

修 士 学 位 論 文

大質量星形成領域 G33.641-0.228 に
付随する 6.7GHz メタノールメーザーの
突発的強度変動のモニター観測

2014 年度
(平成 26 年度)

茨城大学大学院理工学研究科

理学専攻

13NM154L

石井翔太

論文要旨

大質量星(太陽の8倍以上)は、重元素の生成や、次世代の星の形成への多大なる寄与という観点から、非常に重要な天体である。しかし、太陽程度の質量の恒星に比べて、寿命が短く($\sim 10^7$ 年)、より遠方($>1\text{kpc} \sim 3000$ 光年)にあることから、観測が困難である。そのため、その形成過程の理解は現在も不十分である。そこで、本研究では電波で明るいメーザー現象に着目した。6.7GHz メタノールメーザーは多くの周波数帯で検出されるメタノールメーザーの中では一番明るい。また、このメーザーを起こしている分子ガス領域のサイズが数天文単位と非常にコンパクトであり、 10^4 年程度の若い進化段階で放射されていると考えられている。6.7GHz メタノールメーザーは大質量星形成領域のみから放射が確認されているため、選択的に大質量星の形成過程を研究する上で、良いプローブになると考えられている。

対象天体 G33.641-0.228 は視線速度が 59.61 km s^{-1} の成分のみが突発的強度変動を起こしていること、強度の増加時と減衰時でタイムスケールが異なることが先行研究から明らかになっている。しかし、この突発的強度変動が起きる周期の有無や、バースト時の強度の増加のタイムスケールが不明であった。バースト現象の起きるタイミングの予測ができると、VLBI 観測によりバースト時の空間分布を得る道を拓くと期待される。

本研究では茨城県日立市に位置する 32m 電波望遠鏡を用いて、長期間モニター観測と高頻度モニター観測、二つのモードの観測を行った。長期間モニター観測の観測日は 2013 年 1 月 7 日から 2014 年 6 月 26 日で、観測頻度は 9 日に 1 回程度である。高頻度モニター観測の観測日は 2014 年 7 月 3 日から 2014 年 12 月 10 日で、観測頻度は 1 日 1 回程度である。長期間モニター観測は 1 年以上の、高頻度モニター観測は 1 日程度のタイムスケールでの強度変動に対し、その様子を捉えるための有効な手段である。また、山口局の 32m 電波望遠鏡でも独立にモニター観測を実施した。山口局では茨城局よりも更に密である 1 日に複数回、観測を行った。

長期間モニター観測により、バースト成分以外にも強度変動している成分を発見することができた。そして、各視線速度成分の間の強度変動の相関を調べることにより、相関のある二つのグループに分けることができた。しかし、どちらのグループもバースト成分の変動のタイミングとは相関性は低かった。一方、高頻度モニター観測により、バースト後の減衰時に強度の増減が何度も繰り返されていることが分かった。そして、バーストの強度と次のバーストが起きるまでの期間に着目したところ、これらの間には指数関数的な関係があると推測した。また、山口局のデータと組み合わせることにより、24 時間よりも短いタイムスケールの強度変動を捉えることができた。本研究は将来的に、対象天体の構造やバースト時の空間分布を得ることに役立つと考えられる。

目次

第 1 章 研究背景	− 3
1.1 大質量星形成過程	− 3
1.2 6.7GHz メタノールメーザー	− 4
1.2.1 メーザー現象	− 4
1.2.2 メタノールメーザー	− 5
1.3 研究目的	− 6
第 2 章 観測対象天体 G33.641-0.228	− 7
2.1 観測事実	− 7
2.1.1 空間分布	− 7
2.1.2 対象天体との距離	− 8
2.1.3 磁場	− 10
2.2 先行研究	− 11
2.2.1 各速度成分の強度変動	− 11
2.2.2 視線速度の変動	− 13
2.2.3 各速度成分の空間分布	− 14
2.2.4 バーストの要因	− 15
2.2.5 先行研究のまとめ	− 16
第 3 章 観測	− 17
3.1 観測諸元	− 17
3.2 アンテナ温度の較正法	− 19
3.2.1 Blank Sky を見た場合のパワー	− 19
3.2.2 システム雑音温度 T_{sys}	− 20
3.2.3 R-sky 法	− 22

第4章 結果	－23
4.1 メタノールメーザーの視線速度成分の分け方	－23
4.2 長期間モニター観測	－26
4.3 高頻度モニター観測	－30
4.4 山口局とのデータ比較	－33
第5章 考察	－36
5.1 変動度の定量化	－36
5.1.1 期間の分け方	－36
5.1.2 変動指数1(モジュレーションインデックス)による解析	－37
5.1.3 分母にメジアンを用いた変動指数1(モジュレーションインデックス)による解析	－39
5.1.4 変動指数2による解析	－41
5.2 バースト現象の減衰期間の推定	－42
5.3 各速度成分の相関	－45
5.3.1 相関係数 ρ	－45
5.3.2 相関係数の計算結果	－45
5.3.3 速度成分が2グループに分けられる要因の考察	－53
5.4 バースト時期の予測	－54
5.5 バースト後の強度の減衰時の増減に関する考察	－57
第6章 まとめ	－58

第 1 章 研究背景

1.1 大質量星形成過程

星の形成領域は、大質量星と中小質量星に分けることができる。中小質量星については、太陽のより近傍にも複数存在するため、その形成過程はよく理解されている。しかし、大質量星の場合は、形成領域が中小質量星に比べ、より遠方(概ね $>1\text{kpc}$ (~ 3000 光年))にあることと、大質量原始星の周囲をより高密度な星間物質が覆っていることなどから、観測が困難である。そのため、その形成過程の理解は現在も不十分である。ここで、大質量星とは太陽質量の 8 倍以上の恒星を指し、寿命は 10^7 年程度である。現在考えられている大質量星形成のシナリオは以下の通りである。しかし、それぞれの進化段階におけるタイムスケールは正確には明らかになっていない。

- i. 分子雲内の周囲より密度の高い低温のガスやダストで星形成が行われる。
- ii. これらのガスやダストは自己重力崩壊し、降着によって生まれた星の質量が増えていく。
- iii. 中心星からの熱やアウトフローは、ダスト粒子の氷を蒸発させ、ガス中に大型有機分子が放出される。メタノールメーザーが発生するのはこのフェーズである。
- iv. 中心星からの紫外線は、ultra-compact H_{II} 領域を作る。その後、分子を破壊しながら、膨張する。メタノールメーザーもこの段階では消失する。
- v. 高温の電離したガスの膨張が続き、巨大な H_{II} 領域が形成される。やがて、それらは若い星団にさらされ、電離した風によって星周囲のガスが晴れていく。

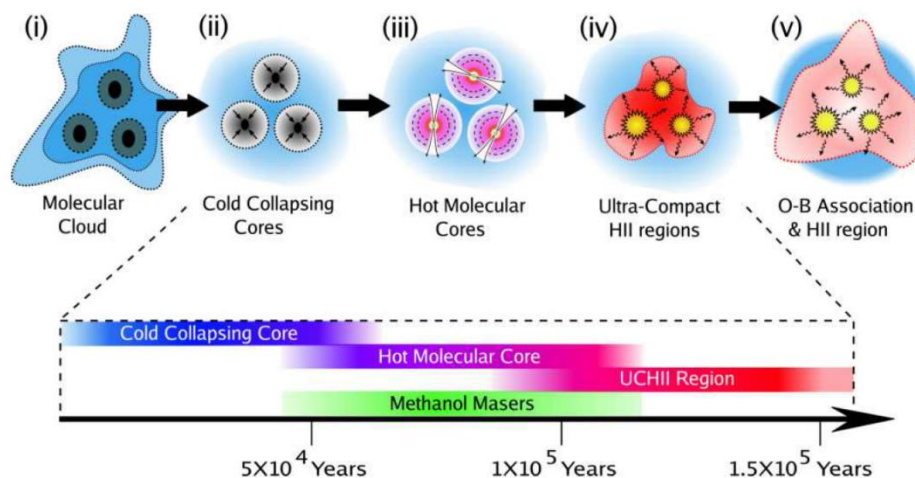


図 1.1 大質量星形成過程の概念図
(Cormac Purcell 博士論文(2006))

1.2 6.7GHz メタノールレーザー

1.2.1 メーザー現象

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って、エネルギー準位分布が支配される(熱平衡状態)。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 とすると、二つの準位間の粒子数の比は式(1.1)のボルツマン分布で与えられる。

$$\frac{n_2/g_2}{n_1/g_1} = \exp\left(-\frac{h\nu}{kT}\right). \quad (1.1)$$

このような状況では通常、式(1.1)は必ず1より小さくなり、統計的重みあたりの粒子数 n_i/g_i ($i=1,2$)は下のエネルギー準位の方が多くなる。ところが粒子数密度の低い希薄な宇宙空間では熱平衡から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、上のエネルギー準位の方により多く分布する場合がある。図1.2のように、レベル3のエネルギー準位へ励起されると、その後、自発放射などによりレベル3からレベル2へ粒子が遷移する。この現象が多数の粒子について繰り返されると、やがて高い準位であるレベル2の方にレベル1よりも多く粒子が存在するようになる。このような状態は反転分布と呼ばれる。反転分布はとても不安定で、外部からの放射により、レベル2からレベル1へ粒子が遷移する誘導放射が生じ、それがまた別の分子に入射して、同様な放射を起こす、これが連続的に起きて非常に強い放射を出す。これがメーザー¹と呼ばれる現象である。メーザー放射は以下のような特徴をもつ。

- 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。

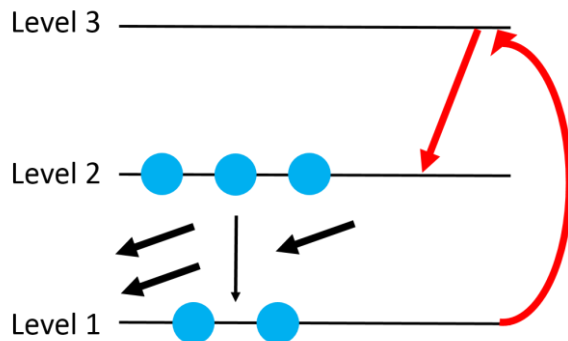


図 1.2 メーザー現象の3準位モデル

¹ Microwave Amplification by Stimulated Emission of Radiation

1.2.2 メタノールメーザー

メタノールメーザーは Orion-KL 領域において 25GHz 帯で初めて観測された(Barret et al.1971)。それ以来、様々な周波数において遷移が発見されてきた。メタノールメーザーは、その付随領域の違いから、Ⅰ、Ⅱの2つのクラスに分類されている(Batrla et al.1987; Menten 1991a)。2つのクラスの特徴を表 1.1 にまとめた。

本研究では 6.7GHz メタノールメーザーの観測を行った。6.7GHz メタノールメーザーが初めて観測的に発見されたのは 1991 年である(Menten 1991b)。励起状態(J,K)=(5,1)から低励起状態(J,K)=(6,0)への A+軸対称による遷移で、 $5_1 \rightarrow 6_0 A^+$ のように表す。また、その静止周波数は 6668.5192 ± 0.0008 MHz である(Breckenridge & Kukolich 1995)。多くの周波数帯で検出されるメタノールメーザーの中では一番明るく、メーザー全種の中では水メーザーに次いで 2 番目に明るい。また、このメーザーを起こしている分子ガス領域のサイズが数天文単位と非常にコンパクトである(Menten et al. 1992)。§ 1.1 で示した大質量星形成シナリオにより、 10^4 年程度の若い進化段階で放射されていると考えられている(Walsh et al.1998; Ellingsen 2006)。さらに、6.7GHz メタノールメーザーは大質量星形成領域のみから放射が確認されている(Minier et al.2003; Xu et al.2008; Breen et al.2013)。そのため、大質量星形成領域の研究をする上で、良いプローブになると考えられている。

表 1.1 クラスⅠ、クラスⅡメタノールメーザーの特徴

	クラスⅠ	クラスⅡ
主な周波数帯	25,36,44,84,95GHz	6.7,12,19,23,37,107GHz
UCHⅡ領域、赤外線源、OH メーザー	付随しない	付随する (UCHⅡ領域とは数秒角のズレあり)
発生領域	アウトフローの先端	円盤、アウトフロー
励起機構	衝突	赤外線
メーザー放射領域のサイズ	数 100AU	数 AU ²
典型的輝度温度	$10^6 - 10^8$ K	10^{10} K

² 厳密には、「数 AU のコアと数 10–100AU のハロー」で形成されている(Minier et al.2002)。

1.3 研究目的

本研究では、6.7GHz メタノールメーザーの強度変動を観測した。過去にも 6.7GHz メタノールメーザーの様々な強度変動観測、特に周期的な振る舞いを示す天体の強度変動観測が盛んに行われてきた(Goedhart et al.2003, 2004, 2009; van der Walt et al.2009; Araya et al.2010; Szymczak et al.2011; Fujisawa et al.2014a; Maswanganye et al.2015)。強度変動の要因は、励起源となる中心星の影響ではないかと考えられているが、明確には分かっていない。強度変動が中心星の影響によるものだとすると、強度変動を観測することにより、中心星の特徴を知ることができ、その特徴から大質量星形成過程で分かっていない、それぞれの進化段階でのタイムスケールを知る手がかりにもなる。また、中心星の影響でないならば、別の強度変動の要因を考察することにより、大質量星形成過程において今までに未知であったことを、新たに特徴づけることができる。

本研究では、バースト的な振る舞いをするメタノールメーザーの強度変動観測を行った。バースト的な強度変動は、メタノールメーザーの中でも希有な変動現象であるため、その要因の解明を目的とした。また、本研究は大質量星形成期の理解に重要な、磁場の研究に寄与する可能性が考えられる。

第 2 章 観測対象天体 G33.641-0.228

2.1 観測事実

本研究では大質量星形成領域 G33.641-0.228(以下からは G33.64-0.23 と呼ぶ)に付随している 6.7GHz メタノールメーザー源についての観測を行った。対象天体の 6.7GHz メタノールメーザーが初めて観測されたのは、ポーランドにある Torun 望遠鏡によるサーベイである(Szymczak et al.2000)。

2.1.1 空間分布

対象天体 G33.64-0.23 は、高空間分解能な VLBI³ 観測によって、速度成分ごとの空間分布が明らかになっている(Bartkiewicz et al.2009; Szymczak et al.2010; Fujisawa et al.2012)。メーザースポットは、 167×61 [ミリ秒角 $\times$ ミリ秒角]の範囲に分布している。図 2.1 が各速度成分におけるメーザースポットの空間分布を表している。図 2.1 における各メーザースポットは、原点に位置するメーザースポットからの相対位置として図示されている。その原点の絶対座標は赤経、赤緯 (RA,DEC) = ($18^{\text{h}}53^{\text{m}}32.5677^{\text{s}}$, $+00^{\circ}31'39''.164$) からのオフセットである。この空間分布に関する詳しい記述は § 2.2.3 で説明する。

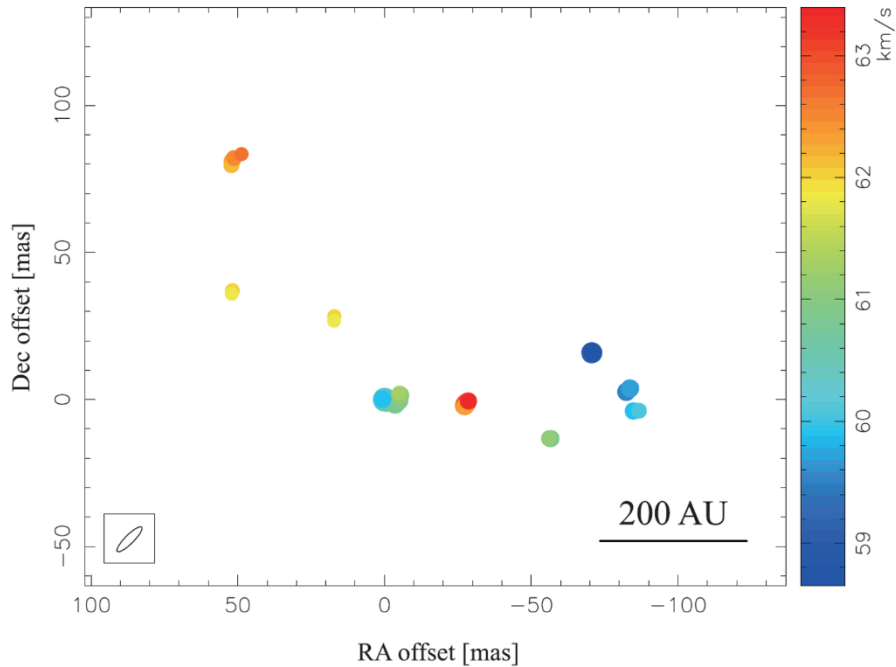


図 2.1 各速度成分の空間分布

³ Very Long Baseline Interferometry: 超長基線電波干渉法

対象天体の周りで赤外線源(IRAS⁴ 18509+0027)が観測されている。しかし、距離が $2.6 \times 10^4 \text{AU}$ ⁵ $\approx 0.13 \text{pc}$ ⁶とメーザースポットからとても離れているため、励起源であるかの判断はできない。この距離の導出については、§2.1.2で行う。この赤外線源の強度はIRASカタログから、 $1.2 \times 10^4 L_{\odot}$ となっている。 $L_{\odot}$ は太陽光度を表す。また、H II 領域には付随していない(Bartkiewicz et al.2011)。

2.1.2 対象天体との距離

対象天体の視線速度成分を測る際には、局所静止基準(LSR; Local Standard of Rest)を用いる。局所静止基準とは、「太陽の位置における平均的銀河系回転運動に乗った慣性座標系」として定義される。LSRは銀河系の回転を考える際の基準となる重要な概念である。LSRと銀河中心の距離は R_0 、LSRが持つ銀河系回転の速度は θ_0 と表される。この二つの定数は銀河定数と呼ばれ、太陽位置における銀河系回転を記述するもっとも基本的な量である。銀河定数の値は、1985年の国際天文学連合の決議により、それまでの研究の平均値である $R_0 = 8.5 \text{kpc}$ 、 $\theta_0 = 220 \text{km s}^{-1}$ が推奨されている。また、LSRと併せて、よく用いる概念の一つが太陽円である。これは、銀河中心を中心とする半径 R_0 の円として定義される。太陽はこの円上に存在する。太陽円を境に銀河系円盤を二つに分け、太陽円の内側を内銀河、外側を外銀河と呼ぶ。対象天体は太陽円の内側に位置している。

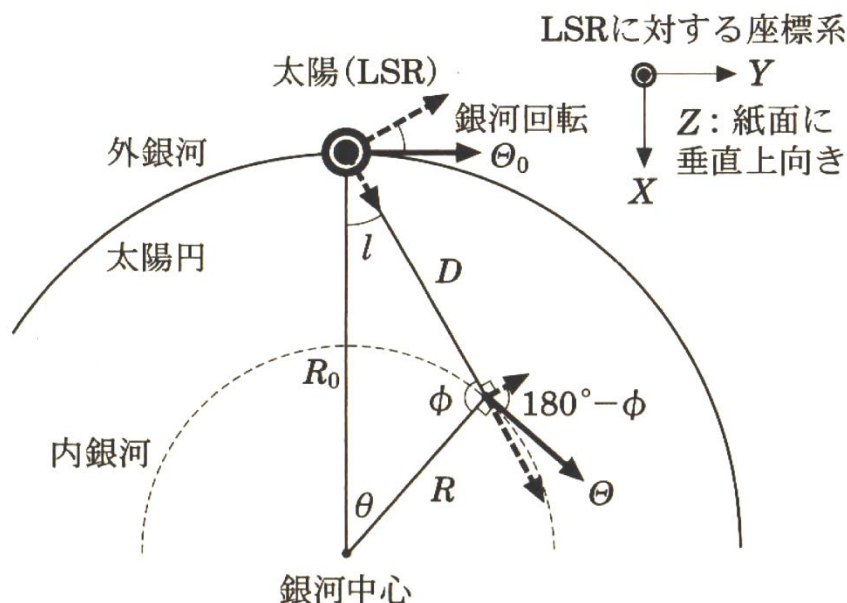


図 2.2 銀河系円盤を円盤上空から見たときの模式図
(銀河Ⅱ－銀河系 シリーズ現代の天文学第5巻より)

⁴ Infrared astronomical satellite:赤外線天文衛星

⁵ 地球と太陽との平均距離。1AU= $1.50 \times 10^{11} \text{m}$

⁶ 1AUの長さが1秒角の角度を張るような距離。1pc= $2.06 \times 10^5 \text{AU}$ = $3.08 \times 10^{16} \text{m}$

天体が銀河系回転によって完全な円運動をしている状況を考える。視線方向の速度を V_r とすると、観測天体と LSR の速度成分の差として与えられるので、

$$V_r = \theta \sin(180^\circ - \phi) - \theta_0 \sin l \quad (2.1)$$

と表せる。ここで、 θ は銀河系回転の速度、 l は銀経である。また、正弦定理より、

$$\frac{\sin \phi}{R_0} = \frac{\sin l}{R} \quad (2.2)$$

となる。式(2.1)に式(2.2)を代入し、整理すると、

$$V_r = \left(\frac{\theta}{R} - \frac{\theta_0}{R_0}\right)R_0 \sin l . \quad (2.3)$$

