

相対VLBI法による銀河メーザ位置天文学の問題点

三好 真

(2007年4月19日受付；2007年6月27日受理)

On Galactic Maser Astrometry using differential VLBI

Makoto MIYOSHI

Abstract

We present here several technical problems on Galactic maser astrometry using differential VLBI. (1) Correlated flux densities of Galactic SiO and H₂O masers decrease with the length of baselines because the sizes of the both maser sources are not point like but quite large, comparable to the fringe spacings of VLBI observations with a few thousands kilometer baselines. For examples, the correlated flux density of H₂O maser in RT Vir decreases to the 50% of total flux density at 850 km baseline, and that of SiO maser in VY CMa decreases to the 50% of total flux density at 700 km baseline. (2) We estimated the probability of existence of VLBI continuum source that is indispensable for phase referencing. In order to observe all Galactic maser sources we must use reference sources whose separation angles from target masers are to 10 degrees. The probability that any target maser source has reference continuum sources is less than 47% for H₂O masers and 29% for SiO masers if we limit the separation within 2 degree. (3) We found the errors in visibility amplitude calibration also introduce errors in maser spot positions. Above all in the case where the maser structure is complicated one, the amplitude error will decrease the detection rate of maser spots. Amplitude calibrations using gain curve information and system temperature measurements are insufficient; we need the self calibration method for finding fine amplitude calibrations. Because we cannot apply the same calibration solutions onto target source obtained from the reference source if the instrumental differences occur between multi-beams. These differences will lead insufficient amplitude calibration, resulting in limit the position accuracy of maser sources. (4) We also found that the degree of coherence recovery is quite different between the cases where pair sources can be observed at the same time and where only one source and another are cyclically observed with antenna nodding. The degree of coherence recovery is lower in 43 GHz observations where the phase variations due to atmospheric fluctuations are violent.

1. イントロダクション

我々の銀河系には千を超える多くのメーザ源がある。VLBIによってこれらのメーザ源の位置を正確に測り、その固有運動と三角視差を計れると期待される。さらに銀河系の構造とダイナミックスの情報を得られるのではないか。VLBIのうちでも相対VLBI (Δ VLBI, differential VLBI) は特に高い精度で位置測定できる。相対VLBIは目標とする天体と、その近傍にある位置参照天体（普通はクエーサー）を交互、あるいは同時に観測し、

特にそのビジビリティ位相の差分を観測量にすることで、大気における位相変動を消去し、高い精度で天体の相対位置を測り、大気変動により制限されてきたコヒーレンスを保ち、より高い感度を実現できるからである（注：この説明は概念を述べたもの。厳密には正しくない）。相対VLBIはかなり古くから、観測手法として取り入れられ数十マイクロ秒角の相対位置精度を達成してきた (Bartel et al. 1986)。しかしながら相対VLBIの目標測定精度を10マイクロ秒角に設定すると多くの困難な点が出てくる。その障害となる点は、複数

の研究者から指摘されているが、それらを以下に
 列挙する。

1.1. 基線長誤差

基線長・基線ベクトルの精度は天体位置測定精度を決める一つの要因である。仮に位置参照天体と目標天体の離角が2度角であったとする。これを10マイクロ秒角精度で測る場合、基線長にのみ誤差があるとして、 10^{-9} の精度が必要になる。つまり千km基線に対して1mmの精度を要求する。これは現在の測地VLBIの精度では達成されていない。基線長自体を長くすれば許容誤差は絶対値としては大きくなる。仮に1万km基線ならば許容誤差は1cmとなる。1cm精度ならば現在の測地VLBIで十分達成されている。

つまり観測対象天体が点源である場合、基線長を長くすることで天体位置測定精度を上げることができる。ところが、観測対象天体が大きさをもっている場合、基線長に応じて相互相関強度は減少するので、検出可能な基線長に上限がある。銀河系メーザの観測がこのケースに該当する。

1.2. 遅延誤差

遅延誤差、すなわち、大気中で生じる遅延、装置内で生じる遅延を合計したものにも厳しい許容誤差が求められる。例えば千km基線に対して10マイクロ秒角に相当する幾何遅延は0.05mmになる。これは22GHz（波長1.3cm）のビジビリティ位相にして1.4度相当である。遅延誤差をこの精度で押さえた確実な報告例は過去のVLBI観測にはまれである。

1.3. 位置参照天体（主に遠方の銀河系外電波源）の天体構造及びその時間変動の問題

相対VLBIにおいて、もしも一方のビジビリティ位相を他方のビジビリティ位相から引くという、文字通りの差分、引き算を行った場合、ビジビリティ位相には天体の構造を反映する成分があるので、それが位置を測る際の誤差要因となる。つまり位置参照天体の（点源ではないという）構造の影響が位置測定精度に影響を与える。単純な構造として同一強度の2点源構造の天体を考える。この場合、その離角によっては相互相関強度にbeatingが起こる。そのnull点の前後ではビジビリティ位相は180度ジャンプを起こす。これを遅延に換算すると半波長分、22GHz観測では6.5mm相当の誤差を生む。（一般にVLBIイメージングではセルフ・キャリブレーション法（self-calibra-

tion）（Schwab et al. 1980, Cornwell et al. 1982）を用いて、ビジビリティ位相中の天体構造に起因する成分とそれ以外の位相成分を分離する。それ以外の成分とは大気変動や機器に起因する位相などである。

ただし注意すべき点は天体輝度重心は必ずしも天体の重心位置ではないことである。例えばNGC4258で観測された大質量ブラックホールが存在するだろう重力中心と連続波で確認できる電波ジェット的位置には0.53mas（=0.018pc）の違いがある（Herrnstein et al. 1999；ケプラー運動するメーザ・スポットから重力中心の位置が推定できるので、輝度重心と重力重心が異なることが明らかにわかる）。天体輝度分布重心と天体の重心の位置関係が時間変動しないならば、天体の固有運動や三角視差法によって距離を測る際に問題は起こらないが、ほとんどの場合、時間的な変動がある。従って天体の輝度構造とその時間変化、望ましくは重心と輝度分布の相対位置を推定してゆく努力が必要となる。

