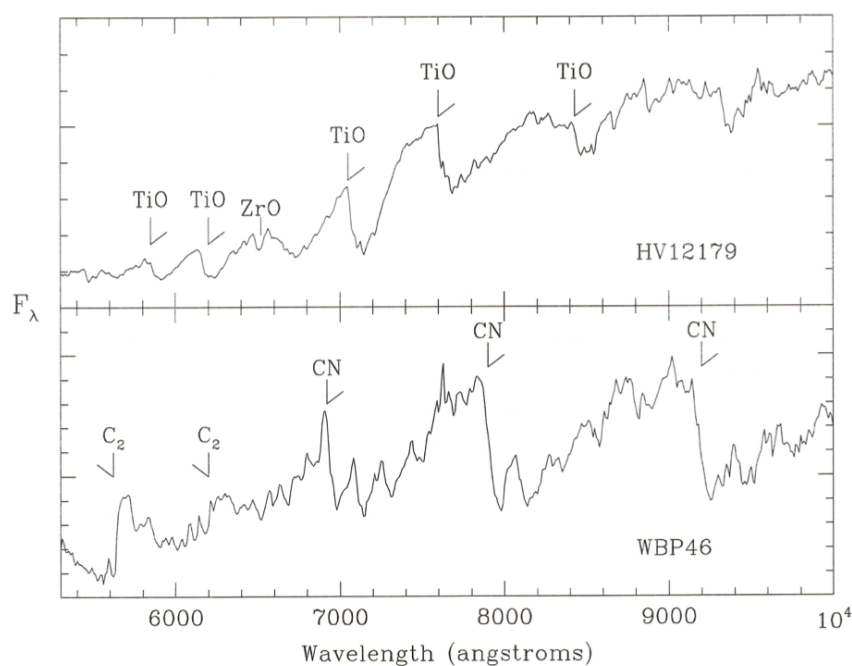


図 1.3: 上: MS 型星, 炭素過多星 (下) スペクトル。酸素過多星や MS 型星には TiO 分子のキュー主戦が見られる。一方、炭素過多星では、 C_2 や CN の吸収線がみられる。 [18]

1.1.3 ミラ型変光星の可視光光度曲線

AGB 星の中でも、星の表面温度が低く (2500 – 3500 K)、光度変化が 2.5 mag 以上、変光周期が 100 日～1000 日の長周期変光星 (LPVs: Long Period Variables) をミラ型変光星と呼ぶ。図 1.4 に代表されるミラ型星くじら座 α 星 (α Cet) の可視光光度曲線を示す。 α Cet は変光周期約 330 日で規則的に光度変化を繰り返している。光度が最も明るくなる時を極大、最も暗くなる時を極小と呼び、極大となる時の変光位相を $\phi = 0.0, 1.0, 2.0 \dots$ と表す。ただし、極大から極小に至る時間、極小から極大に至る時間は必ずしも同じではないため、位相 $\phi = 0.5$ で必ずしも極小になるとは限らない。図 1.4 から分かるように、 α Cet は極小から極大へ至る時間の方が極大から極小へ至る時間より短い。図 3.4 には変光周期約 390 日のケフェウス座 T 星 (T Cep) 可視光光度曲線を示す。T Cep は α Cet とは逆に極大から極小へ至る時間の方が短い。天体によって極小時の変光位相は異なるが、多くの星は $\phi = 0.4 - 0.6$ で極小を迎える。本研究では、このような可視光光度曲線を利用して SiO メーザーの観測時期がどれだけ光度曲線の極大・極小のタイミングから離れているのかについてより正確な推定を行った。

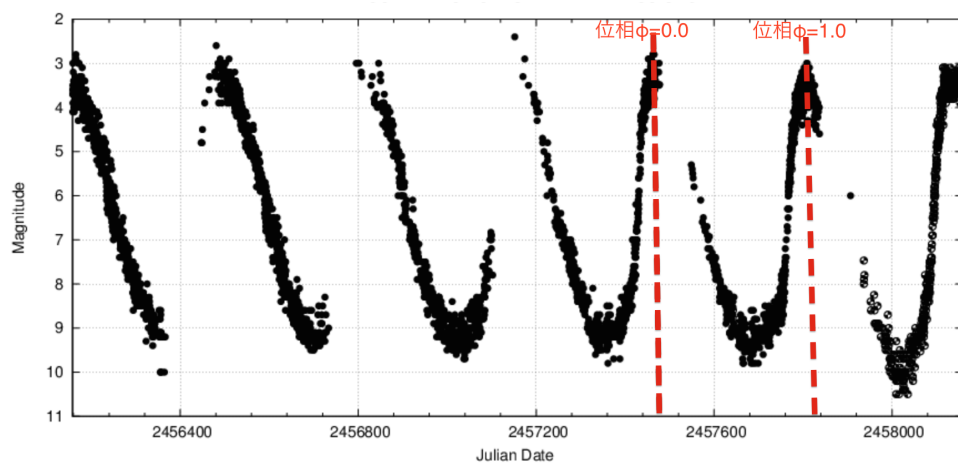


図 1.4: α Cet 可視光光度曲線. American Association of Variable Star Observers (AAVSO) よりデータ取得.

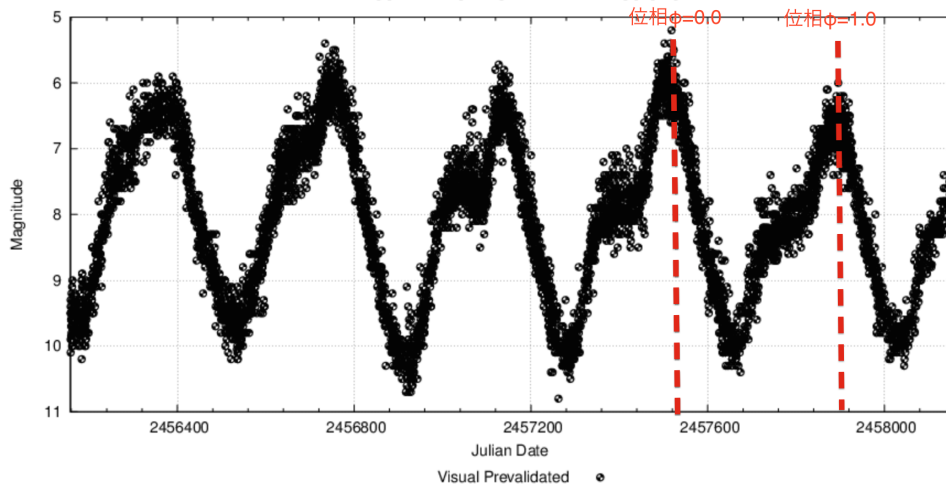


図 1.5: T Cep 可視光光度曲線. American Association of Variable Star Observers (AAVSO) よりデータ取得.

1.1.4 星周縁の形成と分子の動径分布

星からの質量放出は、太陽や赤色巨星になる段階から見られる。しかし、これらの段階における質量放出率はずっと小さく、放出された物質の密度が低い為にそこからの電磁波放射を直接検出することは困難である。一方 AGB 星の質量放出率は $10^{-5} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ にも達し、恒星質量に匹敵する物質が星周辺に滞留するので、これらが星周縁を形成する。

図 1.2 の図説の通り、AGB 星から放出された物質は、星から遠ざかり温度が下がると共に、分子、次いでダストを形成する。酸素過多と炭素過多の星とでは、星周縁の中で合成される分子やダストの組成が異なるが、いずれのタイプの星の星周縁でも、ダストが形成されると放射圧が急速に上がるので、ダスト形成域以遠でダストとガスが外へと加速されていく。星周縁の外縁で十分に密度が下がると、星間紫外線によって分子は光解離する。

酸素過多の星周縁では、一酸化珪素の分子が存在できるのは、それらがダストに凝縮されることとなる存在できる星表面付近のみである。ただし、高速ガス流が周囲のガスと衝突するところでは、温度上昇によってダストから昇華されることはある。水分子も氷となってダストに吸着するが、星周縁ではそこまでする程度に温度が下がる前に星間紫外線に曝される領域に達し、光解離して水酸基分子を作り出す。これらのことから、酸素過多の星周縁では、中心星から近い順に、一酸化珪素、水、水酸基分子が存在し、それぞれその領域で熱放射やレーザー放射を作り出す。ここで、水が一酸化珪素分子が存在する領域にも大量に存在することが示唆されることに留意が必要である。

1.2 分子からの線スペクトル放射

分子には、分子内の電子状態と分子の運動(並進・回転・振動)から与えられるエネルギーを持つ。多原子分子は、分子の並進運動の他に、結合軸周りに回転や振動もしている。その振動状態

や回転状態は並進運動のような連続的変化をせず、決まったエネルギー準位を持ち離散的に変化する。そのエネルギー準位が遷移する際に線スペクトルを放出または吸収する。この回転準位の遷移がもつエネルギーが電波領域となる。一方で、振動準位遷移 ($\Delta v=1$) のエネルギーは赤外線に相当する。本論文で扱うレーザー放射は回転遷移によるものだが、その励起においては振動準位遷移が考慮される (1.5 節)。

回転遷移によるエネルギー準位差は決まっている。計算や実験室での分光測定で線スペクトルの周波数が既知であれば、観測されたスペクトル周波数とのずれや線幅などから視線速度の情報を得ることができる。また、回転遷移については、遷移のエネルギー差が振動準位によってわずかに異なるので、線スペクトルの周波数から振動準位を調べることができる。一方、振動遷移の方は中間赤外線放射なので、天文観測におけるスペクトル分散が充分ではない。従って、水やそれ以外の分子による輝線を区別するのが難しい。

1.2.1 2原子分子の回転・振動遷移

一酸化珪素の様な 2 原子分子の回転運動エネルギー準位の遷移による放出・吸収スペクトルは、電波領域で多数観測できる。離散的に変化する回転エネルギーは E_J は式 (1.1) のようにかかる。ここで、 $J(J=1,2,3,\dots)$ は回転の量子数である。回転エネルギー準位 E_{J+1} から E_J への遷移は、 $\Delta J = \pm 1$ の場合にのみ許され、その遷移によって放出されるエネルギーは式 (1.2) で表される。

$$E_J = \frac{\hbar^2}{2I} J(J+1) = BJ(B+1) \quad (1.1)$$

$$E_{J+1} - E_J = 2B(J+1) \quad (1.2)$$

B は回転定数と呼ばれ、式 1.3 で表される。慣性モーメント I が変化しなければ、回転遷移によるスペクトル線は一定の周波数間隔 ($2B$) で現れることが分かる。図 1.6 にその外観図を示す。

$$B = \frac{\hbar^2}{2I} \quad (1.3)$$

一方、2 原子分子の振動エネルギーは式 1.4 のように表される。振動状態は回転状態よりも遥かにエネルギー差が大きい。図??に一酸化珪素分子の振動回転エネルギー準位を示すが、 $\Delta v=1$ のエネルギー差は ~ 1750 K であり、中間赤外領域に相当する。

$$E_v = \frac{h}{2\pi} \left(\frac{k}{\mu} \right)^{1/2} \left(v + \frac{1}{2} \right) = \hbar\omega \left(v + \frac{1}{2} \right) \quad (1.4)$$

v : 振動量子数, $v=0,1,2, \dots$

k : 分子に固有の結合力の定数

μ : 2 原子の換算質量

1.2.2 線スペクトルの放射

自然放射：A 係数

高い励起状態にある量子は、時間とともに低い励起状態へ自発的に遷移する。その確率は、分子・原子の種類や遷移の種類によって値が決まっており、アインシュタイン係数 A と呼ばれる。A 係数は式 (1.5) で表されるように、電気双極子モーメント μ の 2 乗に比例し、周波数 ν の 3 乗に比例する。式 (1.6) は回転遷移の場合のアインシュタイン A 係数を示す。

$$A_{ul} = \frac{64\pi^4\nu^3}{3hc^3} |\mu_{ul}|^2 \quad (1.5)$$

$$A_{J+1,J} = \frac{64\pi^4\nu^3}{3hc^3} \frac{J+1}{2J+3} \mu^2 \quad (1.6)$$

吸収・誘導放射：B 係数

低いエネルギー準位の粒子が $h\nu$ のエネルギーを持つ光子を吸収し、高いエネルギー準位へ遷移することを吸収と呼ぶ。その確率は入射する光子の数 \bar{J} (指向性に関係しない平均的な入射電波の強度) に比例し、1 秒間に遷移が発生する確率は $B\bar{J}$ となる。ここで、2つのエネルギー準位にある粒子の数密度を n_l, n_u とし、準位 l から u へ遷移する頻度と準位 u から l へ遷移する頻度が等しい場合、式 (1.7) が成り立つ。

$$n_u A_{ul} + n_u B_{ul} \bar{J} = n_l B_{lu} \bar{J} \quad (1.7)$$

この時の B 係数が式 (1.8) で表され、B 係数は A 係数と 1 対 1 の関係関係があることが分かる。

$$B_{lu} = B_{ul} = \frac{2\pi^2}{3\varepsilon_0 h^2} |\mu_{ul}|^2 = \frac{c^3}{8\pi h\nu^3} A \quad (1.8)$$

高いエネルギー準位の粒子に $h\nu$ のエネルギーを持つ光子が入射したとき、ある確率で、低いエネルギー準位への遷移すると同時に、入射した光子と同じ周波数、位相をもつ光子を一つ放射する。これを誘導放射と呼び、その確率はそのエネルギー準位の重率が 1 であれば吸収と同じ $B\bar{J}$ となる。

衝突による励起と逆励起：C 係数

あるエネルギー準位を持った粒子に別の飛来粒子が衝突した際、運動エネルギーの一部を使って粒子は励起され、飛来粒子は運動エネルギーの一部損失する。または、ある励起状態の粒子に飛来粒子が衝突した際、励起エネルギーの一部を飛来粒子の運動エネルギーに転換する(脱励起)。これらの励起・脱励起が起きる確率を C_{ul}, C_{lu} と表す。

衝突を考慮した 2 つの準位間の平衡は式 (1.9) で表される。

$$n_u A_{ul} + n_u B_{ul} \bar{J} + n_u C_{ul} = n_l B_{lu} \bar{J} + n_l C_{lu} \quad (1.9)$$

ガスの密度が小さく衝突の頻度が小さい場合 ($A_{ul} \gg C_{ul}$), 2つの準位の粒子分布は自然放射と吸収・誘導放射のバランスによって決まり, 励起温度 (T_{ex}) は放射強度をプランクの放射式で表した温度 (放射温度: T_r) と等価である.

一方, $C_{ul} \gg A_{ul}$ の場合, 熱力学的平衡状態にあり励起温度は分子の運動温度 (T_k) と等価になる.

回転エネルギー準位

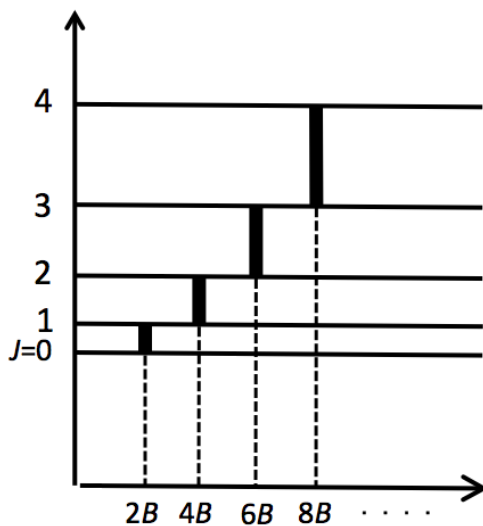


図 1.6: 2 原子分子の回転エネルギー

1.3 メーザー

レーザーとは、誘導放射によるマイクロ波増幅 (microwave amplification by stimulated emission of radiation) 現象を示す。本章では、宇宙空間で見られるレーザー放射の原理と、この様なレーザー源を伴う天体について述べる。

1.3.1 メーザー放射の原理

宇宙空間に存在する分子は様々なエネルギー準位を持っている。この分子に天体からの放射や分子ガス中に多量にある水素分子による衝突など、外部からエネルギーが与えられて高いエネルギー準位に励起されると、高いエネルギー準位から低いエネルギー準位へとカスケード的に遷移していくが、選択律の関係でボルツマン分布則から外れて、エネルギー準位の低い状態の粒子の数より高い状態の粒子の数の方が多くなることもある。この状態を**反転分布**という。この状態は非常に不安定なので、反転分布にあるエネルギー準位遷移では誘導放射が連鎖反動的に生じる。このようには**非熱力学的平行状態でおこる放射をレーザーと呼ぶ**。

実験室内のレーザーでは、入射された光子と誘導放射された光子とで位相が揃う方向があり、その方向に沿って輝度がを増幅させる (コヒーレントレーザー)。また、増幅度を上げる為に、同じ経路を何度も往復させて強力な放射を作り出す。一方宇宙空間では、位相の一致・不一致に関係なく、広大な空間の中を一方向にひたすらレーザー増幅される (非コヒーレントレーザー)。レーザー放射は通常線幅が狭く、宇宙空間であれば、視線速度が揃って一定のドップラー周波数を保つ方向に最も増幅され易い。つまりレーザーは指向性 (beaming) を持っている。レーザー放射の増幅は、増幅路が長ければ長い程際限なく続く。AGB 星周囲では増幅路はたかだか数 AU 程度であるが、活動銀河中心核やスターバースト領域においては 1 pc にも達すると考えられている。この様にして、宇宙空間のレーザーは指向性 (beaming) を持つことになる。ただし、増幅の効率については、主に 2 つの種類が考えられる。

一般に、レーザー増幅を伴う強度は、式 (1.10) で表される。ここで τ がレーザー利得である。 τ は、反転分布を作り出す効率 ($\Delta P/P$) とレーザーの平均強度 (J/J_s) で表される。ここで P は各エネルギー準位へ分子を供給する効率 (=pump rate), J_s はレーザー飽和の目安になる強度を指し、レーザー遷移の下位順位から分子を取り除く (遷移させる) 効率 (=decay rate) でそれが決まる。 $J \ll J_s$ の間は τ は ΔP だけで決まるので、式 (1.10) から分かるように指数関数的にレーザーは増幅される (非飽和レーザー)。しかし、レーザー強度が大きくなり $J_i J_s$ になると τ は小さくなり、ほぼ線形的な増幅になる (飽和レーザー)。宇宙空間でレーザー増幅路の長さが変化するとき、非飽和レーザーは飽和レーザーよりも強度変化の比が大きいため、前者ではより激しい強度の時間変動として観測されることになる。

$$I(\tau) = I_0 \exp(\tau) \quad (1.10)$$

1.3.2 メーザー天体

熱平衡状態にある分子は、分子の微細構造に対応した特定の波長の電波を放射し、その輝度は分子ガスの温度に対応したプランク分布に従う。このような電波放射は熱放射と呼ばれる。一方、前述したように、非熱平衡状態にある分子ガスの特定のエネルギー準位間で反転分布が生じていると、誘導放射の連鎖反応によるメーザー現象が発生する。宇宙空間にはメーザー放射を伴う様々な天体が存在するが、宇宙空間のどこでも発生しているわけではない。何時でも反転分布を作り出し観測されるようなメーザー放射を持続できるくらいに適度なガス密度とエネルギー供給源が存在し、メーザー放射自身が反転分布を破壊してしまう前にメーザー放射源を冷却できる仕組み(放射または衝突冷却)が存在し、かつ、そのような物理状態を持つガスが十分に長い増幅経路を作り出すことができる、そんな天体でのみメーザーは存在することができるのである。メーザーを放出する分子は SiO, H₂O, OH などがあり、さらに、1種類の分子から様々なエネルギー準位の放射がある。メーザー放射を伴う天体と代表的な分子の種類を下記に示す。

- 漸近巨星枝 (AGB stars) : SiO, H₂O, OH
- 惑星状星雲 : SiO, H₂O, OH
- 星形成領域 : H₂O, OH, SiO, NH₃, CH₃OH
- 活動銀河核 (AGN) : H₂O, OH, CH₃OH
- 超新星残骸 : CH₃OH
- 彗星 : OH (1720 MHz)

宇宙メーザーの利得は非常に大きく、100–1000 K の分子ガスから 10¹⁰ K を大きく超える輝度温度を作り出す。実際の観測では、非常に高い dynamic range の像合成ができる場合を除いて、このような輝度温度が極端に高い部分のみを見ていることになる。この領域を通常「メーザースポット」と呼ぶが、分解能の高い超長基線電波干渉法 (VLBI) でのみ空間分解して観測ができる。分光された VLBI データであれば、1つのメーザー領域から連続した複数の視線速度チャンネルでメーザーを検出・撮像できるが、この1つ1つの速度成分を指して、通常「メーザースポット」と呼ぶ。また、線幅は熱運動による幅よりも小さく、高精度でガスの視線速度が決定できる。つまり、高精度でメーザー源の運動(天球面上・視線方向)からガスの運動を捉えることが可能である。しかし、非熱平衡状態で発生するメーザーの輝度はプランク分布に従わないため、その輝度から分子ガスの密度を決定することはできない。その代わりに、メーザーを放射する分子の種類、エネルギー準位などから、メーザー放射ガス塊の分子密度に制限を与えられる可能性がある。

様々なメーザー天体のうち、我々は漸近巨星枝星 (AGB stars) に注目している。AGB 星は、数十億年におよぶ星の進化過程のなかで、わずか数百万年という短い期間に自身のもつ物質(主に水素原子)を放出する。この質量放出のメカニズムについての解明は十分ではないが、幸い幾つかの種類メーザー放射が観測されている。我々は、AGB 星星周のメーザーを観測することで、放射ガスの組成の判別や、ガスの運動を詳細に調査することができる。

1.4 AGB 星周のメーザー

炭素より酸素の多い酸素過多の AGB 星大気中では、様々な酸素化合物が生成される。その中で SiO, H₂O, OH 分子は、衝撃波の通過や中心星からの赤外線放射などで励起され、メーザー現象が生じる。SiO, H₂O, OH 分子の主な遷移を表 1.1 に示す。

表 1.1: List of maser transitions.

Species	Transition	Frequency (MHz)
²⁸ SiO	$v = 0 J = 1 \rightarrow 0$	43423.798
	$v = 1 J = 1 \rightarrow 0$	43122.080
	$J = 2 \rightarrow 1$	86243.442
	$v = 2 J = 1 \rightarrow 0$	42820.587
	$J = 2 \rightarrow 1$	85640.456
	$v = 3 J = 1 \rightarrow 0$	42519.379
	$J = 2 \rightarrow 1$	85038.010
	²⁹ SiO	$v = 0 J = 1 \rightarrow 0$
H ₂ O	$J_{Ka,Kc} = 6_{16} \rightarrow 5_{23}$	22235.08
OH	$J = \frac{3}{2}, F = 1 \rightarrow 2$	1612.2310
	$F = 1 \rightarrow 1$	1665.4018
	$F = 2 \rightarrow 2$	1667.3590
	$J = \frac{5}{2}, F = 2 \rightarrow 3$	6016.746
	$F = 2 \rightarrow 2$	6030.747
	$F = 3 \rightarrow 3$	6035.092
	$F = 3 \rightarrow 2$	6049.084

1.4.1 SiO メーザー

星周 SiO メーザーの励起機構に関する具体的な記述は、1.5 節に譲る。ここでは、星周 SiO メーザーが実際に励起されている物理環境について概観する。

脈動変光を繰り返しながら星周に放出されたガスは、中心星を中心に球状に広がっていると考えられる。図 1.7 はその外観図である。後述する超長基線電波干渉法による高分解能観測によって、星周の SiO メーザーの分布が明らかにされ、SiO メーザーは中心星の近傍 ($R = 1 - 2R_*$) で強く放射し、中心星を中心にリング状に分布していることが分かっている (e.g. [16] [17])。図 1.8 は、近赤外線 (2.2 μm , 3.6 μm) で観測された中心星光球の直径と、SiO メーザー分布のリング直径の比を示している。また、SiO メーザーが存在する領域の外縁は $R = 4 - 5R_*$ であり、そのより外側では酸化アルミニウム (Al₂O₂) などのダストが形成される。つまり、ダスト形成が始まる領域 (Inner dust radius) より内側の extended atmosphere と呼ばれる領域が SiO のガス層となる。

SiO メーザーは、分子ガス温度が $\sim 2000 - 1000 \text{ K}$ 、水素分子密度が $n_{\text{H}_2} \sim 10^{10} \text{ cm}^{-3}$ の星周環境で発生すると考えられている。水素分子密度に対する SiO 分子密度の比を $X_{\text{SiO}} = \frac{n_{\text{SiO}}}{n_{\text{H}_2\text{O}}} = 5 \times 10^{-5}$

と仮定すると [27], SiO 分子密度は $n_{SiO} \sim 5 \times 10^5 \text{ cm}^{-3}$ となる. メーザー増幅路の長さは 1 au ($1.5 \times 10^{13} \text{ cm}$) 程度になるので, 柱密度は $5 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$ 程度ということになる.

SiO メーザーの励起領域は, extended (molecular) atmosphere とほぼ一致する. 比較的低温で形成される H-イオンからの制動放射が観測され, radio photosphere と呼ばれる. 最近, この電波連続波放射と SiO メーザーの分布の比較が行われるようになり, 物質とメーザー分布の関連性を直接把握できることが期待される (e.g. [42]).

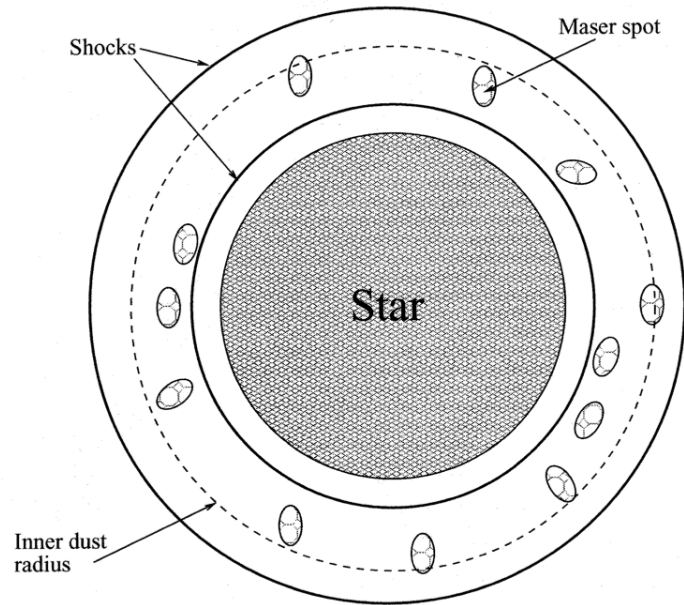


図 1.7: SiO メーザー放射領域の外観図 (縮尺は正確ではない). SiO メーザー領域は, inner shock wave からダスト形成が始まる inner dust radius までの範囲. [17]

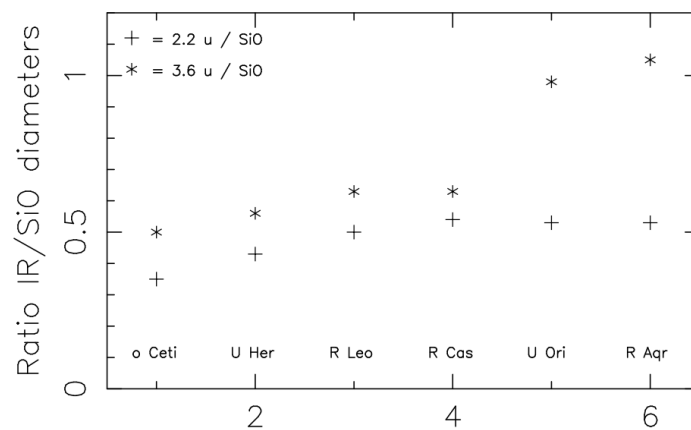


図 1.8: 星の光球直径 ($2.2 \mu\text{m}$, $3.6 \mu\text{m}$) と SiO メーザー分布リング直径の比. [9]

1.4.2 H₂O メーザー

AGB 星周で観測される水メーザーは, ortho-H₂O 分子の $J_{K_a, K_c} = 6_{16} \rightarrow 5_{23}$ の輝線で 22235.08 MHz の波長をもつ. 図 1.9 に示すように, その励起エネルギーは $\sim 450 \text{ cm}^{-1}$ (600 K) である. H₂O メーザーは SiO メーザー領域より外側, 中心星からの距離 $\sim 10\text{-}100R_*$ の領域で観測される (e.g. [4]). これは, SiO メーザー領域のような高密度領域 ($n_{H_2} \sim 10^{10}$) では, 反転分布が起こらずメーザーが発生しないためである.

H₂O メーザーは, 膨張速度を持つ広がったガスのシェルの動径方向にビーミングされた放射を起こす. 観測者に近づく方向と離れる方向ではドップラー周波数の異なった放射となり, 視線速度の異なる 2 つのスペクトルが観測されることがある. この現象は, ミラ型変光星より進化が進み, 放出されたガスが広範囲に広がっていると考えられる OH/IR 星に顕著に現れる. H₂O メーザー領域は星風が加速されている領域でもあり, 衝撃波面も存在することから, OH メーザー源ほどにははっきりとダブルピークにはならない. しかし, 非常に高速な ($\ll 30 \text{ km s}^{-1}$) なジェットに付随する水メーザー (いわゆる「宇宙の噴水」天体) では, はっきりとしたダブルピークとなる [21].