図 2.1 の空間分布で原点とした静穏時の強度が最も大きいメーザースポットの視線速度 $V_r = 60.32 \text{ km s}^{-1}$ 、銀経 $l = 33.99^\circ$ 、過去の観測から分かっている太陽近傍の銀河系回転の速度 $\theta = 220 \text{ km s}^{-1}$ を代入すると、 $R = 4.88 \text{ kpc}$ となる。さらに、余弦定理より、

$$R^2 = D^2 + R_0^2 - 2DR_0 \cos l . \quad (2.4)$$

解の公式から D について解くと、

$$D = R_0 \cos l \pm \sqrt{R^2 - R_0^2 \sin^2 l} \quad (2.5)$$

となる。この式に、式(2.3)で求めた $R = 4.88 \text{ kpc}$ を代入すると、対象天体との距離 $D = 4.69 \text{ kpc}$ となる。最も近い赤外線源と対象天体との距離は 6.48 [秒角]であるが、図 2.3 より、

$$D_{IR} = 6.48 \times D = 3.04 \times 10^4 [\text{AU}] = 0.15 [\text{pc}] \quad (2.6)$$

に相当することが分かる。

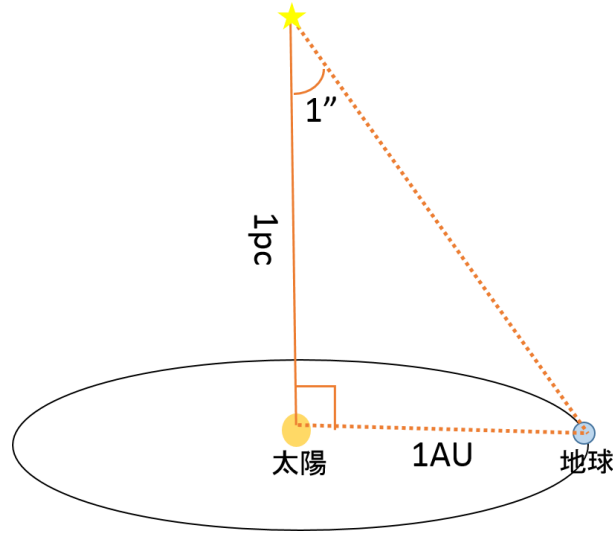


図 2.3 1pc の定義

2.1.3 磁場

対象天体で過去に観測された磁場について説明する。対象天体では 6.7GHz メタノールメーザーのゼーマン分裂観測によって、18mG の磁場が検出されている (Vlemmings 2008)。ゼーマン分裂観測とは、ゼーマン効果⁷による周波数のずれを利用し、磁場を測定する観測法である。

この磁場で生成可能なエネルギーについて考える。まず、典型的なメーザースポットを水素分子でできた球として定義する。典型的なメーザースポットの半径は 5[AU]= $5 \times 1.5 \times 10^{11}$ [m]程度である。そのため、その球の体積 V は 1.7×10^{36} m³となる。単位体積あたりのエネルギー u は

$$u = \frac{1}{2} \frac{B^2}{\mu_0} \quad (2.7)$$

と定義される。 μ_0 は真空の透磁率⁸で、 $\mu_0 = 4\pi \times 10^{-7}$ [m kg s⁻¹ A⁻²]である。 B は磁束密度で、 $B=1.8 \times 10^{-2}$ [G]= 1.8×10^{-6} [T]である。よって、18mG の磁場で生成可能なエネルギーは

$$E = u \times V = 2.0 \times 10^{30}[\text{J}] \quad (2.8)$$

となる。

⁷ 原子や分子から放出される電磁波のスペクトルにおいて、磁場がないときには単一波長であったスペクトル線が、磁場中においた場合には複数のスペクトル線に分裂する現象。

⁸ 磁場の強さ H と磁束密度 B の間の関係を $B = \mu H$ と表した時の比例定数 μ 。

2.2 先行研究

2.2.1 各速度成分の強度変動

対象天体 G33.64+0.23 に付随する 6.7GHz メタノールメーザーについての先行研究である Fujisawa et al.(2012)に沿って、対象天体の特徴について説明していく。Fujisawa et al.(2012)では、山口県にある 32m 電波望遠鏡による単一鏡モニター観測を行った。期間は 2009 年 7 月 2 日から 10 月 17 日までで、観測頻度は 1~5 日に 1 回である。サンプル数は 62 であった。速度分解能は茨城局と同じく 0.044 km s^{-1} である。図 2.4 は、縦軸にフラックス密度⁹[Jy]、横軸に視線速度[km s^{-1}]を表したラインプロファイルである。この図から、対象天体は 6 つの速度成分に分けられることが分かる。点線が 7 月 29 日の観測データ、実線が 7 月 30 日の観測データである。視線速度 59.6 km s^{-1} の成分 II のみ、1 日でフラックス密度が増加している。

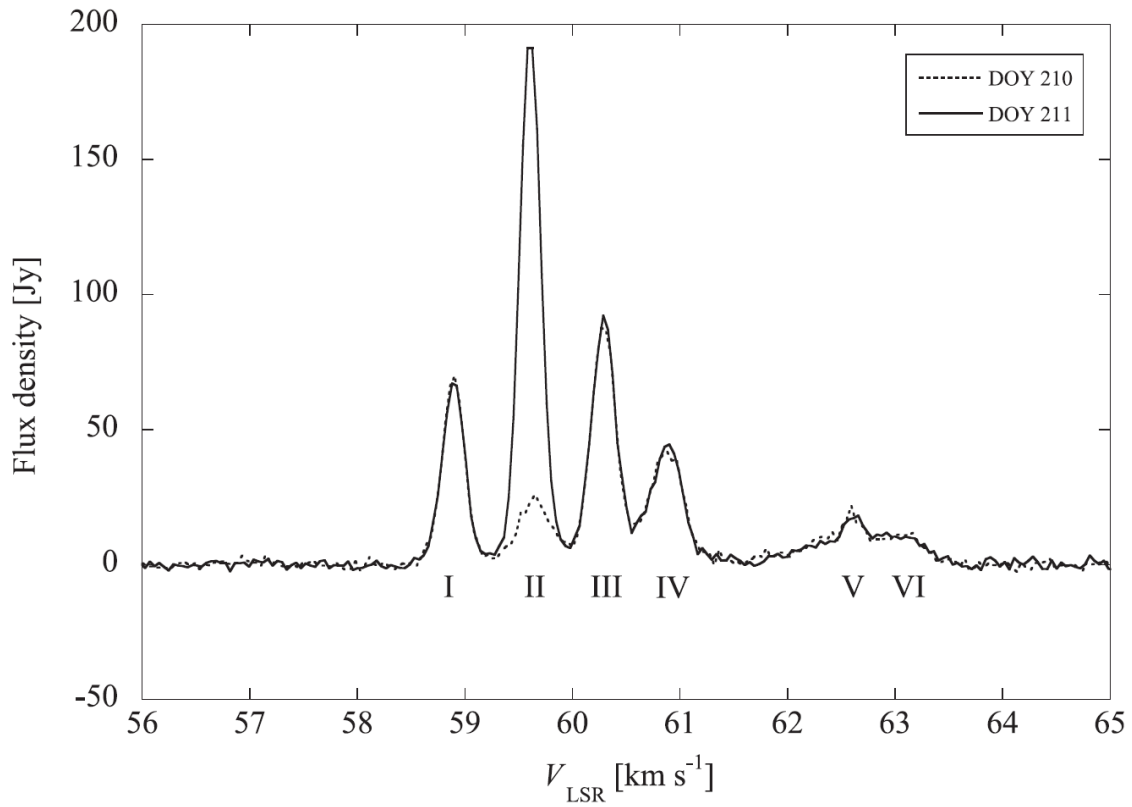


図 2.4 1 日でのスペクトルの変化

⁹ 単位時間あたりに単位面積を通過する単位周波数幅の電磁波がもつエネルギー。

図 2.5 は、横軸に 2009 年 1 月 1 日を起点とする日を取り、縦軸にフラックス密度を視線速度成分ごとに表した図である。この図から、線でつながれた成分 II のみ短期間でかつ大きな強度変動が見られ、バースト現象が起きていることが分かる。まず、1 回目のバーストについて説明する。静穏時である 7 月 2 日(DOY 183)のフラックス密度は 26Jy である。その 3 日後の 7 月 5 日(DOY 186)にフラックス密度は 7.35 倍の 191Jy まで増加している。 e -folding time(強度が最大値の $\frac{1}{e}$ となるまでにかかった時間)は 5 日である。バースト前と同程度のフラックス密度まで減衰するのにかかった時間は 10 日ほどである。次に、2 回目のバーストについて説明する。静穏時である 7 月 29 日(DOY 210)のフラックス密度は 26Jy である。その翌日、7 月 30 日(DOY 211)にフラックス密度は、1 回目のバーストと同じ 7.35 倍の 191Jy まで増加している。 e -folding time は同じく 5 日である。バースト前と同程度のフラックス密度まで減衰するのにかかった時間は 17 日ほどである。このことから、バースト時における強度は、1 日より短いタイムスケールで増加し、数日かけて減衰していることが分かる。また、成分 I も成分 II ほど大きくではないが 40 日ほどかけて、強度変動している。

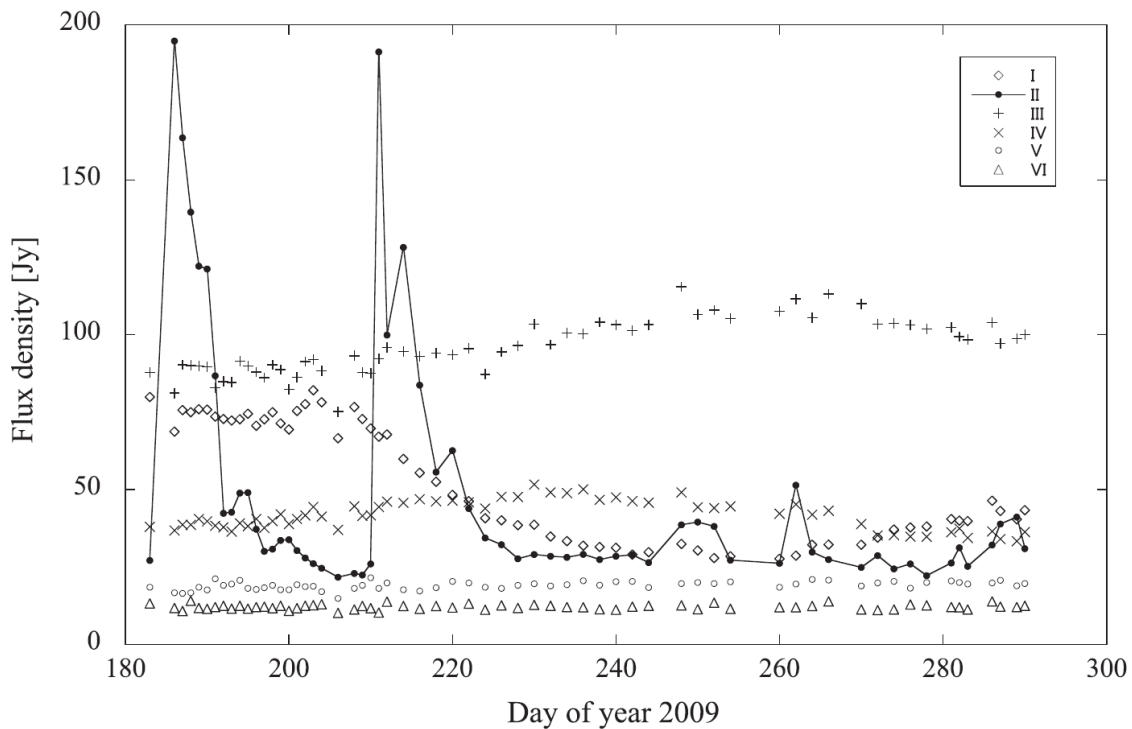


図 2.5 各速度成分のフラックス密度の時間変動

2.2.2 視線速度の変動

図 2.6 はバースト成分である成分Ⅱにおける、1 回目のバーストの前後(7 月 2 日(DOY 183)から 7 月 29 日(DOY 210))を●、2 回目のバーストの前後(7 月 30 日(DOY 211)から 9 月 5 日(DOY 248))を○とし、縦軸に視線速度、横軸にフラックス密度を表したものである。ここでの視線速度とは、フラックス密度のピークが観測された視線速度である。この図から、成分Ⅱはフラックス密度だけでなく、視線速度も変動していることが示唆される。また、どちらの期間もフラックス密度が大きい時に視線速度は小さくなり、フラックス密度が小さい時に視線速度は大きくなっている。これらのことから、2 回のバーストにおける視線速度変動はお互い 0.01 km s^{-1} 未満の正確さで同様の変動をしていることが読み取れる。

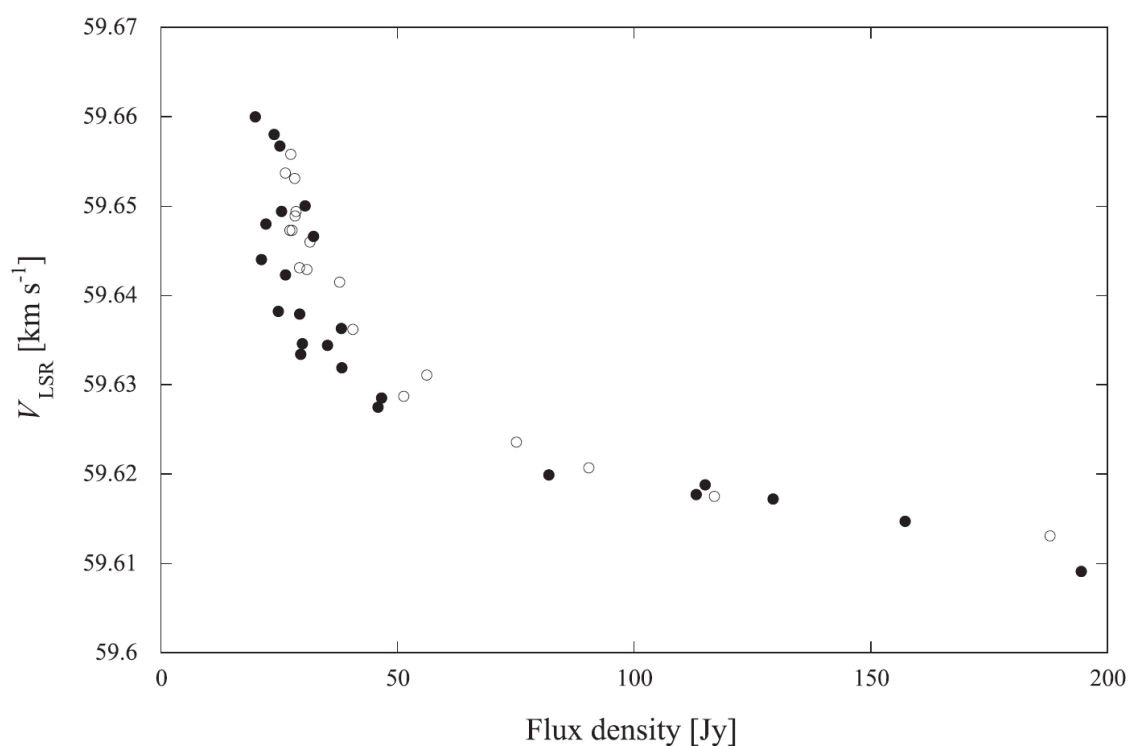


図 2.6 バースト前後における成分Ⅱの視線速度の変動

2.2.3 各速度成分の空間分布

図 2.7 は、2009 年 10 月 6 日(DOY 279)に高空間分解能な VLBI 観測によって得られたメーザースポットの空間分布である。この空間分布はバースト現象が起きている日のものではなく、成分Ⅱの強度が静穏時のものである。メーザースポットは 650AU ほどの広がりを持って分布していることが分かる。また、成分Ⅰと成分Ⅱは 100AU 未満の距離に位置している。もし、バースト時も成分Ⅱの位置が変わらないのであれば、これほど近い距離に位置しているにもかかわらず、成分Ⅱだけが特異な振る舞い(バースト的な強度変動)をしていることが分かる。

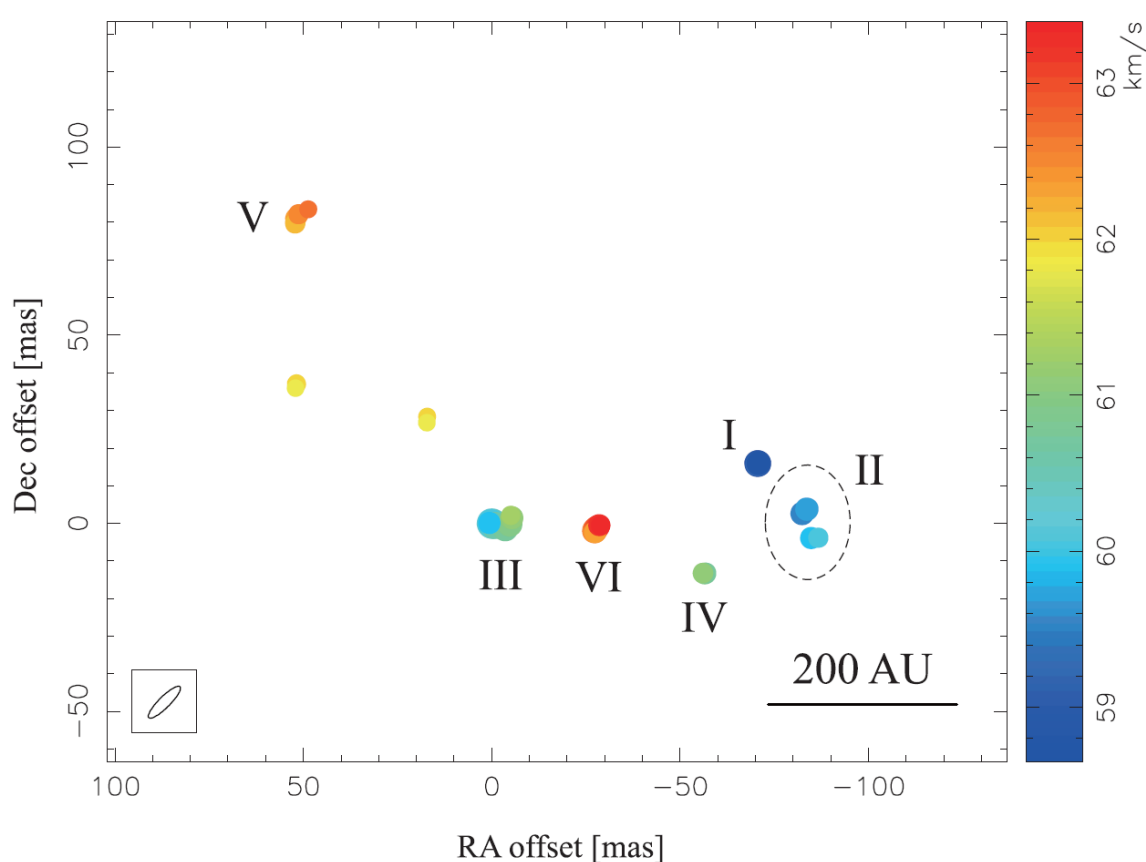


図 2.7 空間分布に各速度成分の分け方を記載したもの

2.2.4 バーストの要因

先行研究 Fujisawa et al.(2012)では、バースト現象が起こる要因として、磁気リコネクションを考えている。磁気リコネクションとは磁力線がつながかわる現象である。プラズマ内で逆向きの磁力線が押しつけられると、その間で強い電流が流れる。これを電流シートという。電流が流れている限りは逆向きの磁力線はつながらないが、なんらかの理由で電流が散逸すると磁力線はつながりかわり、その結果できた、曲がった磁力線に強い磁気張力が発生して、プラズマが激しく加速される。また同時に、ジュール加熱、衝撃波加熱などが起きて、プラズマが超高温に加熱される。このように、磁気エネルギーが短時間のうちにプラズマの運動エネルギーや熱エネルギーに変換される。磁気リコネクションは局所的に、また短時間で強度変動を起こしうるので、他の視線速度成分と空間的に近い分布を示しているにもかかわらず、成分Ⅱのみがバースト現象を起こしていること、バースト時の強度の増加と減少にかかる時間が異なること、この二つを説明することができる。

そして、§ 2.1.3 で述べたように、対象天体では磁場が検出されている。ここで、メーザースポットの温度を 100K 上げるために必要なエネルギーを計算する。輝度温度の上昇に一番寄与するのはダスト温度であり、150–250K 程度のダスト温度上昇があれば、フラックス密度(輝度温度)を 7 倍に上昇させることが可能と考えられている(Cragg et al.2005)。§ 2.1.3 で定義した球状のメーザースポットについて考えると、その質量は

$$M = V \times n_{H_2} \times m_{H_2} = 5.1 \times 10^{21} [\text{kg}] \quad (2.9)$$

となる。 n_{H_2} は 1m^3 あたりの水素分子の数(10^{12} 個)、 m_{H_2} は水素分子の質量($3 \times 10^{-27}\text{kg}$)である。よって、 $\Delta T = 100\text{K}$ 上げるために必要なエネルギー E_{100K} は

$$E_{100K} = M \times c_H \times \Delta T = 7.1 \times 10^{27} [\text{J}] \quad (2.10)$$