また、目標天体をメーザ源としたとき顕著となる問題もある。

1.4. メーザ源の過分解（resolve-out）の問題

メーザ源のほとんどは1点源ではなく、複数のメーザ・スポットの集合である。星生成領域オリオンKLのH₂Oメーザは約1分角に数百のメーザ・スポット群として分布しているし、大規模星生成領域W49Nでもその数百のH₂Oメーザ・スポット群は約3秒角に分布する。晩期型星に付随するメーザについても、多くのメーザ・スポットの群れであることは同様である。また個々のメーザ・スポットも点源ではなく、VLBIの空間分解能で観測すると十分な大きさをもち、空間構造が認識できる。

メーザ源の天体構造と位置測定に関しては、位置誤差への影響を議論する前に、そのサイズが大きいことで、そもそもVLBIで検出可能かどうかという問題が起きる。メーザ・スポットの典型的実サイズを1au（天文単位）であるとする、距離が1kpcであっても、1masの大きさに見えることになる。このサイズは22GHz観測、2千キロ基線のフリンジ間隔約1.4masと同程度だ。相互相関強度（correlated flux density）は単一鏡での測定強度（total flux density）の16%となる（図1：基線長と相互相関強度の関係；ガウス型輝度分布の場合）。メーザ源が比較的大きいことで、VLBIにおいてはその相互相関強度の顕著な低下を起こ

すことは昔から知られていることだ。特にSiOメーザについては最初のVLBI観測の時から過分解が確認されている (Moran et al. 1977)。確実に検出するには短い基線をVLBI網構成に含める必要がある。これはできるだけ基線長を長くすることで空間分解能をあげ、基線誤差の影響を下げて、位置測定精度をあげるという位置測定からの要求との間でジレンマを生む。多くの銀河メーザを観測対象にしたい場合、せいぜい千kmの基線長が妥当となる。その場合10マイクロ秒角精度を達成するには基線精度を1mmで測定する必要がある。大きな困難が生じる。銀河メーザを観測するVLBI網の構成とそのサイズは良く考える必要がある。

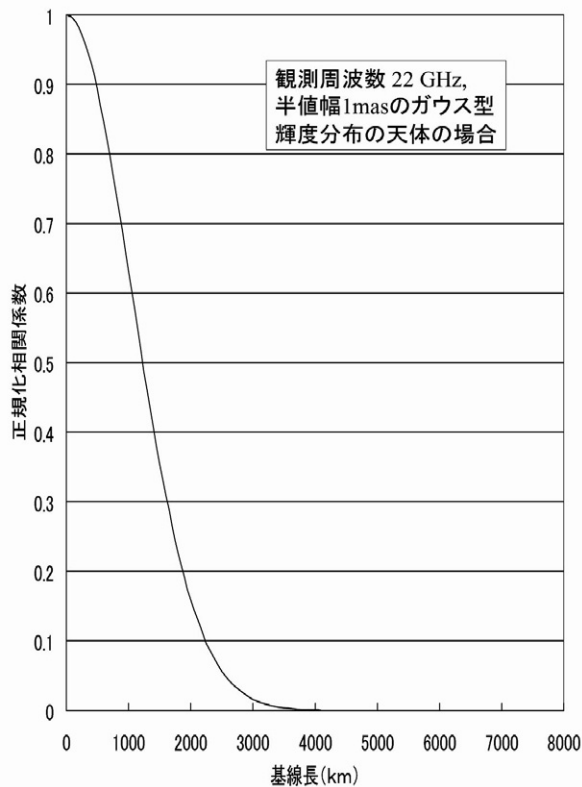


図1. 投影基線長と正規化相互相関係数。観測波長22GHzで見かけ1masのガウス型輝度分布天体を観測した場合。単一鏡による強度測定値 (total flux density) だけを指標にメーザのVLBI観測を立案すると、長基線では感度不足で検出できない可能性がある。

1.5. メーザ源は時間変動が激しい。

またメーザ源は激しい時間変動を起こす。年のオーダーで長期間存在するものもあるがH₂Oメーザ、SiOメーザの場合、2週間から1ヶ月程度のタイムスケールで変化する。スペクトルでは変化がない場合でも、空間構造をVLBIで調べると大きく変化していることは多い。例えばDiamond &

Kemball 2003による晩期型星TX CamのSiOメーザのモニター観測結果を見れば、激しい構造の時間変動がよくわかる。そこでは視線速度は同じでありながら空間分布ががらりと変わることもあることが示されている。

1.6. メーザ・スポット位置は母天体の位置（重心）とは異なる。

メーザは母天体（晩期型星や生まれたての星）の周りにある星間分子ガスの中で発生する。VLBIの空間分解能（例えば1mas）で見るとそれら位置は母天体と大きく異なる。メーザ源と母天体の重心位置との関係を知らないと、位置天文学としては成り立たない。母天体の周りでの星間分子ガスの運動とメーザの生成場所、母天体の質量放出あるいは降着についての詳しい研究が完成して初めてメーザをプローブにした高精度位置天文学は始まる。メーザを固定の点源と仮定するようなこと、メーザの位置を母天体の重力中心として採用することでは高精度の位置天文学はできない。

相対VLBIにおいては観測装置にも留意する点がある。相対VLBIのエッセンスは位置参照源と目標天体が共通の誤差を受けており、差分をとれば、共通の誤差はキャンセルされる点だ。ビジビリティの特に位相の較正精度を差分という簡単な演算で上昇させることができる（と思われた）ことがメリットであった。

通常の相対VLBIではアンテナを短いサイクルで位置参照天体と目標天体を交互に観測し、前後時刻の位置参照天体ビジビリティ位相から推定した補間位相値を目標天体のビジビリティ位相から差し引く（注：単純な差分をビジビリティの位相値に対して行えばよいという考えは、高い較正精度を目標にする場合、正しくない。しかし方法の概要を理解するには有効な説明であるので、このような説明をしている）。つまり時刻は完全に一致しているわけではない。大気変動が素早い場合、この補間という演算によって精度が無くなることもある。特に高周波、ミリ波帯では観測波長が短い分、観測量であるビジビリティの位相の変動は早い。もしも同時刻に位置参照天体と目標天体を観測できれば、ビジビリティ位相補間による推定値の誤差の問題は無くなるはずだ。また交互に2天体を観測するためにアンテナを振ると、アンテナの高度角・仰角を変化させ、ビームを移動させるためのどちらの天体も見ないデッドタイムが生