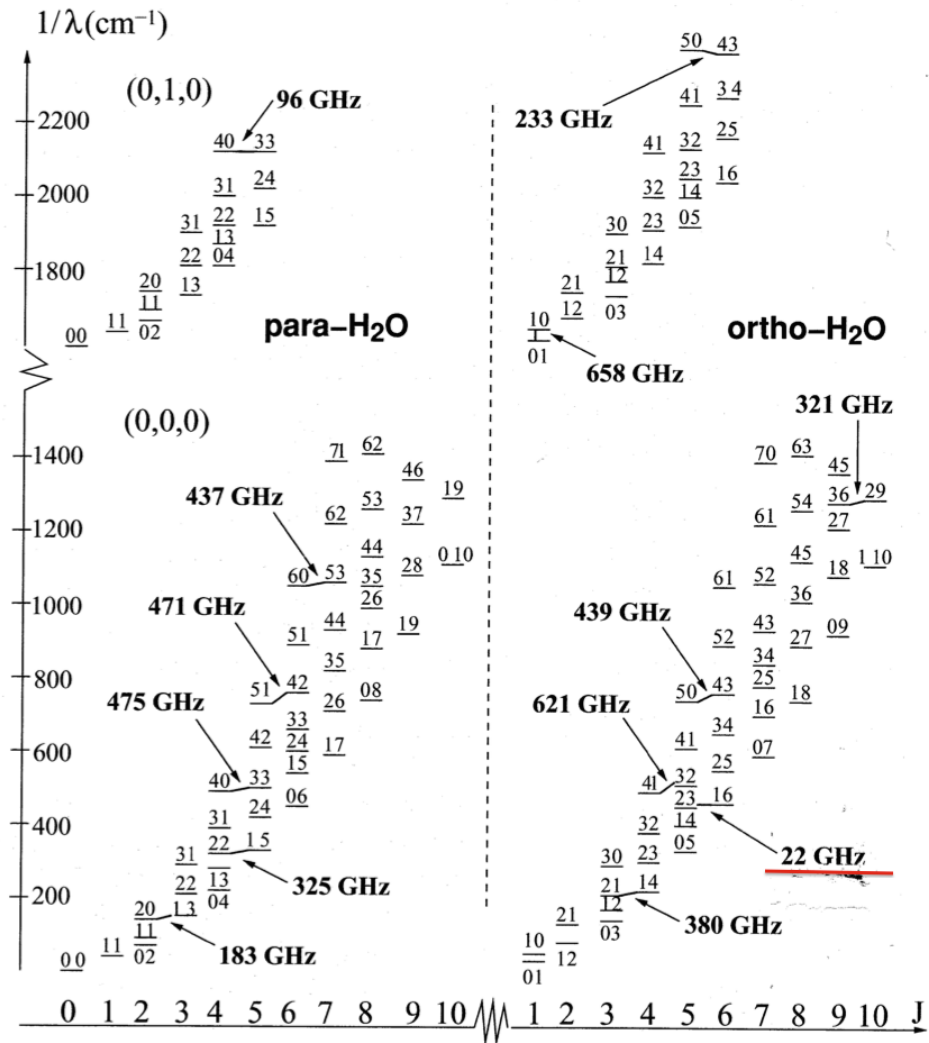


図 1.9: H_2O エネルギー準位とメーザー遷移 [17]. 水素原子の核スピンの全て揃っているのがオルソ (ortho), それ以外がパラ (para) である. AGB 星周や星形成領域で良く観測される 22GHz 帯のメーザーは orth- H_2O 分子の遷移である. なお, オルソ-パラ間の転換は存在しない.

1.4.3 OH メーザー

OH メーザーは H_2O メーザーよりさらに外側の星周縁に存在する. 図 1.10 はミラ型変光星 U Ori の H_2O メーザーと OH メーザーの中心星からの距離と視線速度を示している. H_2O メーザーと天球面上で重なって見える領域もあるが, H_2O メーザー源よりも大きな膨張速度を持っていることから, OH メーザー領域はさらに外側へと広がっているのが分かる. 標準的な OH メーザー領域は $R \sim$ 数 $100-1000R_*$ で, ダブルピークスペクトルが観測される.

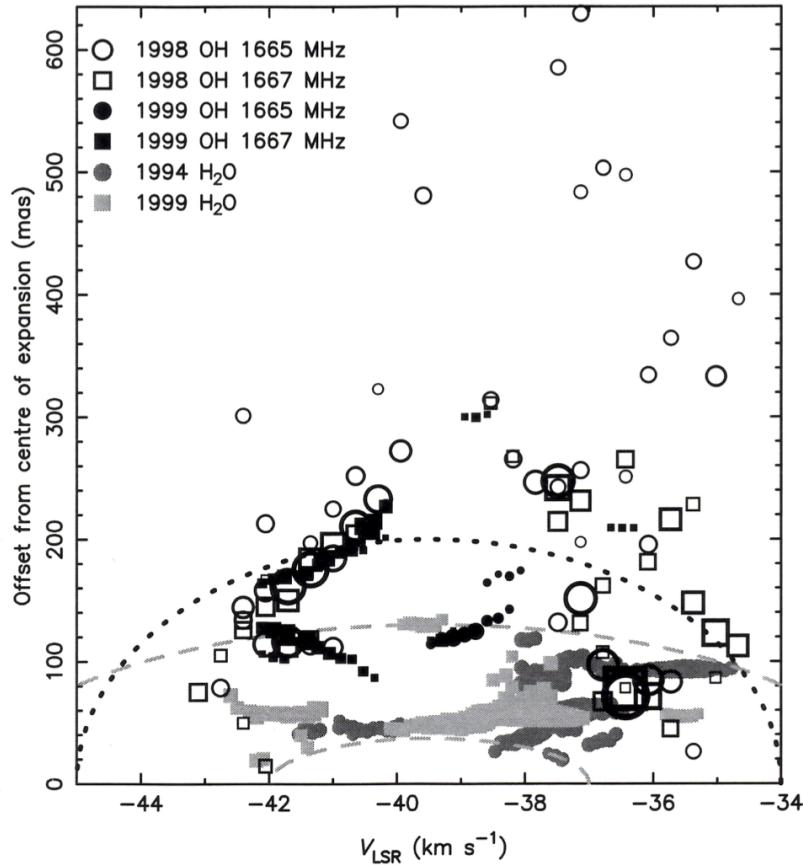


図 1.10: U Ori (ミラ型星) に付随する H₂O, OH メーザースポットの星からの距離と LSR velocity [17]. H₂O メーザーより外側に OH メーザー領域がある. 図中の 100 mas は約 30 au に相当する (U Ori 距離: ~ 300 pc).

1.4.4 可視光・赤外線光度曲線に対するメーザー放射強度の変化

興味深いことは, SiO, H₂O, OH のどのメーザーも, 周期的な強度変化が観測されることである (e.g. [34]). SiO メーザーの中で最も強度の強い $v = 1 (J \rightarrow 0)$, $v = 2 (J \rightarrow 0)$ メーザーは, 可視光光度曲線を追従するようにメーザー強度が増減する. ただし, その極大期は, 可視光の極大期より遅れる傾向にある. Pardo et al.(2004) は, SiO メーザーが付随する 21 個の長周期変光星に対して $v = 1, 2 J = 1 \rightarrow 0$ メーザー強度を 11 年に及び監視観測を続け, そのメーザー強度の変化と可視光および近赤外光度曲線の位相との関連性を調査した. その結果から, ミラ型変光星では可視光, 近赤外線, SiO メーザー放射が同じ周期を有し, SiO 極大は近赤外線極大と位相が一致しているが, その 2 つの極大は可視光極大から $\phi = 0.05 - 0.20$ の位相遅れが生じることが示された (図 1.11) [34]. また, $v = 1 (J \rightarrow 0)$ と $v = 2 (J \rightarrow 0)$ メーザーの強度は同程度であることが観測的に示されている [6] [24]. しかし, この 2 つの遷移の準位のエネルギー差は, 温度換算にすると ~ 1800 K にもなる. この強度比や, 前述したメーザー強度極大期が可視光に対して遅れる現象は, 星からの放射による励起では説明することができず, 星周 SiO 励起の仕組みについては未だ解明が不十分である. 本研究では, 観測で見られる SiO メーザーの輝度分布とその時間変化から, 合理的な励起の仕組みの考察を行っている.

H₂O メーザーも SiO 同様に、その極大は可視光極大に対して遅れる傾向があるが、その位相遅れは軽度に分散しており ($0.7 \leq \Delta\phi \leq 1.5$)、その位相遅れは膨張速度が小さい程より大きくなる傾向が見える (図 1.12)。膨張速度が大きいほどより大きく発達した星周縁に H₂O メーザーが付随しているので、もし H₂O メーザー源が星からの放射によって励起されていれば、強度変化の位相差は膨張速度が大きいほど大きくなるはずである。ただし、膨張速度が大きい星ほど光度が高く変光周期が長くなるので、上記の様な相関は小さくなるだろう。 [36].

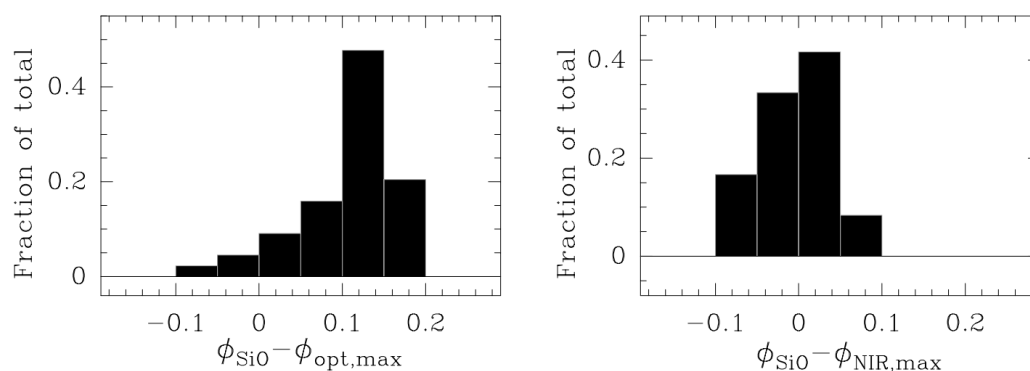


図 1.11: 可視光および近赤外線放射ピークに対する SiO メーザー強度ピークの位相遅延 [34].

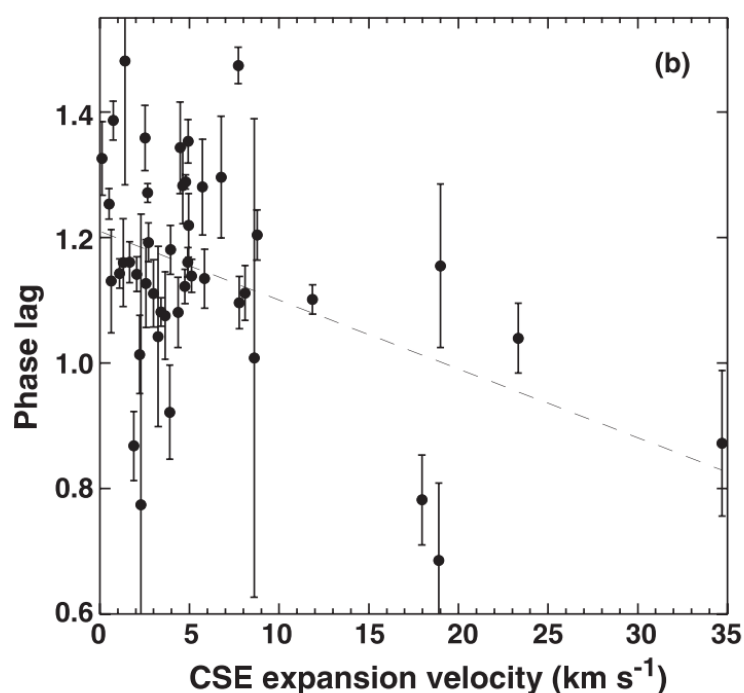


図 1.12: 可視光光度極大に対する H₂O メーザー強度ピークの位相遅延。破線は相関係数を表す ($\rho_{corr} = 0.43$) [36].

1.5 AGB 星周 SiO メーザー励起機構

図 1.13 にこれまでに AGB 星で観測された SiO メーザー輝線のエネルギー準位の一部を示す。その他にも、 $v = 1, v = 2, v = 3, v = 4$ $J = 8 \rightarrow 7$ (e.g. Jewell et al. 1987; Cernicharo et al. 1993; Gray et al. 1995, 1999) など、高エネルギー準位の輝線が観測されている。

最も強く放射しているのは、振動エネルギー準位 $v = 1, v = 2$ にある回転遷移であり、高エネルギー準位 ($J_u=8$) の遷移も観測されているが、酸素過多星においては、 $v = 2$ $J = 1 \rightarrow 0$ 輝線が著しく抑制される現象が見られている [30] [2]。また、稀であるが振動基底状態の ^{28}SiO $v = 0$ ($J = 1 \rightarrow 0$) や同位体 ^{29}SiO $v = 0$ ($J = 1 \rightarrow 0$) の輝線も観測されている [3]。 ^{29}SiO $v = 0$ ($J = 1 \rightarrow 0$) は VLBI 観測から、 ^{28}SiO $v = 1, 2$ ($J = 1 \rightarrow 0$) メーザー領域に比べ、外側 (中心星から離れる方向) に存在していることが報告されている [38] [33]。

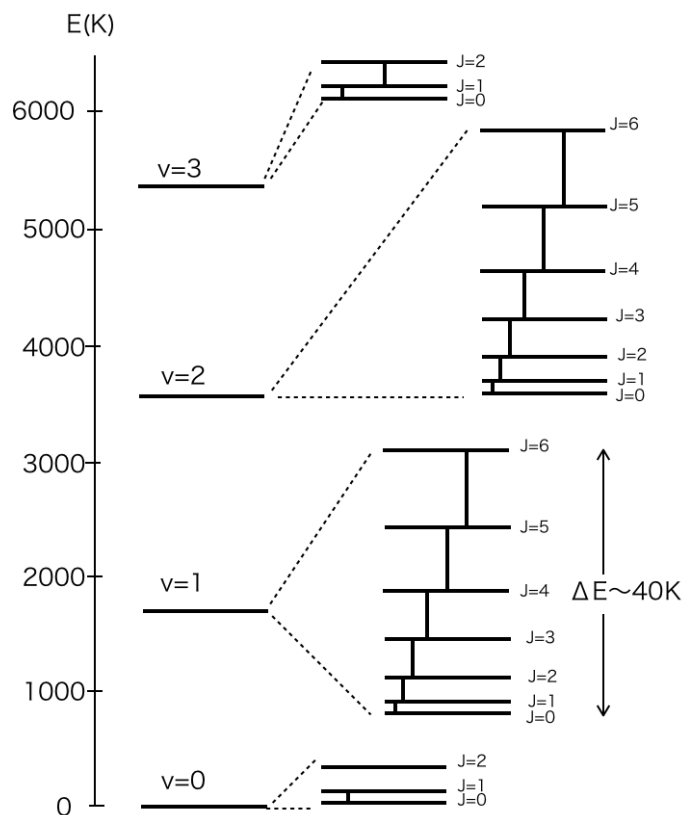


図 1.13: AGB 星周で検出された SiO メーザー。検出された輝線には縦線が入っている。この他にも高エネルギー準位の輝線が検出されているが、振動基底 $v = 0$ の回転遷移メーザーが検出されるのは稀である。

本研究の主題となる星周 SiO メーザーの励起の仕組みについて述べる。ここで考えられるのは、衝突励起と放射励起である。可視光極大に対するメーザー強度ピークの位相遅延や、振動レベルの異なるメーザー輝線の強度比や相対輝度分布の描像等、観測で見られる現象を説明できる励起の仕組みについては、星周 SiO メーザーの発見 [44] の頃から議論されてきた。特に初期の議論では、星からの放射と分子衝突による励起で合理的な解釈が可能か試みられている。

1.5.1 星からの放射励起

中心星を中心に等方的な放射場と膨張するエンベロープが広がっていると仮定すると、星からの連続スペクトル放射で SiO 分子の反転分布状態を生み出すことは可能である [13] [27]. ただし、このモデルでは膨張エンベロープの速度関数パラメータ ($\epsilon \equiv \frac{d \ln v}{d \ln r}$) が 2-5 と非常に大きな値を採用しているが、このような急速なガス膨張が規則的に発生する機構についての解釈はない. また、星からの放射励起では、酸素過多星で見られる $v = 2 J = 2 \rightarrow 1$ 輝線の抑制や、可視光光度曲線に対するレーザー強度ピークの位相遅れが説明できない. 図 1.14 (左) は星からの放射励起のみが有効なモデルである. $v = 1 (J = 1 \rightarrow 0)$ と $v = 2 (J = 1 \rightarrow 0)$ メーザーが放射する SiO 分子の柱密度は異なるため、同じ密度を持ったガス塊からこの 2 輝線は放射されないことを示している. ところが、VLBI 観測では、この 2 輝線のレーザーフィーチャーが重なる例が多数報告されており、星からの放射励起だけでは観測で見られる現象を説明することができない.

1.5.2 衝突励起

一方、星周にある水素分子ガスと SiO 分子の衝突によって励起がおこる場合 (衝突励起), $v = 1 (J = 1 \rightarrow 0)$ と $v = 2 (J = 1 \rightarrow 0)$ メーザーが放射可能な SiO 分子の柱密度の範囲はオーバーラップする (図 1.14 (右) 参照). つまり、 $v = 1 (J = 1 \rightarrow 0)$ と $v = 2 (J = 1 \rightarrow 0)$ メーザーフィーチャーの空間的重なりや、中心星を中心とした同半径のリング状に分布することが期待される. Miyoshi et al.(1994) では、長周期変光星の VLBI 観測で得られた 2 輝線の輝度分布に重なりが見えることから、レーザー励起は衝突によるものと判定している [28].

観測でほとんど検出されない振動基底レベルの回転遷移は熱化されていると仮定すると、SiO 分子個数密度比 F は式 (1.11) で表される. $J \leq J_{max}$ のとき、 $Z_r \leq \frac{T}{1.057}$ となり、SiO 分子個数密度を求めることができる [27].

衝突励起は SiO メーザー励起の主要なメカニズムになり得るが、星からの放射同様、酸素過多星の $v = 2 J = 2 \rightarrow 1$ メーザーの抑制が説明できない.

$$F = \frac{1}{Z_r} \sum_{J=0}^{J_{max}} (2J+1) \exp\left(\frac{-1.05J(J+1)}{T}\right) \quad (1.11)$$

Z_r : 回転分配関数

J_{max} : その系で考えられる最大の回転量子数

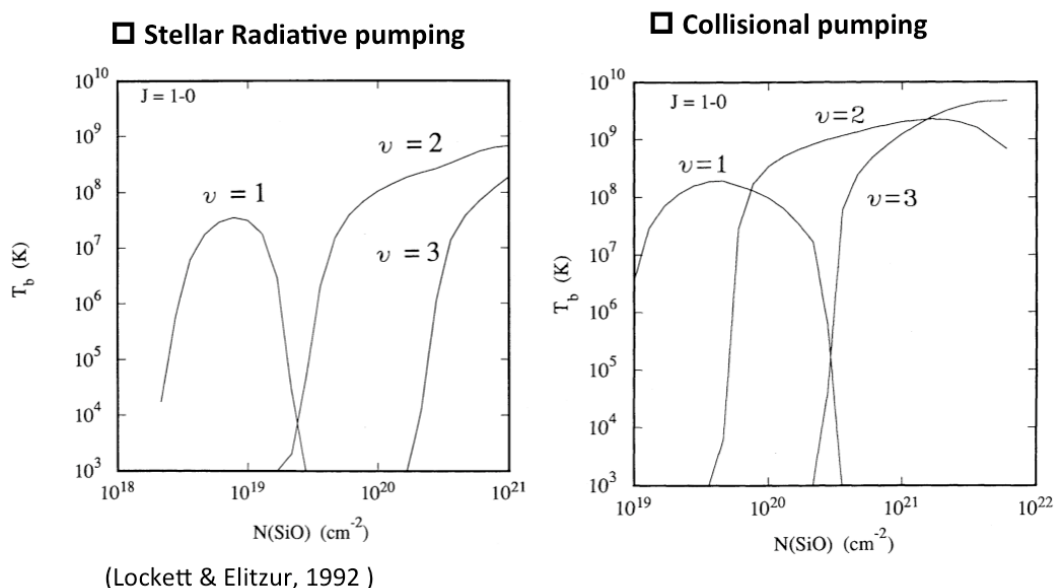


図 1.14: Lockett et al. (1992) による SiO $v = 1, v = 2, v = 3$ $J = 1 \rightarrow 0$ 放射強度モデル [27]。左：星からの放射励起，右：衝突励起。 $v = 1, v = 2$ メーザーについて，2つのモデルでは空間的な重なり方が大きく異なる。しかし $v = 3$ メーザーを含めると， $v = 2$ と $v = 3$ が重なって分布できる柱密度の範囲が，衝突励起モデルでは大きく広がる。ただし，どちらのモデルも，SiO 分子の柱密度が， $n_{\text{SiO}} = 5 \times 10^5 \text{ cm}^{-3}$, $n_{\text{H}_2} = 10^{10} \text{ cm}^{-3}$, $n_{\text{SiO}}/n_{\text{H}_2} = 5 \times 10^{-5}$ と仮定した場合に比べるとずっと大きいことに，注意が必要である。

1.5.3 H₂O - SiO line overlapping

星からの放射や衝突励起でも説明できなかった，酸素過多星における $v = 2$ ($J = 2 \rightarrow 1$) メーザーの抑制を説明できるのが，H₂O 分子と SiO 分子の振動回転遷移(約 8.2 μm) のオーバーラップである。表 1.2 に示すそれぞれの H₂O 振動回転遷移が，SiO 分子に吸収され振動エネルギー準位 $\Delta v = 1$ だけ励起させる。図 1.15 に line overlapping の概念図を示す。 $v = 1$ $J = 0 \rightarrow v = 2$ $J = 1$ の励起が生じることが Olofsson, et al. (1981) によって提唱されており [29]，さらに，Cho et al. (2007) が， $v = 2$ $J = 0 \rightarrow v = 3$ $J = 1$ への励起を生じさせると提唱している (速度差 1.5 km s^{-1}) [7]。

表 1.2: vib-rotational transitions for H₂O and SiO.

Species	Transition	λ (μm)	Species	Transition	velocity difference
H ₂ O	11 _{6,6} $\nu_2=1 \rightarrow 12$ _{7,5} $\nu_2=0$	8.2025	SiO	$v = 1$ $J = 0 \rightarrow v = 2$ $J = 1$	1.0 km s^{-1}
	5 _{0,5} $\nu_2=2 \rightarrow 6$ _{3,4} $\nu_2=1$	8.2331		$v = 2$ $J = 0 \rightarrow v = 3$ $J = 1$	1.5 km s^{-1}

酸素過多星では， $v = 2$ $J = 1 \rightarrow 0$ が検出され， $v = 2$ $J = 2 \rightarrow 1$ が検出されない，または極端に強度が小さいという結果がある，この現象は前述の星による放射励起や衝突励起では説明がつかないが，line overlapping によって $v = 1$ $J = 0 \rightarrow v = 2$ $J = 1$ への励起がおき， $v = 2$ $J = 1$ のエネルギー準位をもつ粒子が増えることで， $v = 2$ $J = 2$ と $v = 2$ $J = 1$ 間で反転分布が起きにくくなることで説明できる [29]。

さらに、VLBI 観測で得られたメーザー輝度相対分布の結果からも、line-overlapping が示唆されている。Soria-RuiZ et al. (2004) は、酸素過多星 WX Psc と S 型星 χ Cyg の VLBI 観測から、酸素過多星においては、 $v = 1 J = 1 \rightarrow 0$ と、 $v = 2 J = 1 \rightarrow 0$ の $\Delta v = 1$ ($\sim 1800\text{K}$) のエネルギー準位差を持った輝線の分布領域が空間的に重なり、それよりエネルギー準位差の小さい $v = 1 J = 1 \rightarrow 0$ と、 $v = 1 J = 2 \rightarrow 1$ の 2 輝線は全く異なる領域に存在する ($J = 2 \rightarrow 1$ メーザー領域は $v = 1 J = 1 \rightarrow 0$ メーザー領域より中心星から約 1.5 倍離れている) 結果となった。図 1.16 は、over-lapping を考慮した時 (右) と、考慮しない時 (左) の星からの距離とガス密度に対応した各輝線 () の輝度分布を示している。over-lapping を考慮した場合、 $v = 1 J = 1 \rightarrow 0$ 輝線 (グレイコントラ) の領域が、 $v = 2 J = 1 \rightarrow 0$ 輝線 (黒実線) の領域まで広がっているのが分かる。図中の赤い円で囲んだ星周環境では、観測で見られた $\Delta v = 1$ ($\sim 1800\text{K}$) のエネルギー準位差を持った輝線の分布領域が空間的に重なり、それよりエネルギー準位差の小さい $v = 1 J = 1 \rightarrow 0$ と、 $v = 1 J = 2 \rightarrow 1$ の 2 輝線の領域が異なるという現象を説明できる [37].

図 1.17 は、 $v = 1, 2, 3$ 輝線のガス密度に対する光子量を示している [14]. 左図が over-lapping を考慮しないモデル、右図が $v = 1 (J = 0) \rightarrow v = 2 (J = 1)$ の over-lapping を考慮したモデル ($v = 2 (J = 0) \rightarrow v = 3 (J = 1)$ は考慮していない) である。

このモデルから、line-overlapping が有効なときは、 $v = 1, v = 2 (J = 1 \rightarrow 0)$ の 2 輝線の放射領域が、 $v = 3 (J = 1 \rightarrow 0)$ メーザー放射が可能なガス密度をもつ環境まで広がり増光すると考えられる。また、 $v = 2 (J = 0) \rightarrow v = 3 (J = 1)$ への over-lapping も同様に働く考えると、 $v = 3 (J = 1 \rightarrow 0)$ メーザーも他 2 輝線と同じ星周環境で増光すると推察される。

この仮説は、 $J = 2 \rightarrow 1$ 輝線の代わりにすべて 43 GHz 帯に存在する $v = 1, 2, 3 J = 1 \rightarrow 0$ の輝度相対分布から line-overlapping の発現を推察できることを示している。表 1.1 に示した通り、この $v = 1, 2, 3$ のそれぞれの静止周波数は 43122.080 MHz, 42820.587 MHz, 42519.379 MHz であり、本研究で行った VERA と野辺山 45m 望遠鏡を用いた観測では、2 輝線 (または 3 輝線) の同時観測が可能である。我々は、この回転遷移の同じ 3 輝線を VLBI 観測し、その相対輝度分布から line-overlapping の発現の有無を推定することを一つの目的としている。

これまでの先行研究では [29] [7] [37] [22] [14], 観測現象をうまく説明できる励起機構として、line-overlapping が提唱されている。ところが $\sim 8.2 \mu\text{m}$ の輝線を放出する H_2O 分子の励起の仕組みについては議論がされていない。

$v = 1 (J = 0) \rightarrow v = 2 (J = 1), v = 2 (J = 1) \rightarrow v = 3 (J = 1)$ へポンピングする輝線を放射する H_2O 分子の上位エネルギー準位 ($11_{6,6} \nu_2=1, (5_{0,5} \nu_2=2)$) へ基底状態から励起するのに $\sim 4000 - 5000 \text{K}$ のエネルギーを要する。

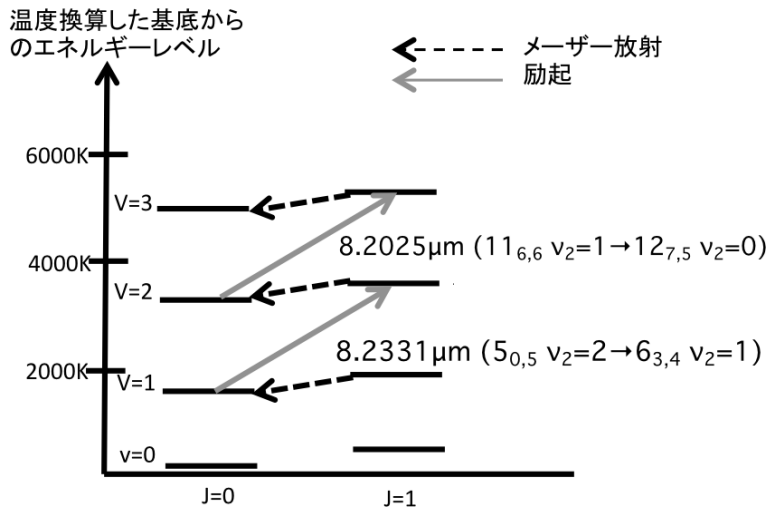


図 1.15: H₂O–SiO line overlapping

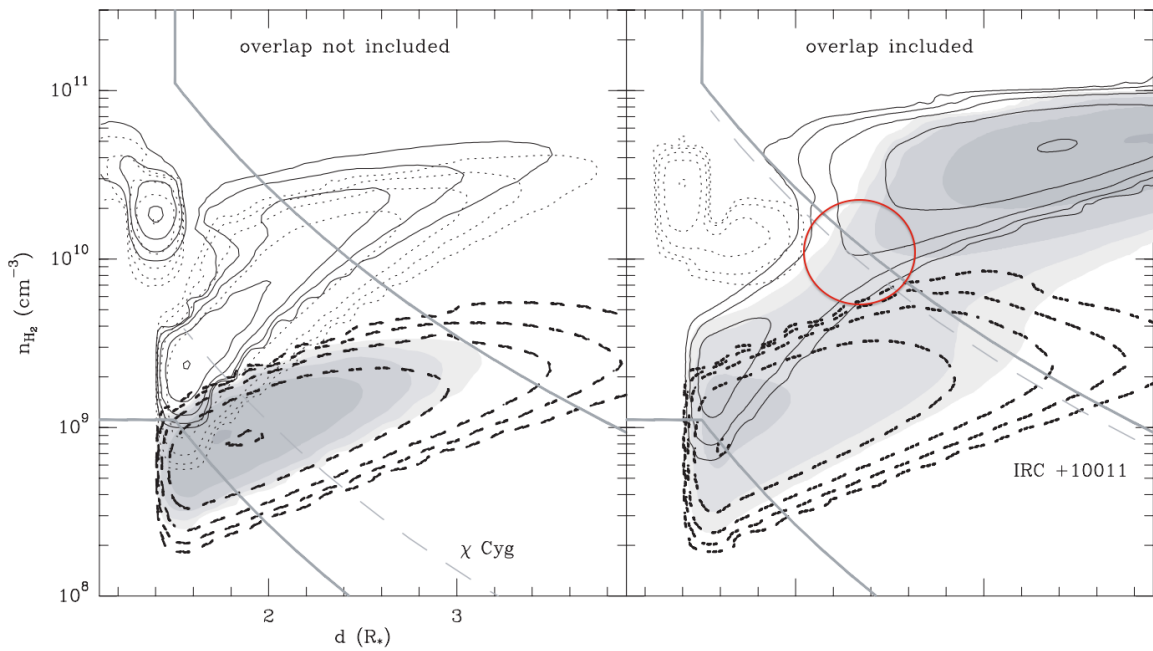


図 1.16: 星からの距離とガス密度をパラメータとした SiO メーザー光子数のモデル. 左:line-overlapping なし, 右:line-overlapping あり. (greys: $v = 1 J = 1 \rightarrow 0$, continuous contours: $v = 2 J = 1 \rightarrow 0$, dashed contours: $v = 1 J = 2 \rightarrow 1$, dotted contours: $v = 2 J = 2 \rightarrow 1$). グレー破線は χ Cyg と IRC+10011 の mass loss rate を示す [37]. 赤い円で囲まれた星周環境では, 観測で見られた $v = 1 (J = 1 \rightarrow 0)$ と $v = 2 (J = 1 \rightarrow 0)$ 輝線領域の重なり, $v = 1 (J = 1 \rightarrow 0)$ と $v = 1 (J = 2 \rightarrow 2)$ 輝線領域が不一致となる現象が可能となる.