となる。 c_H は水素の比熱($1.4 \times 10^4 \text{J kg}^{-1}\text{K}^{-1}$)である。

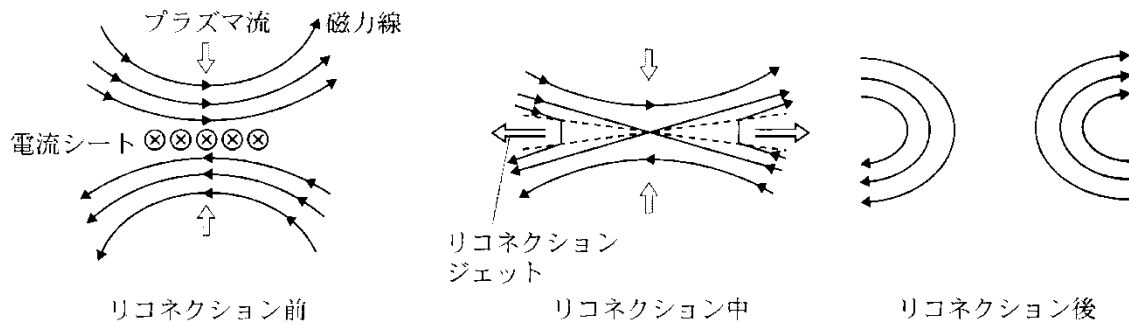


図 2.8 磁気リコネクションの概念図
(太陽 シリーズ現代の天文学第 10 巻より)

対象天体で検出された 18mG の磁場で生成可能なエネルギーは 2.0×10^{30} [J] なので、磁気エネルギーによってバースト現象を引き起こすことは、理論上は可能だと言える。

2.2.5 先行研究のまとめ

ここで、先行研究である Fujisawa et al.(2012)で対象天体において理解されている点、未解明な点をまとめる。

理解されている点は以下の通りである。

- ・対象天体 G33.64+0.23 の視線速度 59.61 km s^{-1} の成分(成分 II)のみ、バースト現象を起こしている。
- ・バースト時の強度は静穏時の 7 倍ほどである。
- ・強度は 1 日より短いタイムスケールで増加し、数日かけて減衰する。
- ・40 日ほどかけて、成分 I の強度も変動している。
- ・バースト時に視線速度は小さくなり、静穏時に視線速度は大きくなっている。
- ・メーザースポットは 650AU ほどの空間分布を持ち、成分 II と最も近い成分 I との距離は 100AU 未満である。

未解明な点は以下の通りである。

- ・バースト現象が普遍的な強度変動現象なのかが不明である。
- ・バースト現象が起きる周期はあるのかが不明である。
- ・バースト現象の予測はできるのかが不明である。
- ・バースト時の VLBI 観測による空間分布が得られていない。
- ・バースト時の強度の増加のタイムスケールが不明である。
- ・成分 I、成分 II 以外の成分が強度変動しているかが不明である。
- ・各成分に相関や周期などがあるかが不明である。

上記の点を調べるためには、長期間モニター観測と高頻度モニター観測、二つのモードの観測が必要である。長期間モニター観測によって、バースト成分以外の強度変動を知ることができる。高頻度モニター観測によって、バースト現象の起きたタイミングを知ることができる。1 日に複数回の観測を行うことによって、先行研究で未解明な 1 日より短いタイムスケールでの強度変動を捉えることができる。この二つのモードについては、§ 3.1 で説明する。バースト現象の起きるタイミングの予測ができると、バースト時の VLBI 観測を行うことが可能となる。

第3章 観測

3.1 観測諸元

茨城県日立市、高萩市にある2台の32m電波望遠鏡のうち、日立市に位置する電波望遠鏡を用いて観測を行った。

今回の観測は、長期間モニター観測と高頻度モニター観測の二つのモードに分けられる。長期間モニター観測の観測日は2013年1月7日から2014年6月26日で、観測頻度は9日に1回程度である。サンプル数は37である。高頻度モニター観測の観測日は2014年7月3日から2014年12月10日で、観測頻度は1日1回程度である。サンプル数は131である。

長期間モニター観測は、長い時間をかけて強度が変動する天体に対し、有効な手段である。対象天体 G33.64-0.23 のバースト的な強度変動をする視線速度 59.61 km s^{-1} の成分以外の速度成分に対して、長期的な変動や周期性、各成分間における相関性などを調査するために、9日に1回程度という頻度での長期間モニター観測を行った。

しかし、先行研究 Fujisawa et al.(2012) や茨城局での長期間モニター観測により、対象天体の 59.61 km s^{-1} の速度成分は、9日というタイムスケールよりも短いタイムスケールで変動していることが分かった。そのため、更に短いタイムスケールを捉えることができる高頻度モニター観測を行った。



図 3.1 茨城局 32m 電波望遠鏡
(写真左が高萩アンテナ、右奥が日立アンテナ)

観測周波数は 6664-6672 MHz である。静止周波数 f は 6668.5192 MHz であり、これによって、空間分解能を導くことができる。空間分解能を、アンテナのビームの HPBW(半値全幅)で表すと

$$\text{HPBW} = K \times \frac{\lambda}{D} = K \times \frac{c}{f D} \quad (3.1)$$

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 は光速($3 \times 10^8 \text{ m s}^{-1}$)である。開口面電場分布を無限長に広がる理想的なガウシアンとした場合、 $K = 1.2$ となる。日立アンテナの過去の観測結果から、HPBW=4.6[arcmin]である(栗橋潤 2011 年度修士論文)。分光器の分光点数は 2,097,152 で、それをチャンネルバインドした後の点数は 8,192 である。よって、周波数分解能 Δf は 976Hz、速度分解能 Δv は 0.0439 km s^{-1} となる。仰角が 15° の時のシステム雑音温度 T_{sys} は 25-35 K である。積分時間 t は 5 分である。電波望遠鏡が積分時間 t で検出できる電波の強度である最小検出フラックス密度 ΔS は

$$\Delta S = \frac{2K_s}{\eta_A A_p} \frac{k T_{\text{sys}}}{\sqrt{\Delta f t}} \quad (3.2)$$

と定義される。 K_s は受信方式によって異なる係数で、 $K_s = \sqrt{2}$ として計算した。有効開口能率 η_A は 0.7 と仮定した。 A_p はアンテナの開口面積、 k はボルツマン定数である。 $\Delta S = 0.35[\text{Jy}]$ 程度となる。

観測パラメータを表 3.1 にまとめた。以下の観測パラメータは両方のモードともに共通である。

表 3.1 観測パラメータ

電波望遠鏡	日立 (茨城) 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	2,097,152
チャンネルバインド後の点数	8,192
速度分解能	0.044 km s ⁻¹
システム雑音温度	25-35 K @EL> 15°
積分時間	5 min/source
最小検出感度 rms ノイズレベル 1 σ	~0.35Jy

3.2 アンテナ温度の較正法

3.2.1 Blank Sky を見た場合のパワー

電波望遠鏡で天体のない空を見たときに得られる受信機出力 P_{sky} [W]は、

$$P_{sky} = GkB[T_{RX} + (1-\eta)T_{amb} + \eta(1 - e^{-\tau})T_{atm}] . \quad (3.3)$$

G はゲイン、つまり受信機の増幅率、 k はボルツマン定数、 B は受信周波数幅、 η はアンテナが空からの信号をとらえている効率(フィード効率)、 $(1-\eta)$ は空以外からの信号を受けている割合、 T_{amb} は望遠鏡周囲(地上)の温度、 T_{atm} は上空大気の温度、 τ は光学的厚み¹⁰、 $e^{-\tau}$ は透過率である。

$T_{atm} = T_{amb}$ と仮定すると、

$$P_{sky} = GkB[T_{RX} + (1-\eta e^{-\tau})T_{amb}] . \quad (3.4)$$

光学的厚み τ はアンテナが見る方向によって変わりうる値である。大気の性質が一様であるとする、 τ は見る方向の大気の厚みに比例する。大気の厚みを H とすると、天頂方向から角度 Z の方向を見た時の大気の厚みは $H/\cos Z$ である。天頂での光学的厚みを τ_0 、天頂から角度 Z 方向の光学的厚みを τ とすると、

$$\tau = \frac{\tau_0}{\cos Z} = \tau_0 \sec Z . \quad (3.5)$$

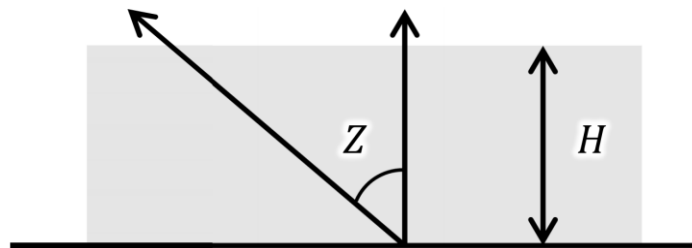


図 3.2 見る方向と大気的光学的厚みの関係

¹⁰光が物体中を単位距離進むごとに強さが $1/t$ 倍になるとすると、距離 x 進んだ位置での光の強さは t^{-x} 倍となる。物体表面から距離 x だけ進んだ位置での透過率は t^{-x} となる。また、光学的厚み τ を用いて、 $t^{-x} = e^{-\tau}$ と表すことができる。

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測定する必要がある。式(3.5)より、式(3.4)を書き直すと、

$$P_{sky} = GkB[T_{RX} + (1 - \eta e^{-\tau_0 \sec Z}) T_{amb}] . \quad (3.6)$$

角度 Z を変えて観測し P_{sky} を測定すると τ_0 が付く項のみが変化するため、最小二乗法などを用いることにより、 τ_0 を見積もることができる。

3.2.2 システム雑音温度 T_{sys}

電波望遠鏡を天体に向けた場合の出力を考える。天体の信号を受信した際に得られる出力 P_{source} [W]には、受信機雑音や大気による放射も含まれている。したがって、式(3.3)に天体信号の項を加えると、

$$P_{source} = GkB[T_{RX} + (1 - \eta e^{-\tau}) T_{amb} + T_A] . \quad (3.7)$$

T_A [K]は地球上でのアンテナ温度であり、 P_{source} に含まれる天体起源のパワーを温度に換算したものである。式(3.7)において、天体源の出力成分である T_A 以外が雑音であり、これらをまとめて、システム雑音温度 T_{sys} [K]という指標で表す。システム雑音温度は、

$$T_{sys} = \frac{T_{RX} + (1 - \eta e^{-\tau}) T_{amb}}{\eta} . \quad (3.8)$$

式(3.7)の T_A は、アンテナや大気によるロス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)由来の温度成分とは言えない。そこで、大気圏外にアンテナを出した場合のアンテナ温度を 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、

$$T_A^* = T_A \frac{L}{\eta} = T_A \frac{e^{\tau}}{\eta} . \quad (3.9)$$

式(3.9)より、式(3.7)は、

$$P_{source} = GkB[T_{RX} + (1 - \eta e^{-\tau}) T_{amb} + \eta T_A^* e^{-\tau}] . \quad (3.10)$$

となる。式(3.10)のようなアンテナを大気圏外に出した場合の受信信号に対するシステム雑音温度を T_{sys}^* [K]とすると、

$$T_{sys}^* = \frac{T_{RX} + (1 - \eta e^{-\tau}) T_{amb}}{\eta e^{-\tau}}. \quad (3.11)$$

したがって、 T_{sys} と T_{sys}^* の関係は、

$$T_{sys}^* = \frac{T_{sys}}{e^{-\tau}}. \quad (3.12)$$

T_{sys}^* は「大気による吸収の影響を含んだ(大気込みの)システム雑音温度」という意味で表される。実際の観測では、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。

3.2.3 R-sky 法

R-sky 法とは、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 R を見た時の出力 $P(T_{amb})$ [W]は、

$$P(T_{amb}) = GkB(T_{RX} + T_{amb}) \quad (3.13)$$

となる。式(3.13)から Blank sky を見た時の出力の式(3.4)を引くと、

$$P(T_{amb}) - P_{sky} = GkB\eta e^{-\tau} T_{amb} \quad (3.14)$$

となる。これを $\eta e^{-\tau}$ について解くと、

$$\eta e^{-\tau} = \frac{P(T_{amb}) - P_{sky}}{GkB T_{amb}} . \quad (3.15)$$

ここで、式(3.4)を変形して、

$$\frac{P_{sky}}{GkB} = T_{RX} + (1 - \eta e^{-\tau}) T_{amb} . \quad (3.16)$$

式(3.15)、(3.16)を式(3.11)に代入すると、

$$T_{sys}^* = \frac{P_{sky} T_{amb}}{P(T_{amb}) - P_{sky}} \quad (3.17)$$

となりシステム雑音温度が得られる。更に式(3.12)より、アンテナを地上に置いたときのシステム雑音温度 T_{sys} も導出することができる。

第4章 結果

4.1 メタノールメーザーの視線速度成分の分け方

前述の Fujisawa et al.(2012),(2014b)では、G33.64-0.23 に付随するメタノールメーザーの速度成分を6つに分けていたが、本研究では10個の速度成分に分けた。その具体的な分け方は、図4.1に示す。図4.1は、2013年1月7日(MJD 56299)から2014年7月28日(MJD 56866)までに観測された対象天体 G33.64-0.23 のデータを全て積分したラインプロファイルである。サンプル数は62となっている。総積分時間は310分、rmsは0.04Jy程度である。

分け方は、視線速度が小さい成分から、
成分I (57.05 km s^{-1}) 成分II (58.92 km s^{-1}) 成分III (59.30 km s^{-1})
成分IV (59.61 km s^{-1}) 成分V (60.32 km s^{-1}) 成分VI (60.90 km s^{-1})
成分VII (62.03 km s^{-1}) 成分VIII (62.39 km s^{-1}) 成分IX (62.68 km s^{-1})
成分X (63.14 km s^{-1}) となっている。バースト現象が見られる成分は、成分IVである。

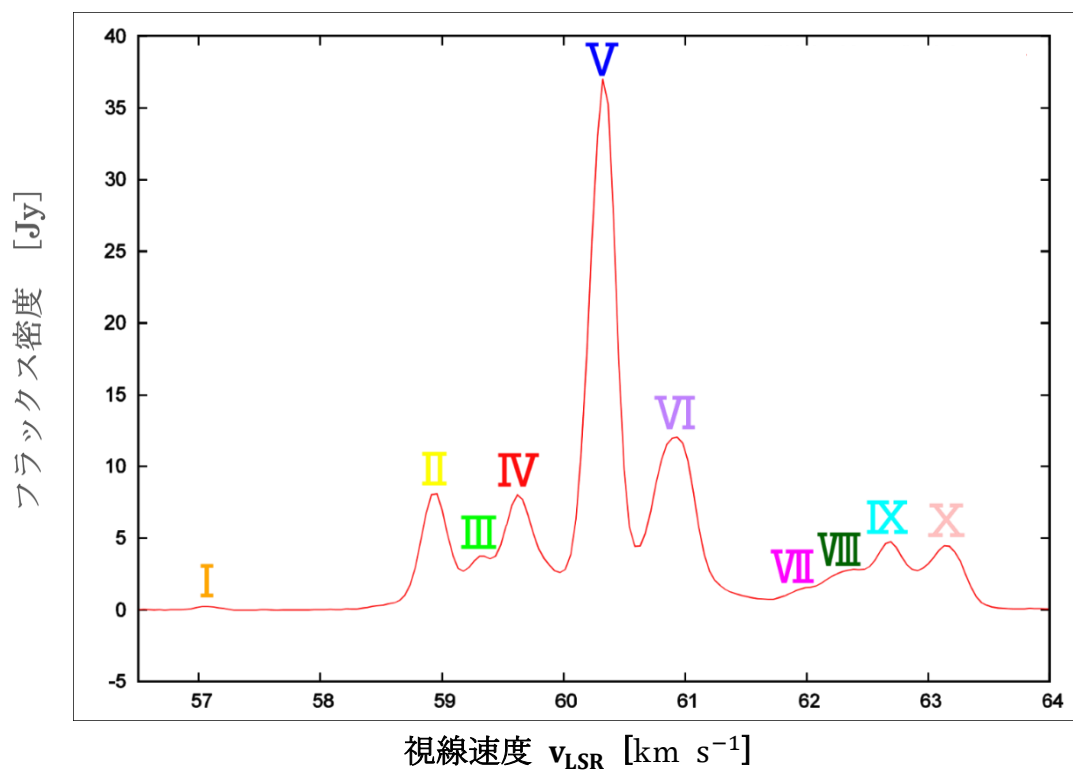


図 4.1 速度成分の分け方

これを Fujisawa et al.(2012),(2014b)で分けられている成分と比較すると、表 4.1 のようになる。1 日分のサンプルの rms は茨城局で 0.35Jy、山口局で 1.2Jy であるので、図 4.1 における rms=0.04Jy はより高感度であることが分かる。これにより、微弱な成分の同定も可能となり、視線速度成分の更に細かい区別もついている。独立していると判断できる成分が 10 個あったため、本研究ではこれらを区別した。

Fujisawa et al.(2012),(2014b)ではバースト成分である成分Ⅳの視線速度がバースト時に変動していることを指摘している。速度的に分解できない成分があり、バースト成分の強度が弱いと、その成分寄りの速度になるためだと推測している。

Fujisawa et al. (2012),(2014b)では速度的に分解できなかったバースト成分に影響を与える成分が、本研究での成分Ⅲだと考えられる。Fujisawa et al. (2012),(2014b)では、本研究での成分Ⅲと成分Ⅳをまとめて、1 つの成分としている。そのために、本研究における成分Ⅲの強度変動の影響で、バースト成分の視線速度がずれて見えた可能性がある。また、バースト成分以外の他の成分を解析することにより、バースト成分のバースト現象の時期の予測に役立つ可能性がある。これらを想定し、本研究では速度成分を先行研究よりも細かく分けた。

表 4.1 速度成分の分け方の比較

視線速度	Fujisawa et al.	本研究
57.05 km s ⁻¹		成分 I
58.92 km s ⁻¹	成分 I	成分 II
59.30 km s ⁻¹		成分 III
59.61 km s ⁻¹	成分 II	成分Ⅳ
60.32 km s ⁻¹	成分 III	成分 V
60.90 km s ⁻¹	成分Ⅳ	成分Ⅵ
62.03 km s ⁻¹		成分Ⅶ
62.39 km s ⁻¹		成分Ⅷ
62.68 km s ⁻¹	成分 V	成分Ⅸ
63.14 km s ⁻¹	成分Ⅵ	成分 X

本研究の視線速度成分を図 2.7 に対応付けた。すると、VLBI 観測でプロットされていた視線速度ごとのマーカーが、本研究で新たに分けた成分に対応していることが分かった。それが、成分Ⅶ、成分Ⅷである。また、Fujisawa et al.(2012),(2014b)では成分Ⅱとして、本研究における成分Ⅲと成分Ⅳを 1 つの成分としていたが、両成分は図 4.2 のように空間的に分離可能である。本研究における成分Ⅰは長時間積分した図 4.1 においても、フラックス密度が 0.235Jy と小さかったため、VLBI 観測による空間分布が得られなかったと考えられる。

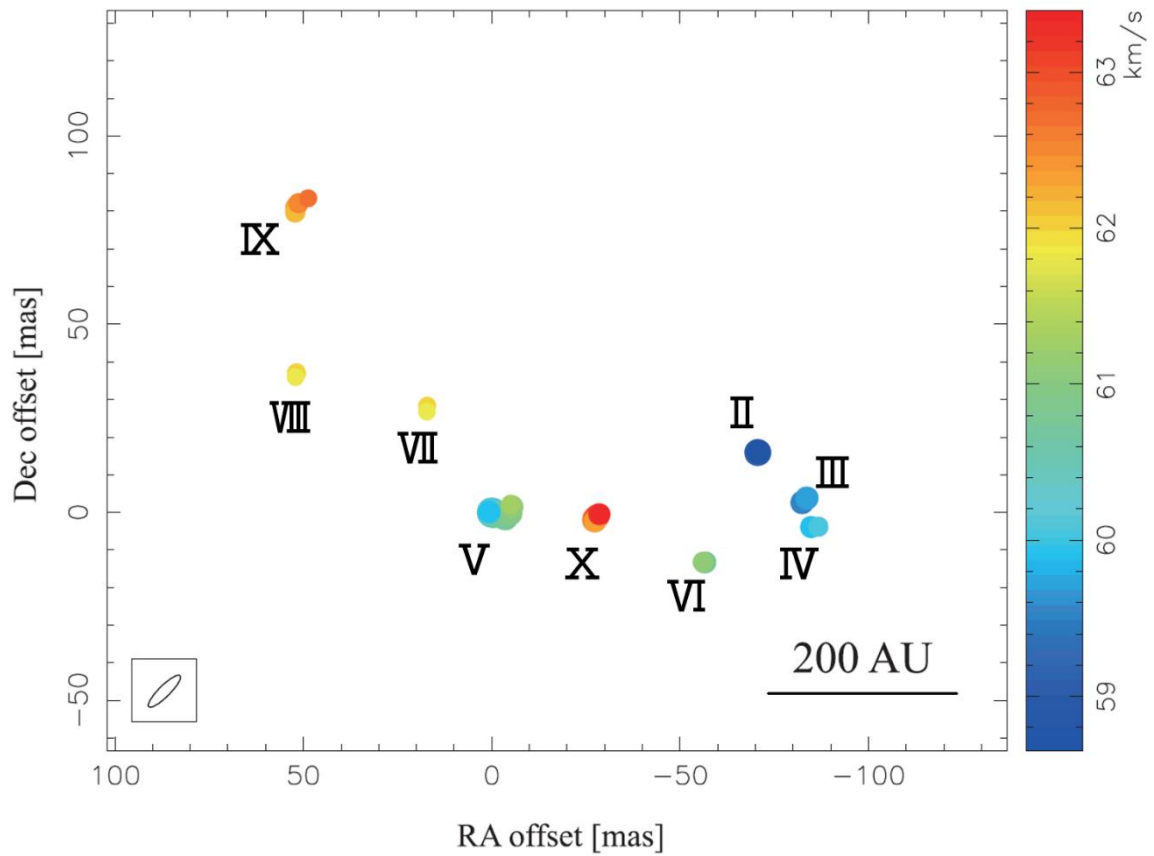


図 4.2 Fujisawa et al.(2012)で得られた VLBI マップに対し、
本研究の速度成分を対応付けたもの

4.2 長期間モニター観測

静穏時とバースト時の強度をそれぞれプロットしたラインプロファイルの例を以下に示す。図 4.3 は図 4.4 の直前に観測を行った日である 2013 年 8 月 13 日(DOY 225)のラインプロファイルである。図 4.4 は長期間モニター観測における最も大きな強度のバースト現象を観測した 2013 年 8 月 22 日(DOY 234)のラインプロファイルである。このバーストは、長期間モニター観測における 2 回目のバーストである。この二つのラインプロファイルを見比べると、視線速度 59.61km s^{-1} の成分のスペクトルの形が異なり、図 4.4 ではバースト現象が起きていることが分かる。