表 1. 相対VLBIにおける 3 形式の比較

アンテナスイッチング	
方式	1 台のアンテナを振って位置参照天体と目標天体を交互に観測する。
不可避な欠点	アンテナを振るため目標天体を観測できない時間が生まれ、この観測時間の制限によって感度は低下する。アンテナの天体間移動速度が高速でない場合、大気位相変動のタイムスケールに追いつかず、正しい較正値を得られない可能性が高周波観測（ミリ波帯）では発生する。
長所	同じアンテナ、受信機、信号伝送路を用いて観測するため、観測装置に起因する振幅・位相の誤差は位置参照天体と目標天体の間で共通。またアンテナ局位置、クロックパラメータも共通である。但し、装置が一定の安定性を持つことが必要でアンテナを振る間に局部発振器の位相が変動したり、移動に伴う振動で受信機ゲインが変化しないことが必要条件。

ペア・アンテナ	
方式	2 台のアンテナをできる限り近接設置、それぞれで位置参照天体と目標天体を同時に観測する。
不可避な欠点	アンテナを近接設置させるため、低仰角（例えば15度角以下）ではアンテナのブロッキングで観測できない範囲が生まれる（低仰角では大気吸収や位相変動が大きく、通常有効な観測データとして使わない）。局部発振器や伝送路で起きる位相変動、受信機のゲイン変動が一般の干渉計と同レベルの安定性を持つことが必要。干渉計と同じく、安定した位相信号を両アンテナへ伝送するシステムが必要。
長所	装置の較正法が複数あり、較正精度を高い水準で推定できる。例えば局位置はアンテナごとで異なるが、両者間で測地VLBI観測を行い、補正できる。相対VLBI法を用いた測地VLBI（=位相追尾測地VLBI法）で通常の測地VLBIよりも高い精度の局位置測定ができる。ゲイン、機器遅延位相の相違は同一天体を両アンテナで観測することで計測できる。基本的に 2 素子干渉計と見なす事ができるので、干渉計で培った器差較正法が適応できる。ペア・アンテナを逆位相で振り、位置参照天体と目標天体を交互観測するなど機器起源の位相誤差の推定ができる。

マルチビーム・アンテナ	
方式	1 台のアンテナに複数の受信機をのせ、指向方向の異なるビームを形成、個々のビームで位置参照天体と目標天体を同時に観測する。
不可避な欠点	ビーム間の離角を大きくとれず、位置参照天体が存在しないことが多い（第 2 章）。光軸からオフセットした位置で受信するため実質の開口効率が低下する。受信機・ホーンが衝突するため離角の小さい（例えば30分角以内）位置参照天体を利用できない。アンテナ不動点と観測天体を結ぶ線上に受信ホーンがないため、赤道儀式アンテナと同様、みかけの局位置の時間変動が起り、幾何遅延測定には、その補正が必要。マルチビーム間で発生する機器起源の遅延に依る位相差に対する精度良い測定法、較正法が存在しない。マルチビーム受信ホーンは日周運動追尾のため回転させるため、鏡面凹凸誤差分布と照射分布の畳み込み積分の形で現れる合成ビームの位相が視野回転に伴って変動する。アンテナ・ポインティングがビーム幅の十数分の一程度の精度を達成しない場合、ビームの位相特性から、例えば50ミクロン相当の位相誤差を生む（これら 2 つの位相誤差を測定する較正装置は存在しない）。
長所	最も近接した大気伝送路を通過してきた位置参照天体と目標天体からの電波を観測できる（但し、ペア・アンテナを25m以内に近接させ、ビームを交差させて 2 天体を観測した場合と同レベル）。

まれる。位置参照天体の観測時間とアンテナ・ビームの移動に要する時間の分だけ目標天体の観測時間は減少する。検出感度は積分時間の減少によって低下する方向に働く。

アンテナ 2 台を近接して配置、それぞれが位置参照天体と目標天体を観測するペア・アンテナ法、あるいはマルチビーム・アンテナによって同一アンテナで 2 天体を観測することができれば、スイッチング相対VLBIでの位相補間エラーと観測時間の減少から逃れることができる。しかしながらマルチビーム・アンテナの場合、以下のような新たな問題も発生する。

1.7. マルチビーム・アンテナ利用時の位置参照天体数の減少

マルチビーム・アンテナには鏡面形状で分類して球面、双焦点面の 2 種類がある。広視野をとらないで 2 度角程度でよいならパラボラ面も利用できる。パラボラ面アンテナでは光軸に平行に入射する波面を焦点に於いて 1 点に収束させるが、光軸上に対して斜め入射した場合は 1 点には収束せず、集光力は低下する。パラボラ面で複数のビームをたてた場合、光軸から外れると集光力の低下が起きる。また球面、双焦点面アンテナにおいて

は光軸上においてさえ1点に波面を収束させられない。マルチビーム・アンテナはそもそも複数の通信衛星からの電波を同時受信するために考案されたものである。通信電波は強力なので、通常のパラボラ・アンテナに比べて集光力が落ちたとしても実用になりうる。しかし微弱電波をうける電波天文用としては集光力の低下は大問題となる。アンテナ集光力を維持しながらマルチビーム・アンテナを設計しようとすると、位置参照天体と目標天体間の離角を広くとれない。通常のパラボラ面をマルチビームに利用する場合、集光力を維持できる範囲で可能な離角は2度角程度である。この離角内に参照電波源が無ければ相対VLBI観測が成り立たない。

1.8. 装置起源の遅延に依る位相の較正法の問題

マルチビーム・アンテナの複数ある信号路間に発生する装置起源の遅延に依る位相は一般に同一ではないのでその補正の問題が発生する。この遅延を十分に除去できないならば、大気位相変動をキャンセルしておきながら、新たな誤差要因を持ち込むことになる。