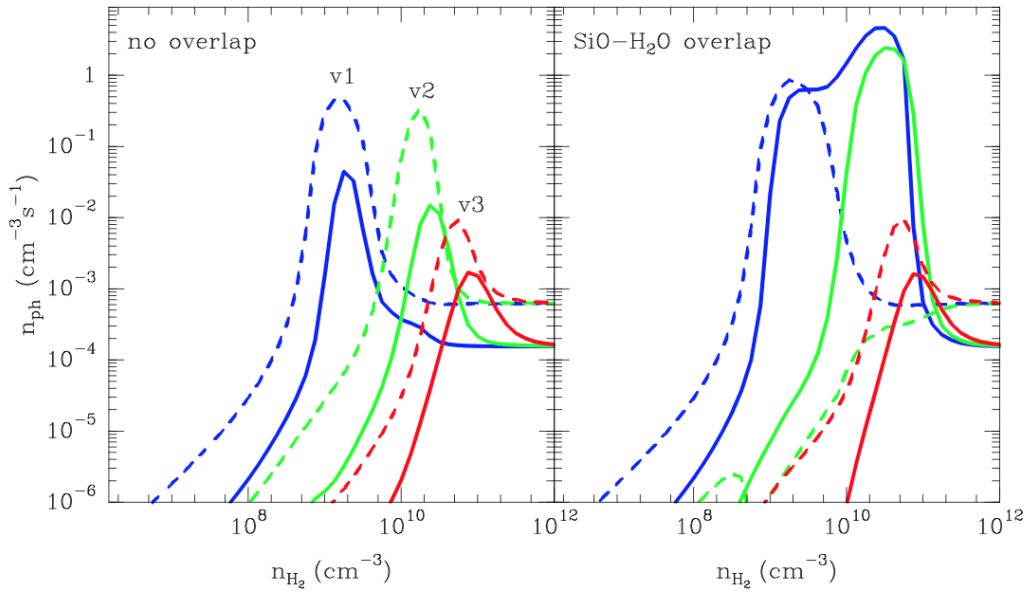


図 1.17: Desmurs et al. (2014) による SiO 放射強度モデル. $v = 1$ (青), $v = 2$ (緑), $v = 3$ (赤), $J = 1 \rightarrow 0$ (実線), $J = 2 \rightarrow 1$ (破線) [14]. 左: line-overlapping が働かない場合, 右: line-overlapping が働く場合.

1.5.4 変光位相とメーザー分布の関連性

前述したモデルを信じるならば, H_2O からの中間赤外線放射の強弱によって line-overlapping が起きたり消えたりするはずである. 脈動変光星の光度曲線にもよるが, 変光の振幅が大きいミラ型変光星では, 光度曲線と共に H_2O からの中間赤外線放射にも強弱が存在するはずである. 星からの放射による分子ガスの加熱に要する時間の分だけ強弱の位相も可視光線の光度曲線よりもずれるだろう. これらのことから, SiO 複数輝線 VLBI 同時観測によるメーザー相対分布図 (複数輝線メーザー合成マップ) が得られれば, 優勢なメーザー励起機構を推察できるはずである. しかし, 変光星周囲の物理環境は複雑で励起機構も複合的に働いている可能性があるため, 励起機構の切り替わりを見極めるためには, SiO メーザーのきめ細かい VLBI 監視観測が必要である. できるのであれば, H_2O や OH メーザー, さらに赤外線 (近及び中間赤外線) でも監視観測もほぼ同時に行われることが望ましい.

ここで, VLBI 監視観測の重要性について述べるべく, Imai et al. (2010) が実施した, W Hya (O-rich Star) の SiO 複数輝線 VLBI 同時撮像観測について述べておく. この観測は, 2009 年 2 月 28 日に $v = 1, v = 2, v = 3$ メーザー同時観測を, 2009 年 4 月 11 日に $v = 2, v = 3$ メーザー同時観測を行いメーザー合成マップの作成に成功している [22]. 図 1.18 にその結果を示す.

2009 年 2 月 28 日の観測では, $v = 1, v = 2$ メーザー領域が重なっているが, $v = 3$ メーザーは $v = 1, v = 2$ メーザー領域と明らかに異なり中心星に近い領域に存在している. このメーザー分布から $v = 3$ メーザーは衝突励起により生じたと考えられる. 一方, 42 日後の 2009 年 4 月 11 日の観測では $v = 2, v = 3$ メーザー領域が重なって検出された.重なった領域の $v = 2, v = 3$ メーザーの視線速度もほぼ同じ ($\sim 1 \text{ km s}^{-1}$) であることから, line-overlapping が優勢な励起機構だと推察される.

W Hya の可視光光度曲線との関係を見ると、1 回目の観測が変光位相 $\phi=0.11$ 、2 回目の観測が $\phi=0.22$ であった。このことから、変光星の脈動変光位相と複数輝線レーザー分布（レーザー励起機構）との間に相関があることが期待される。

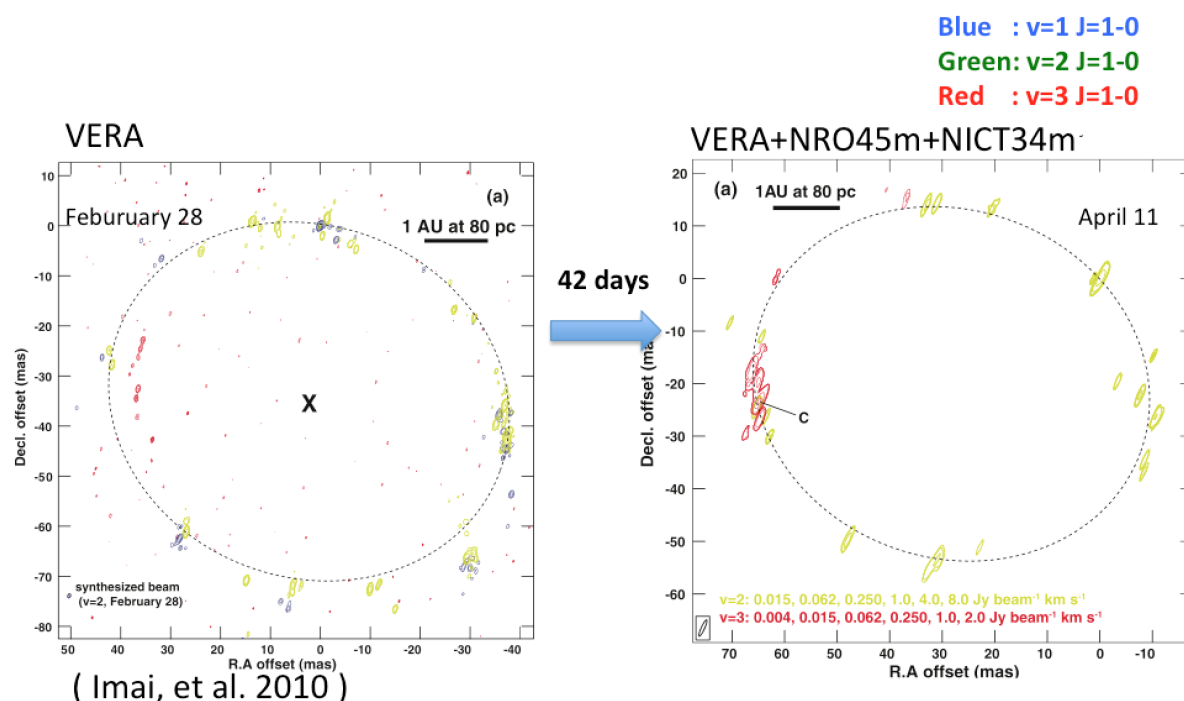


図 1.18: W Hya SiO $v=1,2,3$ レーザー合成マップ [22]. 左：2009 年 2 月 28 日観測，変光周期位相 $\phi \sim 0.0$ ，右：2009 年 4 月 11 日観測変光周期位相 $\phi \sim 0.2$ 。コントラ青： $v=1$ ，緑： $v=2$ ，赤： $v=3$

1.6 本研究の目的

本研究は、AGB 段階にある長周期変光星の星周で検出される SiO レーザー（振動励起状態 $v=1, 2, 3$ ）に見られる回転励起遷移 $J=1 \rightarrow 0$ ）に対して、これらレーザーの相対輝度分布の差異の特徴に基づいて、観測時において最も優勢なレーザー励起機構を判別し、優勢な励起機構と星の脈動変光の位相との間の相関性について明らかにすることを目的としている。

レーザーの励起要因には、分子同士の衝突、中心星からの赤外線放射、line over-lapping がある。Line-overlapping による励起が星の変光と相関があることを見出すことができれば、その励起に必要とされる H_2O の中間赤外線輝線の強弱について間接的に把握することができる。これは、撮像・分光観測が依然難しい星周縁の最内径における星周縁の加熱とその時間変化の推定を可能とする。また、レーザースポット群の見かけの動きの中で、実際のガス塊の運動に依るものと、line-overlapping による励起領域の伝播に依るものとを区別することにも役立つはずである。また、衝突励起が終始優勢であるならば、衝撃波の伝播に伴う物理状態の変化を正確に追跡できる手掛かりをつかむことにつながるはずである。この様に、どのようにレーザーが励起されたかを解明

することにより、質量放出を伴いながら脈動変光を繰り返す星周縁の物質運動と物理環境 (温度・密度) の時間変化を詳細に把握できる可能性がある。

従来の VLBI 観測では、SiO $v = 1, J = 1 \rightarrow 0$ メーザーのみの連続撮像観測 ([16]) は行われたものの、複数 SiO メーザー輝線を同時に観測した例は少なく、またそれを 1 天体について複数回実施した例はほとんどない [40]。 $v = 3$ メーザーを含めた複数輝線同時観測に至っては、Imai et al. (2010, 2012) と Desmurs et al (2014), Oyama et al (2016) しか観測例が存在しない。従って、本研究では、 $v = 3$ メーザーを含む複数輝線同時 VLBI 観測の対象となり得る星の数を増やし、その中から複数回観測を実行していくという観測計画を立てた。

当初の観測 (Imai et al.(2010, 2012)) では、複数の SiO メーザー輝線のうち、 $v = 1$ と $v = 2$ 、そして $v = 2$ と $v = 3$ メーザーのペアずつしか一度に観測することができなかった。しかし近年、広帯域 VLBI 記録が実現し、少なくとも $v = 1, 2, 3$ メーザーを同時に観測できるようになっている。これにより、比較的空間分布が似ている $v = 1$ と $v = 2$ メーザーの分布の差異と比較して、 $v = 3$ メーザーの $v = 1$ や $v = 2$ メーザーとの間の差異をはっきりさせることができる。

こうして我々は、line-overlapping 発現の有無を $v = 1, 2, 3 (J = 1 \rightarrow 0)$ の相対輝度分布で判別可能であることを示し、さらに励起機構が中心星の脈動変光位相と相関をもつ可能性について調査した。

本研究では 2 つの VLBI 観測を行った。最初の観測 (2012 年実施) では、12 の長周期変光星に対して、 $v = 2, v = 3, J = 1 \rightarrow 0$ の観測を行い、メーザー相対分布から、 $v = 2 (J = 0) \rightarrow v = 3 (J = 1)$ の line overlapping が有効となる天体の有無を調査した。さらに、メーザー相対分布と星の変光位相との相関を調査し、line overlapping が効率的に働く時期について調査した。

次に、2 つの天体 (R Leo, IK Tau) に対して $v = 1, v = 2, v = 3 (J = 1 \rightarrow 0)$ の観測を異なる位相で 5 回行った。これは、特定の天体における優勢なメーザー励起機構の移り変わりを調査し、line overlapping が優勢になる現象の有無が、天体の特性に依存するのかを考察するためである。

第2章 Very long baseline interferometry (VLBI)

超長基線干渉計 (VLBI: Very Long Baseline Interferometry) は、天体からの電波信号を複数のアンテナで同時観測し、それぞれのアンテナで受信した時刻の差を割り出し天体の方向を決定する方法である。本章では VLBI の原理、および複数輝線合成マップの重ね合わせ方法 (phase-referencing) について述べる。

2.1 天球上の輝度分布と空間周波数

図 2.1 に基線ベクトル D 離れた 2 つのアンテナによる VLBI 観測を考える。天球面上に広がる電波源天体を同時に観測すると、天体電波の同一波面がアンテナ 1, 2 に到達する時間には差が生じる。図 2.1 に示すように基線長に比例する時間差を幾何学的遅延時間 (τ_g) という。式 (2.1) に示す様に、測定される幾何学的遅延時間は、既知の遅延ベクトルと天体の方向ベクトルの内積で表される。この関係式を使って、天体の方向ベクトルを推定するのである。

$$\tau_g = \mathbf{D} \cdot \mathbf{s} / c \quad (2.1)$$

しかし実際の VLBI 観測では、大気や電離層による伝播遅延や観測システム内部での機械遅延が生じるが、これらの遅延残差を補正することで、理想的な状況であれば、位相追尾中心 (phase-tracking center) からの相対的離角 Δ_s 離れた天球面上の電波源の輝度部分布を取得することができる。しかし、実際に測定されるのは、幾何学的遅延時間そのものではなく、それに観測周波数を掛けたフリンジ位相遅延時間である。この位相は普通 $2\pi n$ ラジアン (n は整数) の不確定性がある。従って、データの較正は、較正用参照電波源が位相追尾中心に位置するという仮定のもとで、相対的な補正值を与えて行うことになる。

実際の観測でアンテナ 1, 2 で取得するのは電圧値である。受信される電圧はそれぞれ式 (2.2), 式 (2.3) で表される。

$$V_1(t) = V_1 \cos(2\pi\nu t + \phi) \quad (2.2)$$

$$V_2(t) = V_2 \cos(2\pi\nu(t - \tau_g) + \phi) \quad (2.3)$$

これらの相互相関をとった関数 R_{12} (実部), I_{12} (虚部) は式 (2.4), (2.5) となり、複素相互相関関数 C_{12} は式 (2.6) のように表される。複素相互相関関数の振幅が電波強度を表し、位相に遅延時

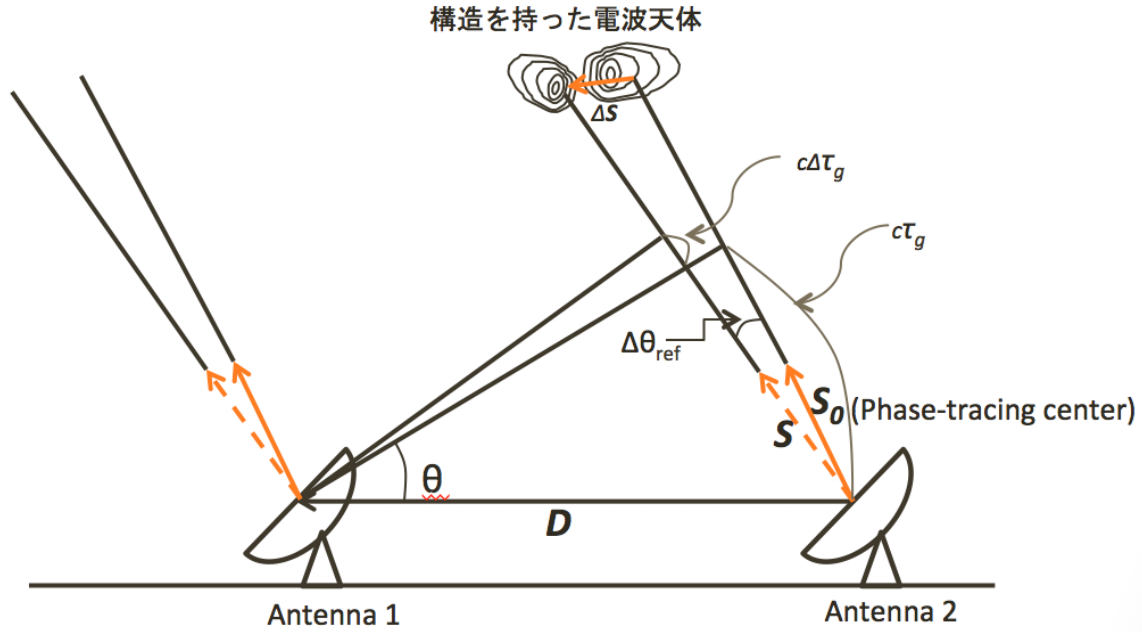


図 2.1: 基線ベクトルと天体方向の関係

間 (τ_g) 情報を含む. VLBI 観測は, 地球回転に伴い基線ベクトル D が時々刻々と変化する際の遅延時間の变化から天体位置を決定する.

$$R_{12}(\tau) = \frac{V_1 V_2}{2} \cos(2\pi\nu(\tau + \tau_g)) \quad (2.4)$$

$$I_{12}(\tau) = \frac{V_1 V_2}{2} \sin(2\pi\nu(\tau + \tau_g)) \quad (2.5)$$

$$C_{12}(\tau) = R_{12} + I_{12} = \frac{V_1 V_2}{2} e^{2\pi i\nu(\tau + \tau_g)} \quad (2.6)$$

複素相互相関関数は, 基線ベクトルを観測電波波長で割った空間周波数ベクトル (u, v) を使って表現され, 天体輝度の分布で重みづけされている. このように表現される複素相互相関関数を, 通常複素 (フリンジ) ビジビリティと呼ぶ. ある空間周波数におけるビジビリティは, 天体輝度分布のその空間周波数におけるフーリエ成分である. 従って, 様々な空間周波数のビジビリティを取得し, それらを集めて逆フーリエ変換すれば, 天体輝度分布を再現できる.

実際の観測では, 複数アンテナによる複数基線, そして地球の自転を利用し絵できるだけ多くの空間周波数成分のビジビリティを取得しようとするが, それには限度がある. その結果, 本物の天体像の周りに虚像 (side lobes) が現れたり, 低い空間周波数成分の欠落によって淡く広がった天体輝度分布成分を取りこぼすことになる. 本研究においても, 後者の影響を必ず考慮に入れなければならない.

さらに, アンテナ局座標誤差を起因とした基線ベクトル誤差や, phase-tracking center と実際の天体位置間のオフセットがあり, 幾何学的遅延時間 (τ_g) は式 (2.7) のようになる. 式 (2.8) の第 3

項 $(\sigma \mathbf{D} \cdot \Delta \theta_{ref})$ は 2 次の微量として、第 4 項 $(\mathbf{D} \cdot \mathbf{s}_0)$ は相関処理で差し引かれる量として消去される。幾何学的遅延残差 $(\Delta \tau_g)$ は式 (2.9) で表され、第 1 項に重要な天体位置情報が含まれる。相関処理後のレジビリティデータに対してフリンジサーチを行い遅延残差を求めていく。しかし、式 (2.9) の第 2 項は基線長誤差に起因した不確定要素として遅延残差が残ってしまう。基線長誤差に起因した不確定要素については 2.3.2 で述べる。

$$\tau_g = -(\mathbf{D} + \sigma \mathbf{D}) \cdot (\mathbf{s}_0 + \Delta \theta_{ref}) / c \quad (2.7)$$

$$= -[(\mathbf{D} \cdot \Delta \theta_{ref}) + (\sigma \mathbf{D} \cdot \mathbf{s}_0) + (\sigma \mathbf{D} \cdot \Delta \theta_{ref}) + (\mathbf{D} \cdot \mathbf{s}_0)] / c \quad (2.8)$$

$$\Delta \tau_g = \tau_g - (\mathbf{D} \cdot \mathbf{s}_0) / c = -[(\mathbf{D} \cdot \Delta \theta_{ref}) + (\sigma \mathbf{D} \cdot \mathbf{s}_0)] / c \quad (2.9)$$

\mathbf{D} : 基線ベクトル

$\sigma \mathbf{D}$: 基線ベクトル誤差

\mathbf{s}_0 : phase-tracking center

\mathbf{s} : 実際の天体位置

$\Delta \theta_{ref}$: phase-tracking center からのオフセット値 $= \mathbf{s} - \mathbf{s}_0$

c : 光速度

2.2 phase-referencing による $v = 2, v = 3$ メーザーマップ重ね合わせ法

phase-referencing では、最も明るい $v = 2 J = 1 \rightarrow 0$ メーザースポットの速度チャンネルを使ったフリンジフィッティングとセルフキャリブレーションの解を、他の $v = 2$ の速度チャンネルに適用する。ここで描かれる $v = 2$ メーザーマップは、セルフキャリブレーションに用いた速度チャンネルを含む最も明るいメーザースポットが座標原点に位置し、その他のスポットはその明るいメーザースポットからの相対的位置に分布表示される。このときのメーザー位置誤差が式 (2.10) となる [22]。第一項が phase-tracking center からのオフセット値に起因し、第二項は遅延残差に起因する。 $v = 2 J = 1 \rightarrow 0$ メーザーのみ等、単一の輝線の撮像マップを描く場合、 $\frac{\Delta \nu}{\nu} \sim 10^{-5}$ となり、基準とした明るいメーザースポットと他のメーザースポット間の位置誤差は無視できる。

$$\sigma_\theta \sim \frac{\Delta \nu}{\nu} (\Delta \theta_{ref} + \frac{c \Delta \tau_g}{D}) \quad (2.10)$$

$v = 3 J = 1 \rightarrow 0$ メーザーも同様に、基準とした明るい $v = 2 J = 1 \rightarrow 0$ メーザースポットの速度チャンネルを使ったフリンジフィッティングとセルフキャリブレーションの解を、他の $v = 3$ の速度チャンネルに適用することで、 $v = 3$ メーザーは基準の $v = 2$ メーザースポットから相対的位置に分布される。ただし、 $v = 2, v = 3$ メーザーの静止周波数はそれぞれ、42.8205282 GHz, 42.519340 GHz であり、 $\frac{\Delta \nu}{\nu} \sim 7 \times 10^{-3}$ と無視できない。そこで、 $v = 2, v = 3$ メーザーイメージマップをそれぞれ描き、2 つのイメージマップを重ね合わせる際に、式 (2.10) の第一項に起因する位置ズレ (ドリフト量) をキャンセルする必要がある。

ドリフト量は式 (2.11) で求めることができる。 $v = 2, v = 3$ メーザーそれぞれのマップ座標原点

を重ね合わせた位置から、赤経・赤緯それぞれのドリフト量をシフトする。マップ合成フローを図 2.2 に示す。

$$\theta_1 - \theta_0 = \frac{v - v_{ref}}{v_{rest,v=2}} \Delta\theta_{ref} \quad (2.11)$$

$\Delta\theta_{ref}$: phase-tracking center からの位置オフセット値

$v_{rest,v=2}$: $v=2$ 静止周波数 42.820582 GHz

$v - v_{ref}$: セルフキャリブレーションに用いた速度チャンネルに対する周波数と
 $v=3$ 輝線周波数の差 ~ 0.3 GHz

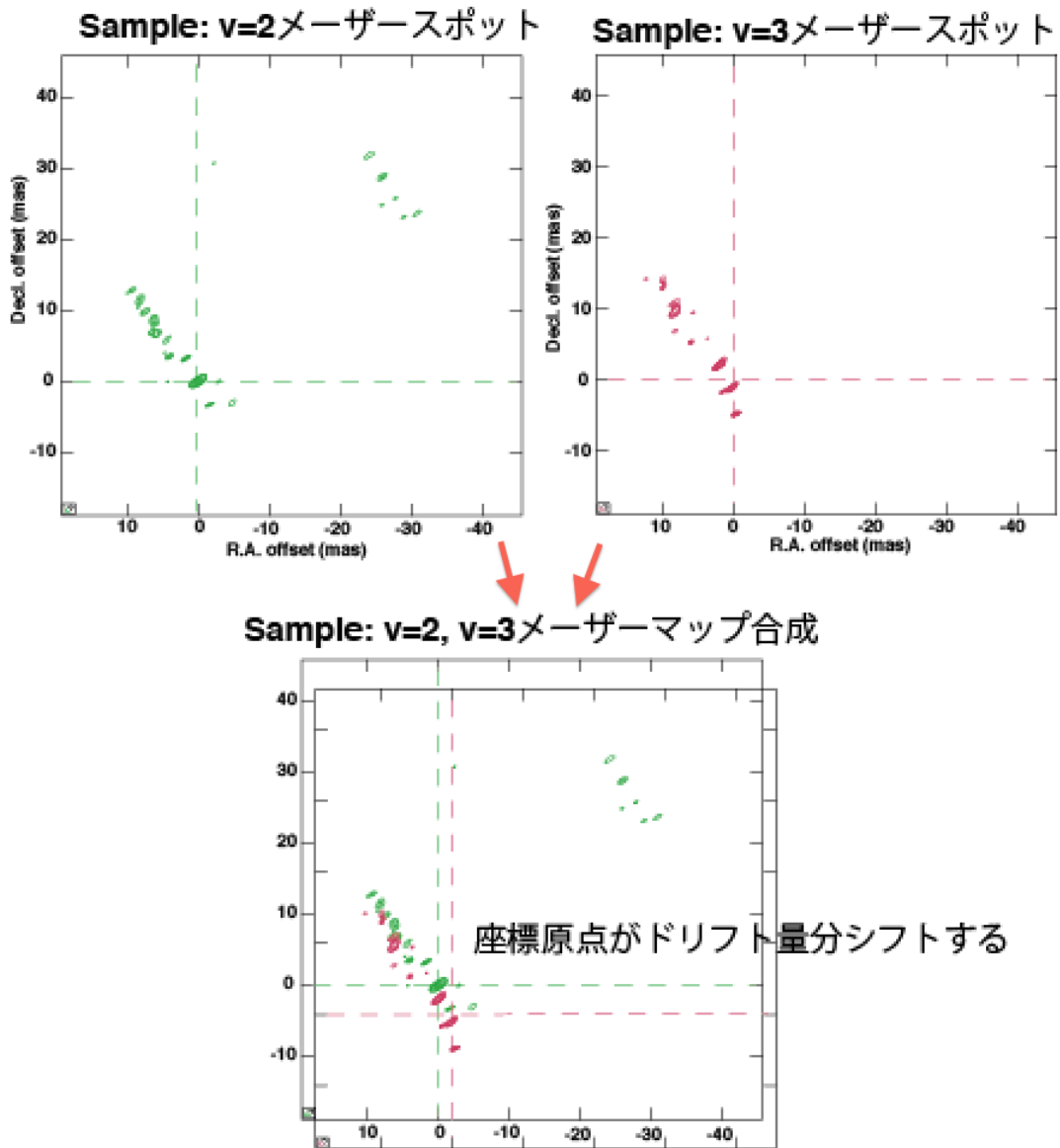


図 2.2: マップ合成フロー

2.3 マップ重ね合わせ精度

2.3.1 $\Delta\theta_{ref}$ 決定誤差を起因とする不確定性

ドリフト量に含まれる $\Delta\theta_{ref}$ (phase-reference center からの位置オフセット値) の決定誤差はメーザ源の絶対位置の決定誤差に起因する。メーザ源絶対位置は VERA の 2-beam 受信システムを用いてアストロメトリを行い高精度で位置決定を行う場合と、アストロメトリが不可能な場合、ヒッパルコス衛星の天体座標を用いて絶対位置を仮定する手法がある。