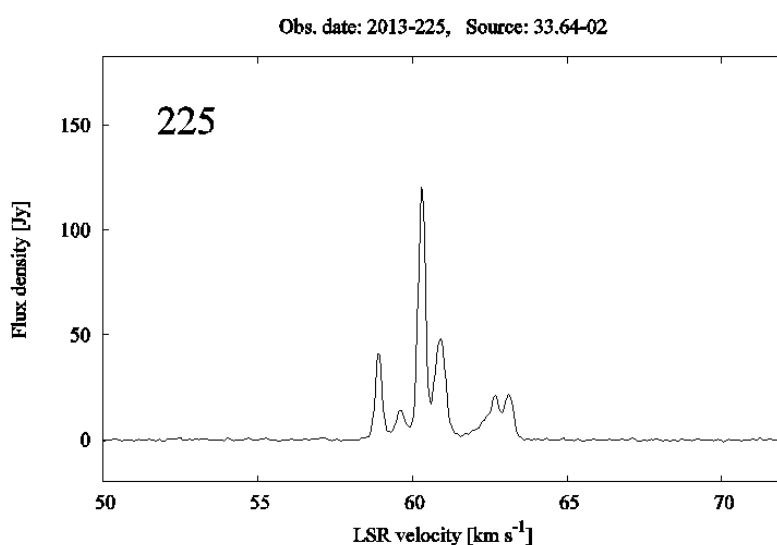


図 4.3 静穏時のラインプロファイル(2013 年 8 月 13 日)

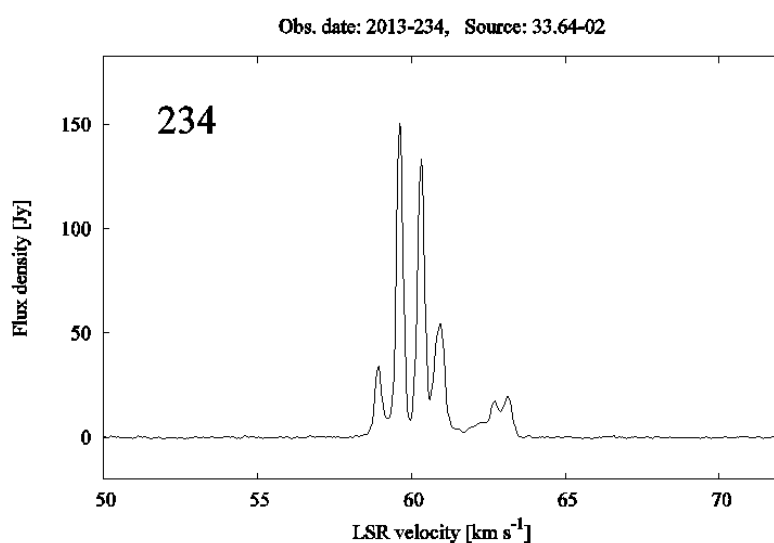


図 4.4 バースト時のラインプロファイル(2013 年 8 月 22 日)

横軸に修正ユリウス日 MJD[日]、縦軸にフラックス密度[Jy]をとり、速度成分ごとにフラックス密度の時間変動を表した。逆三角形は検出限界 3σ を表している。図 4.5 がリニアスケール、図 4.6 がログスケールとなっている。

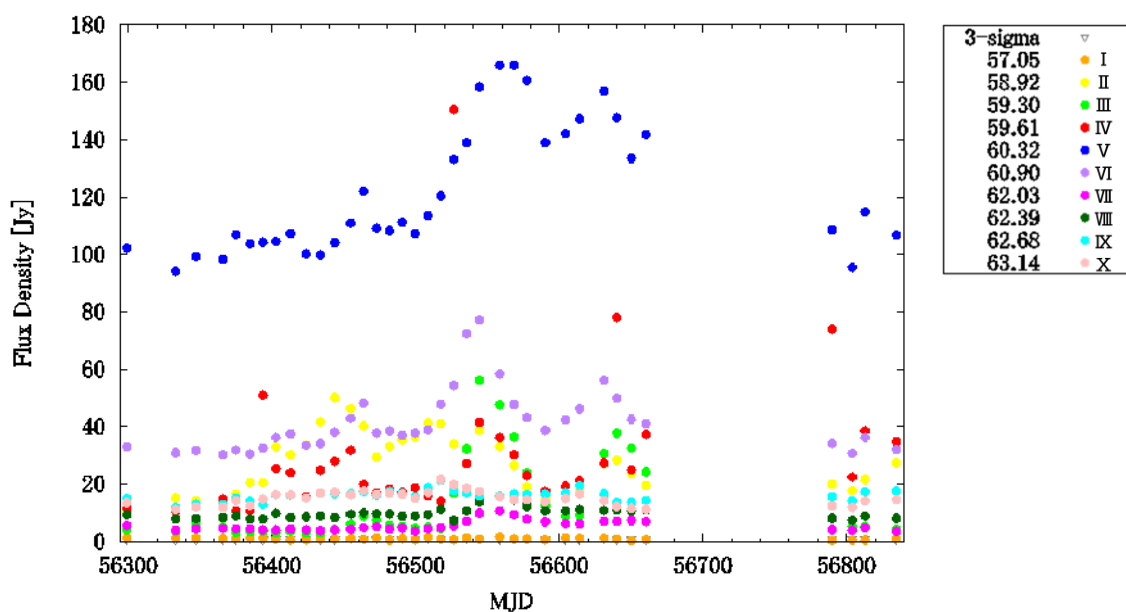


図 4.5 縦軸がリニアスケールでの全速度成分のフラックス密度の時間変動

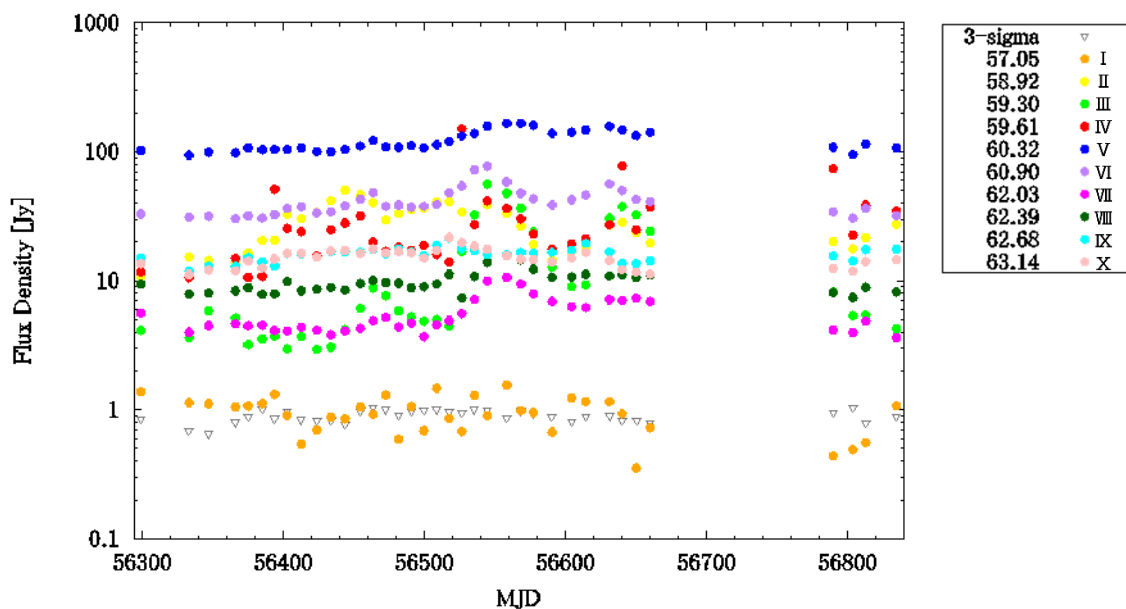


図 4.6 縦軸がログスケールでの全速度成分のフラックス密度の時間変動

図 4.5、図 4.6 から、視線速度 59.61km s^{-1} の成分(赤い点)のみ、フラックス密度が急激に大きくなっている期間があることが分かる。観測期間中、四つの期間でバースト現象が起きている。

1 回目のバーストは 2013 年 4 月 11 日(MJD 56393)に起きている。フラックス密度は 51.077Jy である。2 回目のバーストは 2013 年 8 月 22 日(MJD 56526)に起きている。フラックス密度は 150.514Jy である。この 2 回目のバーストの強度が長期間モニター観測における最も大きな値となった。3 回目のバーストは 2013 年 12 月 14 日(MJD 56640)に起きている。ピーク時のフラックス密度は 78.067Jy である。4 回目のバーストは 2014 年 5 月 12 日(MJD 56789)に起きている。ピーク時のフラックス密度は 73.977Jy である。

この他にも、成分Ⅱ(黄)、成分Ⅲ(黄緑)、成分Ⅴ(青)、成分Ⅵ(紫)などでも、強度変動が見られる。バースト成分以外で最も大きな強度変動が見られたのは成分Ⅱである。Fujisawa et al.(2012)でも、バースト成分以外で最も大きな強度変動が見られたものとして成分Ⅰ、つまり本研究での成分Ⅱが報告されている。バースト成分以外の強度変動の解析は第 5 章で行う。

バースト現象がより見えやすくするために、バースト成分である成分IVのみをプロットしたのが図 4.7、図 4.8 である。

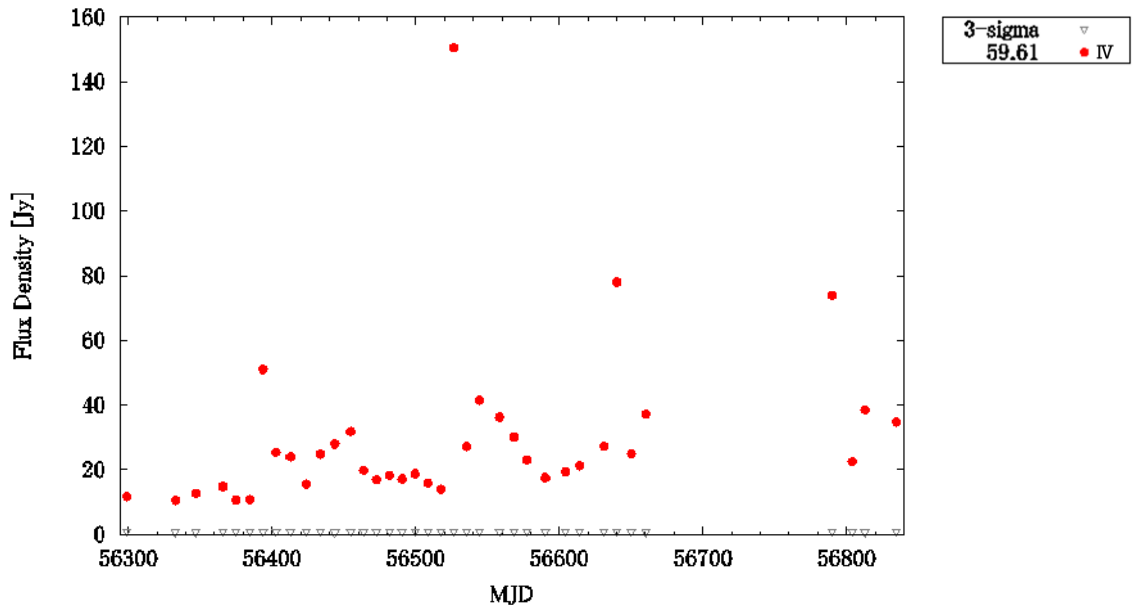


図 4.7 縦軸がリニアスケールでの成分IVのフラックス密度の時間変動

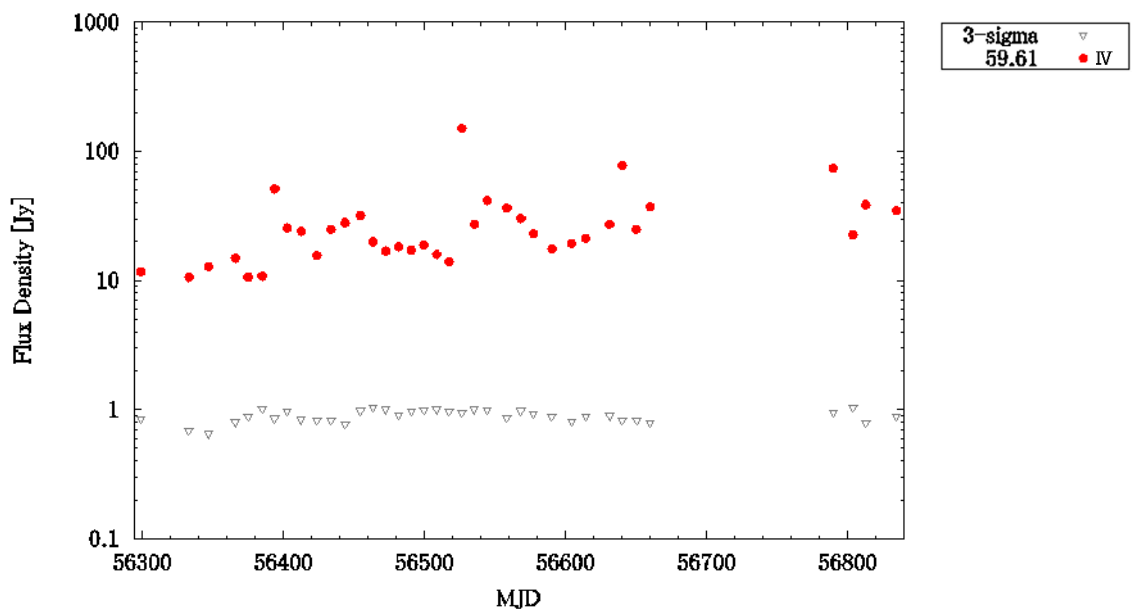


図 4.8 縦軸がログスケールでの成分IVのフラックス密度の時間変動

4.3 高頻度モニター観測

横軸に修正ユリウス日 MJD[日]、縦軸にフラックス密度[Jy]をとり、速度成分ごとにフラックス密度の時間変動を表した。図 4.9 がリニアスケール、図 4.10 がログスケールとなっている。

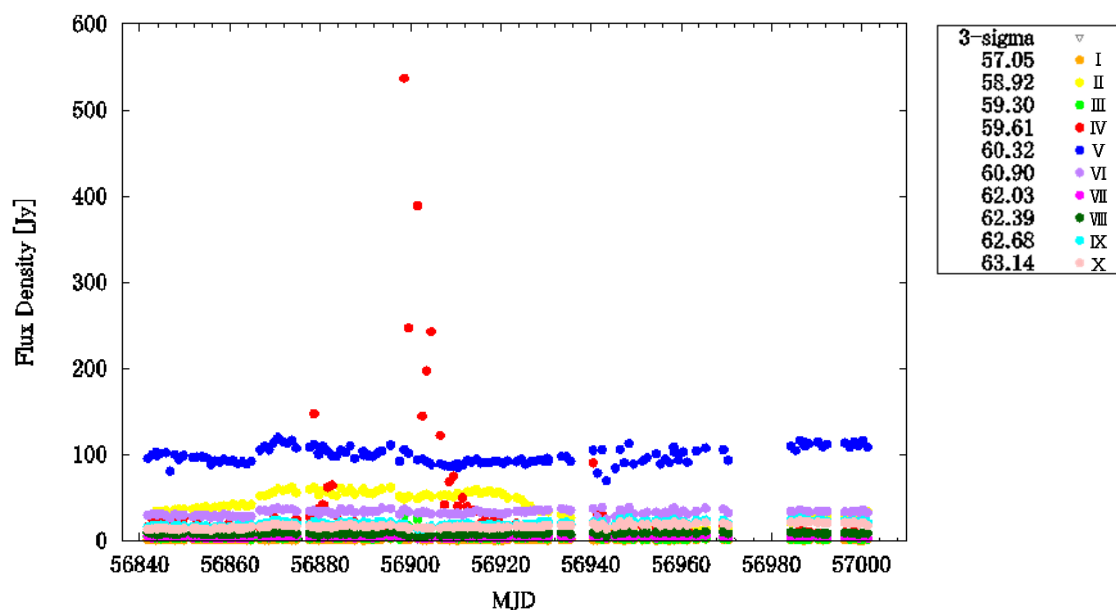


図 4.9 縦軸がリニアスケールでの全速度成分のフラックス密度の時間変動

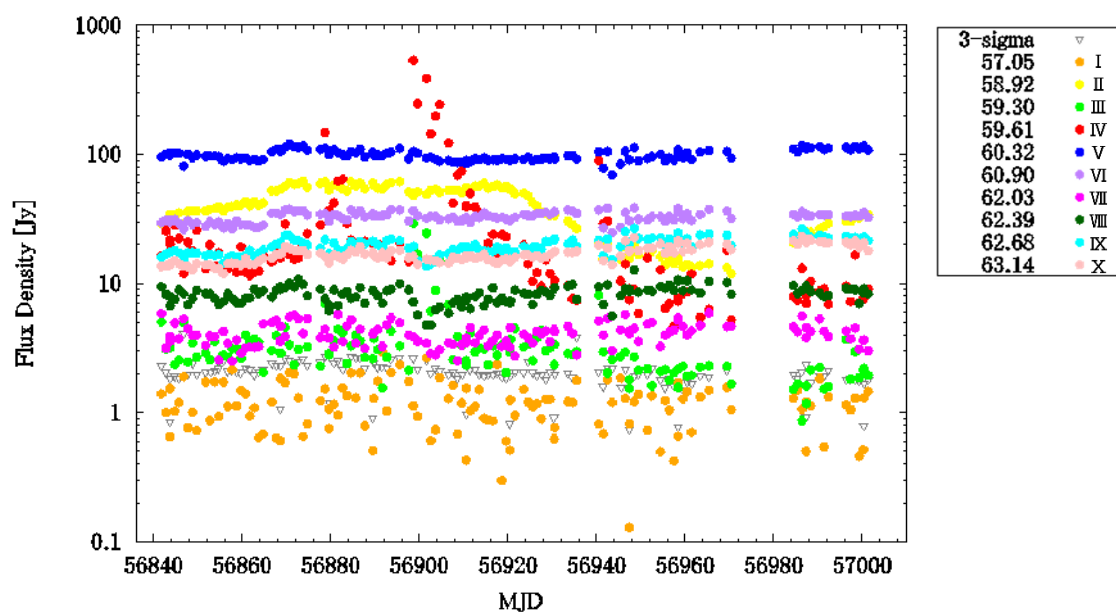


図 4.10 縦軸がログスケールでの全速度成分のフラックス密度の時間変動

図 4.9、図 4.10 から、長期間モニター観測と同様に視線速度 59.61km s^{-1} の成分(成分 IV, 赤い点)のみ、フラックス密度が急激に大きくなっている期間があることが分かる。観測期間中に 3 回、バースト現象が起きている。バースト現象がより見えやすくするために、バースト成分である成分 IV のみをプロットしたものを図 4.11、図 4.12 で示す。