多くの干渉計においては、その位相較正を、点源で正確な位置の知られている較正天体を観測することでおこなう。各素子アンテナに較正天体からの平行同一波面を注入し、そのレスポンスから器差を知るわけである。この手法をきちんと書いた電波干渉計の教科書は少ないが、この較正手法こそ電波干渉計を望遠鏡たらしめるテクニックの一つであると言って良い。もっともミリ波などでは大気変動のため較正天体からの電波は平行波面ではなくなり、特に基線長が長くなると較正法として働かなくなることもある。

マルチビーム・アンテナで相対VLBIを行った場合、ビーム間の器差較正に、上記の従来からの方法は使えない。なぜならば、各ビームの指向方向が異なるため、複数あるビームを同一天体に同時に向ける観測はできず、複数あるビームへ平行同一波面を同時注入することはできないためである。マルチビーム・アンテナ法を採用しているVERA（国立天文台）では、人工雑音電波源を用いた測定法を編み出している（Honma et al. 2003）。この方法ではビーム間位相差の時間変動成分相当のものを捉えることはできると考えられる。しかし本来測定すべきビーム間位相差自体の絶対値は計測していない。なぜなら実際の天体からの到来電波の光路とは異なる光路を人工雑音電波は伝搬して来るため、その遅延値は本来計測す

べき装置起源の遅延とは異なるからである。

1.9. 装置起源の振幅誤差の十分な較正の必要性

多くのVLBI観測では、アンテナの高度角に依存する集光力の変化とシステム温度測定の結果を用いてビジビリティの振幅補正を行う。例えばアメリカのVLBA（NRAO）ではこれらの考慮が優れていてビジビリティ振幅の補正が容易になっている。しかし、VLBIのイメージングにおいては上記の方法によるビジビリティ振幅の補正を加えても較正はまだ不十分であり、さらにセルフ・キャリブレーション法の絶大な効果によって最終的なビジビリティの（位相と）振幅の較正をして、信号雑音比（SNR）をあげるのが常だ。

ところがマルチビーム・アンテナのように独立した個々の受信機とその後の信号路を用いて観測した場合、それらの装置起源のゲイン変動は異なり、補正量は位置参照天体と目標天体とで共通にはならないだろう。ビームごとの精密なゲイン変動差の測定法、現在VLBAで採用されている手法よりもさらに優れた測定法の開発が必要である。このようにマルチビーム・アンテナを相対VLBIに用いることは、本来誤差要因を除去し、較正を簡単かつ信頼性の高いものにすべく考案された相対VLBIの本来のメリットを失わせかねない。ペア・アンテナにおいても独立した個々の受信機とその後の信号路を持ち、それらでの器差は存在する。この場合、先に述べた「平行同一波面電波を同時注入」という干渉計の一般的較正法を用いて、振幅と位相のアンテナ間器差を得ることができる。表1には相対VLBIの3形式について概要をまとめた。これは定性的なものである。性能の総合比較は測定・観測を通しての定量的議論と「異なる要素のうち何を重視するか」の評価法の確立が必要である。精密測定器には必ず、器差測定（較正）システムがあり、それによって器差を補正できるようになっている。高精度位置天文学をめざす相対VLBI装置も精密測定器の一つであるといえる。そこで器差測定に注目して書いてある。

1.10. 高周波数帯におけるビジビリティ位相の高速変動の追跡

従来の相対VLBIでは1アンテナをスイッチングさせる方式がほとんどであった。この場合時間方向に補間して大気変動に起因する位相変化を修正する。高周波数の観測ではビジビリティ位相の変化は早くなるので、時間方向の補間が有効性を

失う可能性がある。一方、同時複視野相対VLBIは時間方向の補間をせずにすむので高周波帯での大気位相補償に有利であると期待される。

我々は上に述べた問題の幾つかに対して詳しい考察を行う。位置参照天体数と離角の問題（第2章）、メーザ源の大きさと過分解の問題（第3章）、そしてこれまであまり位置測定において重要視されていなかった振幅補正の問題である（第4章）。ビジビリティの振幅の誤差はイメージングの際の誤差を生み、暗い天体構造をとらえそこなったり、異なる位置を与えることをここでは喚起したい。5章に43GHz帯VLBIにおけるビジビリティ位相の大気等による変動と一般的なスイッチングVLBIがその変動に対してどれだけ有効であるかの観測実験結果を示す。高周波、ミリ波帯でのスイッチング相対VLBIの有効性には限界があることを述べておく。

なお、本論文で述べることでできない基礎的な事柄については以下の関連する教科書・参考書を参照されたい。アンテナに関しては、「図説・アンテナ」（後藤 1995）、「新しいアンテナ工学」（後藤 1986）、電波天文学については「宇宙電波天文学」（赤羽・海部・田原 1986）宇宙メーザについては「Astronomical Masers」（Elitzur 1991）、電波干渉計については「Interferometry and synthesis in radio astronomy」（Thompson, Moran, and Swenson, 1986）、VLBIについては、主に測地VLBIについてだが、「VLBI技術」（高橋・近藤・高橋）を参照してほしい。

2. 銀河メーザに対する位置参照電波源の存在数

銀河メーザに対して参照電波源となる連続波源の存在確率を実データから調べる。対象はH₂Oメーザ（22GHz）とSiOメーザ（43GHz）である。

2.1. 採用カタログ

H₂OメーザのカタログはValdettaro et al. 2001を用いる。ここには1013個のH₂Oメーザ源が記載されている。SiOメーザのカタログは野辺山カタログ <http://www.nro.nao.ac.jp/%7Eq4015sd/> (Deguchi et al.) を用いる。SiOメーザの検出された1237天体が載っている。

今回、参照電波源カタログとしてはVLBI観測にもっとも一般的なVLBAキャリブカタログ (Formalont et al. 2003, Beasley et al. 2002) の2004年3月におけるリスト（3208天体）を採用す