VERA 2-beam 受信システムを用いたアストロメトリ

VERA の 2-beam 受信システムでは、A-beam でターゲットとなるメーザー源天体を観測し、B-beam で高精度 ($\sigma < 0.5$ mas) で位置決定されているクエーサーを観測することで、クエーサーを基準としたメーザー源の位置決定を行う。この場合、 $\Delta\theta_{ref}$ 決定誤差に起因するメーザー源位置の決定精度は $\sim 50 \mu\text{as}$ である [23]。ただし、観測時間が短かったり、VERA B-beam で観測したクエーサーの強度が十分でなかったりすると、アストロメトリによるメーザー源絶対位置が得られない。

ヒッパルコス衛星の天体座標を使用

ヒッパルコス衛星で得られた天体座標 (J2000) と固有運動 (mas/yr) のデータから、観測日の天体の座標を計算し、それをメーザー源の絶対位置として phase-reference center からの差異を算出する。例として 2012 年に観測した長周期変光星 T Cep の位置決定誤差の算出方法を示す。ヒッパルコス衛星のデータは SIMBAD サイト (<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>) から得た [46]。

まず、 $\Delta\theta_{ref}$ に含まれる誤差要因は以下の 3 つである。

- 座標 (J2000) の誤差 : 7.57 mas
- 固有運動による誤差 : 1 年分の誤差が 0.86mas, 13 年分の誤差は二乗和の平方根をとって 3.1 mas
- 星中心に対するメーザースポットの位置不確定性 : 20 mas (仮定)

この 3 要因の二乗和の平方根をとった値 21.6 mas が $\Delta\theta_{ref}$ の誤差になる。これがドリフト量に与える誤差は $(0.3 \text{ GHz}/42.5 \text{ GHz}) \times 21.6 \text{ mas} = 0.15 \text{ mas}$ となる。これはアストロメトリによる位置決定精度より 3 倍悪い値であるが、1 – 5 mas 程度の広がりをもつメーザースポットの相対分布を検討するには十分な精度である。

2.3.2 アンテナ局座標誤差を起因とする不確定性

式 (2.9) の第二項が基線長誤差を起因とした遅延残差になる。VERA の 4 局はアンテナ局位置が数 mm の精度で決定しており、VERA 4 局間の基線長誤差は無視できる値である。それに対して、NRO45m の局位置は 20 年以上前に決定した値を使用しており、不確定要素が大きく無視できない。従って、VERA+NRO45m のアンテナアレイで取得したビジビリティデータに対してFRINGSEARCH を行い遅延残差を求めると、NRO45m 局位置誤差を起因とした不確定要素として遅延残差が残る。

そこで、2014 年 1 月に鹿児島大学 今井裕准教授, 加納周氏, 桑原翔氏, VLBI 水沢局 田村氏らによって NRO45m の局位置を GPS 測地計測が行われた。第 3 章では、2012 年に VERA+NRO45m アンテナアレイを用いた観測を示すが、2014 年に得られた NRO45m 局位置を用いてデータ解析を行っている。

NRO45m 局位置測定結果

NRO45m 局位置計測概要および新局位置を以下に示す [48]。

計測地点：X3 (45m 鏡 Az 軸より真東へ 30 m) , M6 (NMA station 6 付近)

計測期間：X3 点：2014 年 1 月 5 日 21:30 - 1 月 8 日 11:00 JST

X6 点：2014 年 1 月 5 日 09:30 - 1 月 8 日 09:00 JST

解析結果：計測位置誤差 X3：1 -2 cm, M6：5 cm 程度

X3 - M6 間の ITRF 上での相対座標誤差：5 mm 程度

旧局位置：X = -3871023.49 m, Y = 3428106.80 m, Z = 3724039.50 m

新局位置：X = -3871025.46 m, Y = 3428107.42 m, Z = 3724038.71 m

X の値で約 2 m のズレが生じている。これズレは、phase-referencing にを行った際、アンテナ局の基線ベクトルと観測天体の方向にもよるが、メーザースポットの位置決定に 15 mas 以上の誤差を与える可能性があった。

また、GPS による計測地点の測定は数 cm の誤差で良く決定しているが、測定地点と NRO45m の Az/EL 交軸の位置関係に不確定要素が残ったため、新局位置にはまだ十 cm 程度の不確定性を含んでいる可能性がある。この不確定性が $\Delta\theta_{ref}$ 決定誤差の主な要因であり、基線ベクトルとアンテナ光軸の内積が大きいほど誤差は大きくなる。この時の重ね合わせ誤差はそれは数 mas になると考えられる。新局位置を用いたことによる重ね合わせ精度の改善については付録で述べる。

2.3.3 メーザーフィーチャーの空間的オーバーラップの判断基準

本研究では、異輝線メーザー輝度相対分布から優勢な励起機構を判別している。異輝線メーザーが空間的・速度分布的に相関を持つフィーチャーは、line-overlapping による励起が優勢であると考えている。従って、メーザー相対輝度分布から、メーザーフィーチャーの空間的重なるの有無を判断する必要がある。

前述した通り、極座標誤差の不確定性が大きい NRO を組み込んだアレイで VLBI 観測し、phase-referencing 技法でマップの重ね合わせをした際の重ね合わせ精度は数 mas である。それに対してメーザー放射しているガス塊の標準的なサイズを考える。

図 2.3 は WX Psc の $v = 1, 2 (J = 1 \rightarrow 0)$ メーザーマップである [41]。VERA と 500 m の短基線をもつ KVN (Korea VLBI Network) を組み合わせたアレイで観測しており、広がったメーザーフィーチャーも捉えられている。

この図からメーザーフィーチャーは 1 - 4 mas の見た目の大きさを持っているのがわかる。WX Psc の距離 1300 pc からメーザーの物理サイズを求めると、1.3 - 5 au となる。同様に他の星の標準的なメーザーサイズを見てみる。図 1.18 から W Hya の見かけのメーザーサイズは 1 - 5 mas であり、距離 90 pc からその物理サイズは 0.1 - 0.5 au である。このように天体毎に物理サイズは異なるが、標準的なメーザーサイズは重ね合わせ精度より大きく、標準的なメーザーサイズ以内でメーザースポットがオーバーラップしていれば、そのメーザーは同じガス塊から放射されたと見なせる。

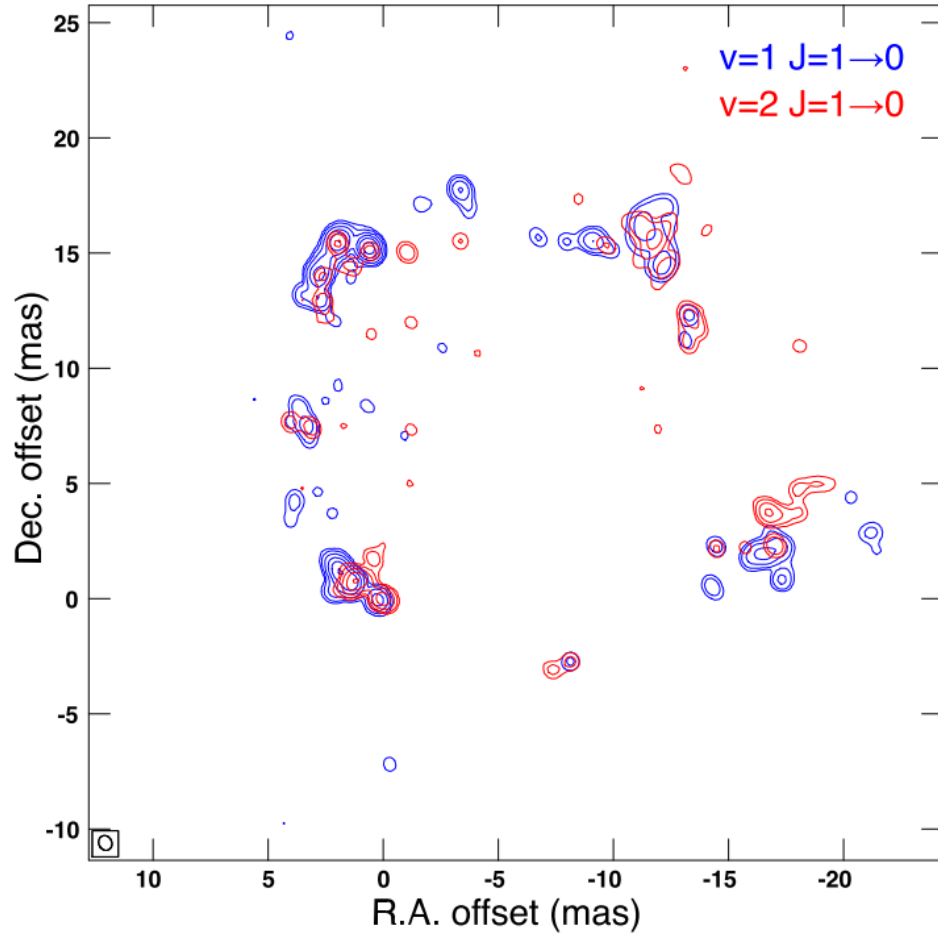


図 2.3: WX Psc $v = 1, v = 2, (J = 1 \rightarrow 0)$ 合成マップ [41]. VERA 4 局と KVN(Korea VLBI Network)3 局を組み合わせたアレイで観測. KVN の短基線 (~ 500 m) を含んでいるため, 広がったメーザーフィーチャーも捉えられている. WX Psc の距離は 1300 pc.

第3章 星周 SiO $v = 3 (J = 1 \rightarrow 0)$ メーザー励起機構の周期的変動性

3.1 観測目的

第1章で述べた通り、振動エネルギー準位の異なる多輝線 SiO メーザーの空間的・速度分布の相関を調査することで、メーザー励起の要因を判別することができると考えられるが、 $v = 3 J = 1 \rightarrow 0$ メーザーは強度が弱く相対分布と励起機構の関連性を検証できるような観測例は非常に少ないため、統計的考察を行うためにはサンプル数を増やす必要がある。そこで、VERA と野辺山 45m 望遠鏡 (NRO45m) を用いた $v = 2, 3$ メーザー撮像観測を変光星 12 天体に対して実施した。

口径のが大きく感度の高い NRO をアレイに加えることで、 $v = 3$ メーザーのような強度の弱いメーザーの検出も可能となる。また、第2章で述べた phase-referencing によるメーザーマップの重ね合わせ技法によって、高精度のマップ合成が可能である。この観測から次のことが期待できる。

- 現在観測例の少ない $v = 3$ メーザーを含んだ複数輝線 VLBI 撮像観測を行い、 $v = 3$ メーザーマップが描ける天体のサンプル数を増やす。
- 得られた $v = 2, 3$ メーザー合成マップから、 $v = 3$ メーザーの優勢な励起機構を推定し、Cho et al. (2007) が提唱した $v = 2 J = 0 \rightarrow v = 3 J = 1$ への line-overlapping が有効な天体の有無を調査する。
- 可視光光度曲線から得られる変光位相とメーザー励起機構との間に相関性があるか検証する。

3.2 観測

2012年3月24–25日と2012年5月20–21日に、VERA および NRO を用い、長周期変光星 12 天体 (WX Psc, AP Lyn, U Ori, VY CMa, R Leo, RS Vir, W Hya, U Her, RU Her, V1111 Oph, V4120 Sgr, and T Cep) に対して SiO メーザー $v = 2 J = 1 \rightarrow 0$, $v = 3 J = 1 \rightarrow 0$ メーザーの同時 VLBI 観測を行った。表 3.1 に観測した天体情報を示す。

$v = 3$ メーザーのエネルギー準位は $v = 2$ メーザーより約 1800K 高く非常に微弱であるため、VLBI 撮像で $v = 3$ メーザー合成マップが得られた天体は多くはない。本観測では、観測対象天体を Cho et al. (1996) による NRO 単一鏡観測で $v = 3 J = 1 \rightarrow 0$ メーザーが検出されたことのある天体から選定し、SiO メーザー強度が最も強くなることが期待される時期 (中心星の変光位相が可視光光度曲線の最大付近: $\phi = 0.7 - 1.2$) に観測を行った。2012年3月24–25日の観測で $v = 3$ メーザーのフリッジが検出され、合成マップが得られる可能性が高い天体 WX Psc, W Hya, T Cep においては、2012年5月20–21日の観測で再度観測積分時間を増やした観測を行った。

本観測で使用した VERA 4 局と NRO の局位置を図 3.1 に示す。NRO をアレイに組み込んだ場合、400 km–2300 km の基線長を有し、基線長最短となる NRO–VERA 水沢局では淡く広がったメーザーの検出が期待できる。式 3.1 [43] から NRO を組み込んだ基線の感度を計算すると、2 時間の観測で $\sim 300 \text{ mJy}@5\sigma$ となり、VERA のみの場合に比べて約 2 倍の感度を持つ。

$$\sigma_{bl} = \frac{2k}{\eta} \frac{\sqrt{T_{sys,1}T_{sys,2}}}{\sqrt{A_{e,1}A_{e,2}}\sqrt{2B\tau}} \quad (3.1)$$

B : Boltzmann constant

η : quantization efficiency (~ 0.88)

T_{sys} : system noise temperature

A_e : antenna effective aperture area

B : base-band width

τ : on-source integration time

VERA は 2-beam 受信機システムを備えている。本観測では VERA A-beam で位相準拠天体クエサー、B-beam でターゲット天体のメーザー源を観測し、NRO では VERA B-beam と同じメーザー源を観測した。なお、VERA A-beam 及び B-beam の受信データは SONY DIR2000 系記録システム (記録レート:1024 Mbps) に記録され、VERA B-beam と NRO の受信データは SONY DIR1000 系記録システム (記録レート:128 Mbps) に記録された。メーザー源及び位相準拠天体クエサー観測の間には約 40 分毎に 3 分間明るい連続波源を観測した。この明るい連続波源をキャリブレーション天体とし、群遅延残差、フリッジ位相残差、バンドパス補正を行った (図 3.2)。受信データは 16 BBCs (1 BBC は 16 MHz の帯域をもつ) に分けられる。VERA B-beam 及び NRO で受信されたデータは $v = 2 J = 1 \rightarrow 0$ 輝線用に 1 BBC、 $v = 3 J = 1 \rightarrow 0$ 輝線用に 1 BBC を割り当て、残りの 14 BBCs をキャリブレーション用に割り当てた。VERA A-beam は 16 BBCs を全て連続波源用として割り当てられた。DIR1000 系/DIR2000 系記録システムのデータはそれぞれ三鷹 FX 相関器によって相関処理され、メーザー信号が割り当てられた BBC は 512 チャンネルに分光された。これは $v = 2$ メーザーの速度分解能が 0.22 km s^{-1} に値する。

DIR2000 系データを用いたメーザースポットの絶対位置を決定するアストロメトリの結果は、Imai et al. (2012) で報告されている [23]。

3.3 データ整約

データ整約には AIPS (Astronomical Image Processing System) と、Python スクリプトで AIPS タスクの処理が可能な ParselTongue (鹿児島大学理工学研究科 今井裕准教授提供 [45]) を用いて行った。ParselTongue を用いることで膨大な AIPS タスク処理の一連の作業を自動化できる。同じ ParselTongue プログラムを用いれば、同じタスク処理の手順・設定パラメータで整約が行われるため、データ処理結果の再現性が保たれる利点もある。

表 3.1: Parameters of the observed stars.

Source name	R.A. (J2000.0)	Decl. (J2000.0)	Dist. [pc]	Ref*	Epoch [†]	Phase [‡]	Scan [§] [hr]	S / (1σ noise) [Jy]		Synthesized beam ^{**}
								$v = 2$	$v = 3$	
WX Psc	01 ^h 06 ^m 25 ^s .99	+12°35′53.4″	1300	a	A	N/A	0.5	N / (0.15)	N / (0.15)	0.99×0.73, −65.4
U Ori	05 ^h 55 ^m 49 ^s .17	+20°10′30.7″	280	a	A	0.02	0.9	1.3 / (0.20)	N / (0.22)	
AP Lyn	06 ^h 34 ^m 34 ^s .88	+60°56′33.2″	N/A		B	N/A	1.3	5.4 (0.09)	N / (0.08)	
VY CMa	07 ^h 22 ^m 58 ^s .32	−25°46′03.0″	1150	b	A	0.87	2.3	109 / (0.07)	N / (0.08)	
R Leo	09 ^h 47 ^m 33 ^s .48	+11°25′14.2″	100	c	A	0.00	3.1	28 / (0.03)	3.4 ⁻ / (0.05)	1.42×0.84, −36.4
W Hya	13 ^h 49 ^m 01 ^s .93	−28°22′04.6″	90	c	A	0.88	2.3	36 / (0.08)	1.3 ⁻ / (0.12)	1.85×0.55, −25.1
RS Vir	14 ^h 27 ^m 16 ^s .39	+4°40′41.1″	610	c	B	0.15	0.9	1.5 / (0.10)	N / (0.08)	
RU Her	16 ^h 10 ^m 14 ^s .52	+12°04′14.3″	530	a	A	0.77	1.5	N / (0.06)	N / (0.06)	
U Her	16 ^h 25 ^m 47 ^s .47	+18°53′32.9″	360	a	A	0.19	1.6	45 / (0.08)	N / (0.07)	
V4120 Sgr	18 ^h 03 ^m 56 ^s .53	−20°19′00.5″	N/A		B	N/A	2.8	40 / (0.12)	2.6 ⁻ / (0.06)	
V1111 Oph	18 ^h 37 ^m 19 ^s .26	+10°25′42.2″	650	a	A	N/A	2.3	11 / (0.08)	N / (0.06)	
T Cep	21 ^h 09 ^m 31 ^s .78	+68°29′27.2″	170	c	A	0.14	2.6	5.8 / (0.06)	0.7 ⁻ / (0.05)	1.22×0.56, −52.3

* 星の距離データの引用元: (a) [5]; (b) [8]; (c) [39]

† 観測日, A: 2012年3月24–25日, B: 2012年5月21–22日.

‡ 観測された時期の変光位相 ($\phi=0.0, 1.0$ の時極大となる). WX Psc, AP Lyn, V4120 Sgr, and V1111 Oph は, 可視光光度曲線が不明瞭であった.

§ 観測時間 (hour).

|| NRO-VERA 水沢局基線で取得した $v = 2$ and $v = 3$ $J = 1 \rightarrow 0$ メーザークロスパワーフラックスのピーク値と 1σ ノイズレベル. ⁺: $v = 3$ メーザーフリンジが検出され, $v = 2$ と $v = 3$ メーザの合成マップが得られた天体. ⁻: $v = 3$ メーザーフリンジが検出されたが微弱で, $5-\sigma$ ノイズレベルでのマップ合成が得られなかった天体. N: $3-\sigma$ ノイズレベルでフリンジが検出できなかった天体.

** 合成ビームサイズ: Major and minor axis lengths (mas) \times position angle (deg).

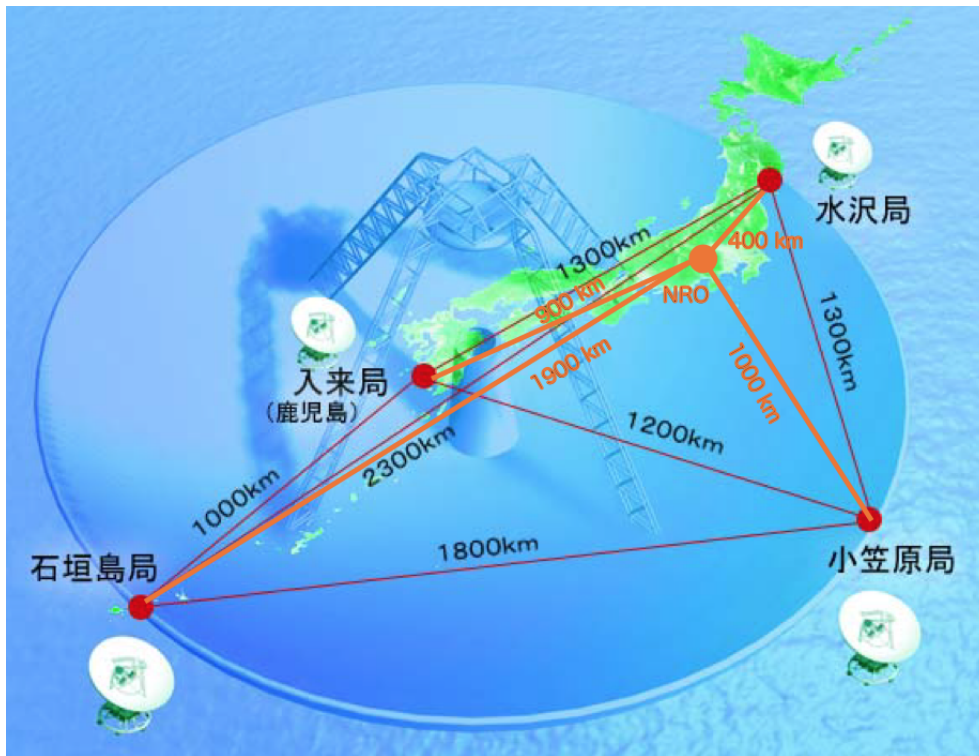


図 3.1: VERA 4局 (水沢局, 入来局, 小笠原局, 石垣局) と野辺山 45m 鏡 (NRO)

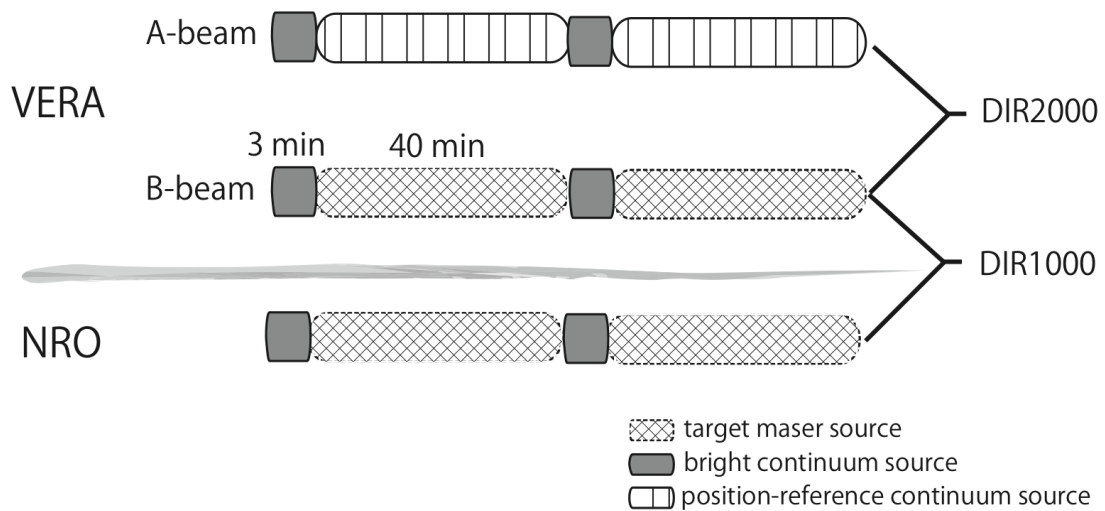


図 3.2: VERA B-beam と NRO ではターゲットである SiO メーザー源と明るい連続波源を観測する。この連続波源を用いて群遅延残差, フリンジ位相残差, バンドパス補正を行う。VERA A-beam ではアストロメトリを行うための位相準拠天体クエサーを観測する。VERA A-beam, B-beam で受信された信号は DIR2000 に記録され, VERA B-beam と NRO で受信された信号は DIR1000 に記録される。

3.4 結果

3.4.1 スペクトル

観測した長周期変光星 12 天体のうち 5 天体 (WX Psc, R Leo, W Hya, V4120 Sgr, T Cep) で $v = 3$ メーザーのフリンジが検出された. 表 3.1 に NRO-VERA 水沢基線の $v = 3$ メーザー相関フラックス密度を示す. 口径が大きく高感度の NRO と VERA 水沢局の基線は 400 km 程度であり本アレイの最短基線であり, もっとも感度の高い基線となる.

図 3.3 に 2012 年 5 月に観測され $v = 3$ メーザーイメージマップの取得に成功した 4 天体 (WX Psc, R Leo, W Hya, T Cep) の $v = 2, v = 3$ メーザー総パワースペクトル (NRO 受信データ) とクロスパワースペクトル (NRO-水沢局間相関フラックス密度) を示す. $v = 3$ メーザーの総パワースペクトルピークは $v = 2$ メーザーに比べ 2-27% であり, 非常に微弱であることが分かる. また, クロスパワースペクトルピークは $v = 2, v = 3$ ともに総パワーの 4-55% となっていることから, コンパクトなメーザースポットのみが VERA+NRO アレイの合成ビームで検出されたことになる.

R Leo, W Hya, T Cep においては, 2012 年 3 月の観測でも $v = 3$ メーザーのフリンジが検出されたが, 小笠原局を除いた VERA 3 局と NRO での観測となり, UV カバレッジが不十分で, 信号ノイズ比 5σ 以上での合成マップが描けなかった.

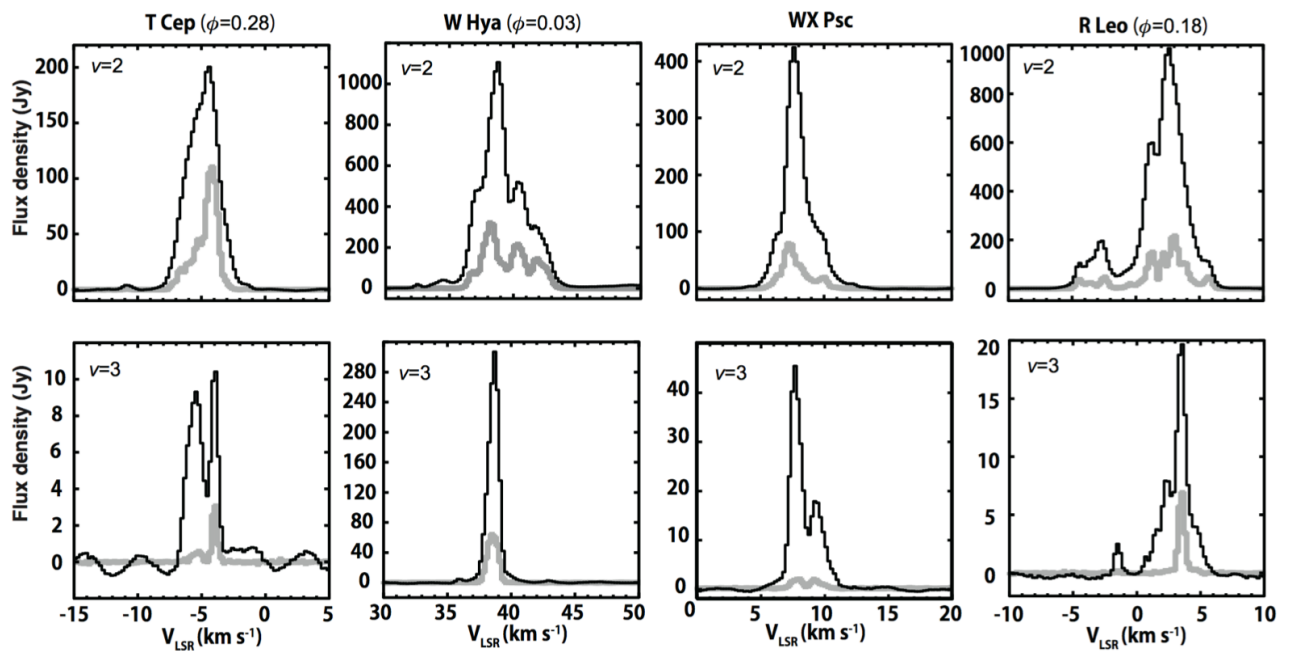


図 3.3: $v = 2, v = 3$ ($J = 1 \rightarrow 0$) 総パワースペクトル (黒, NRO), クロスパワースペクトル (グレー, NRO-VERA 水沢局基線)

3.4.2 イメージマップ

第2章で述べた phase-referencing (位相参照) を用いて共通の座標系が与えられた $v = 2$, $v = 3$ メーザーマップをそれぞれ描き, phase-reference center からの位置オフセット値 ($\Delta\theta_{ref}$) が起因となる $v = 3$ メーザーマップ座標原点のドリフト量をキャンセルするように $v = 2$ メーザーマップに重ね合わせた. 重ね合わせ精度は, $\Delta\theta_{ref}$ 決定精度に依存する. VERA 2-beam 受信システムを用いたデータ (DIR2000 系データ) で $v = 2$ メーザーのアstrometry に成功した WX Psc, W Hya においては [23], 重ね合わせ精度は $\sim 50\mu\text{as}$ である. その他の天体においては, VERA+NRO 受信データ (DIR1000 系データ) を用いて phase-referencing を行った. NRO 望遠鏡の局位置誤差に不確定要素が有り, 観測天体の赤緯が小さいほど位置決定精度は悪くなる. この場合の重ね合わせ精度は数 mas になると考えられる [33].

図 3.4, 図 3.5, 図 3.6, 図 3.7 に, T Cep, W Hya, WX Psc, R Leo の $v = 2$ と $v = 3$ メーザーの合成マップを示す. 中心星からの放出ガスが星を中心に球状のエンベロープを形成すると仮定すると, $v = 2$ メーザーの空間的分布は星を中心に円で近似できる. この仮定は Imai et al. (2010), Gonidakis et al. (2013) の VIBL 撮像観測結果からも支持される. 図 3.4, 図 3.5, 図 3.6, 図 3.7 の波線は, $v = 2$ メーザーの分布を目視による円でフィッティングした. 図 3.3 から, $v = 2, v = 3$ メーザーのクロスパワーフラックス密度はトータルパワーに比べて 50% 以下と小さくなっている. これは, アンテナアレイの合成ビームサイズよりもメーザーフィーチャーが広がっていることを示している. コンパクトで明るいメーザースポットのみしかマッピングされてないが, $v = 2$ メーザースポットがリング状に分布していると仮定することができた. これにより, 中心星の位置を仮定し, メーザースポット領域の星からの距離を考察することが可能となる.