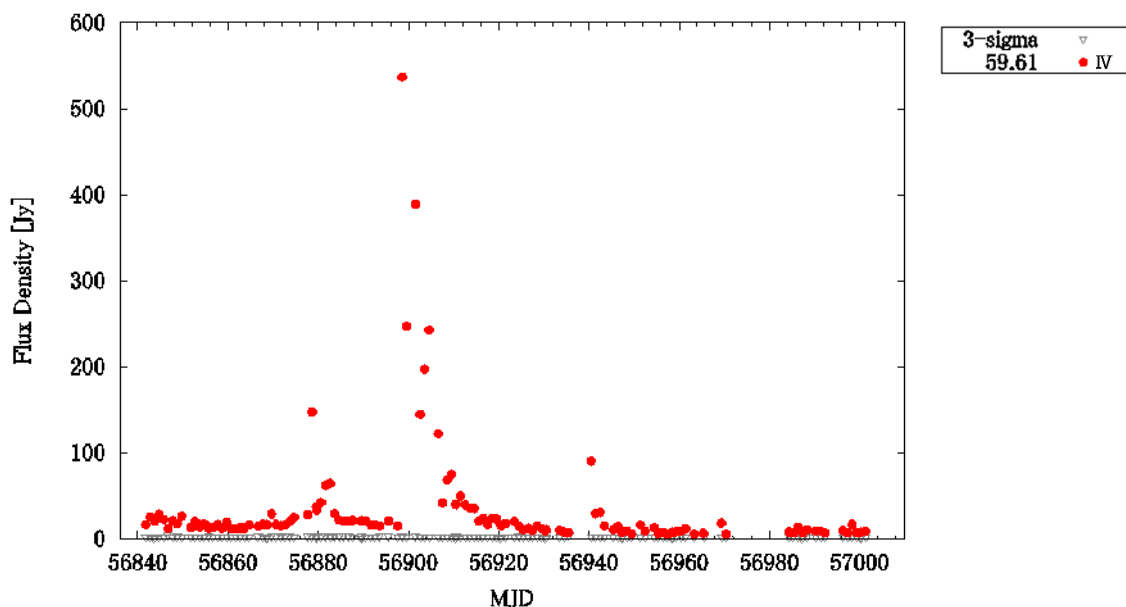


図 4.11 縦軸がリニアスケールでの成分IVのフラックス密度の時間変動

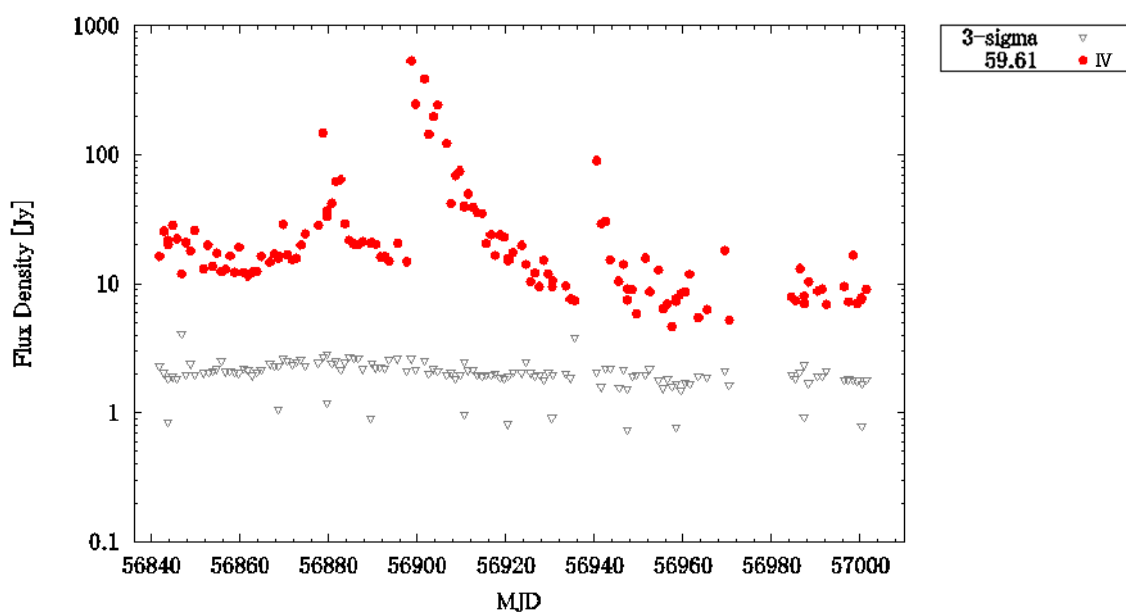


図 4.12 縦軸がログスケールでの成分IVのフラックス密度の時間変動

1 回目のバーストは 2014 年 8 月 9 日(MJD 56878)に起きている。バースト時のピークフラックス密度は 147.552Jy である。1 日で強度が約 5.2 倍増加している。次の日には 36.866Jy まで強度が減少している。増減を繰り返しながら、6 日かけて強度が 21.717Jy まで減少している。

2 回目のバーストは 8 月 29 日(MJD 56898)に起きている。バースト時のピークフラックス密度は 536.477Jy である。この 2 回目のバーストが高頻度モニター観測、並びにこれまでの成分Ⅳにおける全バーストの中で最も大きな強度を記録した。1 日で強度が約 36.2 倍増加している。2 回目のバーストの強度も一気に減少せず、増減を繰り返しながら 17 日かけて強度が 20.553Jy まで減少している。

3 回目のバーストは 10 月 10 日(MJD 56940)に起きている。バースト時のピークフラックス密度は 90.029Jy である。3 回目のバーストの直前に行った観測が 5 日前のため、前日に比べ、強度が何倍になったのかは不明である。バーストの翌日には 29.127Jy、3 日後には 15.212Jy まで強度が減少している。

長期間モニター観測ではバースト成分以外の 4 成分で大きな強度変動が確認できたが、高頻度モニター観測で大きな強度変動が見られたのは成分Ⅱ(黄)のみであった。図 4.9 では分かりにくい、図 4.10 を見れば、大きく変動していることが分かる。

バースト時にどのように減衰しているかを見やすくするため、図 4.11 の点を線で結んだものが図 4.13 である。

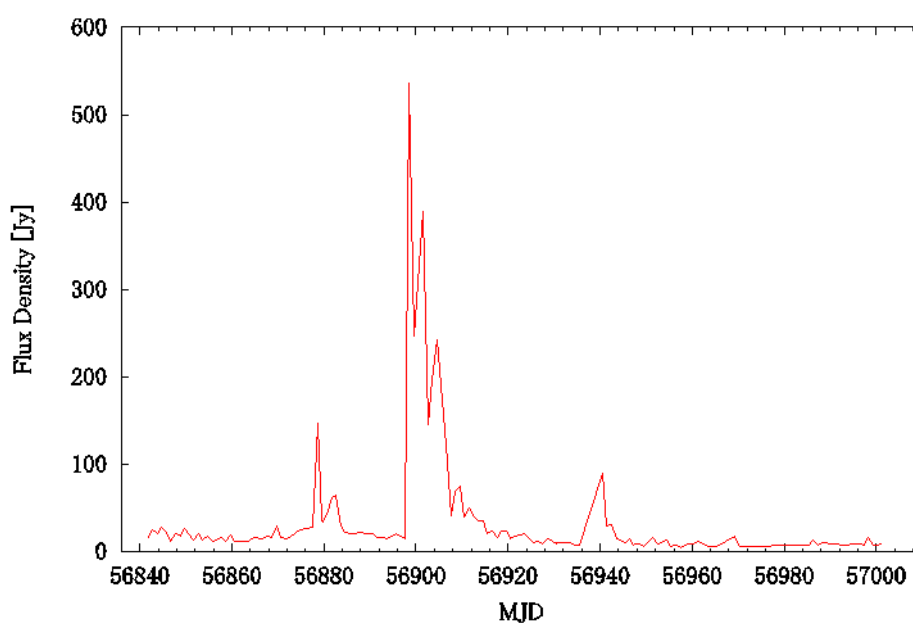


図 4.13 図 4.11 の点を線で結んだグラフ

4.4 山口局とのデータ比較

高頻度モニター観測における2度目のバーストが起きた期間、2014年8月28日(MJD 56897)から9月21日(MJD 56921)には山口局でも本研究と同様のモニター観測が独立に実施されていた。そこで、このデータとの比較を行った。強度変動が見られたのは、9月10日(MJD 56910)までだったので、図4.14には、この日までのデータをプロットしている。茨城局では1日に1回、もしくは2日に1回、観測を行っていたが、山口局では1日に複数回観測を行った。これにより、茨城局だけでは得られなかった時間における、対象天体のフラックス密度の変化を得ることができた。例えば、茨城局ではMJD 56900(DOY243)に観測を行っていないが、山口局では11回の観測を行っている。

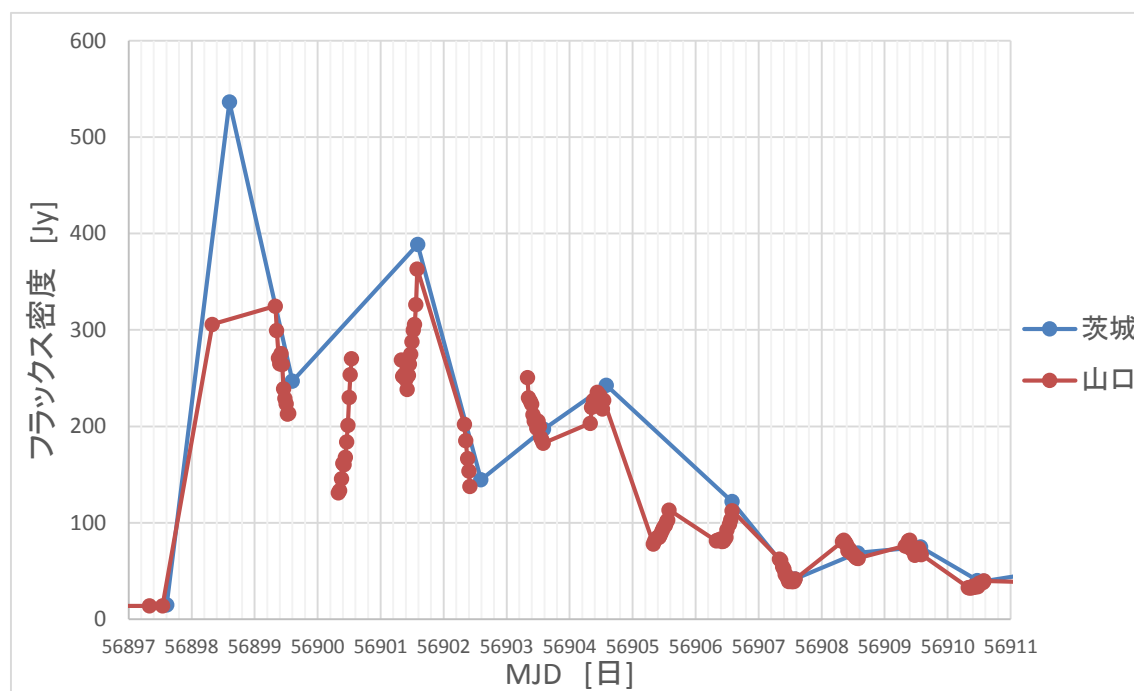


図 4.14 茨城局と山口局のデータ比較

表 4.2 から、ほぼ同じ時間に観測している日が数日あるが、どの日においても、山口局のフラックス密度の方が低くなっている。これはアンテナ温度の較正による系統的な差だと考えられる。

表 4.2 茨城局と山口局のフラックス密度の差

茨城局での 観測時刻[日]	山口局での 観測時刻[日]	時間差 [分]	茨城局での 強度[Jy]	山口局での 強度[Jy]	$\frac{\text{茨城局での強度}}{\text{山口局での強度}}$
56899.5986	56899.54	84.384	246.894	213.5841	1.155957
56901.5872	56901.58	10.368	388.666	363.3942	1.069544
56903.5878	56903.58	11.232	197.107	182.5302	1.07986
56904.584	56904.54	63.36	242.645	227.1861	1.068045
56906.5788	56906.58	1.728	122.157	112.6609	1.084289
56907.576	56907.58	5.76	41.783	41.68605	1.002326
56908.574	56908.58	8.64	68.793	63.07857	1.090592
56909.5712	56909.58	12.672	74.925	67.19487	1.11504
56910.4733	56910.48	9.648	40.294	33.84574	1.190519
56910.5687	56910.56	12.528	39.4	38.06311	1.035123

茨城局と山口局のデータを統合し、プロットしたものが図 4.15 である。赤い四角が茨城局のデータ、それ以外の丸は山口局のデータである。今回は両局の系統差を補正する必要がないほど小さいと判断した。茨城局では観測していない時間のフラックス密度が、山口局のデータにより、補われている。この図から、茨城局のデータのみで考えていたよりも、更に短時間で強度が変動していることが分かった。バーストが起きる前日(2014 年 8 月 28 日, MJD 56898)、茨城局では 14 時 29 分 30 秒に観測を行っており、14.823Jy を記録している。山口局で翌日の 7 時 55 分に観測を行い、305.803Jy を記録している。このことから、17 時間 30 分ほどで強度が約 20.6 倍に増加していることが分かる。更に 6 時間 30 分後の 14 時 25 分に強度が 536.477Jy に増加し、17 時間後の翌日の 7 時 55 分には 324.7612Jy まで減衰している。また、茨城局のデータでも、バースト時の強度が増減を繰り返しながら減衰していることが分かっていたが、山口局のデータによって更に多くの増減を繰り返し、減衰していることが分かった。

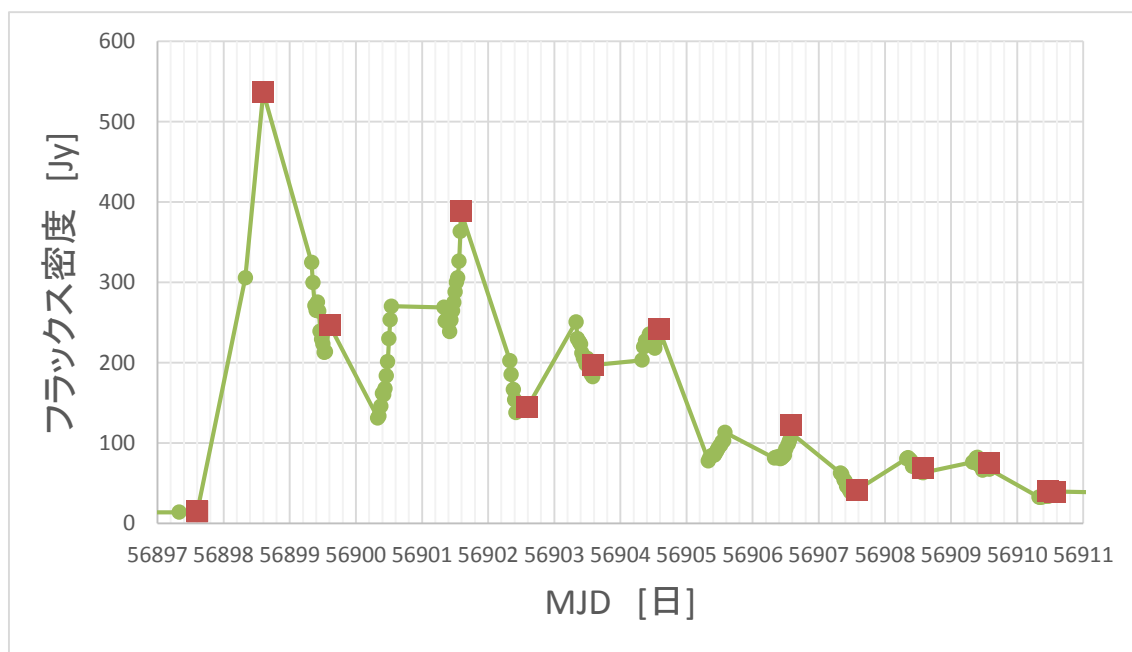


図 4.15 茨城局と山口局のデータの統合

第5章 考察

5.1 変動度の定量化

各速度成分における変動度の定量的解析を行った。バースト現象は1日より短い時間で強度変動を起こすため、長期間モニター観測によるバーストは実際の強度より低く観測されている可能性が高い。また、バースト時は単調に減衰せず、増減を繰り返しながら減衰するため、この節ではそれを捉えることができた高頻度モニター観測のデータのみ使用する。 3σ が1Jy程度なのに対し、成分Iの平均強度は1.2Jyと小さいので、観測誤差の影響が大きい。よって、成分I以外の成分に対し、定量化を行った。

5.1.1 期間の分け方

高頻度モニター観測を始めた2014年7月3日(MJD 56841)から2014年10月4日(MJD 56934)までの全期間の89サンプルを期間I、高頻度モニター観測における1回目のバーストの前後である2014年8月2日(MJD 56871)から2014年8月17日(MJD 56886)までの15サンプルを期間II、2回目のバーストの前後である2014年8月28日(MJD 56897)から2014年9月20日(MJD 56920)までの24サンプルを期間IIIとした。

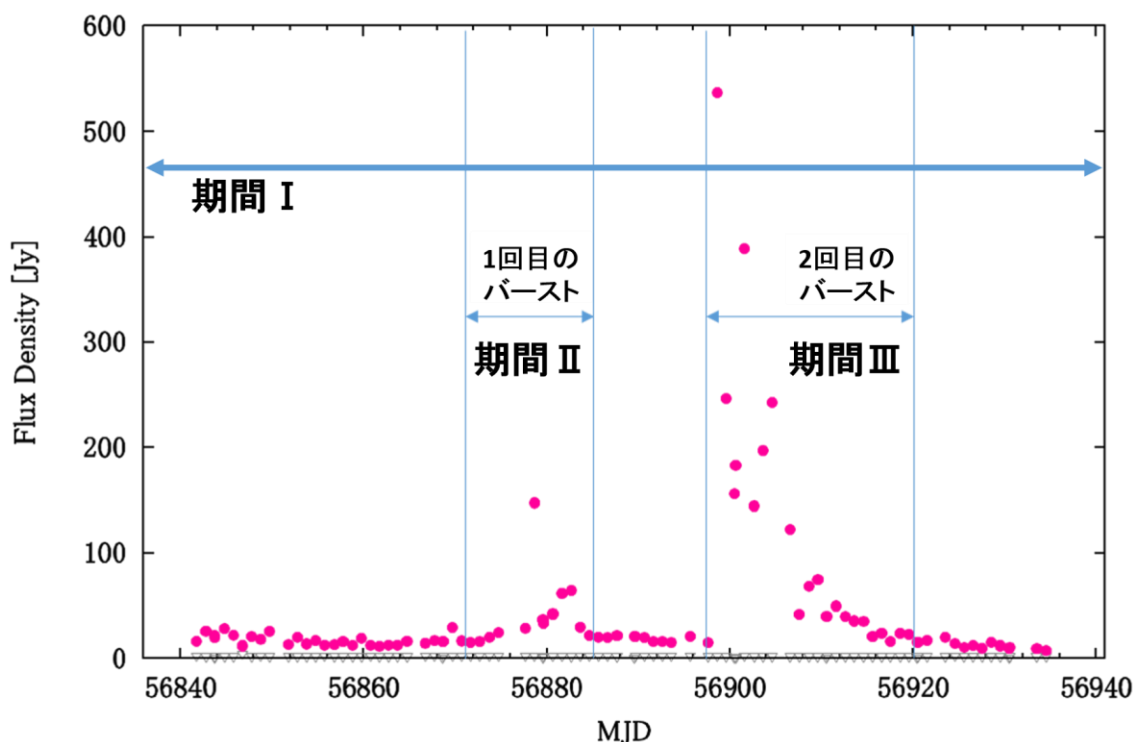


図 5.1 定量的解析を行う期間の分け方

5.1.2 変動指数 1 (モジュレーションインデックス)による解析

ある期間のフラックス密度の平均 $\bar{F}$ は

$$\bar{F} = \frac{\sum_{j=1}^N F_j}{N} \quad (5.1)$$

となる。ここで N はサンプル数である。一方、標準偏差 σ は

$$\sigma = \sqrt{\frac{\sum_{j=1}^N (F_j - \bar{F})^2}{N - 1}} \quad (5.2)$$

と定義される。この標準偏差 σ を平均 $\bar{m}$ で割った指数をモジュレーションインデックスと定義する。

$$\frac{\sigma}{\bar{F}} \quad (5.3)$$

変動指数 1 (モジュレーションインデックス)とは、平均からどれだけのばらつきがあるかを表す指標である。ばらつきが大きければ指数の値も大きくなる。

表 5.1 に、それぞれの成分におけるモジュレーションインデックスを示した。

表 5.1 各成分、各期間におけるモジュレーションインデックス

	期間 I	期間 II	期間 III
成分 II	0.204	0.054	0.053
成分 III	0.982	0.333	1.118
成分 IV	1.813	0.869	1.299
成分 V	0.082	0.055	0.05
成分 VI	0.089	0.06	0.048
成分 VII	0.198	0.192	0.145
成分 VIII	0.145	0.151	0.157
成分 IX	0.115	0.086	0.095
成分 X	0.097	0.077	0.047

表 5.1 から、三つの期間全てにおいて、バースト成分である成分Ⅳの指数が他の成分に比べ、大きくなっていることが分かる。特に期間Ⅰの高頻度モニター観測を始めた日から2014年10月4日(MJD56934)までの89サンプルを用いた期間の指数が最も大きな値となった。バーストの前後の期間のみを用いた期間Ⅱ、期間Ⅲの指数の方が、期間Ⅰよりも大きくなると予想していたが、予想に反し期間Ⅰの値の方が大きくなった。

期間Ⅰは1回目と2回目のバーストを両方含んでいるために、標準偏差が大きく、期間が長いために平均が小さくなり、結果としてモジュレーションインデックスが大きくなったと考えられる。期間Ⅰの標準偏差 σ は78.620、平均 $\bar{F}$ は43.370Jyである。期間Ⅱの標準偏差 σ は33.679、平均 $\bar{F}$ は38.757Jyである。期間Ⅲの偏差 σ は132.979、平均 $\bar{F}$ は102.369である。

また、成分Ⅲの指数も大きくなっていることが分かる。成分Ⅲはバースト成分である成分Ⅳと視線速度がとても近いために、成分Ⅳの影響を受けモジュレーションインデックスが大きくなってしまったと考えられる。

5.1.3 分母にメジアンを用いた変動指数 1(モジュレーションインデックス)による解析

成分Ⅳのモジュレーションインデックスが期間Ⅱ、期間Ⅲよりも期間Ⅰの方が大きくなってしまった要因が、分子の標準偏差と分母の平均のどちらにあるかを検証するために、分母に平均ではなくメジアン¹¹を用いて解析を行った。この結果、期間Ⅱ、期間Ⅲの方が期間Ⅰのモジュレーションインデックスよりも大きくなれば、要因は平均にあったことが分かる。