る。そこには2GHzと8GHzでの強度が記載されているが、その8GHzでの値を用いる。つまりフラットスペクトルを仮定し、H₂Oメーザの周波数22GHz、SiOメーザの周波数43GHzにおいても8GHzと同じ強度があると仮定をする。測地VLBI等に用いられてきた銀河系外電波源（クエーサーなど）の多くは一般的にセンチ波からミリ波へ周波数が上がるにつれて電波強度が低下するので、これは非常に楽観的な仮定である（一方、VLBI観測が可能なコンパクトな構造を持ち、22GHz、43GHz帯で電波強度が増す電波源もあり、そのコンプリートなサーベイが望まれる）。

位置参照天体がこの数年の新たなサーベイでどのくらい増えたかを調べるため、1998年当時VLBIソースのカタログとしてVLBAキャリブカタログ（但し1998年10月版）、ICRFカタログ (Ma et al. 1998)、15GHz VLBIサーベイ (Kellermann et al. 1998)、VSOP prelaunchサーベイ (Moellenbrock et al. 1996) を採用する。それぞれの観測最高周波数は最初の二つは8GHz、そして残りは15GHz、22GHzである。これらもっとも高い周波数の強度を採用し、フラットスペクトルを仮定、22、43GHzの強度もそれらと同じであるとする。使用するメーザのカタログは先に述べたものとする。

図2にH₂Oメーザに対する位置参照天体の充足率、図3にSiOメーザに対する位置参照天体の充足率を示す。SiOメーザとH₂Oメーザの検出された天体の空間分布は実際に異なるため、異なった数字になる。また表2に2004年と1998年での位置参照天体充足率をまとめる。

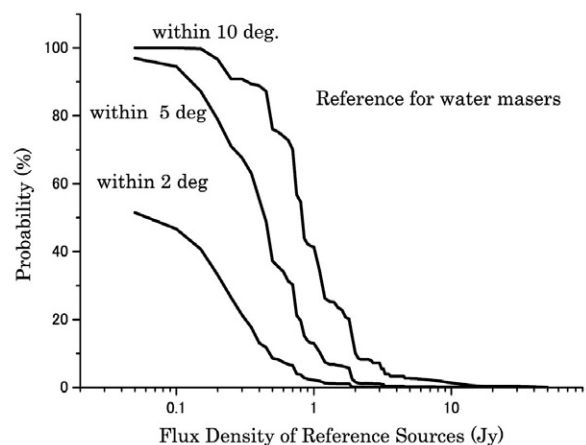


図2. H₂Oメーザに対する位置参照天体の充足率。横軸は位置参照源の電波強度上限値。縦軸は充足率。離角10度角以内、5度角以内、2度角以内の場合を示した。

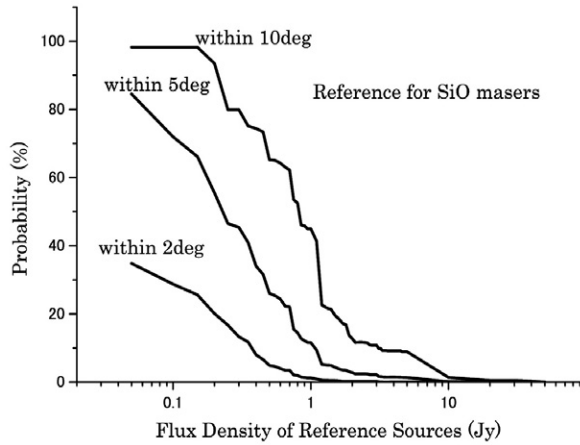


図 3. SiO メーザに対する位置参照天体の充足率. 横軸は位置参照源の電波強度上限値. 縦軸は充足率. 離角 10 度角以内, 5 度角以内, 2 度角以内の場合を示した.

2.2. 議論

仮に年周視差測定を行う場合, 四季を通じて計測することが望ましい. その場合, 大気込みのシステム温度上昇が起きる夏季でも確実に検出できる必要がある. システム温度 300K, 口径 20m, 開口効率 0.35, 帯域 512MHz, 積分 1 分で信号雑音比 (SNR) = 7 で検出するには天体の強度は 300mJy が必要となる. そのような検出確実な 300mJy 以上の明るい位置参照天体をほとんどのメーザ源に対して確保するには, 10 度角の離角を確保する必要がある. 表 2 を見ればわかるとおり, 2004 年において 10 度角の離角を許せば 300mJy 以

上の強度の位置参照天体が H₂O メーザに対して 90%, SiO メーザに対して 80% の確率で存在する. 100mJy 以上の強度の位置参照天体では, H₂O メーザに対して 100%, SiO メーザに対して 90% 超の確率で存在する. 5 度角の離角を許せば 300mJy 以上の強度の位置参照天体が H₂O メーザに対して 67.62%, SiO メーザに対して 45.39% の確率で存在する. 100mJy 以上の強度の位置参照天体では, H₂O メーザに対して 94.57%, SiO メーザに対して 71.94% の確率で存在する.

これが 2 度角以内にまで離角の制限がつくと 300mJy 以上の強度の位置参照天体は H₂O メーザに対して 21.32%, SiO メーザに対して 13.32% の確率で存在する. 100mJy 以上の強度の位置参照天体では, H₂O メーザに対して 46.69%, SiO メーザに対して 28.73% の確率で存在する. つまり, 2 度角に離角を限った場合, 100mJy までの位置参照天体が検出可能であると仮定しても, 位置参照天体が無くて相対 VLBI が実行できない確率は 50% 以上となる. 特に SiO メーザの 70% は観測できない. ここでは位置参照天体の強度はフラットスペクトルを仮定して低い周波数から 22GHz, 43GHz の強度を推定している. 多くの VLBI 電波源はこの仮定を満たさないので実際の位置参照天体充足率はもっと悪くなる. 国立天文台・天文広域精測望遠鏡, VERA においてはパラボラ・アンテナを用いたマルチビーム・アンテナを採用したため, 位置参照天体は目標天体からの離角約 2 度角以内, 正

表 2. 位置参照天体充足率. 1998.8 年及び 2004.2 年時の値を示す.