(1) T cep

$v = 3$ メーザーフィーチャーが $v = 2$ メーザー分布からフィッティングした円の南東方向で連なっている. 図 3.4 (b) は $v = 2, v = 3$ メーザースポットに視線速度を示している. 視線速度分布から, -4 km s^{-1} と -6 km s^{-1} の2つのメーザーフィーチャーが存在しているのが分かる. それぞれのメーザーフィーチャーで, 空間的 ($\sim 2 \text{ mas}$ (0.3 au)), 速度分布的 ($\sim 1 \text{ km s}^{-1}$ 以内) に相関が見られた.

(2) W Hya

$v = 3$ メーザースポットが最も近い $v = 2$ メーザースポットから $\sim 7 \text{ mas}$ (0.6 au) 程度空間的オフセットがあり, 空間的・速度分布的相関は見られなかった. また, $v = 3$ メーザーは $v = 2$ メーザー分布をフィッティングした円よりも $\sim 7 \text{ mas}$ (0.6 au) 程度外側に存在した. 励起エネルギー準位が高い $v = 3$ メーザーの方が $v = 2$ メーザーより中心星から遠い領域に存在する結果は, Oyama et al. (2016) によって観測された W Hya (位相 $\phi=0.69, 0.74$ で観測) のメーザー分布とも一貫して.

(3) WX Psc

$v = 3$ メーザースポットが最も近い $v = 2$ メーザースポットから ~ 7 mas (9 au) 程度空間的オフセットがあり、空間的・速度分布的相関は見られなかった。

(4) R Leo

$v = 3$ メーザースポットが最も近い $v = 2$ メーザースポットから ~ 7 mas (0.7 au) 以上オフセットがあり、空間的・速度分布的相関は見られなかった。

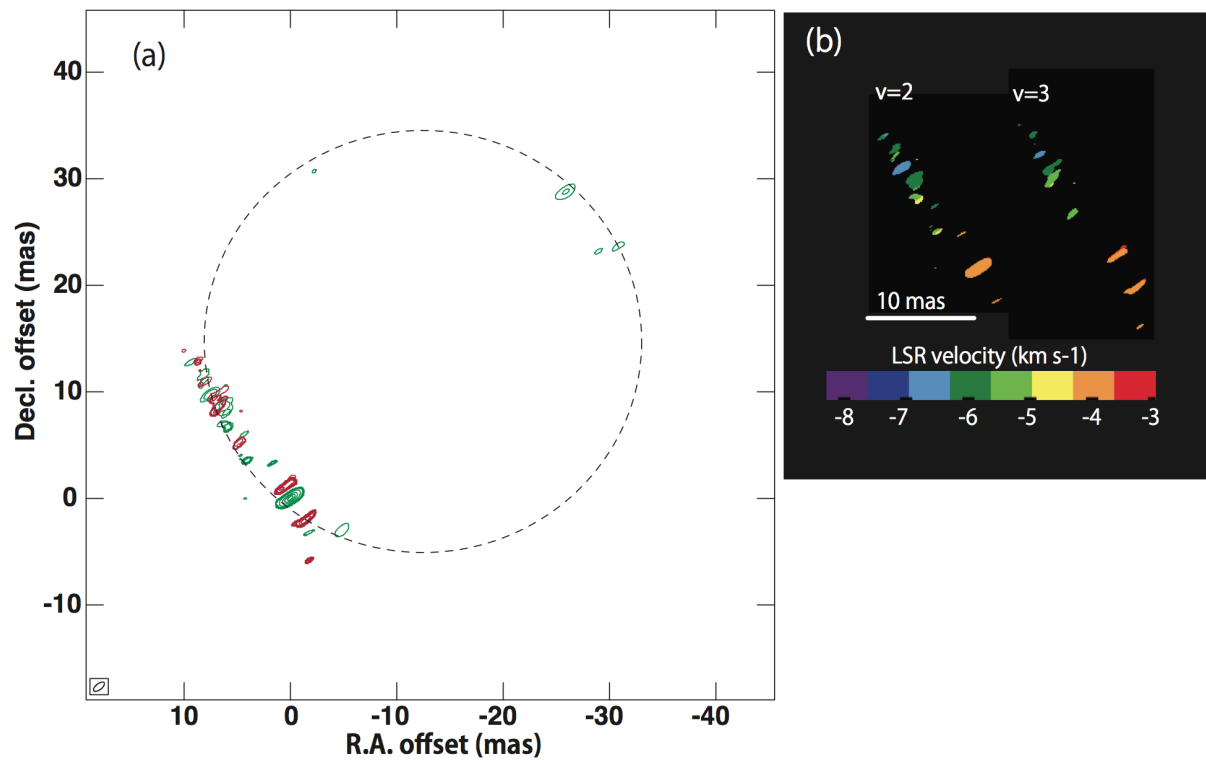


図 3.4: (a) T Cep (観測時の変光位相 $\phi = 0.28$) の $J = 1 \rightarrow 0$ $v = 2$ (緑), $v = 3$ (赤) メーザー合成マップ。破線は $v = 2$ メーザーが星を中心にリング状に分布していると仮定して目測で描いたもの (直径約 40 mas)。コントアレベル: $v = 2$ 0.8, 4, 8, 20, 40, 56, 72 $\text{Jy km s}^{-1} \text{ beam}^{-1}$, $v = 3$ 0.02, 0.12, 0.24, 0.6, 1.2, 1.7, 2.1 $\text{Jy km s}^{-1} \text{ beam}^{-1}$ 。 (b) First moment maps. [32]

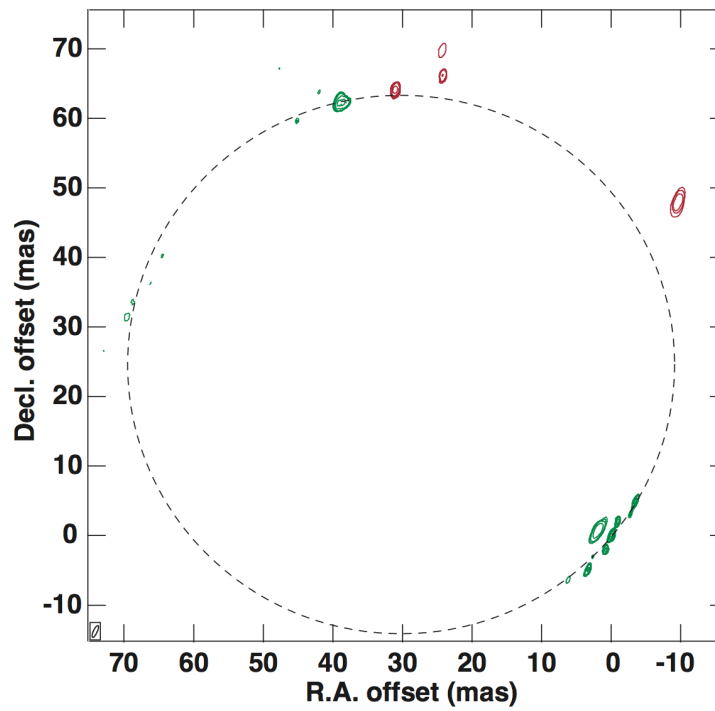


図 3.5: W Hya (観測時の変光位相 $\phi = 0.03$) の $J = 1 \rightarrow 0$ $v = 2$ (緑), $v = 3$ (赤) メーザー合成マップ. 破線は $v = 2$ メーザーが星を中心にリング状に分布していると仮定して目測で描いたもの (直径約 77 mas). コントアレベル: $v = 2$ 1.8, 8.8, 18, 44, 88, 128, 158 $\text{Jy km s}^{-1} \text{beam}^{-1}$, $v = 3$ 0.04, 0.27, 0.53, 1.3, 2.6, 3.7, 4.6 $\text{Jy km s}^{-1} \text{beam}^{-1}$. [32]

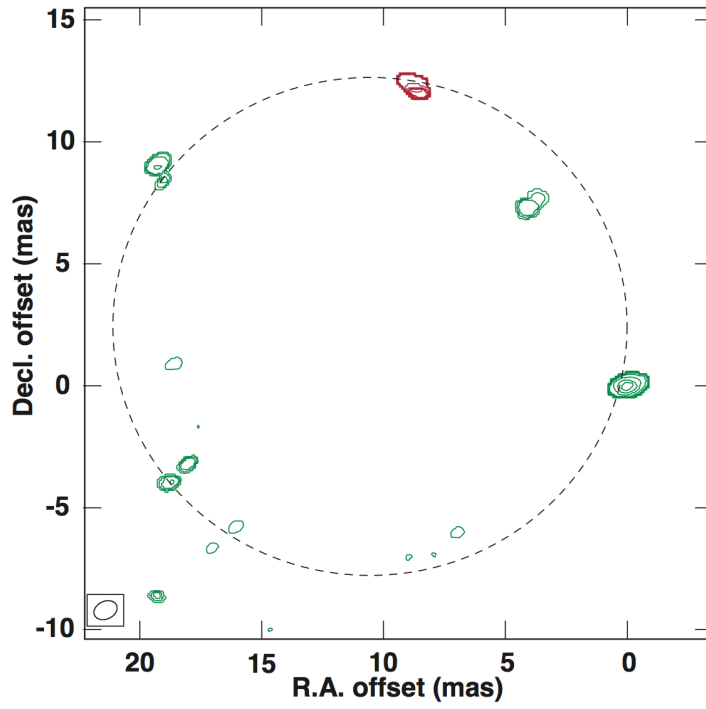


図 3.6: WX Psc の $J = 1 \rightarrow 0$ $v = 2$ (緑), $v = 3$ (赤) メーザー合成マップ. ($\phi = 0.28$). 破線は $v = 2$ メーザーが星を中心にリング状に分布していると仮定して目測で描いたもの (直径約 77 mas). コントアレベル: $v = 2$ 1.8, 8.8, 18, 44, 88, 128, 158 $\text{Jy km s}^{-1} \text{beam}^{-1}$, $v = 3$ 0.4, 1.9, 3.7, 9.5, 19, 26, 34 $\text{Jy km s}^{-1} \text{beam}^{-1}$ $v = 3$ 0.02, 0.11, 0.24, 0.57, 1.2, 1.6, and 2.1 $\text{Jy km s}^{-1} \text{beam}^{-1}$. [32]

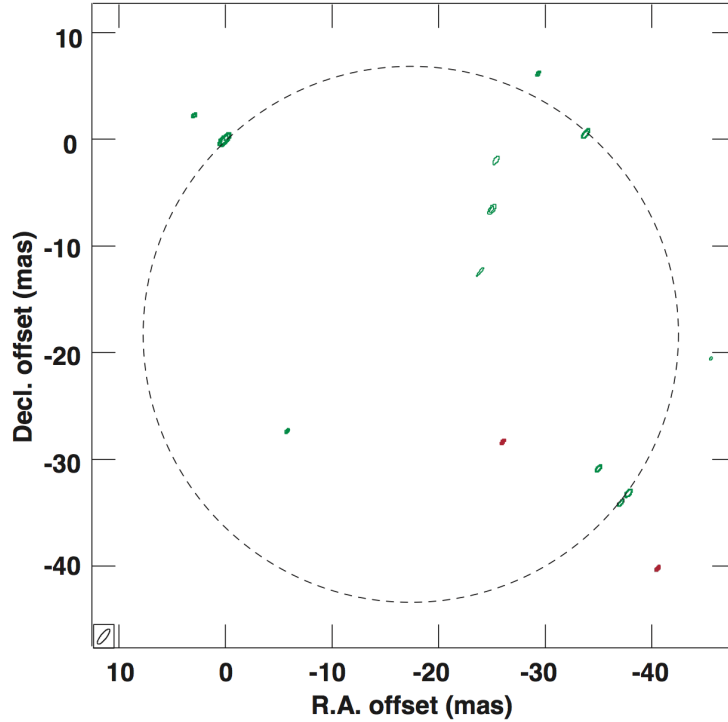


図 3.7: R Leo の $J = 1 \rightarrow 0$ $v = 2$ (緑), $v = 3$ (赤) メーザー合成マップ. ($\phi = 0.18$). 破線は $v = 2$ メーザーが星を中心にリング状に分布していると仮定して目測で描いたもの (直径約 50 mas). コントアレベル: $v = 2$ 0.03, 1.6, 3.3, 16, 23, 28, 32 $\text{Jy km s}^{-1} \text{beam}^{-1}$, $v = 3$ 0.08, 4.1, 8.3, 21, 41, 58, 70, 75 $\text{mJy km s}^{-1} \text{beam}^{-1}$. [32]

3.5 考察

3.5.1 SiO $v = 2, v = 3$ ($J = 1 \rightarrow 0$) メーザー相対分布と励起機構

VLBI 観測した長周期変光星 12 天体のうち, $v = 3$ メーザー合成マップが描けた 4 天体には, $v = 2$ と $v = 3$ メーザーの空間的・速度分布的相関が有るもの・無いものと, 様々な描像が見られた.

T Cep では $v = 2, v = 3$ メーザーの空間的・速度分布的に良く相関しているのが分かる. 視線速度分布から, それぞれ $\sim 1 \text{ km s}^{-1}$ の速度範囲内にある -6 km s^{-1} と -4 km s^{-1} の 2 つのメーザーフィーチャーがあり, それぞれの $v = 2, v = 3$ メーザースポットは空間的に約 2 mas (0.3 au) の範囲内でオーバーラップしている. Lockett et al. (1992), Soria-Ruiz et al. (2004), Desmurs et al. (2014) らによる理論モデルより, T Cep の様に $v = 2, v = 3$ メーザー領域が重なる場合は, line overlapping による励起と推察される.

一方, W Hya, WX Psc, R Leo では 2 輝線のオーバーラップは見られず, $v = 3$ メーザーの line overlapping による励起は生じていないと考えられる. この場合, エネルギー準位 5000 K 以上を要する $v = 3$ メーザーは, 衝突励起によってポンピングされたと考えられる. W Hya では, 振動エネルギー準位が高い $v = 3$ メーザーの方が $v = 2$ よりも中心星から離れた領域に存在している描像がみられた. これは, 星周では, 定常的で穏やかなガスの放出ではなく, 実際は脈動変光に依存した瞬間的・局所的なガスの流れが衝突励起の要因となっている可能性がある. これは, Gonidakis et al. (2013) による $v = 1$ メーザーの長期監視観測でも確認されているように, 中心星

からのガス放出の流れと、一度放出されたガスが中心星の重力によって引き戻される流れなど、複雑な星周ガス運動の存在が推察される。

4天体中1天体でしか $v = 2 (J = 0) \rightarrow v = 3 (J = 1)$ の line overlapping は確認できなかった。このことから $v = 3$ への line overlapping は、酸素過多の長周期変光星の中でも、 H_2O 分子から放射される $\sim 8.2\mu\text{m}$ の輝線が十分に存在する限られた星周物理環境が必要であることが推察できる。

H_2O 分子からの $\sim 8.2\mu\text{m}$ 輝線の強度は、星周の H_2O 分子の密度・温度環境に影響される。その物理環境の相違は、天体の特性 (星の質量、進化段階など) に依存するものと、星の脈動変光に関連した変動する星周物理環境を要因とするものが考えられる。

3.5.2 $v = 3$ メーザー励起機構と星の変光位相との相関性

前述の通り、 $v = 3$ への line overlapping が常時有効とならない要因の一つが、星の脈動変光に伴った星周物理環境の変動である。ここでは、line overlapping が働く過程に注目し、励起機構と変光位相との相関性について考察する。

line overlapping は下記の行程を経て効率的に働くと考えられる。

Step 1. 中心星の可視光光度曲線が極大に達する

Step 2. 中心星および (または) SiO 分子領域よりも外側にあるダストからの赤外線放射が増加し、 H_2O 分子が励起され、 H_2O 分子からの $\sim 8.2\mu\text{m}$ 輝線の放射が増加する

Step 3. H_2O 分子からの $8.2025\mu\text{m}$ の放射によって、 SiO 分子が $v = 1 (J = 0) \rightarrow v = 2 (J = 1)$ に、 $8.23312\mu\text{m}$ の放射によって、 SiO 分子が $v = 2 (J = 0) \rightarrow v = 3 (J = 1)$ 励起される

Step 4. $v = 3$ メーザーは $v = 2$ メーザーの周りで増幅する

観測された天体の変光位相を American Association of Variable Star Observers (AAVSO) の可視光光度曲線から求めた (表 3.1 参照)。 $v = 2, v = 3$ メーザー合成マップが得られた T Cep, R Leo, W Hya のそれぞれの変光位相は、 $\phi = 0.28, \phi = 0.18, \phi = 0.03$ である。

W Hya は Imai et al. (2010) と Oyama et al. (2016) でも 2 回ずつ観測されており、それぞれの変光位相を AAVSO の可視光高度曲線から求めたところ、 $\phi = 0.11, \phi = 0.22, \phi = 0.69, \phi = 0.74$ であった。W Hya で $v = 2, v = 3$ メーザーの空間的・速度分布的相関が見られたのは、変光位相 $\phi = 0.22$ の時だけであり、その他の位相 ($\phi = 0.03, \phi = 0.11, \phi = 0.69, \phi = 0.74$) では $v = 3$ メーザースポットが $v = 2$ メーザースポットとオーバーラップするような描像は見られなかった。

さらに、Desmurs et al. (2014) によって観測された R Leo, TX Cam, U Her, IK Tau (図 3.8 参照) についても同様に変光位相を調べたところ、それぞれ $\phi = 0.17, \phi = 0.02, \phi = 0.29, \phi = 0.13$ であり、いずれも可視光高度曲線の極大付近で観測されていた。特に TX Cam ($\phi=0.02$) と U Her ($\phi=0.29$), IK Tau ($\phi=0.13$) は $v = 3$ メーザーと $v = 2, v = 1$ メーザースポットが空間的に良く重なっており、 $v = 3$ メーザーは line overlapping によって励起されたと推察される。R Leo ($\phi=0.17$) はスポット数が少なく中心星を中心としたリングが仮定できていないため、 $v = 3$ メーザーのオーバーラップについて議論できない。表 3.2 に各天体の観測された際の位相と line-overlapping の有無を

示す.

つまり, line-overlapping による励起と推察されたのは, W Hya ($\phi = 0.22$), T Cep ($\phi = 0.28$), TX Cam ($\phi = 0.02$), U Her ($\phi = 0.29$), IK Tau ($\phi=0.13$) と, 可視光光度曲線極大を過ぎた変光位相 $\phi = 0.0 - 0.3$ の期間である. 3.5.1 で述べた line-overlapping の行程で提示したように, 星からの放射や暖められたダストからの赤外線再放射により, 星周 H_2O 分子が励起され, $\sim 8.2\mu\text{m}$ の輝線が増加するとすれば, 可視光光度曲線最大から最小への至る時期に line-overlapping が効率よく働くと考えられる. 脈動変光星における赤外線の位相が可視光の位相と比べて $\phi=0.1\sim 0.2$ 程度遅れる [34][35] [42]. W Hya については, Zhao-Geisler et al. (2011) らによって, $12\mu\text{m}$ の中間赤外線と可視光の光度曲線には $\phi=0.15 \pm 0.05$ の位相シフトがあることが示されており, 赤外線光度曲線が極大になる時期と我々が観測した line-overlapping が効率よく働く時期 ($\phi = 0.22$) と一致している.

このように異輝線のメーザー輝度相対分布から優勢な励起機構を判別し, 光度曲線位相と励起機構の関連性を調査した例は未だ数が少ないが, line-overlapping が働いた場合に生じる $v = 2 J = 2$ と $v = 2 J = 1$ 間および $v = 3 J = 2$ と $v = 3 J = 1$ 間の反転分布の抑制は単一鏡観測でもみられている. Olofsson et al. (1985), Bujarrabal et al (1996) らにより, S 型星に比べて酸素過多星では $v = 2 J = 2$ と $v = 2 J = 1$ 間の反転分布の抑制がいずれの光度曲線位相でも顕著に生じることが示されている [30] [2]. つまり, $v = 1 J = 0 \rightarrow v = 2 J = 1$ への line-overlapping は位相に関係なく有効である可能性がある. 一方, $v = 3 J = 2$ と $v = 3 J = 1$ 間の反転分布の抑制においては Cho et al. (2007) によって調査された. 彼らは酸素過多星と S-type 星に対して $v = 3 J = 1 \rightarrow 0$, $v = 3 J = 2 \rightarrow 1$ メーザーを同時観測し, 酸素過多星 TX Cam ($\phi = 0.96$), R Aqr ($\phi = 0.82$), R Cas ($\phi = 0.05, 0.73, 0.80, 0.86$), W Hya ($\phi = 0.47, 0.60, 0.67$), R Leo ($\phi = 0.61, 0.66, 0.73, 0.76$) のいずれも $v = 3 J = 2 \rightarrow 1$ メーザーは検出されないことを示した. ただし, $v = 3 J = 1 \rightarrow 0$ メーザーより高エネルギー準位を要する $v = 3 J = 2 \rightarrow 1$ メーザーが検出されたのは TX Cam だけであるため, その他の酸素過多星においては, 反転分布の抑制ではなくメーザー強度が弱く検出が困難であった可能性も残る.

$v = 1 J = 0 \rightarrow v = 2 J = 1$ への line-overlapping は位相に関係なく常に有効で, $v = 2 J = 0 \rightarrow v = 3 J = 1$ の line-overlapping は位相依存 ($\phi = 0.1 - 0.3$) を持っているのは, H_2O 分子から放射されるそれぞれの $\sim 8.2\mu\text{m}$ 輝線の励起エネルギー準位の差 ($\sim 1000\text{ K}$) が影響している可能性がある.

今回の我々の VLBI 観測では, T cep ($\phi = 0.28$) において $v = 2, v = 3$ メーザーの空間的・速度分布的相関性を示し, $v = 2 J = 0 \rightarrow v = 3 v = 1$ の line-overlapping が有効であることを示した. さらに, 光度曲線と励起機構の相関性を調査し, $v = 2 J = 0 \rightarrow v = 3 v = 1$ の line-overlapping が効率よく働くのは脈動変光星の赤外線強度が強くなる時期である可視光光度曲線最大から極小に至る時期である可能性を示した.

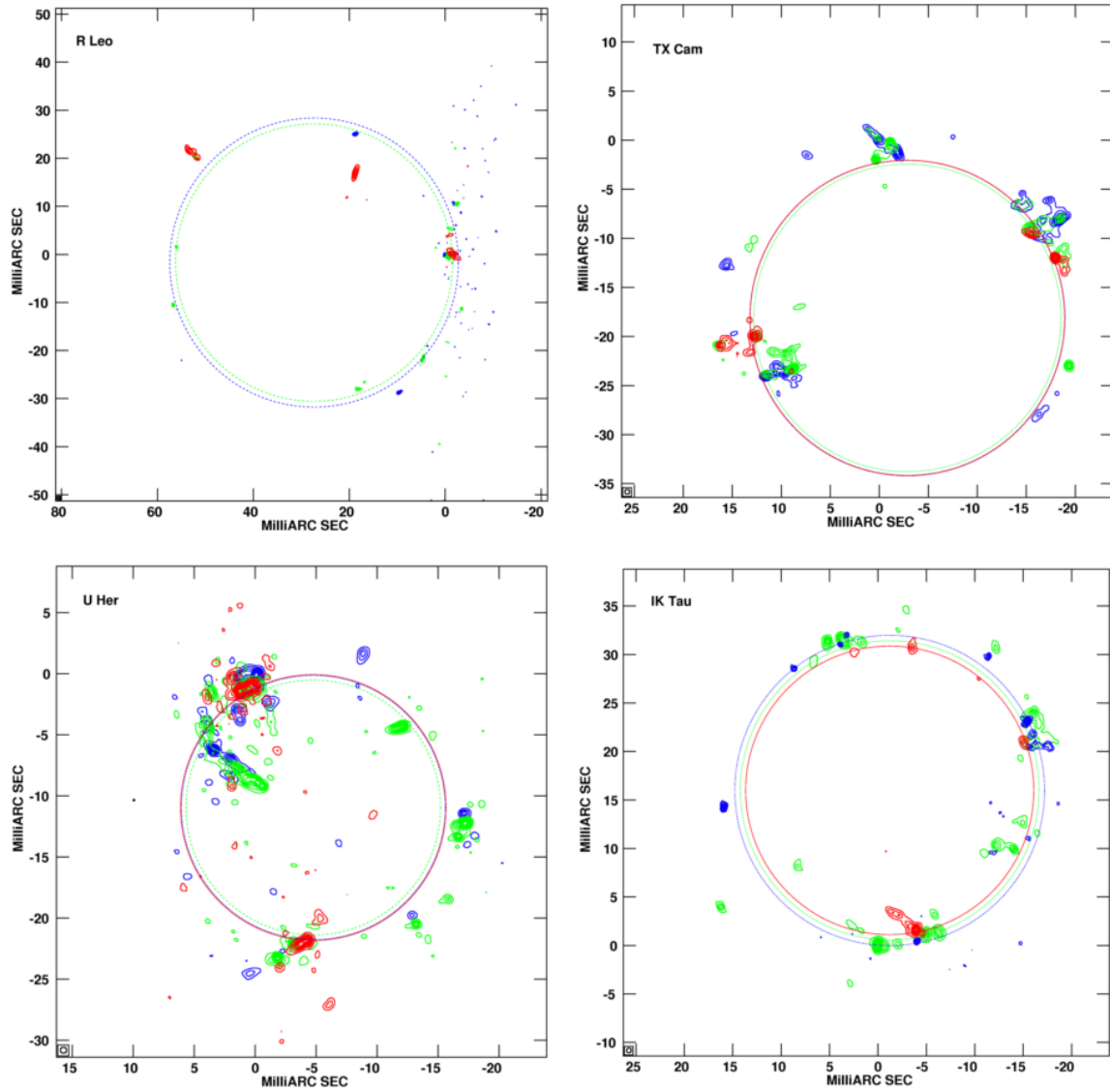


図 3.8: Desmurs et al.(2014) による R Leo, TX Cam, U Her, IK Tau $J = 1 \rightarrow 0$ $v = 1$ (青), $v = 2$ (緑), $v = 3$ (赤) メーザー合成マップ [14]

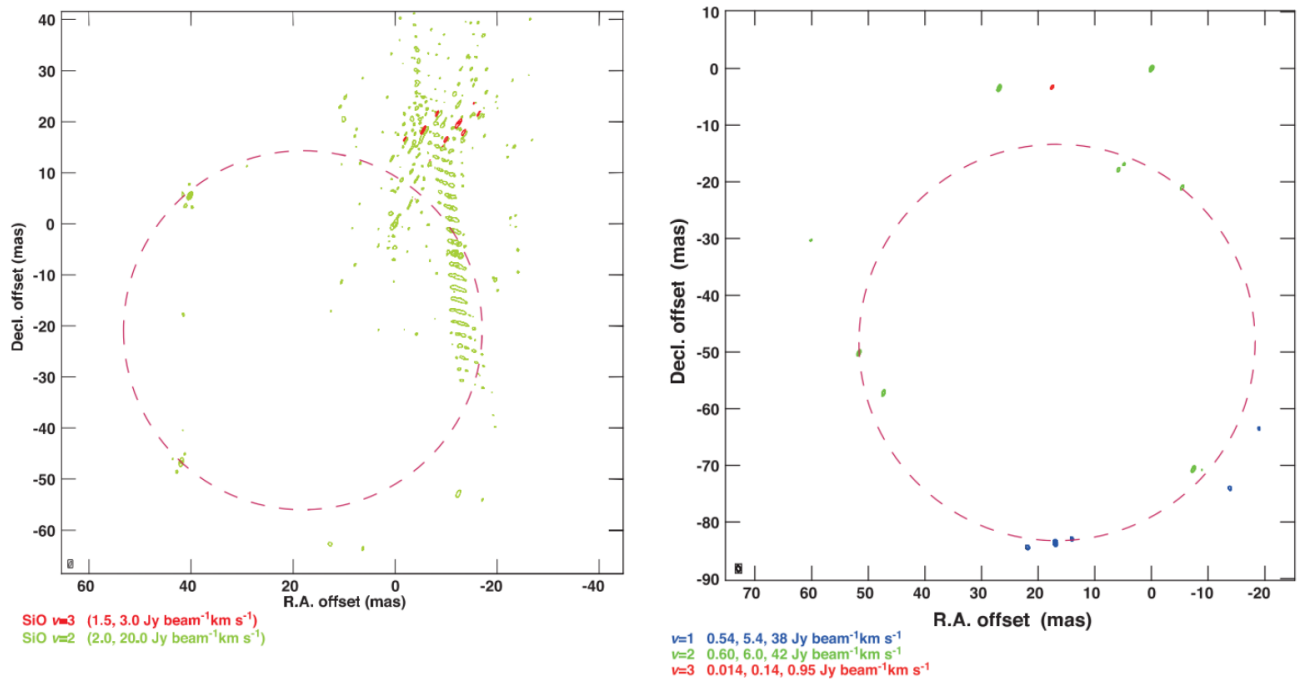


図 3.9: Oyama et al.(2016) による $J = 1 \rightarrow 0$ $v = 1$ (青), $v = 2$ (緑), $v = 3$ (赤) メーザー合成マップ. [33]

表 3.2: Stellar light-curve phase

Source name	phase*	phase at the minimum [†]	line-overlapping [‡]	Observation date [§]	Period [day]
W Hya	0.11	0.50	Y	2009 Feb 27–28 [#]	390
	0.22			2009 Apr 11–12 [#]	
	0.03			2012 May 21	
	0.69			2013 May 8 ^{**}	
	0.74			2013 May 27 ^{**}	
R Leo	0.17	0.57		2009 Nov 13 ^{††}	310
	0.18			2012 May 21	
T Cep	0.28	0.46	Y	2012 May 22	388
TX Cam	0.02	0.47	Y	2010 Jan 31 ^{††}	557
U Her	0.29	0.56	Y	2011 Apr 17 ^{††}	404
IK Tau	0.13	0.50	Y	2011 Nov 4 ^{††}	470

* 観測時の変光位相.