標準偏差 σ をメジアン μ で割った指数が以下となる。

$$\frac{\sigma}{\mu}. \quad (5.4)$$

表 5.2 にそれぞれの成分における指数を示した。表 5.1 と同じく、三つの期間全てにおいて、バースト成分である成分Ⅳの指数が他の成分に比べ、大きくなっていることが分かる。平均よりもメジアンを用いた方が指数は大きくなっている。また、分母にメジアンを用いた場合でも、期間Ⅰの指数が期間Ⅱ、期間Ⅲよりも大きくなっている。そのため、期間Ⅱ、期間Ⅲよりも期間Ⅰのモジュレーションインデックスが大きくなってしまった要因は、分母の平均ではなく、分子の標準偏差にあることが分かった。

表 5.2 標準偏差 σ をメジアン μ で割った指数

	期間Ⅰ	期間Ⅱ	期間Ⅲ
成分Ⅱ	0.188	0.054	0.054
成分Ⅲ	1.292	0.359	2.323
成分Ⅳ	3.931	1.188	3.388
成分Ⅴ	0.084	0.055	0.05
成分Ⅵ	0.088	0.06	0.049
成分Ⅶ	0.203	0.192	0.149
成分Ⅷ	0.144	0.153	0.156
成分Ⅸ	0.117	0.084	0.095
成分Ⅹ	0.097	0.077	0.048

¹¹ メジアンとはある期間のサンプルを強度の小さい順に並べたとき中央に位置するサンプルの強度である。

5.1.4 変動指数 2 による解析

ある期間のサンプルのうち、最大の強度を S_{max} 、最小の強度を S_{min} とする。 S_{max} から S_{min} を引いたものを S_{max} と S_{min} を足したもので割った指数を変動指数 2 と定義する。

$$\frac{S_{max} - S_{min}}{S_{max} + S_{min}}. \quad (5.5)$$

変動指数 2 とはある期間のサンプルの強度うち、最大値と最小値の差がどれだけ大きいかを表す指標である。最大値と最小値の差が小さければ、変動指数 2 は小さくなり、差が大きければ変動指数 2 は大きくなり、1 に近づく。

表 5.3 に、各成分における変動指数 2 を示した。変動指数 2 においても、バースト成分である成分Ⅳの指数が他の成分に比べ、大きくなっていることが分かる。成分Ⅲの指数も大きくなっているが、変動指数 1(モジュレーションインデックス)と同様にバースト成分である成分Ⅳと視線速度がとても近いために、成分Ⅳの影響を受けモジュレーションインデックスが大きくなってしまったと考えられる。

表 5.3 変動指数 2

	期間Ⅰ	期間Ⅱ	期間Ⅲ
成分Ⅱ	0.37	0.084	0.108
成分Ⅲ	0.899	0.508	0.87
成分Ⅳ	0.972	0.811	0.946
成分Ⅴ	0.196	0.086	0.108
成分Ⅵ	0.179	0.096	0.106
成分Ⅶ	0.4	0.282	0.289
成分Ⅷ	0.388	0.274	0.32
成分Ⅸ	0.266	0.126	0.187
成分Ⅹ	0.233	0.141	0.089

5.2 バースト現象の減衰期間の推定

高頻度モニター観測において、観測された 3 つのバーストにおいて、その減衰期間の推定を行った。各バーストを、それぞれ式(5.7)、(5.8)で最小二乗法によりフィッティングを行い、e-folding time を求めた。e-folding time とは、フィッティングをした関数の y 軸の値がピーク時の $\frac{1}{e}$ 倍になるまでにかかった時間である。

a はバースト時の強度から静穏時の強度の平均を引いた強度[Jy]、t はバーストを観測した時間[日]、b は e-folding time[日]、c は静穏時の強度の平均[Jy]となっている。全ての式で静穏時の強度の平均は $c=16.200\text{Jy}$ で統一した。実際のバースト時の強度は $a+c$ の値である。また、測定値の分布とフィッティングした式の分布との一致度の目安である χ^2 は、

$$\chi^2 = \sum_{i=1}^N \frac{(x_i - F(t))^2}{F(t)} \quad (5.6)$$

と表せる。

2014 年 8 月 9 日(MJD 56878)に観測された 1 回目のバーストについて、式(5.6)でフィッティングを行った。

$$F_1(t) = \begin{cases} c & (t \leq t_1) \\ a_1 \cdot \exp\left(-\frac{t-t_1}{b_1}\right) + c & (t_1 < t < t_2) \\ a_1 \cdot \exp\left(-\frac{t-t_1}{b_1}\right) + a_2 \cdot \exp\left(-\frac{t-t_2}{b_2}\right) + c & (t_2 \leq t) \end{cases} \quad (5.7)$$

第一項目の $[a_1 \cdot \exp(-\frac{t-t_1}{b_1})]$ だけでフィッティングを行った場合は、2 回のバーストに対応することができず、フィッティングができなかった。そこで、 $t \geq t_2$ に対してのみ第二項目を加えた形でフィッティングを行った。この結果から 147.752Jy のバースト現象が起き、0.569 日、つまり 13.66 時間で $\frac{1}{e}$ 倍まで減衰し、もう一度強度が 122.534Jy まで増加した後、0.804 日、つまり 19.3 時間で $\frac{1}{e}$ 倍まで減衰したと推測される。ただし、データ点が少ないこともあり、 χ^2 はとても大きくなったため、確実な結論を導くことはできない。赤の線が測定値、緑の線が式(5.7)である。

表 5.4 1 回目のバーストについてのフィッティング結果

a[Jy]	a+c[Jy]	t[日]	b[日]	χ^2
$a_1=131.552$	$a_1+c=147.752$	$t_1=56878.649$	$b_1=0.569$	146.434
$a_2=106.334$	$a_2+c=122.534$	$t_2=56882$	$b_2=0.804$	

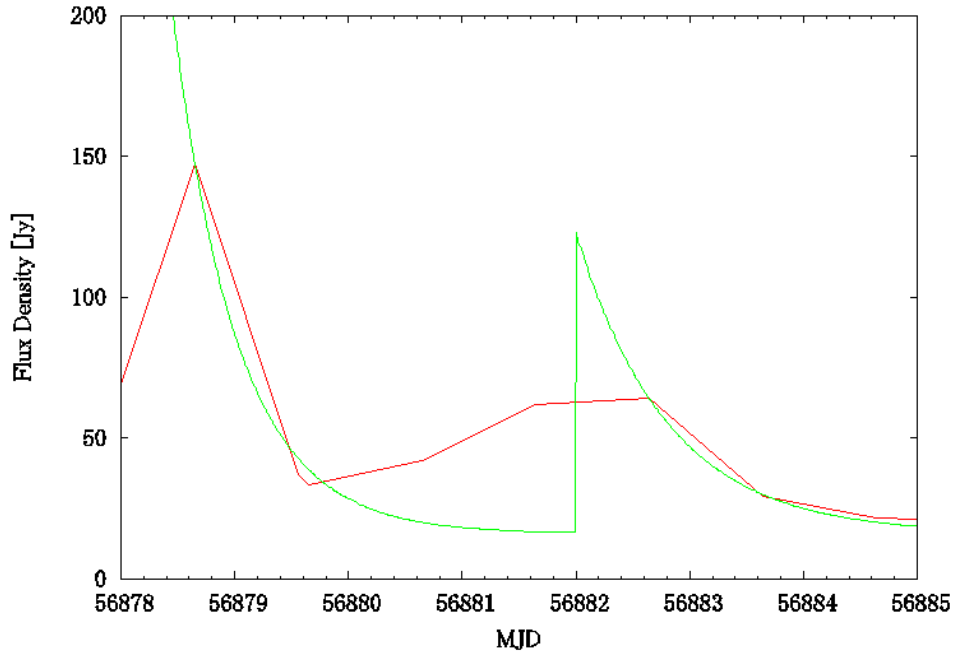


図 5.2 1 回目のバーストについてのフィッティング結果
2014 年 8 月 9 日(MJD 56878)から 8 月 16 日(MJD 56885)

8月29日(MJD 56898)に観測された2回目のバーストについて、式(5.8)でフィッティングを行った。

$$F_1(t) = \begin{cases} c & (t < t_1) \\ a_1 \cdot \exp\left(-\frac{t-t_1}{b_1}\right) + c & (t_1 \leq t) \end{cases} \quad (5.8)$$

また、二項の式でフィッティングを行った1回目のバーストのように、2回目のバーストでは三項の式でフィッティングを試みたが、3回のバーストに対応することができず、フィッティングができなかった。式(5.8)は、強度が単調に減衰していると仮定した式である。この式から536.468Jyのバースト現象が起き、5.051日、つまり5日と1.22時間で $\frac{1}{e}$ 倍まで減衰したと推測される。ただし、データ点が少ないこともあり、 χ^2 はとても大きくなったため、確実な結論を導くことはできない。赤の線が測定値、青の線が式(5.7)である。

表 5.5 2回目のバーストについてのフィッティング結果

a_1 [Jy]	a_1+c [Jy]	t_1 [日]	b_1 [日]	χ^2
520.268	536.468	56897.918	5.051	242.552

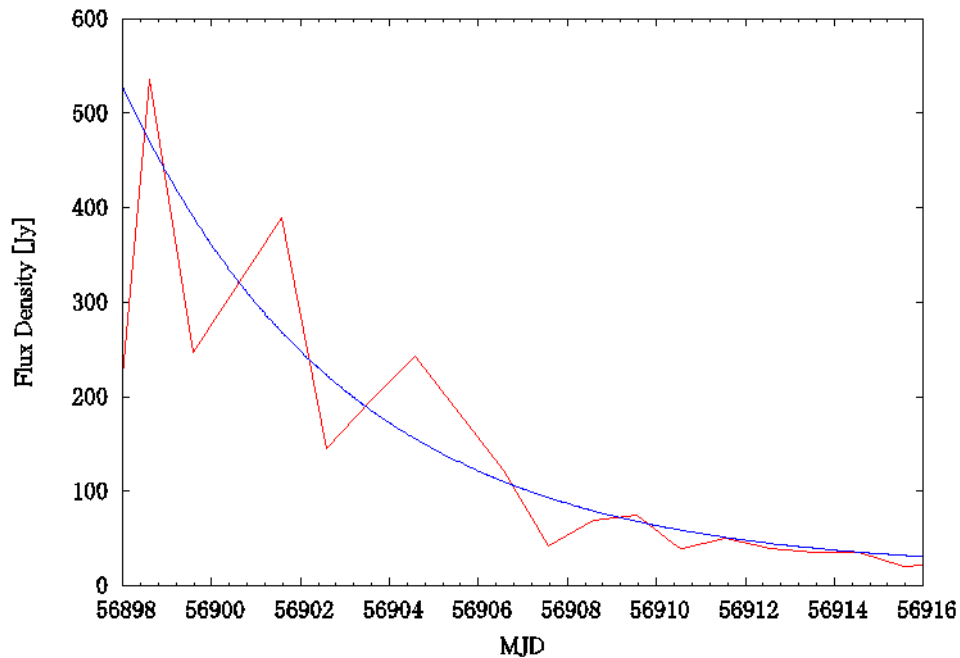


図 5.3 2回目のバーストについてのフィッティング結果
2014年8月29日(MJD 56898)から9月16日(MJD 56916)

10月10日(MJD 56940)に観測された3回目のバーストについて、式(5.8)でフィッティングを行った。この結果から 90.029Jy のバースト現象が起き、0.692 日、つまり 16.61 時間で $\frac{1}{e}$ 倍まで減衰したと推測される。1回目、2回目のバーストに比べ、強度の増減がないため、 χ^2 が小さくなり、うまく近似できたことが定量的に分かる。赤の線が測定値、水色の線が式(5.8)である。

表 5.6 3回目のバーストについてのフィッティング結果

a_1 [Jy]	$a_1 + c$ [Jy]	t_1 [日]	b_1 [日]	χ^2
73.829	90.029	56940.481	0.692	7.935

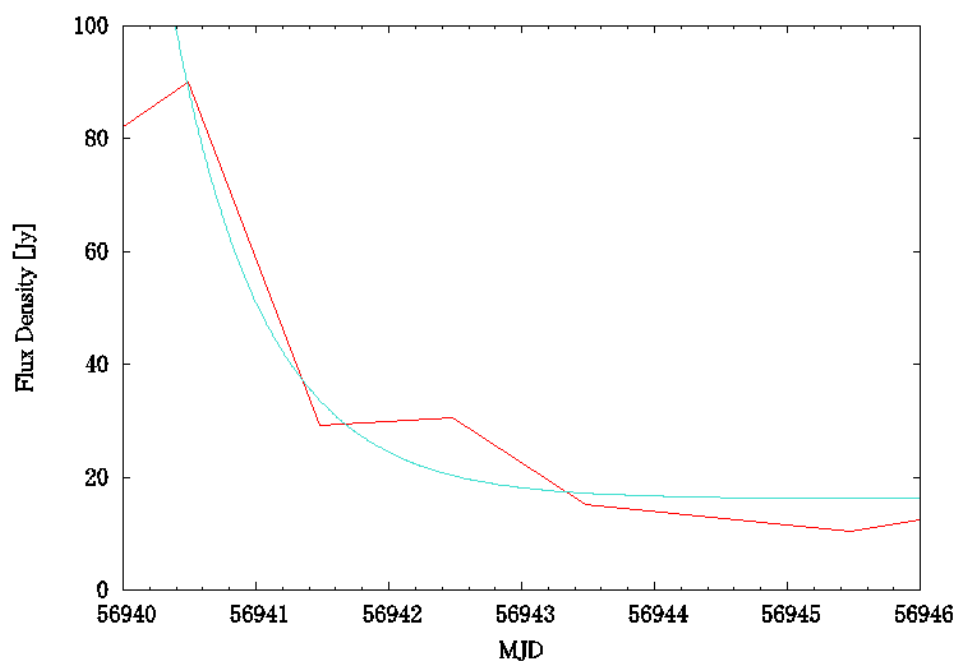


図 5.4 3回目のバーストについてのフィッティング結果
2014年10月10日(MJD 56940)から10月16日(MJD 56946)

5.3 各速度成分の相関

5.3.1 相関係数 ρ

各速度成分について、バースト成分やその他の速度成分の強度変動の間に相関の有無を考察した。各成分の相関を調べるために、相互相関関数を導出し、相関係数による比較を行った。相互相関関数は

$$C_{x,y}(\tau) = \frac{1}{T} \int_{-\frac{T}{2}}^{\frac{T}{2}} x(t) y(t + \tau) dt \quad (5.9)$$

と表される。 τ は、二つの式の時間差である。厳密には、 T が無限に長いことが必要だが、現実の計算では有限の時間範囲で行う。式(5.9)は x と y 異なる式をかけているが、同じ式でかけたものが自己相関関数であり、

$$C_x(\tau) = \frac{1}{T} \int_{-\frac{T}{2}}^{\frac{T}{2}} x(t) x(t + \tau) dt. \quad (5.10)$$

と表せる。自己相関関数は $\tau = 0$ 、つまり、時間差がない時に最大となる。相関係数 ρ は、

$$\rho = \frac{C_{x,y}}{\sqrt{C_x(0)C_y(0)}} \quad (5.11)$$

となる。相関係数は $-1 \leq \rho \leq 1$ の値をとり、負の相関が最大の時に -1 となり、正の相関が最大の時に 1 となる。

5.3.2 相関係数の計算結果

相関係数を求めるにあたり、二つの速度成分に対して、解析を行った。一つ目は成分Ⅱである。長期間モニター観測、高頻度モニター観測どちらにおいても、バースト成分である成分Ⅳを除くと、強度の変動が最も大きい成分が成分Ⅱであった。二つ目は成分Ⅴである。成分Ⅴは成分Ⅳを除くと、強度が最も強かった。

まずは、長期間モニター観測の相関係数を求めた。長期間モニター観測は 2013 年 1 月 7 日から 2014 年 6 月 26 日に行った観測だが、2014 年 1 月 3 日の次に行った観測が 5 月 12 日、つまり 129 日後なので、5 月 12 日以降のサンプル 4 つは含まずに、33 のサンプルによる解析を行った。

図 5.5 は成分Ⅱと他の成分の相関を示したものである。横軸に二つの成分の時間差 τ [日]、縦軸に相関係数 ρ をとった。

相関係数が大きいものは成分Ⅸ、成分Ⅹとの相関関数のみであった。このことから、成分Ⅱは成分Ⅸ、成分Ⅹと強い相関があると考えられる。見やすくするため、図 5.6 には相関があると思われる成分Ⅸ、成分Ⅹとの相関関数のみをプロットしている。

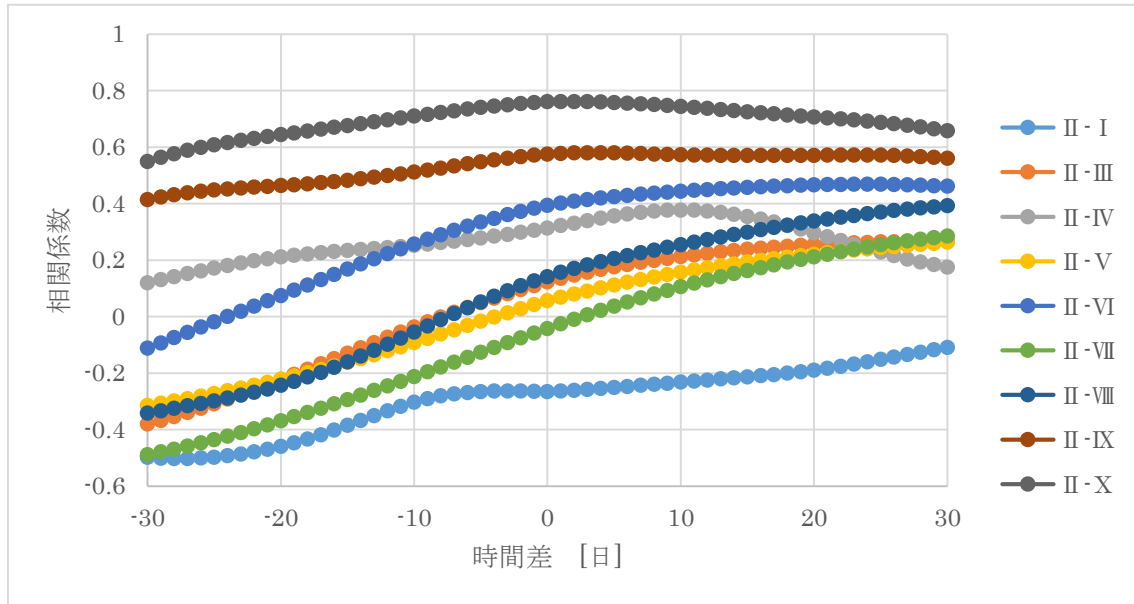


図 5.5 長期間モニター観測における成分Ⅱと他の成分の相関

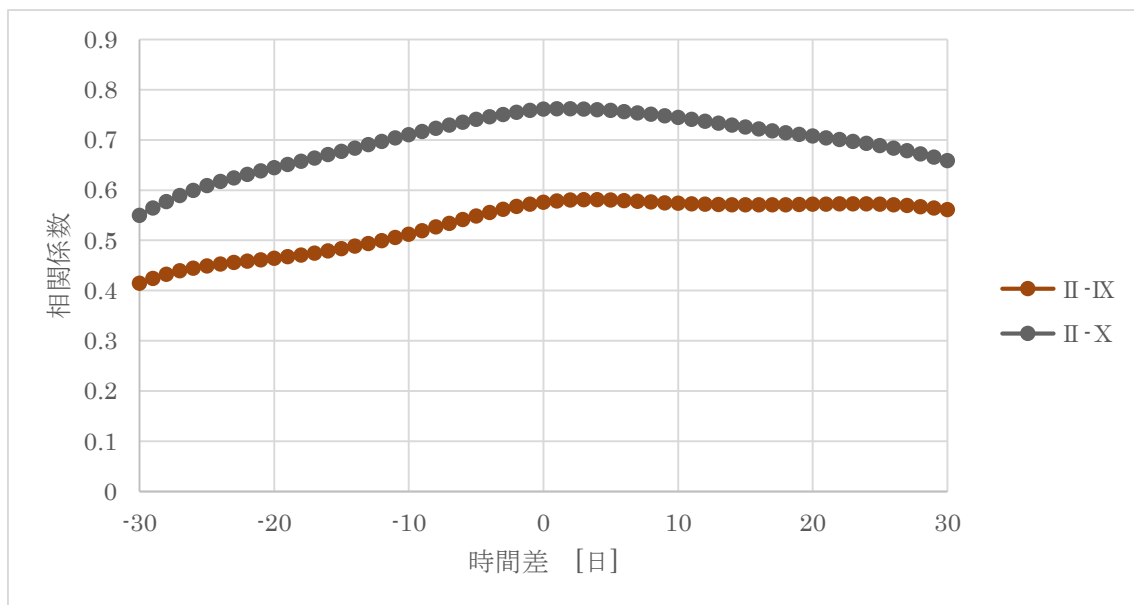


図 5.6 長期間モニター観測における成分Ⅱと成分Ⅸ、Ⅹの相関

図 5.7 は強度変動の相関があると考えた成分Ⅱ、Ⅸ、Ⅹの強度の時間変動をプロットしたものである。強度変動が同期している箇所(MJD56517 のピークなど)が見られる。