H ₂ O メーザ	位置参照天体が存在率	(2004.2)	(1998.8)
強度を問わない位置参照天体に対して	離角 10 度角以内の場合	100%	94.6%
	離角 5 度角以内の場合	99.60%	79.5%
	離角 2 度角以内の場合	63.17%	33.9%
位置参照天体強度 100mJy 以上に対して	離角 10 度角以内の場合	100%	87.3%
	離角 5 度角以内の場合	94.57%	64.4%
	離角 2 度角以内の場合	46.69%	20.2%
位置参照天体強度 300mJy 以上に対して	離角 10 度角以内の場合	90.82%	84.3%
	離角 5 度角以内の場合	67.62%	41.2%
	離角 2 度角以内の場合	21.32%	12.3%
SiO メーザ	位置参照天体が存在率	(2004.2)	(1998.8)
強度を問わない位置参照天体に対して	離角 10 度角以内の場合	99.92%	93.2%
	離角 5 度角以内の場合	95.39%	68.1%
	離角 2 度角以内の場合	48.91%	22.3%
位置参照天体強度 100mJy 以上に対して	離角 10 度角以内の場合	98.24%	69.6%
	離角 5 度角以内の場合	71.94%	39.9%
	離角 2 度角以内の場合	28.73%	12.3%
位置参照天体強度 300mJy 以上に対して	離角 10 度角以内の場合	79.90%	66.2%
	離角 5 度角以内の場合	45.39%	28.7%
	離角 2 度角以内の場合	13.32%	7.1%

確には0.5度角以上2.2度角以内に求めねばならなくなった。その位置参照天体不足を解決する目的で、銀河面での連続波電波源のVLBIサーベイ観測が行われた (Honma et al. 2000, Oyama et al. 2001)。銀河メーザの多くは銀河面に集中して分布するからである。確かにHonma et al. 2000がいうように位置参照源の“候補”は増える。しかし明るい位置参照天体、すなわち強度100mJy以上の新検出は少ない。

今後、どのくらいの位置参照天体の増加を期待できるか考える。1998年11月当時の充足率、2004年3月での充足率から、そのままニアに位置参照天体数が増えてゆくと、楽観的に考える。H₂Oメーザの場合年率6.3%で100%に達するのは2011年である。一方SiOメーザの場合、1998.8年には12.3%であったが2004.2年には28.73%である。100%に達するのは2027年になる。観測装置の大幅な感度上昇によって、100mJyをきる暗い位置参照天体の利用も可能になることを望むしかないが、日本近辺の湿潤な気候帯では22, 43 GHzともなると大気によってシステム雑音温度のほとんどがきまるので、受信機単体の性能の向上は直接には感度向上に効かなくなる。記録帯域の増加による感度上昇の可能性はある。仮にシステム温度200K、開口効率35%、口径20m、積分時間1分を仮定すると、100mJyを信号/雑音比 (SNR)=7で検出するには、2 GHz帯域 (記録レート4Gbps) が必要となる。帯域幅拡大の感度への効果はその平方根に逆比例するから、それほど劇的な効果は期待できない。

大気位相補償の有効性は観測時の大気条件・観測周波数、高度角など多くのパラメータに依存しているので離角だけから有効性を判断するのは難しい。一般に離角を広げると、大気位相補償の有効性が下がる。しかしGuirado et al. 2000は43GHz帯のスイッチング相対VLBIで5度角離角を測定し、遅延換算2ピコ秒精度 (43GHz観測位相で36度換算) に達する測定精度を達成している。銀河メーザ観測を主目的とする相対VLBI用としてマルチビーム・アンテナを設計する場合、観測可能離角は狭くとも5度角の離角を考慮すべきである。集光力などの点から技術的に不可能であるならばマルチビーム・アンテナの採用は放棄するべきであった。

3. 天体の過分解の問題

3.1. 観測とそのデータ解析

メーザ源の長基線における過分解問題を、実際の観測データに基づいて調べる。多くのメーザ源に対して観測し空間分布とメーザ・スポットサイズを統計的に調べるべきだが、この論文ではまず晩期型星のSiOメーザ、H₂Oメーザそれぞれ1天体ずつを選んで調べる。一つはVLBA観測による晩期型星RT Virginis (RT Vir) のH₂Oメーザである。これはImai et al. 2003によってメーザ・スポットの固有運動についての報告がされている。ここで取り扱うデータはその1番目のエポックの観測である (BI008A)。1998年5月11日に4時間の観測がVLBAで行われた。もう一つはVY Canis Majoris (VY CMa) のSiOメーザの観測である。観測はVLBAによって1998年10月24日に6.5時間に渡って行われた (BM099)。距離は不正確だが1.5kpcであるとされる。SiOメーザ源の中で見かけ上もっとも明るい天体である。(なおこの観測結果からSiOメーザ $J=1-0$ の $v=1, 2$ の分布を比較した結果はMiyoshi et al. 2003, Miyoshi et al. 2007を参照。)

ともにAIPSを用い、標準的なラインVLBIのデータ較正、イメージングを行った。図4、図5はそれぞれSiOメーザ (VY CMa) とH₂Oメーザ (RT Vir) の全速度チャンネルを合わせた強度マップである。この図からすぐさまSiOメーザ・スポットのサイズはH₂Oメーザ・スポットのサイズに比べ見かけ上大きいことがわかる。RT Virの距離220 pc, VY CMaの距離1.5kpcという距離を考慮すれば、実サイズで比べても、SiOメーザ・スポットはH₂Oメーザ・スポットよりもずっと大きいことになる。

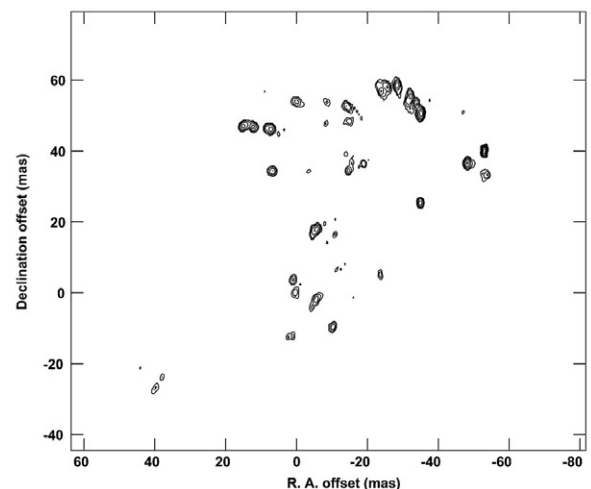


図4. VY CMaのSiOメーザ・全速度成分積分マップ. ピーク強度 = 7.517×10^3 Jy/BEAM; 等高線レベルは $7.517 \times 10^2 \times (0.2, 0.4, 0.8, 1.6, 3.2, 6.4, 9.99)$ Jy/BEAM.