[†] 光度曲線極小時の変光位相 (AAVSO).

[‡] Y: $v = 3$ メーザーと $v = 2$ メーザーの空間的オーバーラップがある.

[§] 各天体の観測時の変光位相は引用文献の観測日と AAVSO データをもとに算出した. #:Imai et al. (2010),

** :Oyama et al. (2016), ^{††}:Desmurs et al. (2014).

^{||} 変光周期 (AAVSO).

第4章 R Leo, IK Tau 星周の $v = 3$ メーザー励起機構と変光位相の相関性

4.1 観測目的

第3章では、長周期変光星6天体 (W Hya, R Leo, T Cep, TX Cam, U Her, IK Tau) について、位相と $v = 3 J = 1 \rightarrow 0$ メーザー励起との関係性を調べた。いずれも酸素過多星であり変光周期が約300~550日の変光星であるが、メーザー励起の過程は星周ガスの分子密度や温度と密接に関係している。そのため、個々の天体の星周ガスの特性によっては、3章で述べた line overlapping と変光位相との相関性に当てはまらない可能性もある。本章では、R Leo と IK Tau の2天体に対しマルチエポック観測を行い、光度曲線が極大から極小、また極小から極大へと移り変わる中で、いくつかの位相での $v = 1, v = 2, v = 3 J = 1 \rightarrow 0$ メーザーの相対分布から、2天体の個々のメーザー励起と変光位相との相関性を調査することを目的としている。

表3.2に示す通り、IK Tau は変光位相 $\phi = 0.13$ の時に $v = 3$ への line overlapping が有効に働いていると推察されるが、R Leo は変光位相 $\phi = 0.17, 0.18$ の2回の観測でも line-overlapping が見られなかった天体である。

表4.1に天体のスペクトルタイプ、図4.1に、可視光・近赤外・SiO メーザー光度曲線を示す。

表 4.1: Parameter of the target sources

Source	Spectral Type	Mag. range (V)	Period	D(pc)
R Leo (Mira)	M6e-M8IIIe-M9.5e	4.4–11.3	310 V	100
IK Tau (Mira)	M6e-M10e	10.8–16.5	470	290

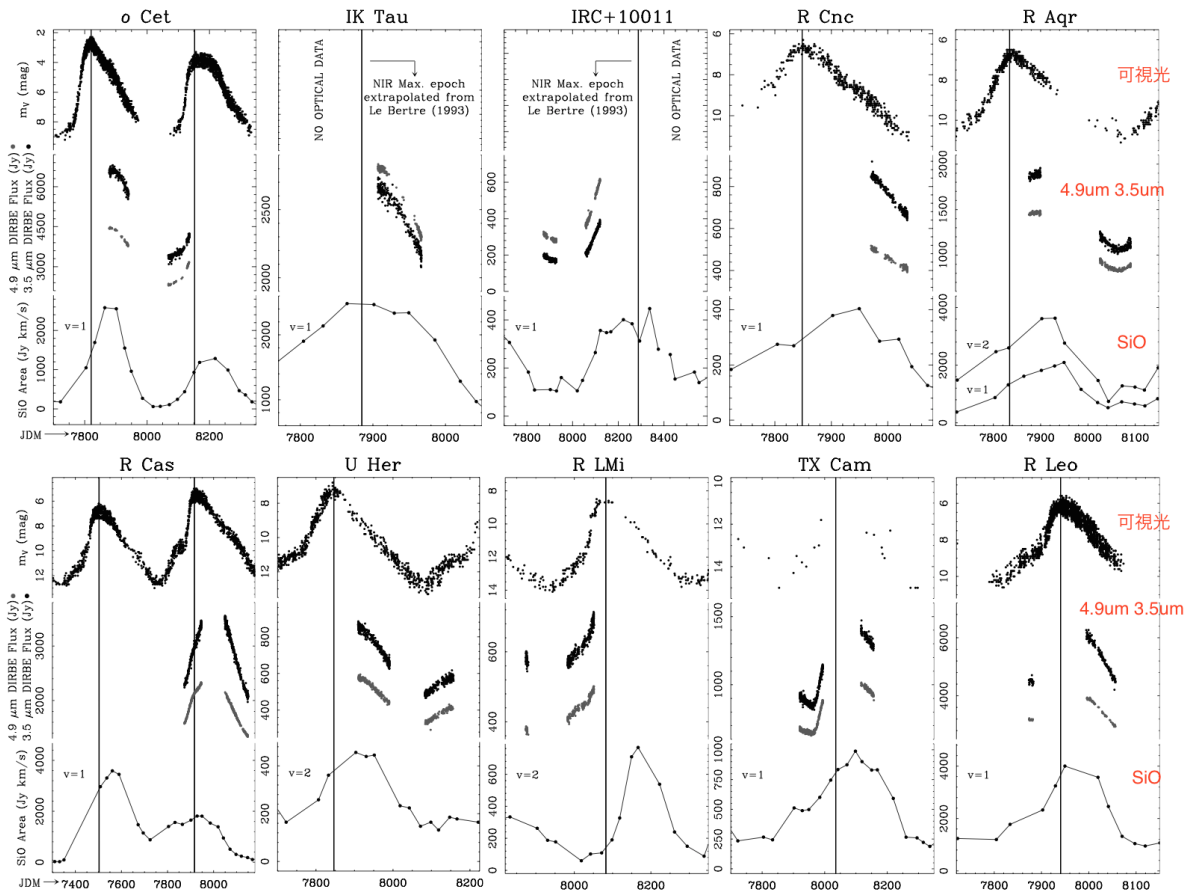


図 4.1: 可視光・近赤外線・SiO メーカー光度曲線 [34].

4.2 観測

2017年1月から2018年1月にかけて、R Leo, IK Tau の2天体に対し SiO $v = 1, v = 2, v = 3$ $J = 1 \rightarrow 0$ メーカーの VLBI 観測を実施した。本観測は VERA 共同利用観測 (VERA16B-119, VERA117B-128) の一環であり、VERA と野辺山 45m 望遠鏡 (NRO), 鹿島 34m 望遠鏡 (NICT34)(一部のみ参加) を加えたアレイで実施された。観測天体情報及び解析状況を表 4.2 に示す。

4.3 データ整約

データ整約には AIPS (Astronomical Image Processing System) と、Python スクリプトで AIPS タスクの処理が可能な ParselTongue (鹿児島大学工学研究科 今井裕准教授提供 [45]) を用いて行った。

表 4.2: 観測天体情報および解析状況

Source name	R.A. (J2000)	Decl. (J2000)	code	Observation Date	Phas	Antenas [†]	Status [‡]
R Leo	09 ^h 47 ^m 33 ^s .48 +11°25′14.2″		r17022a	2017.01.22	0.62	M,R,O,N,K	終了
			r17118b	2017.04.28	0.92	M,R,O,S,N	終了
			r17151a	2017.05.31	1.02	M,R,O,S,N	終了
			r17341b	2017.12.08	1.69	M,R,O,S,N	相関処理中
			r18024a	2018.01.24	1.84	M,R,O,S,N	観測予定
IK Tau	03 ^h 53 ^m 28 ^s .87 +11°24′21.7″		r17021a	2017.01.21	0.29	M,R,O,S,N	未解析
			r17073a	2017.03.14	0.43	M,R,O,S,N,K	未解析
			r17118a	2017.04.28	0.50	M,R,O,S,N	終了
			r17341b	2017.12.08	1.02	M,R,O,S,N	相関処理中
			r18024a	2018.01.24	1.07	M,R,O,S,N	観測予定

[†] 観測に参加したアンテナを示す. M:VERA 水沢, I:VERA 入来, O:VERA 小笠原, S:VERA 石垣島, N:NRO, K: 鹿島 34m

4.4 結果

2 天体を各 5 回の観測を実施しているが、本章ではデータリダクションの終了した R Leo 3 エポック (r17022a, r17118b, r17341b), IK Tau 1 エポック (r17118a) の結果について述べる。

4.4.1 R Leo

図 4.2, 図 4.3, 図 4.4 に $v = 1, v = 2, v = 3$ メーザーのトータルパワースペクトル (NRO 取得データ), クロスパワースペクトル (NRO-VERA 水沢局基線) を示す。

(1) r17022a ($\phi = 0.62$)

$v = 1, v = 2$ ($J = 1 \rightarrow 0$) メーザー及び $^{29}\text{SiO } v = 0$ ($J = 1 \rightarrow 0$) のメーザーが検出されたが、 $v = 3$ ($J = 1 \rightarrow 0$) メーザーは検出されなかった。 $v = 1$ メーザーのクロスパワースペクトルのピーク値はトータルパワースペクトルピーク値に比べて $\sim 13\%$ 、同様に $v = 2$ は $\sim 16\%$ であり、広がったメーザーフィーチャーの一部が望遠鏡アレイの合成ビームで検出されたことになる。

図 4.5 には $v = 2$ メーザーの合成マップを示す。合成ビームサイズの長径が ~ 7 mas と大きくなっているのは、NRO-VERA 水沢基線以外でのメーザーフリンジの解がほぼ得られなかったためである。図 4.6 に $v = 1, v = 2$ メーザーフリンジフィッティングによって得られた解 (遅延変化率) を示す。NRO では観測時間全体に渡って解が得られたが、VERA 局においては、入来局で ~ 1 時間の観測時間で解が得られたのみで、他の VERA 局では解が得られなかった。得られたメーザーフィーチャーは南北に連なった 1 つのフィーチャーしか検出できず、中心星の位置を推定することができなかった。

(2) r17118b ($\phi = 0.92$)

$v = 1, v = 2, v = 3$ ($J = 1 \rightarrow 0$) メーザーのトータルパワーが検出されたが、 $v = 3$ メーザーは ~ 500 mJy と非常に弱く、クロスパワーが検出されたのは $v = 1, v = 2$ メーザーのみであった。

$v = 1$ メーザーのクロスパワースペクトルのピーク値はトータルパワースペクトルピーク値に比べて $\sim 30\%$ 、同様に $v = 2$ は $\sim 60\%$ であった。

図 4.7 に $v = 1, v = 2$ メーザーフリンジフィッティングによって得られた解(遅延変化率)を示す。NRO では観測時間全体に渡って解が得られたが、r17022a 同様 VERA 局においては、入来局で ~ 1 時間の観測時間で解が得られたのみで、他の VERA 局では解が得られなかった。 $v = 1, v = 2$ メーザーともに $\sigma 5$ 以上での合成マップが描けなかった。

(3) r17151a ($\phi = 1.02$)

$v = 1, v = 2$ ($J = 1 \rightarrow 0$) メーザーのトータルパワーが検出されたが、 $v = 3$ メーザーのトータルパワースペクトルは検出されなかった。 $v = 1$ メーザーのクロスパワースペクトルのピーク値はトータルパワースペクトルピーク値に比べて $\sim 65\%$ 、同様に $v = 2$ は $\sim 75\%$ であった。

図 4.8 に $v = 1, v = 2$ メーザーフリンジフィッティングによって得られた解(遅延変化率)を示す。r17022a, r17118b と異なり、NRO で解が得られたのは1時間程度であった。入来局で $v = 2$ で ~ 4 時間、 $v = 1$ で ~ 1 時間の観測時間で解が得られたのみで、他の VERA 局では解が得られなかった。 $v = 1, v = 2$ メーザーともに $\sigma 5$ 以上での合成マップが描けなかった。

4.4.2 IK Tau

(1) r17118a ($\phi = 0.50$)

$v = 1, v = 2, v = 3$ ($J = 1 \rightarrow 0$) メーザーのトータルパワーが検出されたが、 $v = 3$ メーザーは ~ 400 mJy と非常に弱く、クロスパワーが検出されたのは $v = 1, v = 2$ メーザーのみであった。 $v = 1$ メーザーのクロスパワースペクトルのピーク値はトータルパワースペクトルピーク値に比べて $\sim 16\%$ 、同様に $v = 2$ は $\sim 35\%$ であった。

図 4.11 には $v = 2$ メーザーの合成マップを示す。得られたメーザーフィーチャーから中心星の位置を推定することができなかった。

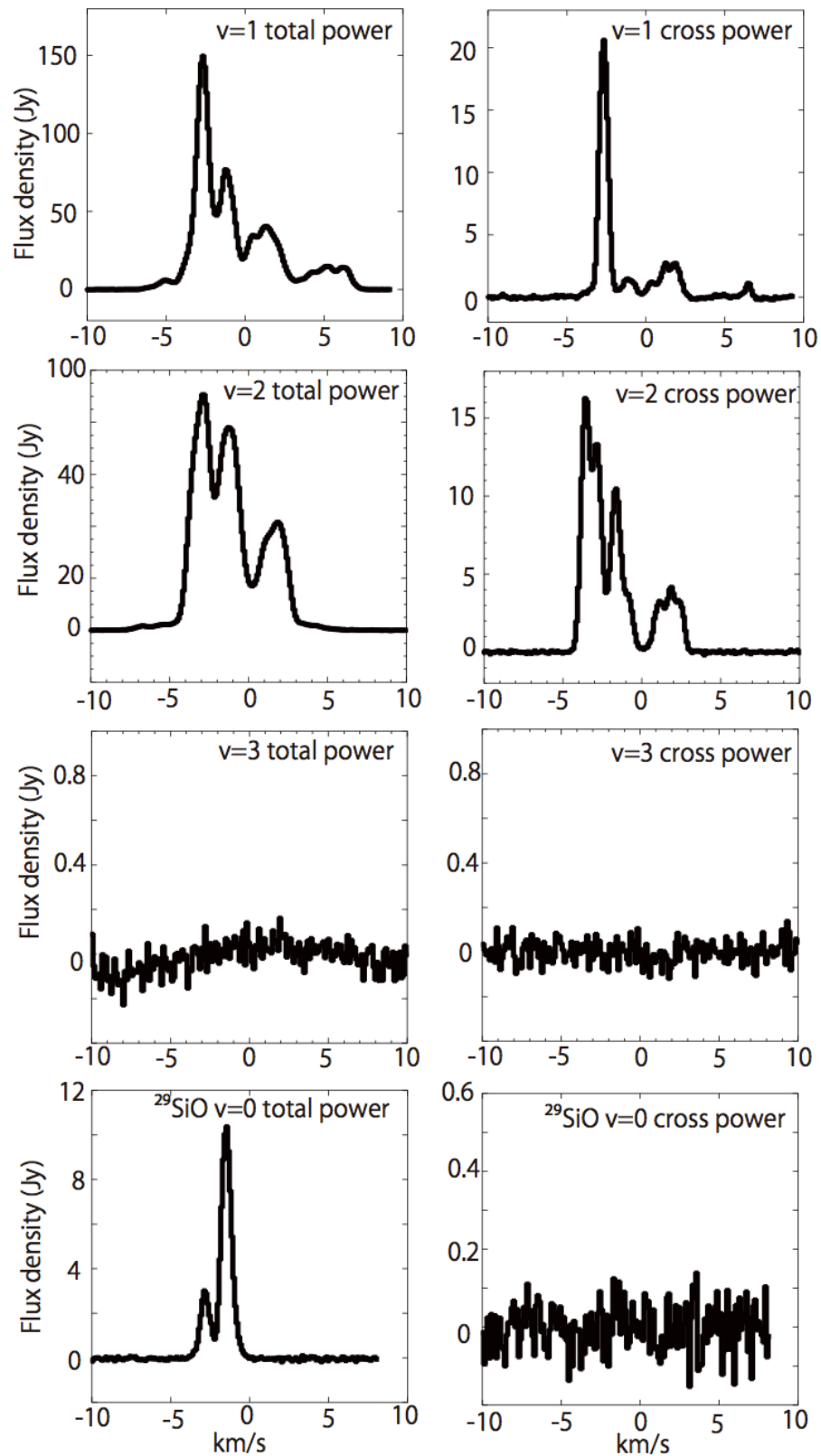


図 4.2: R Leo $v = 1$, $v = 2$, $v = 3$, $v = 0$ (^{29}SiO) メーザートータルパワースペクトル (NRO 受信データ)(左) / クロスパワースペクトル (NRO - VERA 水沢基線)(右). 2017 年 1 月 22 日観測 ($\phi = 0.62$).

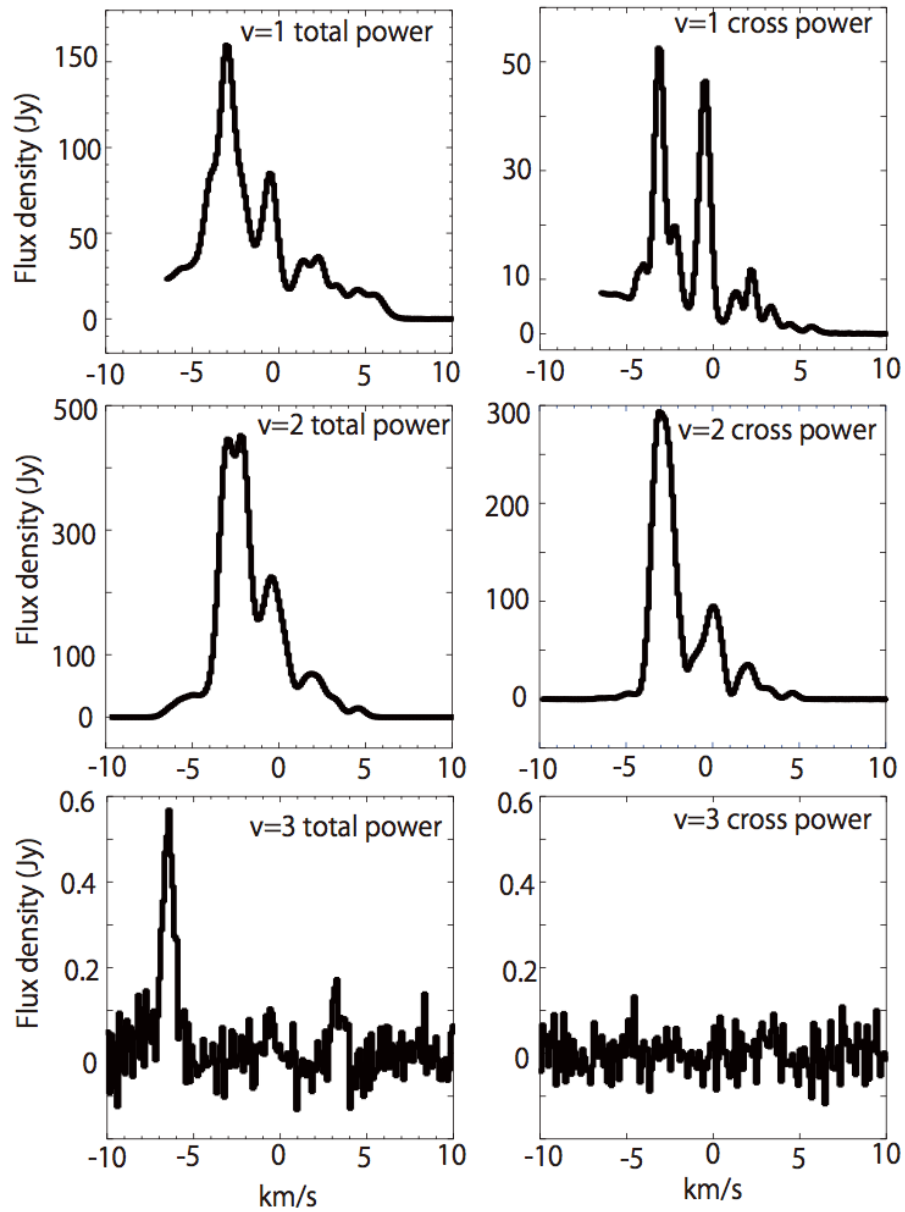


図 4.3: R Leo $v = 1, v = 2, v = 3$ メーザートータルパワースペクトル (NRO 受信データ)(左) / クロスパワースペクトル (NRO - VERA 水沢基線)(右). 2017 年 4 月 28 日観測 ($\phi = 0.92$).

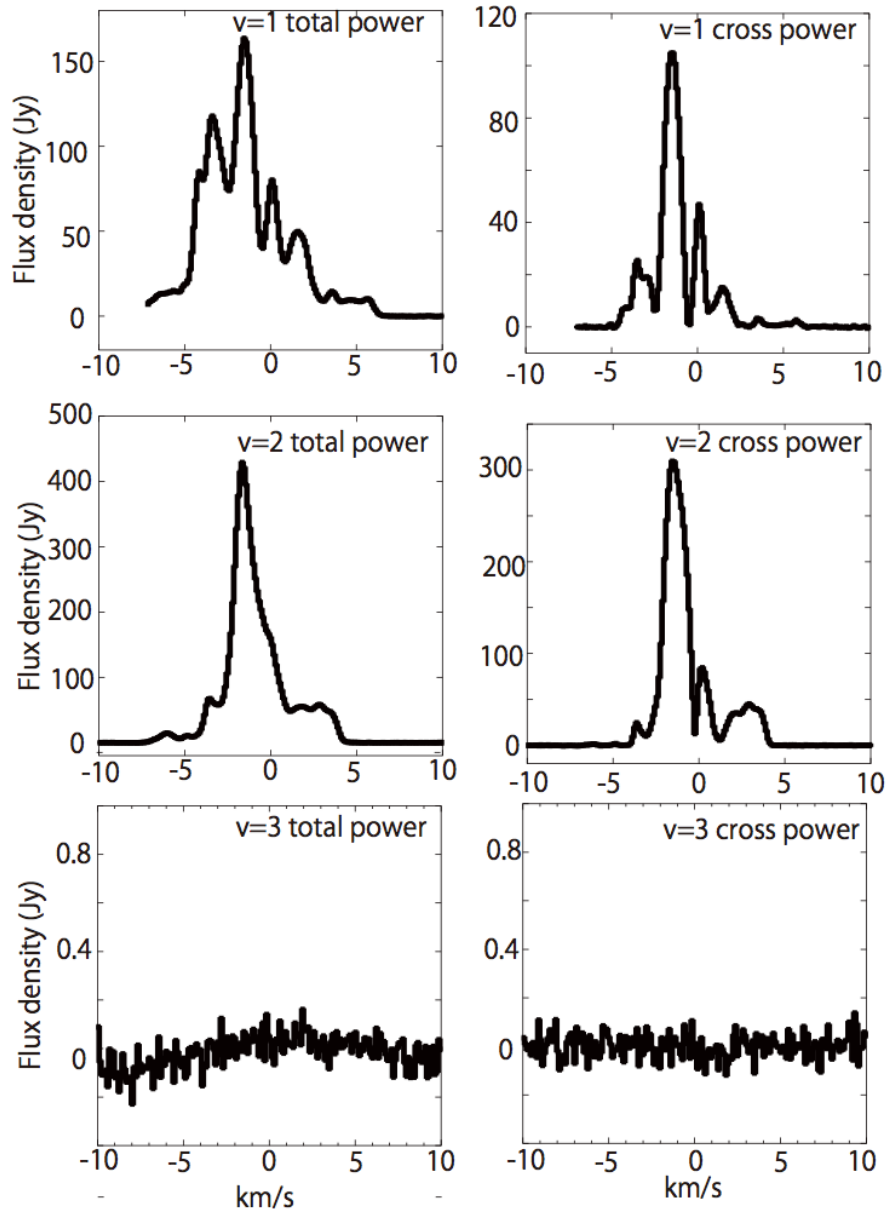


図 4.4: R Leo $v = 1, v = 2, v = 3, v = 0$ (^{29}SiO) メーザートータルパワースペクトル (NRO 受信データ)(左) / クロスパワースペクトル (NRO - VERA 水沢基線)(右). 2017 年 5 月 31 日観測 ($\phi = 1.02$).

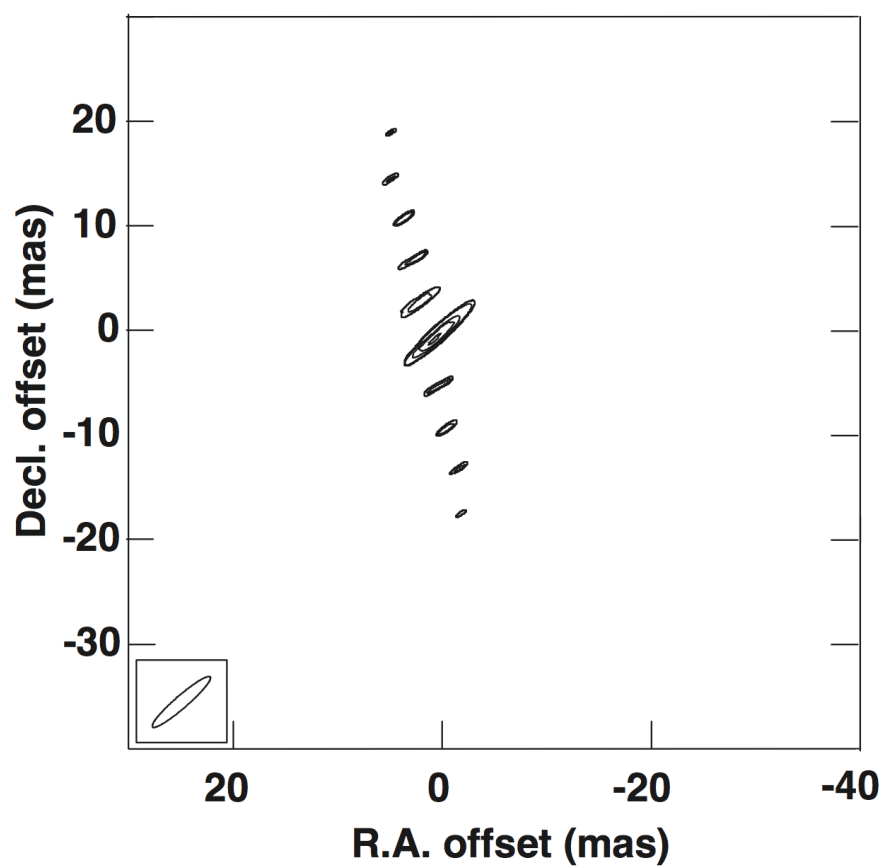


図 4.5: R Leo $v = 2$ 合成マップ. 2017 年 1 月 21 日観測 ($\phi = 0.62$), Synthesized beam: $7.32(\text{mas}) \times 1.20(\text{mas})$, Position angle = $-49.09(\text{deg})$, contour levels: 0.06, 0.12, 1.2, 5.8, 8.1, 11 $\text{Jy km s}^{-1} \text{beam}^{-1}$

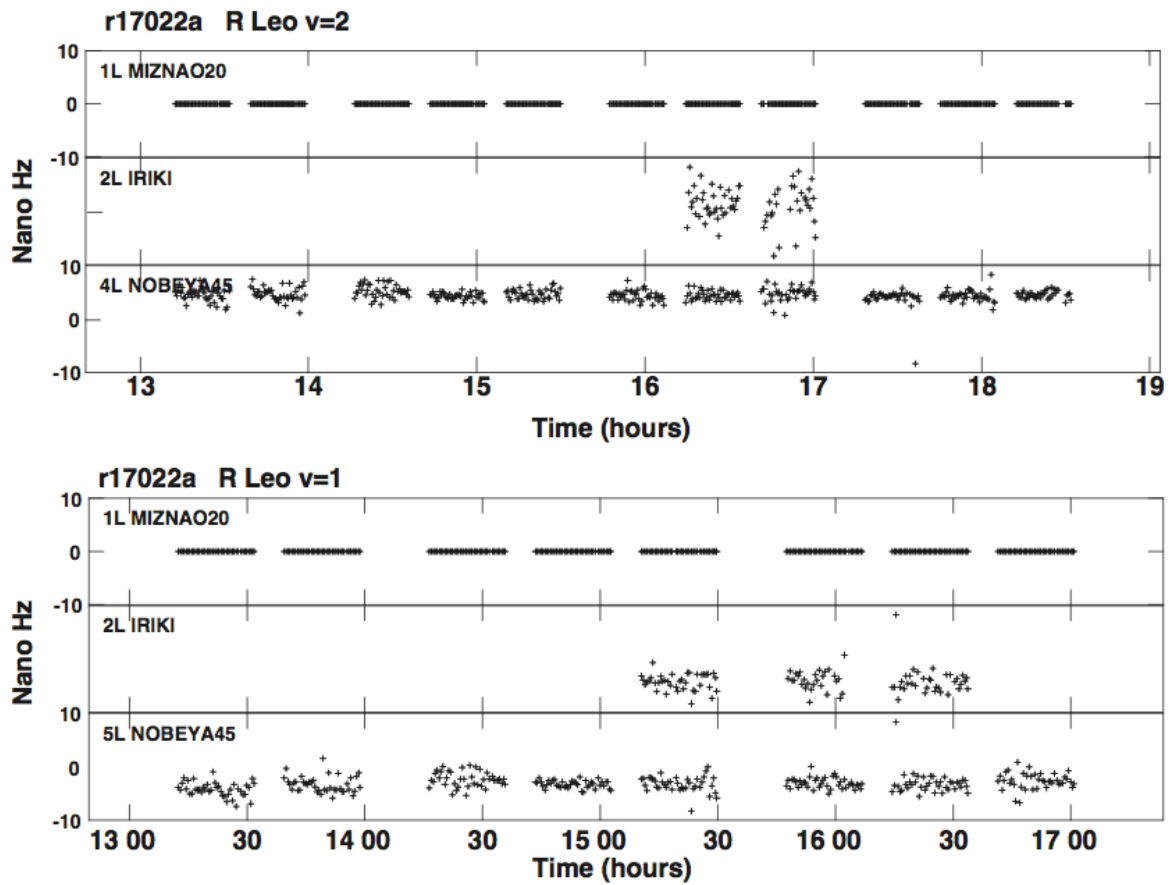


図 4.6: R Leo メーザーフリンジフィッティングによって得られた遅延変化率 (017 年 1 月 22 日観測). 上: $v = 1$, 下: $v = 2$. NRO では全観測時間において解が得られた. 入来局は, IF2($v=2$) で 1 時間程度の観測データでフリンジフィッティングの解を得られたが, IF3($v=1$) では得られなかった. 小笠原局, 石垣局では IF2, IF3 とともに解は得られなかった.