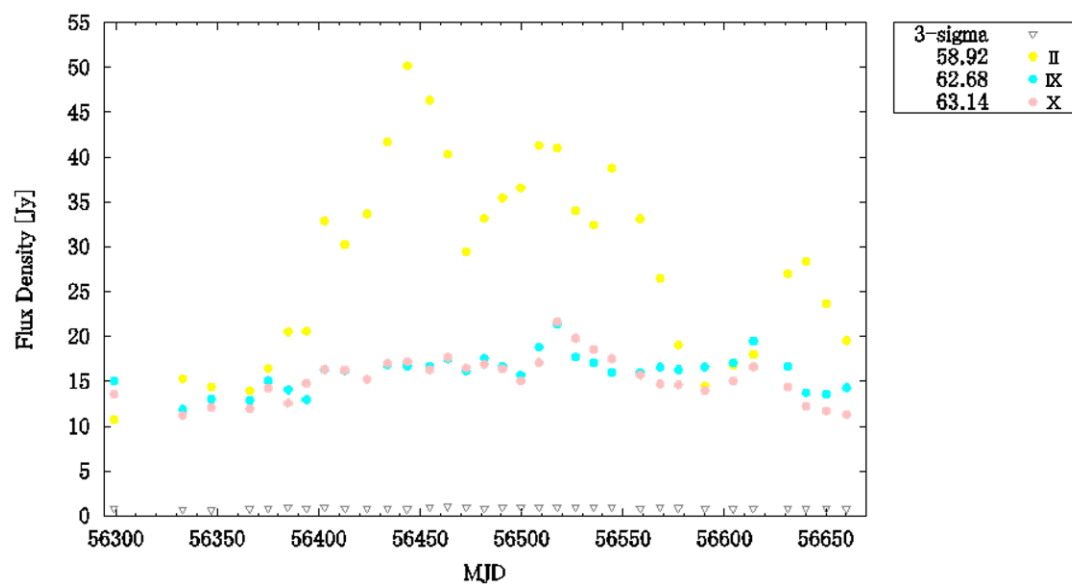


図 5.7 成分Ⅱ、Ⅸ、Ⅹのフラックス密度の時間変動

図 5.8 は成分 V との相関を示したものである。図 5.5 と同様に横軸に二つの成分の時間差 τ [日]、縦軸に相関係数 ρ をとった。相関係数が大きいものは成分 III、成分 VI、成分 VII、成分 VIII との相関関数のみであった。このことから、成分 V は成分 III、成分 VI、成分 VII、成分 VIII と強い相関があると考えられる。図 5.9 には相関があると思われる成分 III、成分 VI、成分 VII、成分 VIII との相関関数のみをプロットしている。

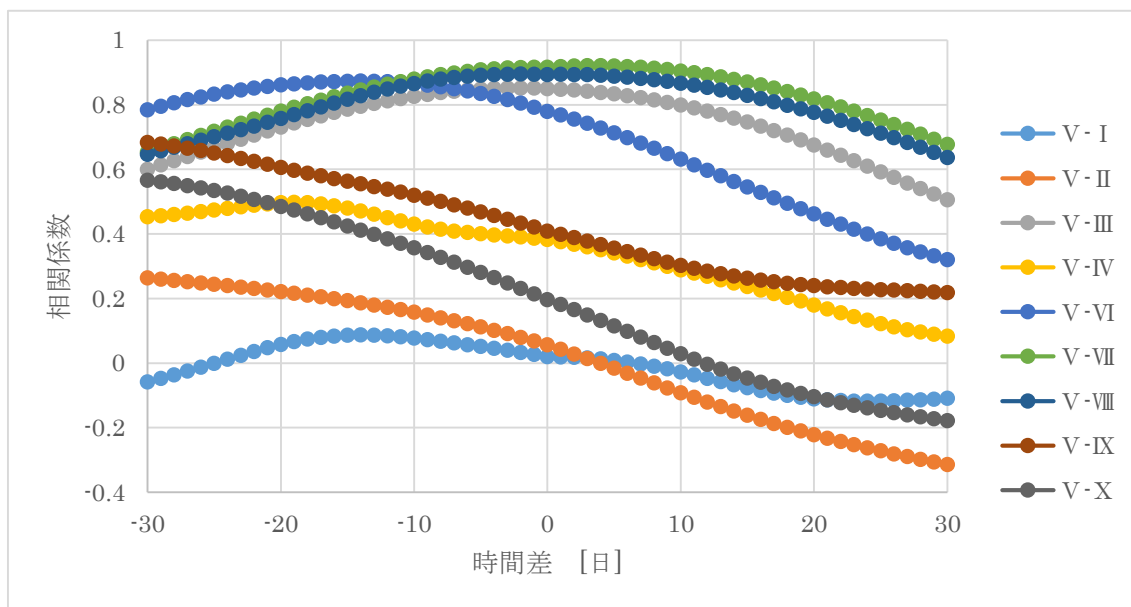


図 5.8 長期間モニター観測における成分 V と他の成分の相関

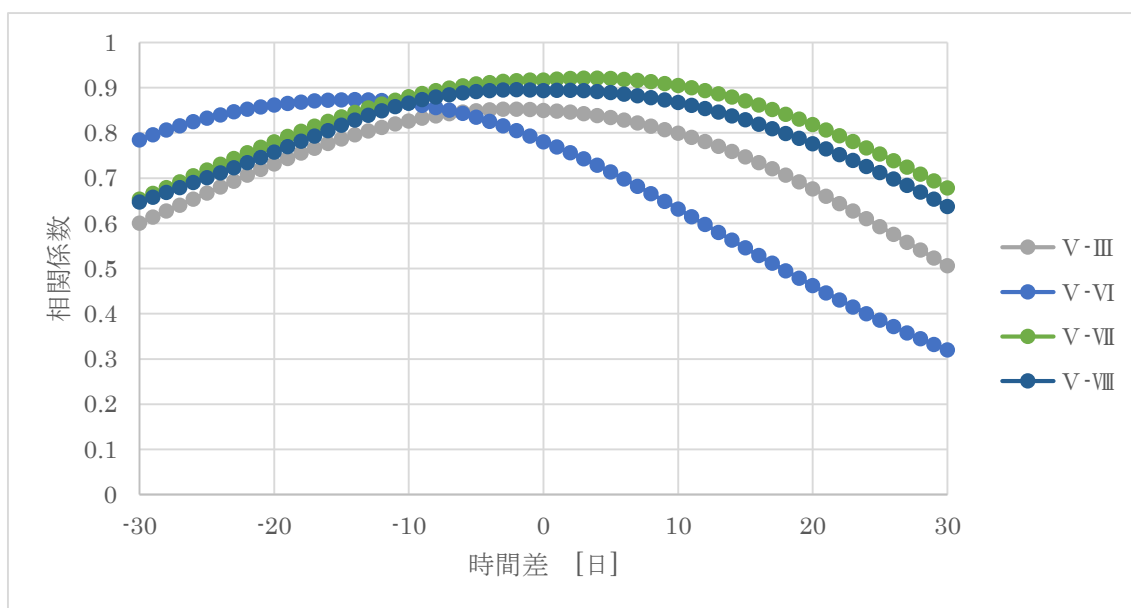


図 5.9 長期間モニター観測における成分 V と成分 III、VI、VII、VIII の相関

図 5.10 は強度変動の相関があると考えた成分Ⅲ、Ⅴ、Ⅵ、Ⅶ、Ⅷの強度の時間変動をプロットしたものである。時間差はあるが強度変動が同期している箇所(MJD56550 前後のピークなど)が見られる。

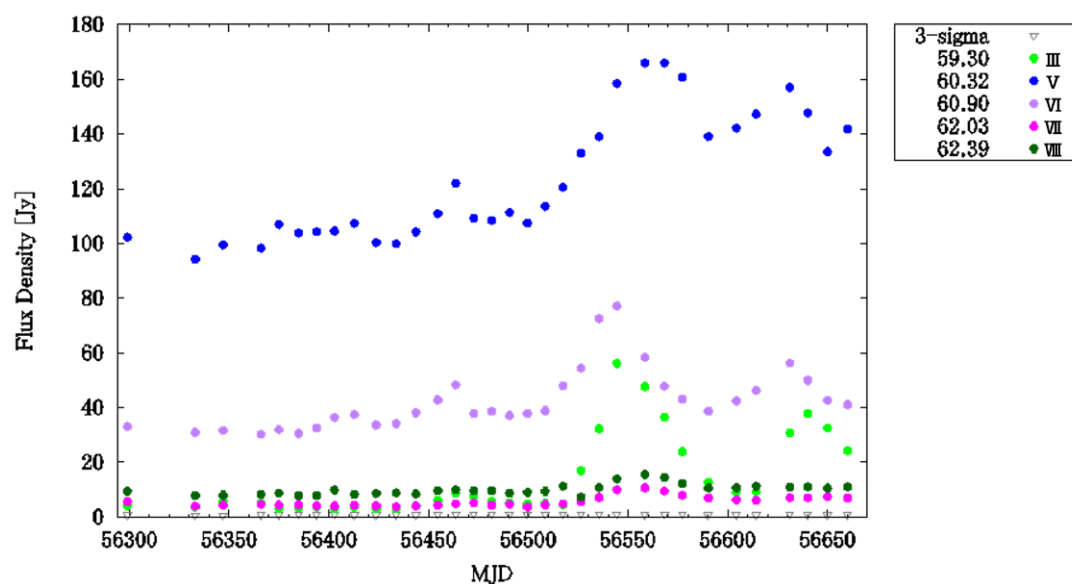


図 5.10 成分Ⅲ、Ⅴ、Ⅵ、Ⅶ、Ⅷのフラックス密度の時間変動

長期間モニター観測における成分Ⅱ、Ⅴと他の成分の相関を表 5.7、5.8 にまとめた。ここでは成分Ⅱ、Ⅴとそれぞれ相関があると判断した成分とバースト成分である成分Ⅳとの相関係数のみを記している。二つの速度成分ともバースト成分である成分Ⅳとの相関係数が小さいため、成分Ⅳとの相関は見られなかった。また、成分Ⅰも平均強度が小さいため、相関は見られなかった。しかし、成分ⅠとⅣ以外は二つの傾向のグループに分けられることが分かった。グループ 1 が成分Ⅱと相関のある成分Ⅸ、成分Ⅹである。グループ 2 が成分Ⅴと相関のある成分Ⅲ、成分Ⅵ、成分Ⅶ、成分Ⅷである。

表 5.7 長期間モニター観測における成分Ⅱと他の成分の相関

速度成分	Ⅱ・Ⅰ	Ⅱ・Ⅱ	Ⅱ・Ⅲ	Ⅱ・Ⅳ	Ⅱ・Ⅴ	Ⅱ・Ⅵ	Ⅱ・Ⅶ	Ⅱ・Ⅷ	Ⅱ・Ⅸ	Ⅱ・Ⅹ
時間差[日]	－	0	－	10	－	－	－	－	3	1
相関係数	－	1	－	0.38	－	－	－	－	0.58	0.76

表 5.8 長期間モニター観測における成分Ⅴと他の成分の相関

速度成分	Ⅴ・Ⅰ	Ⅴ・Ⅱ	Ⅴ・Ⅲ	Ⅴ・Ⅳ	Ⅴ・Ⅴ	Ⅴ・Ⅵ	Ⅴ・Ⅶ	Ⅴ・Ⅷ	Ⅴ・Ⅸ	Ⅴ・Ⅹ
時間差[日]	－	－	－2	－19	0	－14	3	－2	－	－
相関係数	－	－	0.85	0.5	1	0.87	0.92	0.9	－	－

※解析は時間差 τ を ± 30 日で計算しているため、時間差を更に大きくすると相関が見られる可能性がある。

グループごとの空間分布を表したものが図 5.11 である。二つのグループが空間的に離れた位置に分布している場合、励起源が異なる可能性が高いと考えられるが、空間的に近く分布していることから、断定はできない。

これらのことから、バースト成分IVと強度変動の相関性が高い成分は無いと考えられる。

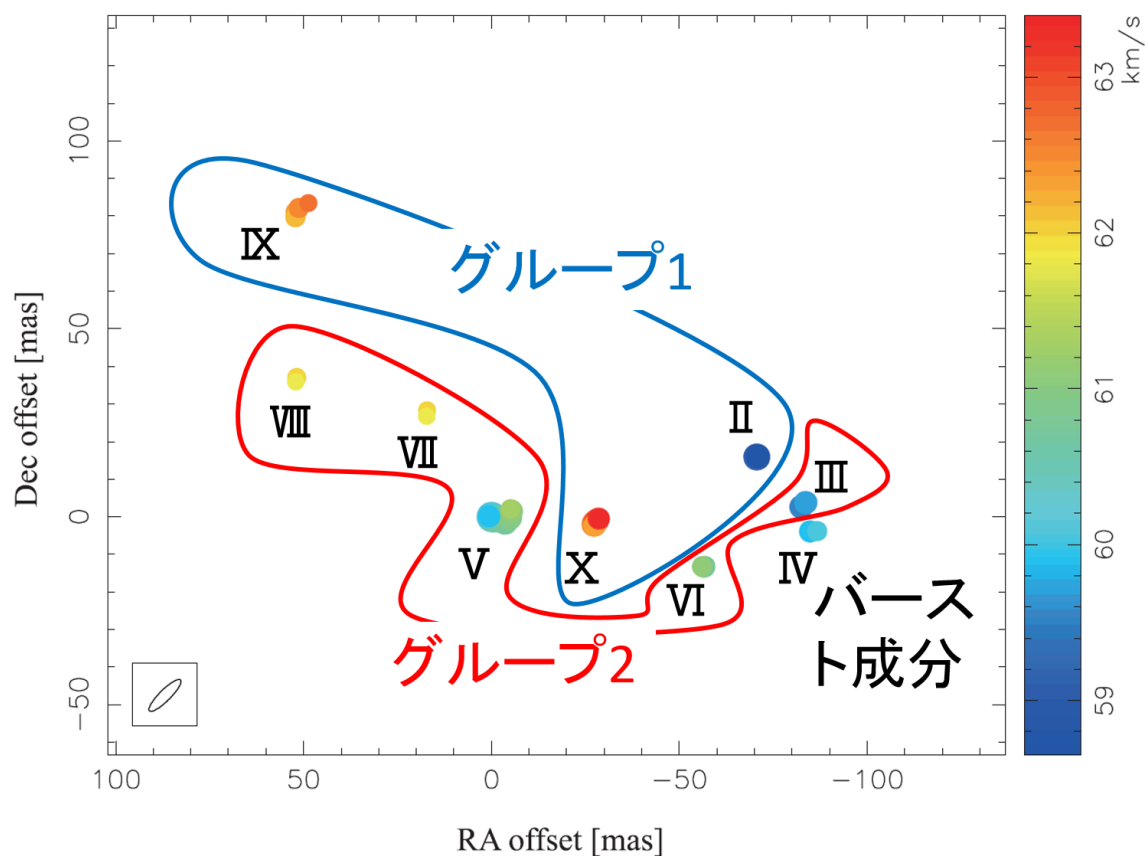


図 5.11 グループごとの空間分布

次に、高頻度モニター観測の相関係数を求めた。高頻度モニター観測は2014年7月3日から2014年12月10日に行われ、サンプル数は131となっている。図5.12は成分Ⅱとの相関を、図5.13は成分Ⅴとの相関をそれぞれ示したものである。図5.5、図5.8と同様に横軸に二つの成分の時間差 τ [日]、縦軸に相関係数 ρ をとった。高頻度モニター観測の相関係数も求めたが、長期間モニター観測のような強い相関は見られなかった。そのため、各速度成分の相関を知るためには、長期間モニター観測のデータが適切だと分かった。

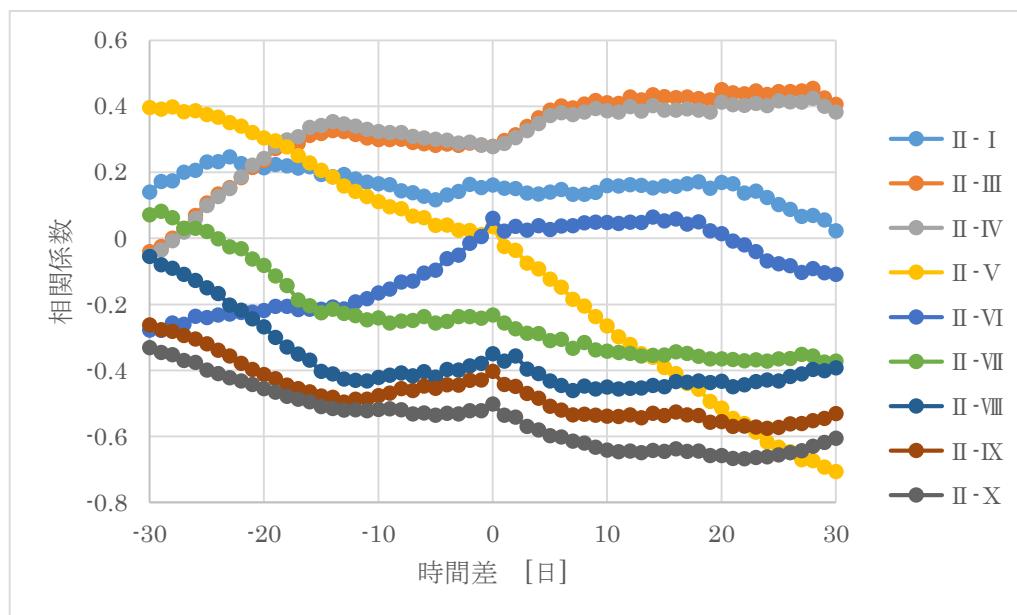


図 5.12 高頻度モニター観測における成分Ⅱと他の成分の相関

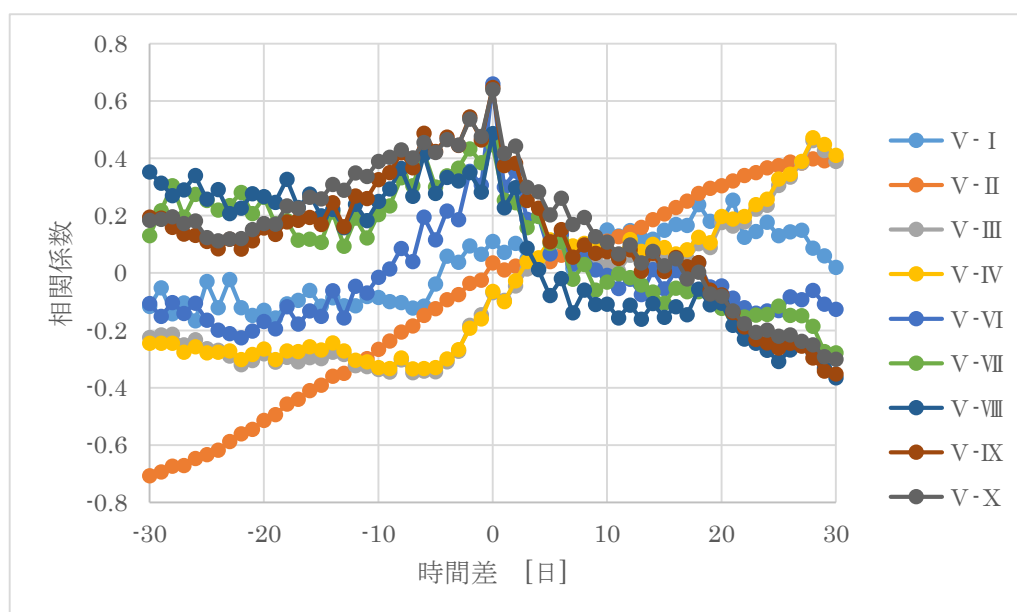


図 5.13 高頻度モニター観測における成分Ⅴと他の成分の相関

5.3.3 速度成分が2グループに分けられる要因の考察

速度成分が2つのグループに分けられる要因の考察を行う。まず、図5.14のようにメーザースポットが励起源の周りに円盤状に分布しているモデルが考えられる。円盤状に分布しているため、内側と外側の円盤で強度変動の振る舞いが異なるというものである。しかし、表5.7、5.8から2つのグループの時間差は30日以上だと考えられ、30光日($5 \times 10^3 \text{AU}$)は同じ励起源からのメーザースポットにしては距離が遠すぎるため、この要因は考えにくい。

次に、励起源が2つ存在することが考えられる。2つのグループで励起源が異なっていれば、このように分けられることが説明できる。また、この2つの励起源はとても近い位置に分布していることが考えられるため、連星系である可能性が考えられる。しかし、本研究のデータだけではこの要因は明らかにできない。これらのことを確かめる手段として、赤外線によるモニター観測や、更に高分解能な電波望遠鏡であるALMA(Atacama Large Millimeter/submillimeter Array)などでの観測が挙げられる。