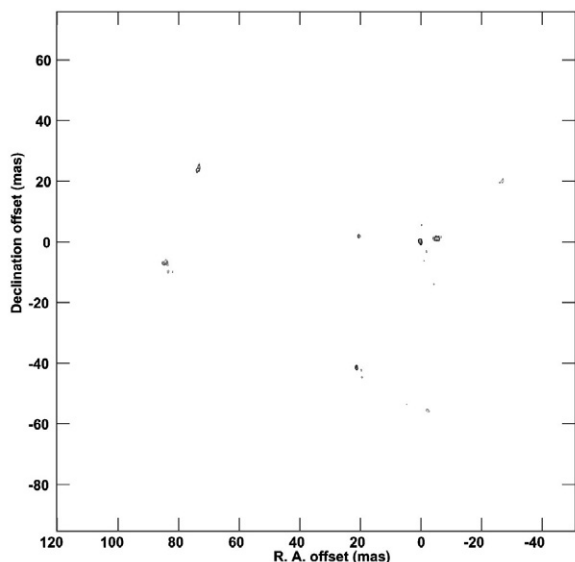


図5. RT VirのH₂Oメーザ・全速度成分積分マップ.ピーク強度 = 7.6209×10^1 Jy/BEAM; 等高線レベルは $7.621 \times (0.4, 0.8, 1.2, 2.4)$ Jy/BEAM.

メーザ・スポットの存在するチャンネルマップをモデル像として、様々なスパンの東西投影基線に対して相互相関強度を計算した。それらを各チャンネルの強度で重み付け平均を求めた。図17がRT VirのH₂Oメーザの場合、図18がVY CMaのSiOメーザの場合である。これらのモデルでは単一鏡での測定強度 (total flux density) は不確かなので、代わりに計算した最短の基線 (RT VirのH₂Oメーザに対しては $4.73522 \times 10^5 \lambda = 6.39\text{km}$, VY CMaのSiOメーザに対しては $5.90287 \times 10^5 \lambda = 4.14\text{km}$) での振幅を単一鏡での測定強度の代用として正規化ビジビリティ (normalized visibility) を計算してある。最近メーザ、特にSiOメーザについては非常に大きくのっぺりと広がった成分があるのではないかと示唆されている (Yi et al. 2005)。従って、単一鏡での測定強度 (total flux density) はこれらでの値よりも大きいと予想できるので、実際の正規化ビジビリティ値はこれよりもやや小さい可能性がある。

VY CMaのSiOメーザの相関強度は、 $7.08 \times 10^6 \lambda$ (=50km) で75%, $9.74 \times 10^7 \lambda$ (=682km) で50%に、 $3.31 \times 10^8 \lambda$ (=2321km) で25%にまで落ちる。RT VirのH₂Oメーザで、それらは $1.28 \times 10^7 \lambda$ (=172km) で75%, $6.30 \times 10^7 \lambda$ (=850km) で50%に、 $1.67 \times 10^8 \lambda$ (=2255km) で25%にまで落ちる。すなわち、どちらも千km基線では既に半分以下、2千km基線では4分の1になる。一方それ以上の長い基線では正規化ビジビリティは0.2程度でだらだらと減少する。これは小さなスポットが大きな構造の内部に存在しているためであろう。

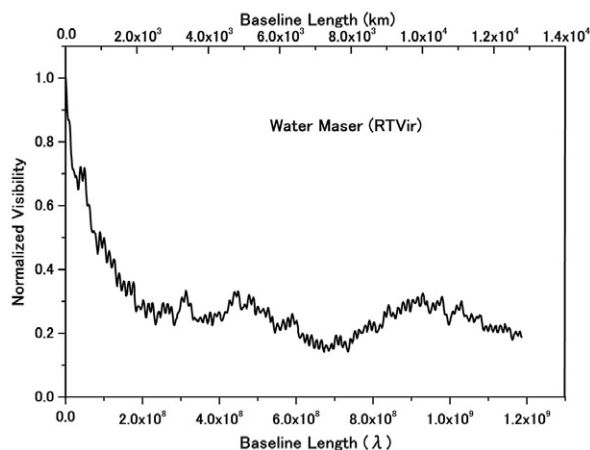


図6. 基線長と正規化相互相関係数の関係: RT VirのH₂Oメーザの場合。横軸に基線長を観測波長を単位とした値 (下軸) とkm表示 (上軸), 縦軸は正規化ビジビリティ。

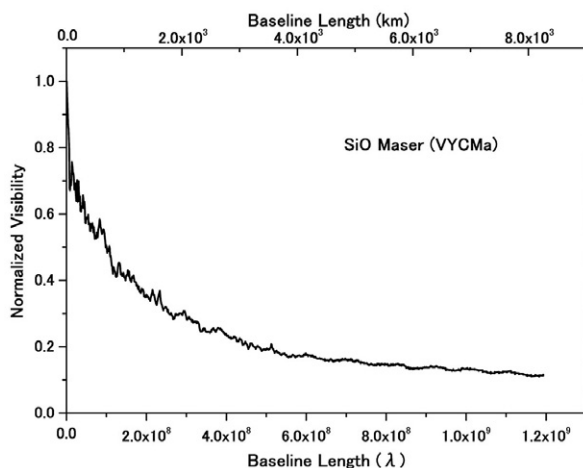


図7. 基線長と正規化相互相関係数の関係: VY CMaのSiOメーザの場合。横軸に基線長を観測波長を単位とした値 (下軸) とkm表示 (上軸), 縦軸は正規化ビジビリティ。