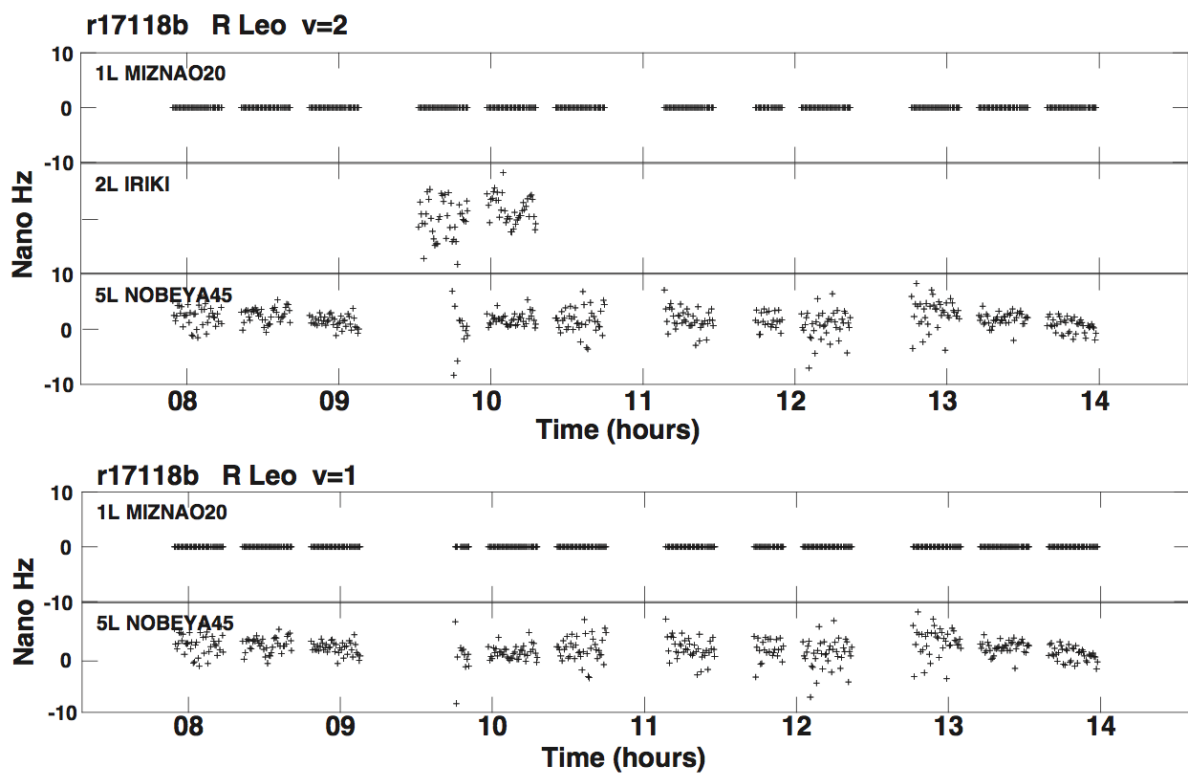


図 4.7: R Leo メーザーフリンジフィッティングによって得られた遅延変化率 (017 年 4 月 28 日観測). 上: IF2($v = 1$), 下: IF3($v = 2$). NRO の $v = 2$ では全観測時間において解が得られた. 入来局は, IF2($v = 2$) で 1 時間程度の観測データでフリンジフィッティングの解を得られたが, IF3($v = 1$) では得られなかった. 小笠原局, 石垣局では IF2, IF3 ともに解は得られなかった.

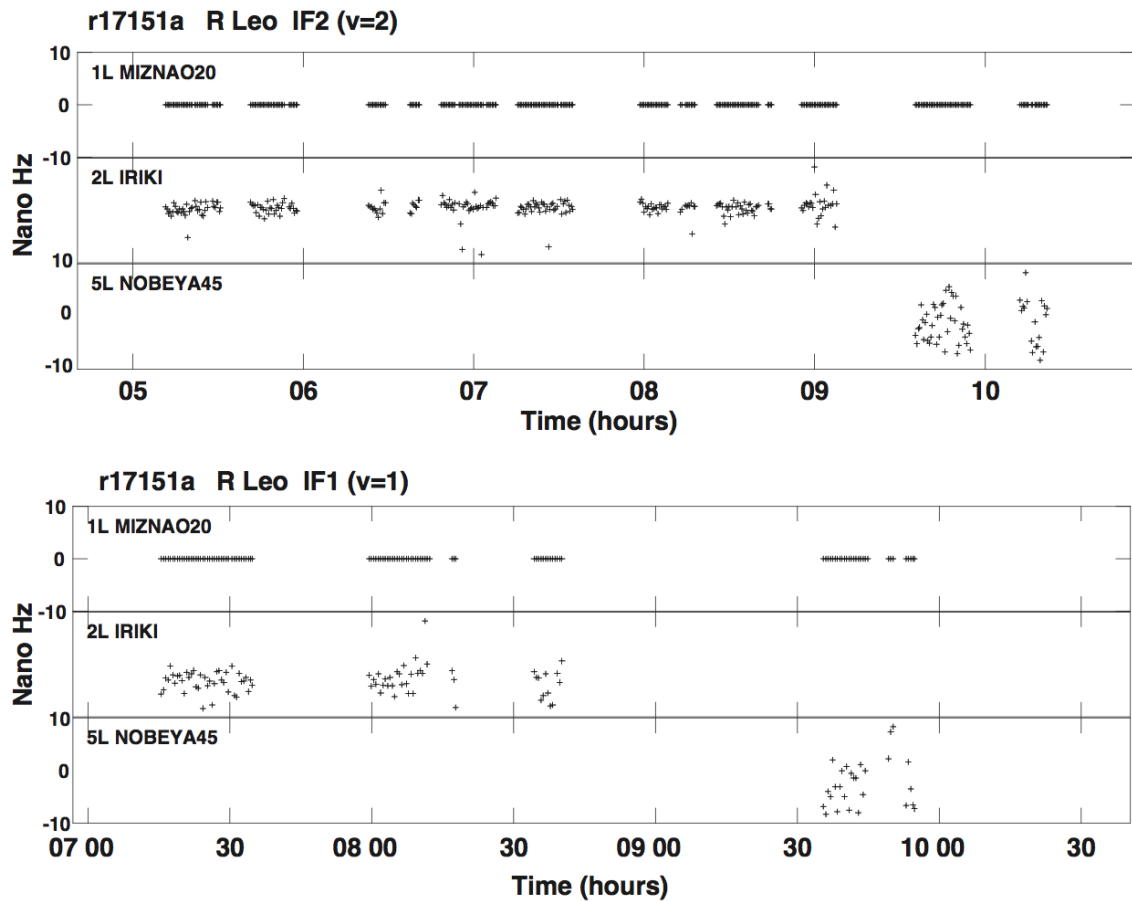


図 4.8: R Leo メーザーフリンジフィッティングによって得られた遅延変化率 (017 年 5 月 31 日観測). 上: IF2($v = 1$), 下: IF3($v = 2$). NRO では 1 時間弱のみで解が得られた. 入来局の IF2($v = 2$) で 4 時間程度, IF1($v = 1$) で 1 時間程度の観測データでフリンジフィッティングの解を得られたが, IF3($v = 1$) では得られなかった. 小笠原局, 石垣局では IF2, IF3 ともに解は得られなかった.

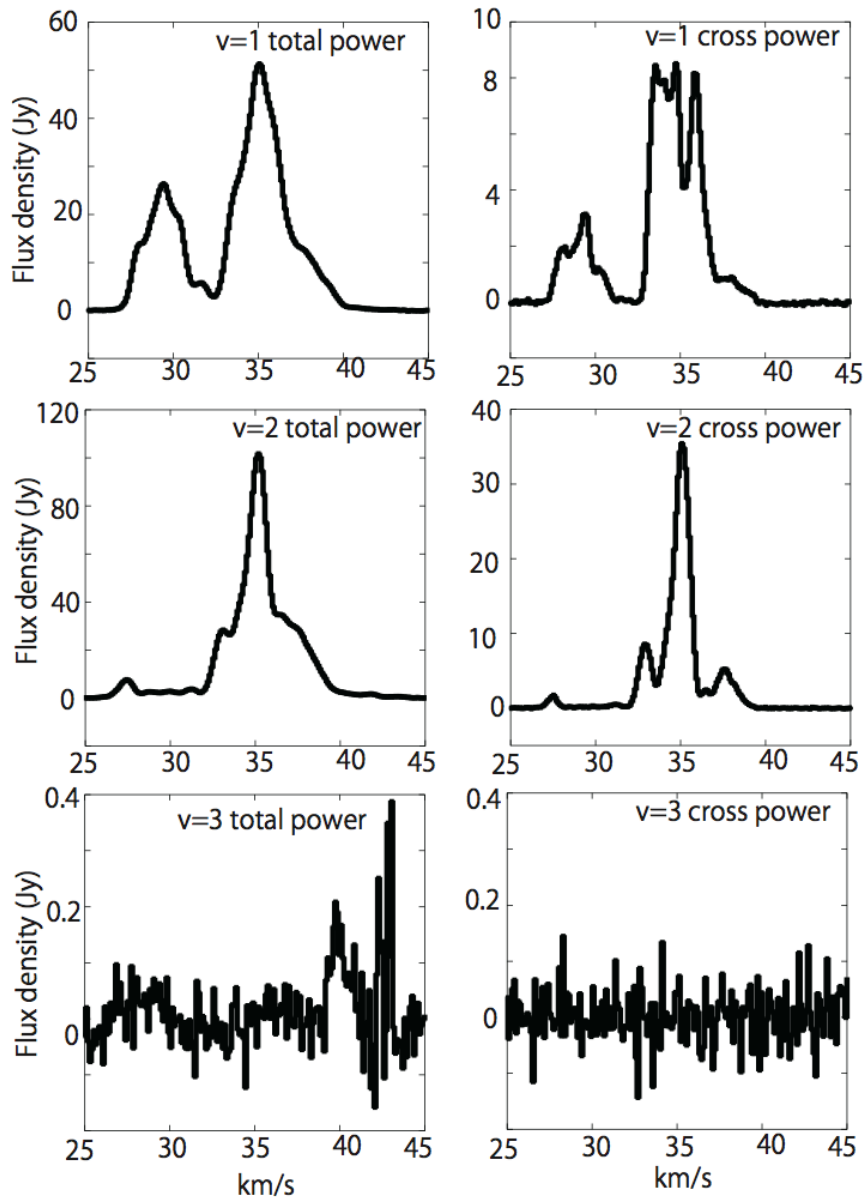


図 4.9: IK Tau $v = 1, v = 2, v = 3$ メーザートータルパワースペクトル (NRO 受信データ)(左) / クロスパワースペクトル (NRO - VERA 水沢基線)(右). 2017 年 5 月 31 日観測 ($\phi = 0.50$).

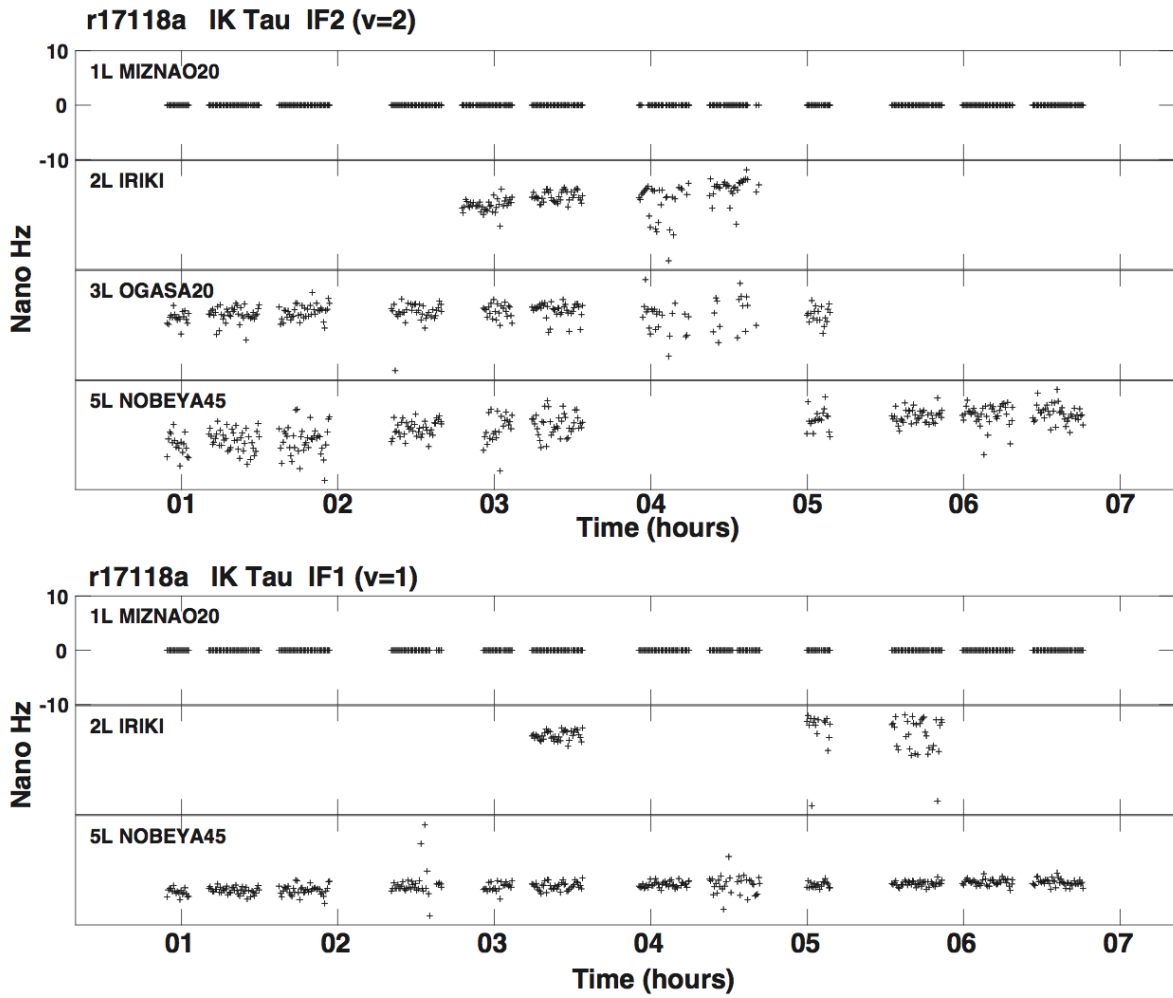


図 4.10: IK Tau メーザーフリンジフィッティングによって得られた遅延変化率 (017 年 4 月 28 日観測). 上: $v = 2$, 下: $v = 1$. NRO では全観測時間において解が得られた. 小笠原局は IF2($v=2$) のみ, 入来局は, IF2($v=2$), IF1($v=1$) で 1 時間程度の観測データでのフリンジフィッティングの解を得られた. 石垣局では IF2, IF3 ともに解は得られなかった.

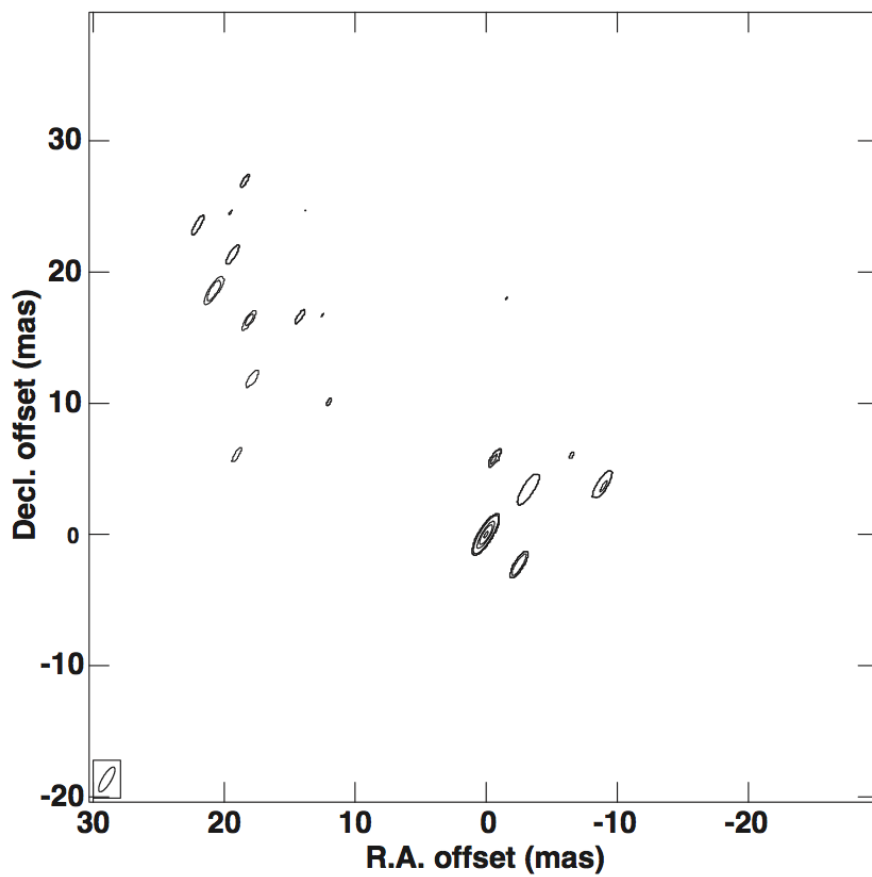


図 4.11: IK Tau $v = 2$ 合成マップ. 2017 年 4 月 48 日観測 ($\phi = 0.50$). Synthesized beam: $2.16(\text{mas}) \times 0.66(\text{mas})$, Position angle = $-30.84(\text{deg})$, contour levels: $0.08, 0.85, 1.7, 8.5, 12, 16 \text{ Jy km s}^{-1} \text{ beam}^{-1}$

4.5 考察

4.5.1 R Leo

[メーザースペクトルの変化]

変光位相 $\phi = 0.62$ の観測時の $v = 1, v = 2$ メーザートータルパワーのピーク値が、150 Jy, 91 Jy であるのに対し、 $\phi = 0.92, 1.02$ の観測では、 $v = 1$ メーザートータルパワーピーク値が160 Jy, 163 Jy, $v = 2$ メーザートータルパワースピーク値が、452 Jy, 428 Jy となっている。 $v = 2$ メーザーが可視光光度曲線極大付近で、増大しているのに対して、 $v = 1$ メーザーではほとんどピーク値の強度変化がない。また、 $v = 2$ メーザー強度が、33 日間 ($\phi = 0.92 \rightarrow \phi = 1.02$) でほぼ変化していないのに対して、 $v = 3$ メーザーは $\phi = 0.92$ でのみ検出された。

図 4.12 に 2012 年から 2017 年にかけて取得した $v = 1, v = 2, v = 3$ メーザートータルパワースペクトルピーク値と可視光強度曲線を示す。データは VERA 入来局の単一鏡観測で得られたものと、VERA+NRO を用いた VLBI 観測で得られた NRO で取得されたデータを合わせて表示している。

2017 年以降に注目すると、 $v = 2$ メーザーは可視光光度曲線と非常に良く相関が有るが、 $v = 1$ メーザー強度は、可視光光度曲線の極小/極大の間で大きな変化は見られない。また、 $v = 3$ メーザーにおいては、2017 年以降の光度曲線極小から極大へ移る期間では $\phi = 0.92$ で検出されたのみである。一方、光度曲線 1 サイクル前の 2016 年 5 月 ($\sim \phi = 0.8$) では、可視光強度や $v = 1, v = 2$ メーザー強度が弱い時期にも関わらず、 $v = 3$ メーザーが検出されている。これらのことから、R Leo は $v = 3$ メーザー強度と可視光光度曲線の相関性は弱いと考えられる。

[$v = 3$ メーザー励起]

変光位相 $\phi = 0.92$ で $v = 3$ メーザーが検出されたが、 $v = 2, v = 3$ メーザーの合成マップが得られず空間分布の比較ができなかったため、 $v = 2 (J = 0) \rightarrow v = 3 (J = 1)$ への line-overlapping の有効性を確認することはできなかった。

また、line-overlapping が、星周ダストからの中間赤外線放射強度が強くなる時期 (可視光光度曲線極大から極小) に効率的に働くと考えると、その時期に $v = 3$ メーザー強度も増強すると推定されるが、本観測では、 $\phi = 0.92$ で検出された $v = 3$ メーザーが $\phi = 1.02$ では検出されなくなっている。この結果からもこの時期に line-overlapping が効率的に働くという傍証は得られなかった。これらのことから、R Leo は変光位相に関わらず line-overlapping が生じない可能性がある。

VERA 共同利用観測 (VERA117B-128) では、2017 年 12 月 8 日および 2017 年 1 月 24 日にも観測を行っている。前述した観測の R Leo の位相 ($\phi = 0.62, 0.92, 1.02$) に加え、2 サイクル目の位相 $\phi = 1.69, 1.84$ でのデータが得られることから、サイクル間の描像の相違を調査することができる。

[メーザーフィーチャー]

r17118b ($\phi = 0.92$) では $v = 1, v = 2$ メーザーともに、NRO-VERA 水沢局基線のクロスパワースペクトルピーク値で ~ 100 Jy, ~ 300 Jy と非常に強い強度で検出できているが、SNR 5σ 以上での合成マップが描けなかった。図 4.7 に示す通り、最も基線長の短い NRO-VERA 水沢局以外の VERA3 局のメーザーフリンジの解がほとんど得られなかったためであるが、これはメーザーフィーチャーが広がっており、長い基線長でのメーザー検出が難しくなっていると考えられる。

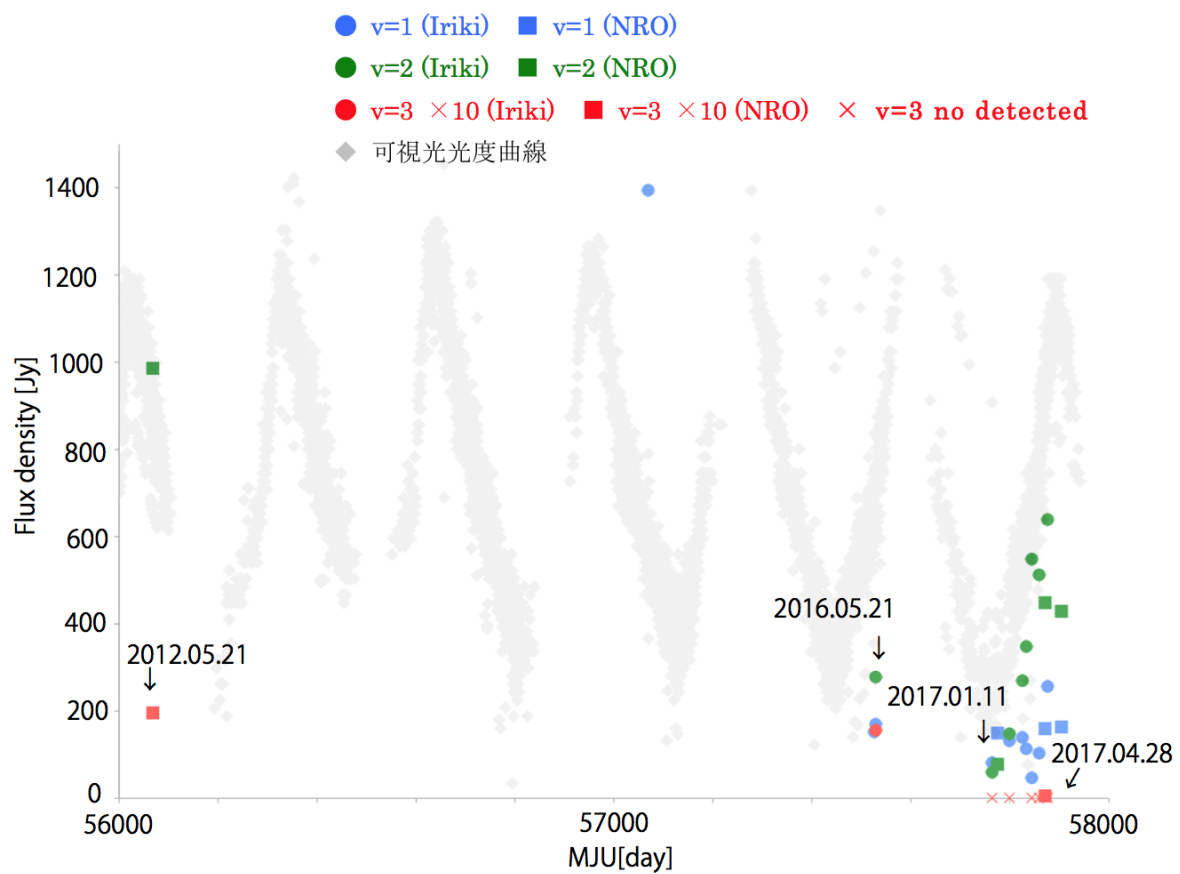


図 4.12: R Leo $v = 1$ (青), $v = 2$ (緑), $v = 3$ (赤) メーザータータルパワースペクトルピーク値および可視光光度曲線 (AAVSO). ●:VERA 入来局単一鏡観測による取得データ, ■:VERA+NRO VLBI 観測時の NRO 取得データ, ×:非検出.