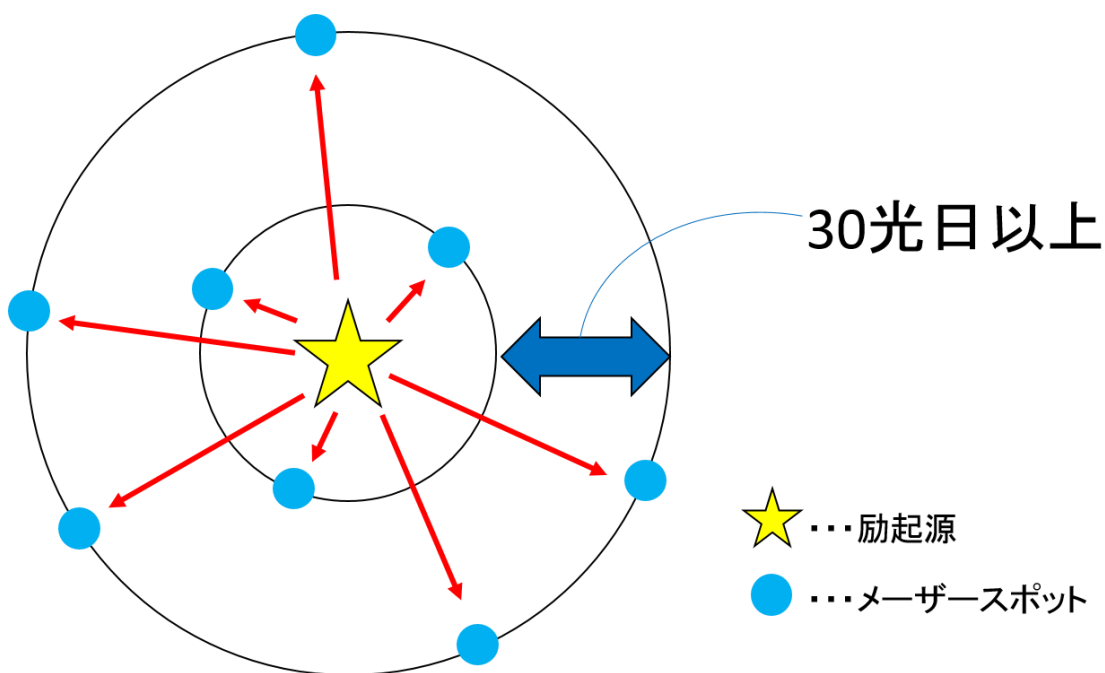


図 5.14 メーザースポットが励起源の周りに円盤状に分布しているモデル

5.4 バースト時期の予測

バーストの強度から、次のバーストまでの期間の予測ができるかを考察した。そこで、過去に観測された対象天体 G33.64-0.23 で起きたバースト現象を調べ、連続観測期間中にバーストが2回見出されたものを表 5.9 にまとめた。連続観測期間とは、1日1回以上の頻度で、観測を行った期間である。DOY は、バースト現象が起きる直前に観測を行った日、バースト現象が起きた日、バースト現象が起きる前と同程度の強度まで減衰した日、次のバースト現象が起きた日の順に表している。フラックス密度は、それぞれ DOY の 1、2、3 番目における値である。期間は次のバースト現象が起きるまでにかかった日数である。

表 5.9 の文字が赤くなっている数字に注目する。例として、表の1行目に書いた Fujisawa et al.(2012)で初めて観測されたバーストについて説明する。初めて観測されたバーストの強度は 191Jy である。その後、毎日切れ目なく観測が行われたため、次に起きたバーストが 25 日後(DOY211)のバーストだと確実に分かっている。このように、バーストが起き、その後も毎日観測が行われ、次のバーストが起きた日が何日後か分かるものが、この4つの赤い文字で記されている。

表 5.9 連続して見出されたバーストの組

年	DOY				フラックス密度[Jy]			期間	参考データ
2009	183	186	196	211	26	191	25	25	Fujisawa et al.2012
2010	235	241	246	252	39	142	39	11	Fujisawa et al.2014b
2014	220	221	226	241	28.36	147.55	29.16	20	高頻度モニター観測
	240	241	258	283	14.82	536.48	20.55	42	

横軸に表 5.9 の期間Ⅱ(次のバーストが起きるまでの日数)、縦軸にフラックス密度をとったものが図 5.15 の赤い点である。これらの点のある関数で近似できると、バーストの強度から次のバーストが起きる時期を予測することができる。図 5.15 では、

$$F_1(t)=a_1 \cdot t+b_1 \quad (5.12)$$

$$F_2(t)=a_2 \cdot \exp(b_2 \cdot t)+c_2 \quad (5.13)$$

$$F_3(t)=a_3 \cdot t^2+b_3 \quad (5.14)$$

の 3 式で最小二乗法を用い、フィッティングを行った。 $F_1(t)$ が緑、 $F_2(t)$ が青、 $F_3(t)$ が紫の線である。フィッティング結果は以下の通りである。

表 5.10 式(5.12)、(5.13)、(5.14)でのフィッティング結果

$a_1=13.56$	$b_1=-78.01$		$\chi_1^2 = 104.17$
$a_2=3.51$	$b_2=0.11$	$c_2=124.79$	$\chi_2^2 = 1.19$
$a_3=-0.26$	$b_3=66.76$		$\chi_3^2 = 29.14$

図 5.15 から、強度が大きいバーストが起きた後は、次のバーストが起きるまでに長い時間がかかっていることが分かる。フィッティングを行った結果、 χ^2 が最も小さいことから、 $F_2(t)$ 、青い線が最も良い近似となった。このことから、バーストの強度と次のバーストが起きるまでにかかる日数の間には、指数関数的な関係がある可能性が考えられる。しかし、サンプル数が少ないため、どの式によるフィッティングが正しいかは現時点では判断できない。よって、これからも観測頻度が 1 日以下の高頻度モニター観測を続け、サンプル数を増やしていく必要がある。

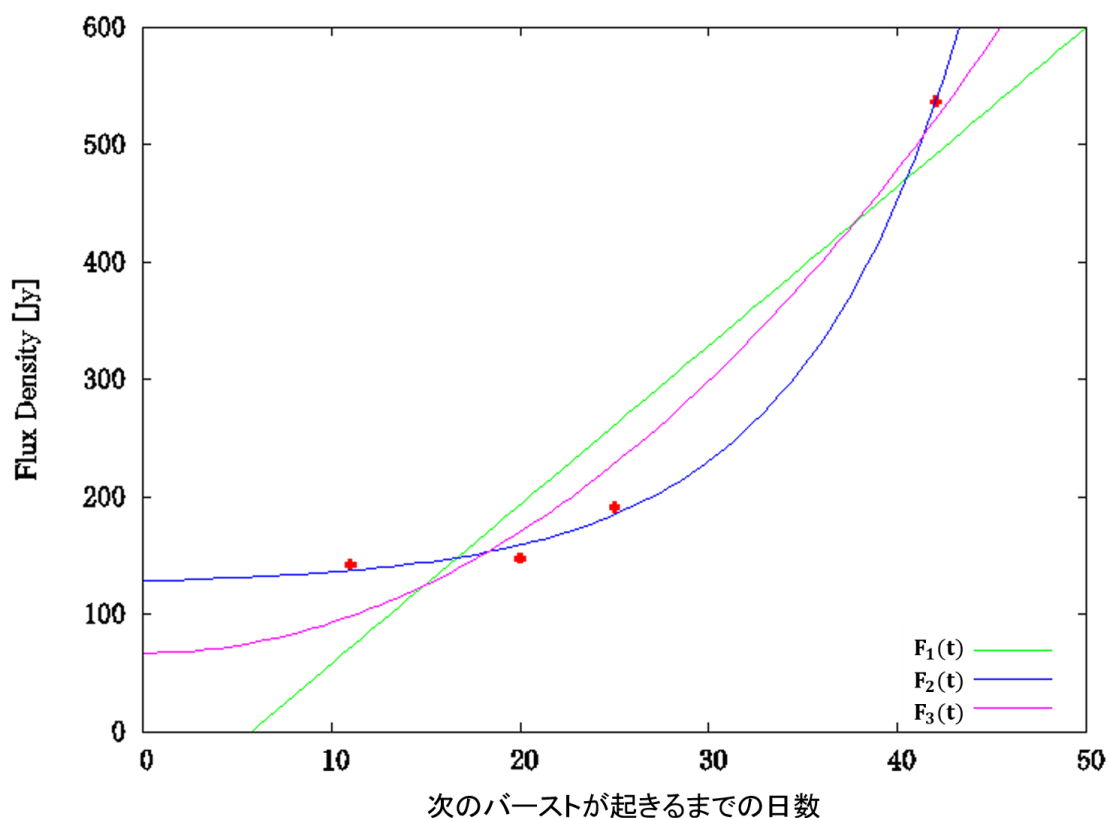


図 5.15 バーストの強度と次のバーストまでの期間の関係

5.5 バースト後の強度の減衰時の増減に関する考察

バースト現象が起きた後に、強度が増減を繰り返しながら減衰していることに対して考察を行う。図 4.15 から、10 日程度で 6 回の強度の増減が観測された。この要因として、バースト現象を生じているメーザーのガス雲が、 $\sim 1\text{km s}^{-1}$ の視線速度の範囲内で、鎖状な空間分布を持っていることが考えられる。ある励起源によるエネルギー注入が、鎖状の端に位置するガス雲に行われ、それが鎖状に分布する雲に、順に伝わっていくという現象である。ここで、バースト成分の空間分布について考える。図 4.2 のバースト成分である成分 IV のみを拡大したものが図 5.13 である。この 2 点の距離は $D = 1.913[\text{mas}] = 8972[\text{AU}] = 52[\text{光日}]$ と求められる。先ほどのタイムスケールと比較すると、距離が離れすぎているため、この要因は考えにくい。

次に、エネルギーの注入によるダスト温度の上昇と、その後メタノールガス雲が冷却されるタイムスケールが異なることが考えられる。van der Walt et al.(2009)では、光学的に厚いガス球の場合、100K を冷却するのに 1.2 日程度かかると考えている。バースト現象が起きているガス雲のダスト温度は $> 100\text{K}$ だと推測されるため、ガス雲の冷却に数日かかっていると考えられる。磁気リコネクションなどによるエネルギー注入が短時間に 1 度ではなく、複数回生じているとすると、短期間における強度変動の増減が起きていることが説明できる。磁気リコネクションが 1 日程度のタイムスケールで複数回生じ、その合間に冷却で強度減少しようとしているところに、また次のリコネクションでエネルギーが注入されるということを繰り返しているシナリオである。

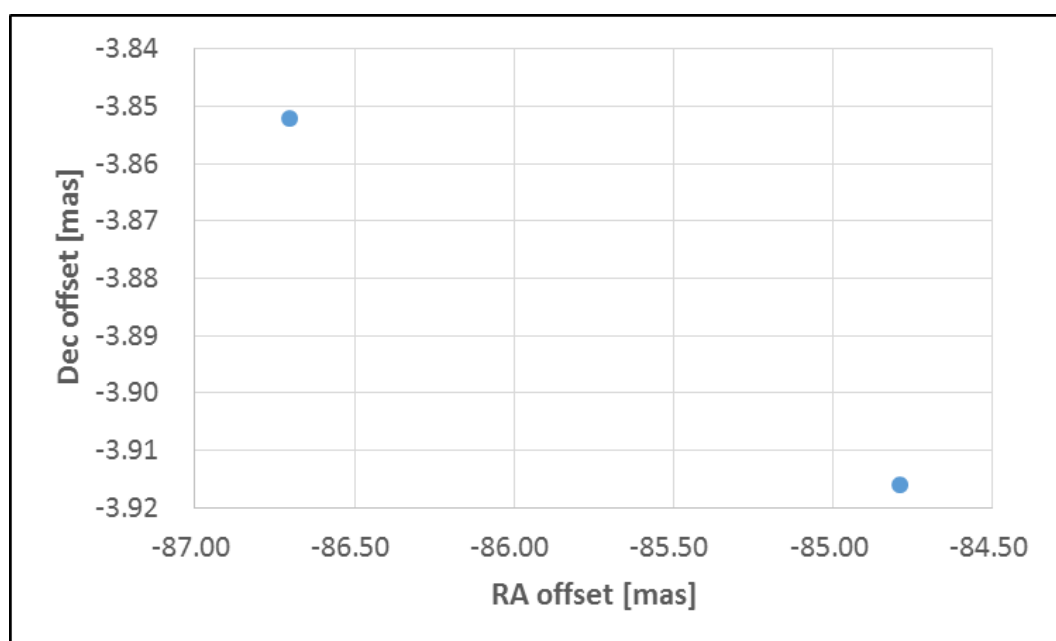


図 5.16 バースト成分を拡大した空間分布

第6章 まとめ

茨城 32m 電波望遠鏡を用いて、大質量星形成領域 G33.641-0.228 に付随する 6.7GHz メタノールメーザーのモニター観測を、長期間モニター観測と高頻度モニター観測の 2 つのモードで行った。

(1) 長期間モニター観測により

- ・バースト成分である成分IV以外も強度変動していることが分かった。
- ・各成分の強度変動の間の相関を調べることで、成分IV以外の成分において、それぞれで相関のある二つのグループに分けることができた。

(グループ 1: II, IX, X グループ 2: III, V, VI, VII, VIII)

(2) 高頻度モニター観測により

- ・今までに起きたバースト現象で最も強い強度(536.477Jy)を観測した。
- ・バーストの強度と次のバーストが起きるまでの期間の間に正の相関があることが分かった。

(3) 山口局とのデータ比較により

- ・24 時間よりも短いタイムスケールの強度変動を捉えることができた。
- ・バースト後の減衰時に強度の増減が何度も繰り返されていることが分かった。

今後は、

(1)長期間モニター観測については

更に長期間のモニター観測や、赤外線によるモニター観測、より高分解能な電波望遠鏡での観測を通じ、各速度成分の相関を詳しく調べることで、メーザースポットの励起源や分子雲の構造を知る手がかりが得られると考えられる。

(2)高頻度モニター観測については

対象天体の毎日観測を続け、それらのデータから、バーストの時期の予測ができると、バースト時の VLBI 観測が可能となり、バースト時の空間分布を得られると考えられる。

謝辞

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。自分一人の力では到底、この論文の完成には至りませんでした。

百瀬宗武教授には、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。分からないことがあると、自分が理解できるまで、何度も丁寧に教えて頂きました。百瀬先生が寛大な心をお持ちのため、それに甘え、怠ける場面もありましたが、最後まで見捨てずにご指導してくださいました。自分の出会った中で、最も分かりやすい説明をしてくれて、生徒の目線で考えて頂ける先生です。

米倉覚則教授には、研究や観測に関して、とてもお世話になりました。自分の拙い日本語での発表を理解しようといつも真剣に、また、発表が終わった後は優しくアドバイスを頂きました。自分の発表練習で笑いが止まらず、続行困難になったのは良い思い出です。

杉山孝一郎研究員には、この論文を完成させるうえで、何度も相談に乗っていただきました。自分が突然、部屋を訪問しても、嫌な顔一つせず、質問に答えてくださりました。また、自分は研究に関して、あまり周りに褒められることがありませんでしたが、研究成果を見せに行くと、いつもどこか褒めてくださり、それがとても嬉しかったです。

宮本裕介研究員、古川尚子氏には修士1年時のゼミでお世話になりました。全員が納得するまで、説明してくださり、レジュメも大変分かりやすく、その知識を研究に活かすことができました。またいつか、小話でも聞いて頂けたらと思います。

塚越崇研究員、樋口あや研究員には研究発表時に意見を頂き、研究ではない場面でも様々な話を聞かせて頂きました。ありがとうございました。

藤沢健太教授を始め、山口大学の学生の方々にも大変お世話になりました。メタノールメーカー研究会ではとても有意義な時間を過ごすことができました。

同じ研究室の斎藤悠氏、Soon Kang Lou 氏、佐藤雄貴氏、沖本有氏、加古琳一氏、田辺義浩氏、永瀬桂氏、安井靖堯氏、足立弘氏、大内智仁氏、大橋拓人氏、佐藤宏樹氏、柴田裕輝氏、鈴木恵美子氏、星野優也氏、宮本祐輔氏には大変お世話になりました。机の上が乱雑していて、度々、研究室を騒がしくしてしまっって申し訳ありませんでした。

斎藤悠氏は、研究に関する質問は全て答えて下さり、多くの助け舟をだして頂きました。自分は恐らく生意気な後輩でしたが、研究者としては勿論、人としてもとても尊敬しています。Soon Kang Lou 氏は、質問をしてもすぐには答えを教えず、自分に考えさせ、真実に辿り着く力を鍛えて下さりました。あなたの向かいの机で良かったです。二人と田辺義浩氏には、修論発表の練習で深夜まで付き合っって頂き、本当に感謝しています。同期の佐藤雄貴氏は、発表やレポートの際に、常に自分よりも先んじていました。そのプレッ

シャーがなければ、修了にあと数年かかっていたと思われます。この論文を締め切りまでに提出できるのも、そのおかげです。

そして、違う研究室の同期の皆の励ましや、支えもとても力になりました。あの時、声をかけてくれて、本当にありがとう。学部時代も含め、勉強面ではもちろん、精神面でも助けられました。

最後に、今まで自分を育て、支えてくれた家族にはどんなに感謝してもしきれません。社会に出て、少しずつ親孝行させて頂けたらと思います。

改めて、多くの方に支えられ、今の自分があるのだと実感しました。皆様に心より御礼を申し上げます。本当にありがとうございました。

参考文献

- [1] Araya, E. D., Hofner, P., Goss, W. M., Kurtz, S., Richards, A. M. S., Linz, H., Olmi, L., & Sewilo, M. 2010, *ApJ*, 717, L133
- [2] Barrett, A., Schwartz, P., & Waters, J. 1971, *ApJ*, 168, L101
- [3] Bartkiewicz, A., Szymczak, M., van Langevelde, H. J., Richards, A. M. S., & Pihlström, Y. M. 2009, *A&A*, 502, 155
- [4] Bartkiewicz, A., Szymczak, M., Pihlström, Y. M., van Langevelde, H. J., Brunthaler, A., & Reid, M. J. 2011, *A&A*, 525, A120
- [5] Batrla, W., Matthews, H. E., Menten, K. M., & Walmsley, C. M. 1987, *Nature*, 326, 49
- [6] Breckenridge, S. M., & Kukulich, S. G. 1995, *ApJ*, 438, 504
- [7] Breen, S. L., Ellingsen, S. P., Contreras, Y., Green, J. A., Caswell, J. L., Stevens, J. B., Dawson, J. R., & Voronkov, M. A. 2013, *MNRAS*, 435, 524
- [8] Cragg, D. M., Sobolev, A. M., & Godfrey, P. D. 2005, *MNRAS*, 360, 533
- [9] Ellingsen, S. P. 2006, *ApJ*, 638, 241
- [10] Fujisawa, K., Sugiyama, K., Aoki, N., Hirota, T., Mochizuki, N., Doi, A., Honma, M., Kobayashi, H., Kawaguchi, N., Ogawa, H., Omodaka, T., & Yonekura, Y. 2012, *PASJ*, 64, 17
- [11] Fujisawa, K., Takase, G., Kimura, S., Aoki, N., Nagadomi, Y., Shimomura, T., Sugiyama, K., Motogi, K., Niinuma, K., Hirota, T., Yonekura, Y. 2014, *PASJ*, 66, 78
- [12] Fujisawa, K., Aoki, N., Nagadomi, Y., Kimura, S., Shimomura, T., Takase, G., Sugiyama, K., Motogi, K., Niinuma, K., Hirota, T., Yonekura, Y. 2014b, *PASJ*, 66, 109
- [13] Goedhart S., Gaylard M. J., van der Walt D. J., 2003, *MNRAS*, 339, L33
- [14] Goedhart, S., Gaylard, M. J., & van der Walt, D. J. 2004, *MNRAS*, 355, 553
- [15] Goedhart, S., Langa, M. C., Gaylard, M. J., & van der Walt, D. J. 2009, *MNRAS*, 398, 995
- [16] Maswanganye, J. P., Gaylard, M. J., Goedhart, S., Walt, D. J. van der, Booth, R. S. 2015, *MNRAS*, 446, 2730
- [17] Menten, K. M. 1991a, *Atoms, Ions and Molecules: New Results in Spectral Line Astrophysics*, ASP Conf. Ser. 16, 119
- [18] Menten, K. M. 1991b, *ApJ*, 380, L75

- [19] Menten, K. M., Reid, M. J., Pratap, P., Moran, J. M., & Wilson, T. L. 1992, *ApJ*, 401, L39
- [20] Minier, V., Booth, R. S., & Conway, J. E. 2002, *A&A*, 383, 614
- [21] Minier, V., Ellingsen, S. P., Norris, R. P., & Booth, R. S. 2003, *A&A*, 403, 1095
- [22] Szymczak, M., Hrynek, G., & Kus, A. J. 2000, *A&A*, 143, 269
- [23] Szymczak, M., Bartkiewicz, A., Wolak, P. Proceedings of the 10th European VLBI Network Symposium and EVN Users Meeting: VLBI and the new generation of radio arrays. September 20-24, 2010. Manchester, UK.
- [24] Szymczak, M., Wolak, P., Bartkiewicz, A., & van Langevelde, H. J. 2011, *A&A*, 531, L3
- [25] van der Walt, D. J., Goedhart, S., & Gaylard, M. J. 2009, *MNRAS*, 398, 961
- [26] Vlemmings, W. H. T. 2008, *A&A*, 484, 773
- [27] Walsh, A. J., Burton, M. G., Hyland, A. R., & Robinson, G. 1998, *MNRAS*, 301, 640
- [28] Xu, Y., Li, J. J., Hachisuka, K., Pandian, J. D., Menten, K. M., & Henkel, C. 2008, *A&A*, 485, 729
- [29] 祖父江義明ほか、2007 年、日本評論社、銀河Ⅱ－銀河系 シリーズ現代の天文学 第 5 巻
- [30] 福井康雄ほか、2008 年、日本評論社、星間物質と星形成 シリーズ現代の天文学 第 6 巻
- [31] 桜井隆ほか、2009 年、日本評論社、太陽 シリーズ現代の天文学第 10 巻
- [32] 中井直正ほか、2009 年、日本評論社、宇宙の観測Ⅱ－電波天文学 シリーズ現代の天文学第 16 巻
- [33] Cormac R. Purcell, The University of New South Wales, 2006 年博士論文
- [34] 栗橋潤、茨城大学大学院理工学研究科、2011 年度修士論文
- [35] 齋藤貴文、茨城大学大学院理工学研究科、2012 年度修士論文
- [36] 森智彦、茨城大学大学院理工学研究科、2013 年度修士論文