4.5.2 IK Tau

データ解析が終了している観測コード r17118a について述べる。可視光光度曲線極小期 ($\phi = 0.50$) の観測であるが、 $v = 3$ メーザーがトータルパワースペクトルで ~ 400 mJy と微弱ながら観測された。しかし、 $v = 3$ メーザーの合成マップが得られず空間分布の比較ができなかったため、 $v = 2 (J = 0) \rightarrow v = 3 (J = 1)$ への line-overlapping の有効性を確認することはできなかった。

r17118a の観測では、NRO に加え VERA3 局でメーザーフリンジフィッティングの解が得られたこともあり、UV カバレッジも比較的良く $v = 2$ メーザー合成マップ (図 4.11) を得ることができた。一方、 $v = 1$ メーザーで SNR 5σ 以上で合成マップが得られなかった。これは $v = 1$ メーザーのトータルパワーが $v = 2$ メーザーの $\sim 50\%$ 程度と強度が弱いため、VERA 小笠原、石垣ではまったくメーザーフリンジ解が得られず十分な UV カバレッジがとれなかったためである。

共同利用観測 (VERA16B-119, VERA117B-128) では、解析が終了した r17118a ($\phi = 0.50$) に加え、4 回の観測 ($\phi = 0.29, 0.43, 1.02, 1.07$) を行っており、可視光光度曲線の極大から極小へ移り変わる期間や極大付近での観測データ取得されている (一部は観測が予定されている)。これらの観測データの解析を進めることで、IK Tau のメーザースペクトル強度の変化およびメーザー分布の描像の移り変わりを調べることができる。

第5章 総括

本論文では、漸近巨星枝段階にある酸素過多の長周期変光星で検出される一酸化珪素 $v = 1$, $v = 2$, $v = 3$ $J = 1 \rightarrow 0$ メーザーの相対分布から、それらの最も優勢な励起を判別し、優勢な励起機構と脈動変光の位相との相関性について調査した。

第3章では、酸素過多の12の長周期変光星に対しての $v = 2$, $v = 3$ メーザーの VLBI 観測を行い、4天体で2輝線の合成マップを得ることができた。4天体のうち $v = 2$, $v = 3$ メーザーの空間的・速度分布的相関を有したのは T Cep ($\phi = 0.28$) のみで、他の3天体 W Hya ($\phi = 0.03$), R Leo ($\phi = 0.18$), WX Psc (位相不明) で相関は見られなかった。相関の見られた T Cep では、 $v = 2$ ($J = 0$) $\rightarrow v = 3$ ($J = 1$) への line-overlapping が優勢な励起機構であると考えられる。このように、 $v = 2$ ($J = 0$) $\rightarrow v = 3$ ($J = 1$) への line-overlapping は、常にどの天体でも生じている励起ではないということが分かる。

line-overlapping はその過程から、星周ダストからの $\sim 8\mu\text{m}$ の中間赤外線強度が増大するとき、効率よく働くと考えられることから、赤外線強度が強くなる時期(可視光光度曲線の極大から極小に移り変わる時期)に $v = 2$, $v = 3$ メーザー相対分布の相関が見られる可能性がある。

本観測に加え、Imai et al.(2010)[22], Desmurs et al.(2014)[14], Oyama et al.(2016)[33] で観測された天体の $v = 2$, $v = 3$ メーザー相対分布と脈動変光の位相との相関関係を調査した。

表3.2に示す通り、 $v = 2$ メーザーと $v = 3$ メーザースポットの重なりが見られ、line-overlapping が優勢な励起であると推察される天体の位相は $\phi=0.0-0.3$ であった。これは、脈動変光星における赤外線の位相が可視光の位相と比べて $\phi = 0.1 \sim 0.2$ 程度遅れることと齟齬が無い [35]。

しかし R Leo においては、 $\phi = 0.17, 0.18$ で観測されたが、 $v = 2$, $v = 3$ メーザーのオーバーラップは見られなかった。第3章で調査した酸素過多の変光周期が300~550日という変光星のなかでも、個々の天体の星周ガスの特性によっては、line-overlapping と変光位相との相関関係がない可能性がある。第4章では、 $\phi = 0.17, 0.18$ で相関が見られなかった R Leo と $\phi = 0.13$ で相関が見られた IK Tau に対しマルチエポック観測(5回観測)を実施した。

R Leo では、変光位相 $\phi = 0.62, 0.92, 1.02$ で観測した結果、 $v = 3$ メーザーは $\phi = 0.92$ のみで検出されたが、非常に微弱で(~ 600 mJy) あった。 $v = 2$, $v = 3$ メーザー合成マップを得ることができずメーザーの空間分布の比較ができなかったため、line-overlapping の有効性を確認することができなかった。

また、2012年から2017年にかけて取得した $v = 1$, $v = 2$, $v = 3$ メーザーのトータルパワースペクトルピーク値と可視光光度曲線を比較したところ、R Leo は $v = 3$ メーザー強度と可視光光度曲線の相関性は弱いと考えられる。さらに、 $\phi = 0.92$ で検出された $v = 3$ メーザーが $\phi = 1.02$ で検出されなくなっている結果からも、 $v = 3$ メーザーの励起と変光位相との相関関係は得られなかった。

これらのことから、R Leo では変光位相に関わらず $v = 2 (J = 0) \rightarrow v = 3 (J = 1)$ への line-overlapping が生じない可能性がある。

IK Tau については、 $\phi = 0.50$ の観測しか解析が完了していないため、メーザー分布の描像の変化が得られていないが、今後他の4エポック ($\phi = 0.29, 0.43, 1.02, 1.07$) の解析を進めることで、可視光光度曲線の極大から極小へ移り変わる期間や極大付近でのメーザー相対分布の移り変わりが得られると期待される。

第3章および第4章で述べた VLBI 観測から、酸素過多の長周期変光星では、変光位相 $\phi = 0.0 - 0.3$ において、 $v = 2 (J = 0) \rightarrow v = 3 (J = 1)$ への line-overlapping が発現する傾向があるが、R Leo のように位相に関わらず line-overlapping が発現しない天体も存在することが示された。

本研究で示したように、SiO メーザー多輝線の VLBI 観測から多輝線のメーザー相対分布の時間的变化を捉えることは、脈動変光に伴う星周物理環境の変化を捉える有効な手段となる可能性がある。しかし、第4章の R Leo の観測で見られたように、星周メーザーフィーチャーが広がっている場合、長い基線長ではメーザーフリンジフィッティング解が得られず、UV カバレッジが十分でなく合成マップが描けないという結果になった。VERA+NRO のアレイでは非常にコンパクトで強いメーザースポットのみしか検出できないためである。今後、変光位相と励起機構の相関についての統計的考察を行うためには、様々な周期特性を持った天体の観測が必要であり、淡く広がったメーザーフィーチャーも検出できるアレイが求められる。そこで短基線長をもつ KaVA (日韓合同 VLBI 観測) は一つの有効なアレイになる可能性がある。

付録

NRO45m 新局位置を用いたデータ解析

図 1 に 2012 年 5 月 21 日観測 VERA+NRO45m データの再遅延追尾解¹を示す。左が NRO45m 旧局位置を使用したもので、右が NRO45m 新局位置を使用した解析結果である。VERA 4 局は新/旧で局位置が変わっていないので解析結果にも変化がなく、NRO45m の解析結果 (ライトブルー) だけが大きく変化しているのが分かる。

この観測データには RS Vir, V4120 SGR, T Cep, WX Psc の 4 天体のデータ含まれるが、天体によって新/旧の変化量も異なっている。T Cep では新/旧の変化量は小さく、その他の赤緯の低い 3 天体は新/旧の変化が大きいことが図 1 から分かる。表 1 に各天体の赤経赤緯を示す。式 (2.9) に示すよう基線ベクトルとアンテナ光軸 (phase-tracking center) の内積が遅延残差に影響を与える。よっては、NRO45m 局位置誤差によるメーザースポット位置決定誤差が大きくなると考えられる。

表 1: R.A. (J2000) & Decl. (J2000).

Source name	R.A. (J2000)	Decl. (J2000)
WX Psc	01 ^h 06 ^m 25 ^s .99	+12°35'53.4''
RS Vir	14 ^h 27 ^m 16 ^s .39	+4°40'41.1''
V4120 Sgr	18 ^h 03 ^m 56 ^s .53	-20°19'00.5''
T Cep	21 ^h 09 ^m 31 ^s .78	+68°29'27.2''

図 2 には新/旧局位置を用いた校正天体フリッジフィッティング後の解を示す。校正天体は 3 天体 (NRAO530, J2202+42, J0423-01) あり、メーザ源観測の合間に約 40 分間隔に 1 回観測している。AIPS によるデータ解析では、この校正天体を用いて群遅延残差、フリッジ位相残差、バンドパス補正を行う。

図 2 から新局位置を使用した場合、異なる校正天体間のギャップが減少し線形性が改善していることが分かる。

T Cep

図 3 に新/旧 NRO45m 局位置を用いた $v = 2, v = 3$ メーザー合成マップを示す。VERA+NRO45m データ (DIR1000 系データ) を用いて phase-referencing を行っているため、NRO45m 局位置誤差を起因とするメーザースポットの位置決定誤差が含まれることになる。新局位置を使用した場合、

¹三鷹相関器ではアンテナ局位置情報からあらかじめ既知の幾何学的遅延を差し引いて相関処理を行う。ところがこの遅延追尾モデルに不具合があるため、三鷹相関器での相関処理後のデータに、再遅延追尾解として AIPS 上で解析し直さなければならない。

$v = 3$ メーザースポットが $v = 2$ メーザースポットに対し相対的に東北方向に 3-4 mas シフトした。

図 4 に一部のメーザースポットを拡大した図と視線速度分布を示す。拡大した箇所は視線速度が -4 km s^{-1} をもつメーザースポットであり、line-overlapping による励起の場合、 $v = 2, v = 3$ メーザースポットが重なると予測されるスポットである。新局位置を使用した場合は、位置誤差は 1 mas 程度に改善されたが、完全に重なるまでには至っていない。ただし、広がったメーザーフィーチャーに対してアンテナ合成ビームサイズが小さい場合、明るいメーザースポットしか撮像できず、完全に重ならないことは容易に起こる。

WX Psc

図 5 に VERA 単独データで phase-referencing を実施した合成マップ（左図）と、旧局位置を採用した VERA+NRO45m データで phase-referencing を実施した合成マップ（右図）を示す。VERA 2-beam 受信システムを用いたアストロメトリの結果から、唯一検出された 1 つの $v = 3$ メーザースポットは、最も明るい $v = 2$ メーザースポット（座標原点）から R.A. 方向に 8.6 mas, Decl. 方向に 12.2 mas シフトした位置にある（位置決定精度は $50 \mu \text{ as}$ 程度）。一方、VERA+NRO45m データを採用した場合の $v = 3$ メーザースポットは、アストロメトリの結果と比べて 20 mas 以上離れている。NRO45m 局位置誤差が大きく、phase-referencing による位置決定に大きな影響を与えると考えられる。

図 6 には VERA 単独データでの合成マップ（左図）と、新局位置を採用した VERA+NRO45m データでの合成マップ（右図）を示す。旧局位置採用の場合と比較して、 $v = 3$ メーザーが 15 mas 程度シフトし位置誤差は改善したが、まだ 5 mas 以上残っている。

NRO45m 局位置の再測定

前述した通り、新局位置においても数十 cm の誤差が含まれている可能性がある。この誤差が WX Psc のような赤緯の低い天体の phase-referencing の信頼度を下げている。本研究において、 $v = 2, v = 3$ メーザースポットの相対分布を検討するには、メーザースポットの広がり（ $\sim 1 \text{ mas}$ ）よりも良い位置決定精度を要する。位置決定精度を 1 mas 以下にする場合、NRO45m 局位置誤差は 10 cm 程度に抑えなければならない。

このような状況を踏まえ、2014 年 11 月に鹿児島大学 今井裕准教授らによって局位置の再測定が行われた。GPS 計測に加え、GPS 計測ポイントとアンテナ Az/El 交軸間の位置測定（三角測量）も行われた。この測定から得られた局位置が下記である。

X=-3871025.4987 m, Y=3428107.3984 m, Z= 3724038.7361m

第 4 章で述べた 2017 年に実施した IK Tau, R Leo のマルチエポック観測では上記の局位置を使用している。

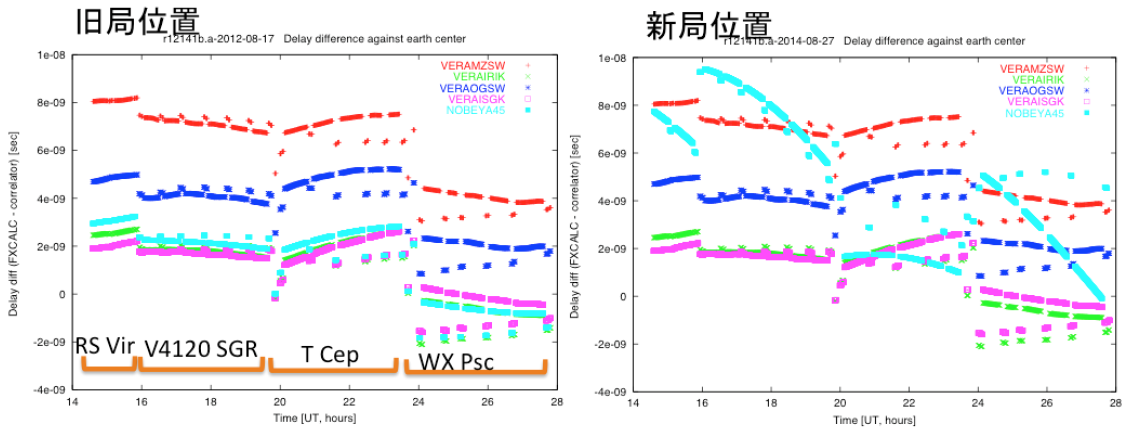


図 1: 2012 年 5 月 21 日観測データの再遅延追尾解. ライトブルー: NRO45m, 赤: 水沢, 緑: 入来, 青: 小笠原, ピンク: 石垣. 観測天体は RS Vir, V4129 SGR, T Cep, WX Psc の 4 天体.

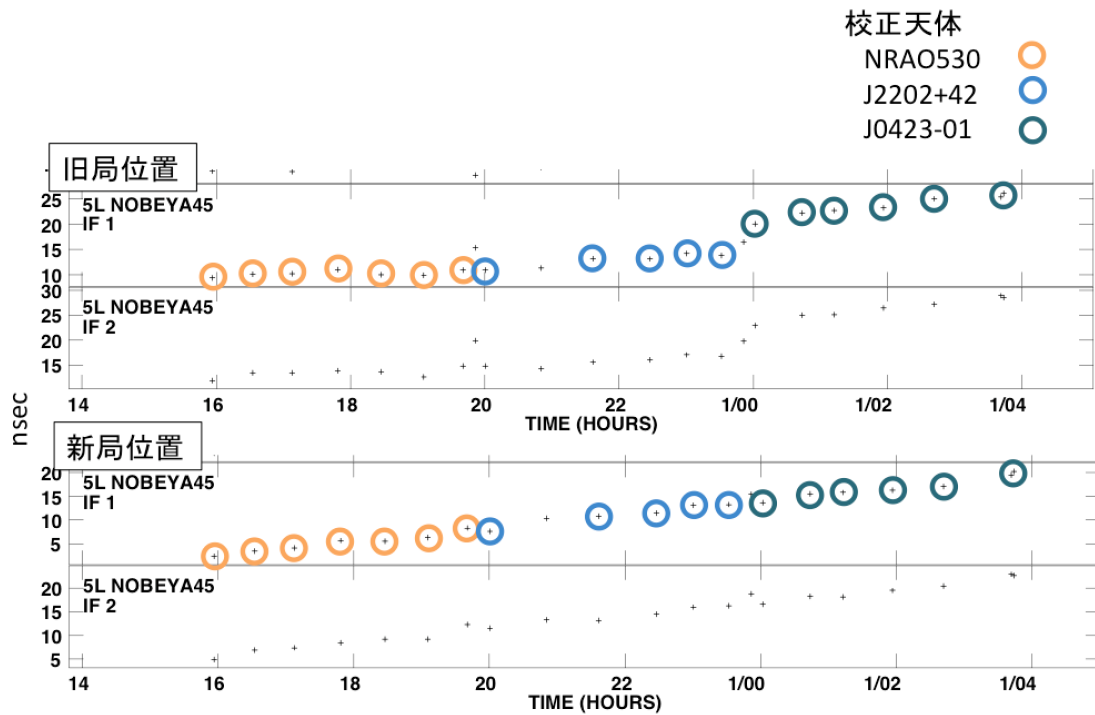


図 2: 郡遅延残差解. 上: NRO45m 旧局位置, 下: NRO45m 新局位置

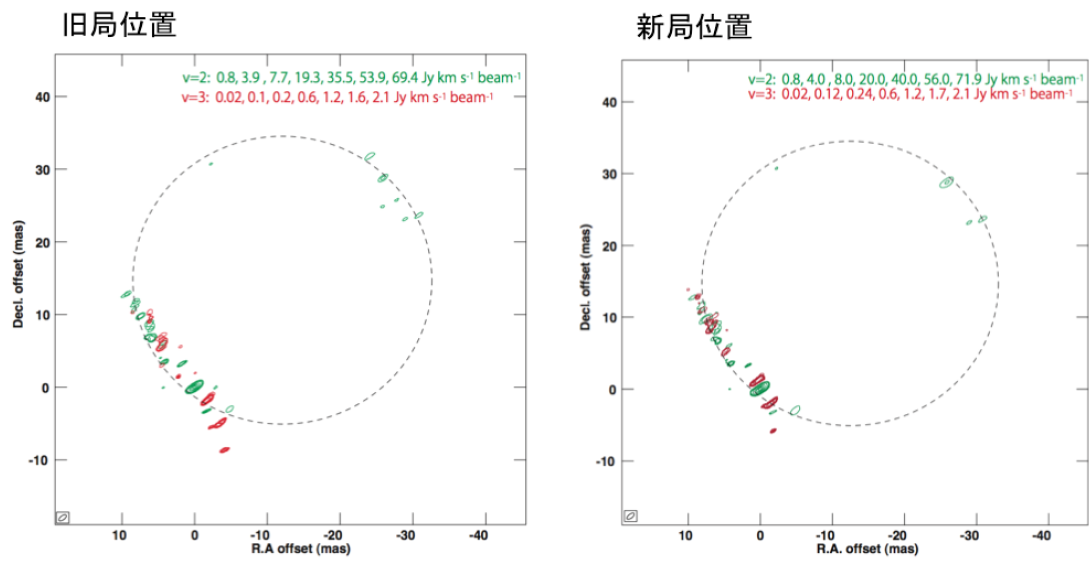


図 3: T Cep $v = 2, v = 3$ メーザー合成マップ比較. 左: NRO45m 旧局位置, 右: NRO45m 新局位置

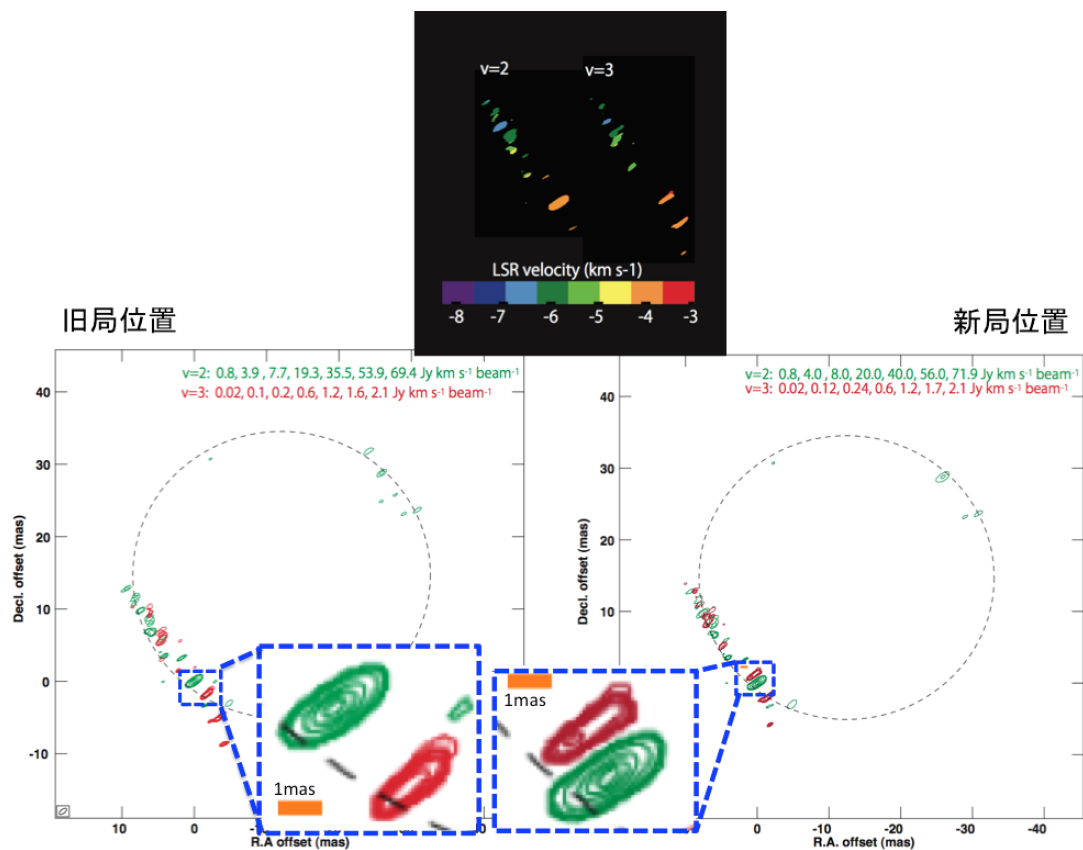


図 4: T Cep $v = 2, v = 3$ メーザー合成マップ比較 (拡大) および視線速度分布. 左: NRO45m 旧局位置, 右: NRO45m 新局位置

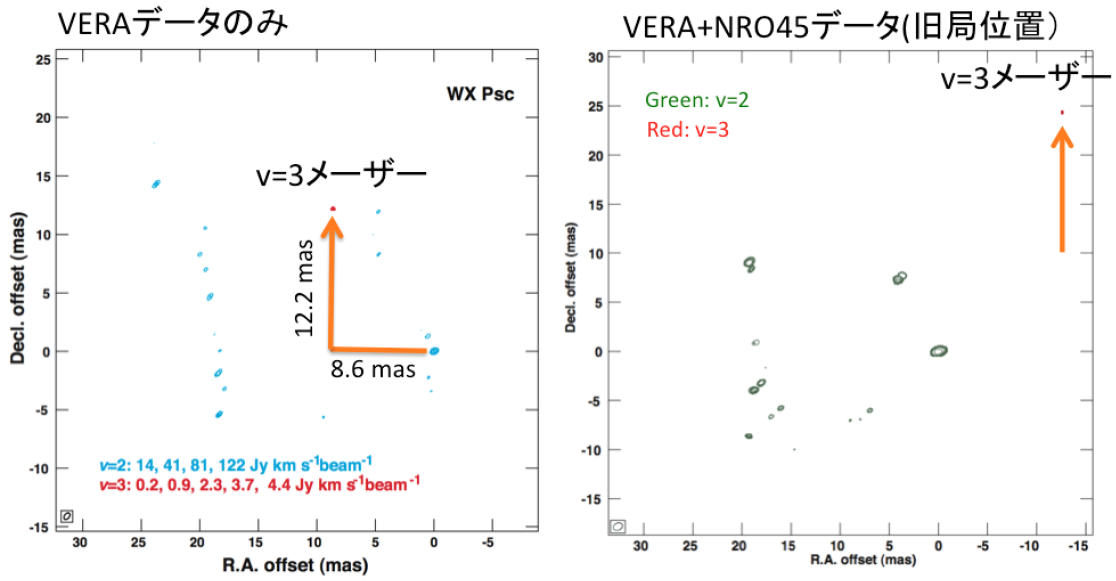


図 5: WX Psc $\nu=2, \nu=3$ メーザー合成マップ比較。左: VERA 単独データ, 右: VERA+NRO45m データ (旧局位置)

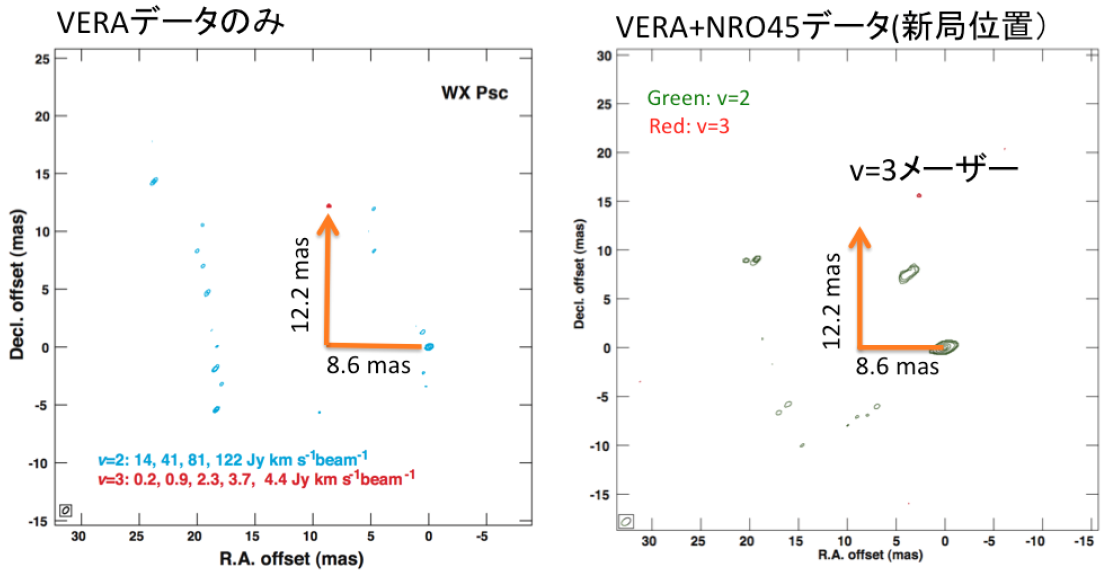


図 6: WX Psc $\nu=2, \nu=3$ メーザー合成マップ比較。左: VERA 単独データ, 右: VERA+NRO45m データ (新局位置)

参考文献

- [1] Bujarrabal, V., 1994, A&A, 285, 953
- [2] Bujarrabal, V., Alcolea, J., Sanchez Contreras, C., and Colomer, F. 1996, A&A, 314, 883
- [3] Boboltz, D. A., & Claussen, M. J. 2004, ApJ, 608,480
- [4] Bowers, P. F., & Johnson, K. J. 1994, ApJ, 92,189
- [5] Chibueze, J. O., Miyahara, T., Omodaka, T., Ohta, T., Fujii, T., Tanaka, M., M otohara, K., & Miyako,.M. 2016, AJ, 817, 115
- [6] Cho, S.-H., Kaifu, N., & Ukita, N. 1996, AJ, 111, 1987
- [7] Cho, S.-H., Lee, C. W., & Park, Y. -S, 2007, ApJ, 657, 482
- [8] Choi, Y. K., Hirota, T., Honma, M., & Kobayashi, H. 2008, IAUS, 248, 192C
- [9] Cotton, W. D. et al. 2005, ASPS, 340, 380
- [10] Cotton, W. D., Ragland, S., Pluzhnik, E., Danchi, W. C., Traub, W. A., Willson, L.A. & Lacasse, M. G. 2009, ApJ, 704, 170
- [11] Desin, L. et al. 2010, A&A, 516, A69
- [12] Desin, L. et al. 2017, A&A, 608, A55
- [13] Deguchi, S.,& Iguchi, T. 1976, PASJ, 28, 307
- [14] Desmurs, J. -F., Bujarrabal, V., Lindqvist, M., Alcolea, J., Soria-Ruiz, R., & Bergman, P. 2014, A&A, 565, A127
- [15] Elitzur, M. 1991 ” ASTRONOMICAL MASERS ” , KLUWER ACADEMIC PUBLISHERS
- [16] Gonidakis, I., Diamond, P.J., & Kemball, A. J., 2013, MNRAS, 433, 3133
- [17] Gray, M. 2012, Maser Source in Astrophysics (CAMBRIDGE UNIVERSITY PRESS) , 162
- [18] Habing, H.J, 2004, Asymptotic Giant Branch Stars (Springer-Verlag New York, Inc.)
- [19] Herwig, F. 2005, Annual Review of A&A, 43, ,435
- [20] Höfner, S. 2012, Natur, 484, ,172
- [21] Imai, H. et al. 2007, IAUS, 242, 340

- [22] Imai, H., Nakashima, J.-I., Deguchi, S., Yamauchi, A., Nakagawa, A., & Nagayama, T. 2010, PASJ, 62, 431
- [23] Imai, H., et al., 2012, PASJ, 64, L6
- [24] Kim, J.-H., Cho, S.-H., & Kim, S. J. 2014, AJ, 147, 22
- [25] Kwok, S. 2007, Physics and Chemistry of the Interstellar Medium (University Science Books)
- [26] van Leeuwen, F. 2007, A&A, 474, 653
- [27] Lockett, P., & Elitzur, M, 1992, ApJ, 399, 704
- [28] Miyoshi, M., Matsumoto, K., Kameno, S., Takaba, H., & Lwata, T. 1994, Natur, 371, 395
- [29] Olofsson, H., Rydbeck, O. E. H., Lane, A. P., & Predmore, C. R. 1981, ApJ, 247, L81
- [30] Olofsson, H., Rydbeck, O. E. H., & Nyman, L.-Å. 1985, A&A, 150, 169
- [31] Oyadomari, M Master thesis
- [32] Oyadomari, M., Imai, H., Nagayama, T., Oyama, T, Masumoto, N., Nakashima, J., & Cho, S.-H. PASJ, in preparation
- [33] Oyama, T. et al. 2016, PASJ, 68, 105
- [34] Pardo, J. R., Alcolea, J., Bujarrabal, V., Colomer, F., del Romero, A, & de Vicente, P. 2004, A&A, 424, 145
- [35] Smith, B. J., Price, S. D., & Moffett, A, J. 2006, AJ, 136, 612
- [36] Shintani, M. 2008, PASJ, 60, 1077
- [37] Soria-Ruiz, R., Alcolea, J., Colomer, F., Bujarrabal, V., Desmurs, J.-F., Marvel, K. B., & Diamond, P. J. 2004, A&A, 426, 131
- [38] Soria-Ruiz, R., Alcolea, J., Colomer, F., Bujarrabal, V. & Desmurs, J.-F. 2007, A&A, 468, L1
- [39] Whitelock, P. A., Fest, M. W., & van Leeuwen, F. 2008, MNRAS, 386, 313
- [40] Yi, J., Booth, R. S., Conway, J. E., & Diamond, P.J. 2005, A&A, 432, 531
- [41] Yun, Y. J. et al. 2016, ApJ, 822, 3
- [42] Zhao-Geisler, R., Quirrenbach, A., Köhler, R., Lopez, B., & Leinert, C. 2011, A&A, 530, A120
- [43] VERA Status Report, 2017, Mizusawa VLBI Observatory, National Astronomical Observatory of Japa
- [44] Snyder, L. E., & Buhl, D. 1975, ApJ, 197, 329
- [45] http://milkyway.sci.kagoshima-u.ac.jp/groups/vcon_lib/wiki/9fbfd/Data_Aysis.html
- [46] <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>

- [47] American Association of Variable Star Observers (AAVSO), <http://www.aavso.org/lcg>
- [48] 今井裕, 加納周, 桑原翔, 2014 年 2 月 14 日, 「GPS を用いた野辺山 45m 電波望遠鏡局位置推定および VLBI データ校正について (最終報告)」
- [49] 干渉計サマースクール 2005 教科書 国立天文台
- [50] 中井直正, 坪井昌人, 福井康雄, 2009 年, 「シリーズ現代の天文学 第 16 巻 宇宙の観測 II - 電波天文学」
- [51] 野本憲一, 定金晃三, 佐藤勝彦, 2009 年, 「シリーズ現代の天文学 第 7 巻 恒星」

謝辞

本論文を執筆するにあたり、日々丁寧かつ熱心なご指導を頂いた今井裕准教授に感謝いたします。VERA 及び野辺山 45m 望遠鏡の運用にご尽力頂きました国立天文台水沢局 VLBI 観測所の小山友明様、永山匠様、坂井伸行様、鹿児島大学理学部宇宙コースの皆様にご心より感謝申し上げます。国立研究法人情報通信研究機構の関戸衛様、川合栄治様、岳藤一宏様には鹿嶋 34m 望遠鏡の運用に多大なご尽力を頂きました。