3.2. 議論

SiOメーザは長基線では過分解によって相互相関強度がすぐに落ちる、または検出できないことは最初のVLBI観測以来、よく知られていることである (Moran et al. 1977)。KNIFE (鹿島野辺山干渉計) によるスナップショット観測 (Imai et al. 2001) から、当時の絶対強度較正は不完全ではあるが、たかだか200km基線で自己相関スペクトルに比べて相互相関スペクトルの強度がその半分から十数%になることがわかる。つまり単一鏡でスペクトルが相当な強度で観測されても、VLBIの長基線ではフリッジがでない場合も多い。Yi et al. 2005においてはVLBAを用いたTX CamのSiOメーザ観測結果が報告されている。彼らはSiOメーザのうちVLBIでは検出できない「ミッシ

ングフラックス」について考察し、感度の点から検出できない非常に暗いメーザ・スポットがたくさんある可能性、あるいは大きさが4mas程度にもなるメーザ・スポットの存在を示唆している。一方、数千キロの長基線で検出可能な成分もわずかながらSiOメーザにもあることがVLBAの観測でわかってきた。VLBAのハワイ・マウナケア局とプエルトリコ・シンクロイ局を結ぶ8千キロ基線でフリッジが検出される例もある (TX Camの例, Diamond & Kemball, 2003)。我々のVY CMaの場合でも1万キロ基線でも検出できる成分がある。しかし全体としては、VY CMaのSiOメーザではわずか700kmで強度は半分、2200kmで25%にまで相互相関強度は下がる。

またRT Virの例に限らず、多くのH₂Oメーザにおいても過分解傾向がある。例えばTMC1のH₂OメーザではVLBAの長基線では検出されない (Hirota et al.) との報告がある。また廣田ら2004によるH₂Oメーザ・フリッジチェック観測では80のH₂Oメーザ天体の観測に対しフリッジ検出は30天体にとどまっており、1, 2千km程度の基線で過分解が起きたことをうかがわせる。

銀河メーザのVLBI位置天文観測を検討する際、メーザの過分解問題は、良く調査すべき事柄である。基線が長ければそれだけ空間分解能はあがるが、過分解によって検出できないなら位置測定もできない。基線長に応じた相互相関強度を考慮して装置の感度設計をする必要がある。銀河系の構造を把握することが目的である場合、短基線を含むVLBI網を構築し、位置精度は悪くても多数のメーザを観測できるようにする必要がある。

4. ビジビリティ振幅補正の重要性

位置を測る上で、ビジビリティ位相の誤差や基線長誤差の問題に比べ、ビジビリティの振幅誤差については余り議論されてきていない。ビジビリティ位相の誤差に比べて影響が少ないだろうとは言われてきた。本当に影響が少ないのかを43GHzのVY CMaのSiOメーザの観測データを用いて調べる。図8に示すのは、VY CMaのSiOメーザ ($v=2$, $J=1-0$) の或る速度チャンネルに対しセルフ・キャリブレーションを行ったその振幅解である。この解を用いて、全チャンネルを較正、得た全体マップが図4である。

なお図8はセルフ・キャリブレーションのみによって得られた修正分であって、ビジビリティ振幅補正の修正量の全体ではない。つまりこの図の振幅変動にはシステム温度変化とアンテナゲイン

変動によるビジビリティ振幅の補正分は含まれていない。システム温度とアンテナゲイン補正後に残存する較正すべき振幅変動を表している。言い換えるとシステム温度とアンテナゲイン変動によるビジビリティ振幅の補正だけでは不十分であり、このような10%を超える変動がまだ修正すべき量として残っていることを意味する。

図9 (左) にはセルフ・キャリブレーションから得られた較正を適用し得られたチャンネルマップを示す。右端の強度の強いメーザ・スポットの他に8つのメーザ・スポット群があることがわかる。それぞれの拡大図を図8から図16に示す。図9 (右) は図8にしめす振幅補正を無視し、ビジビリティの振幅補正は行わず、ビジビリティの位相に関する補正のみ使った得たイメージである。図9から図18のそれぞれの右図はセルフ・キャリブレーションの振幅解を適用しない場合、左図は適用した場合である。図9をみてすぐわかるように、振幅補正が不完全であるとダイナミックレンジが下がり、スポット群No1, 5, 8, 9のスポットよりも暗いスポットは判別できなくなる。図10のスポット群No.1はチャンネル中で最も明るいスポットである。左右の図を見比べると、位置はずれないが、信号/雑音比 (SNR) は1091から182にまで落ちている。約6倍の悪化を示す。また図11から図18を見ればわかるが、振幅補正が不十分であると、比較的暗いスポット群についてはその位置が10マイクロ秒角よりもずっと大きいシフトをするか、あるいは検出そのものができなくなる。もしも明るいメーザ・スポットの寿命が長く、母天体に対して静止していれば、その位置を測定することで母天体の運動・距離を測ることができる。ところが多くのメーザ・スポットは母天体に対して運動するし、個々の寿命も短い。1ヶ月経たないうちに消滅することも多い。従って、生成・消滅してゆくメーザ・スポット群の位置関係を追いつながら位置測定をつなげることで、母天体の位置・運動を推定してゆかねばならない。明るいスポットに加え、比較的暗いスポット群も捉えていくことが必須となる。ビジビリティ振幅の較正が不十分であるとそれらメーザ・スポット間の位置関係にエラーを与えることになる。マルチビームやペア・アンテナを用いた相対VLBIにては、位置参照天体と目標天体の間のビジビリティ振幅補正値の違いは図6ほどではないと思われる。しかしその測定自体はかなり難しい。例えば両天体が共に十分な強度で検出されるならば個々にセルフ・キャリブレーションを行い、ビジビリティの振幅補正

を独立に行うことが可能である。問題は一方の天体が単純なFRINGEサーチでは検出できない場合で、FRINGEの検出できない天体へはセルフ・キャリブレーションが使えない。この時、ビジビリティ振幅補正量はあいまいになる。振幅補正量の差を知る上ではマルチビーム・アンテナよりもペア・アンテナのほうがやや有利である。必要に応じて十分な強度をもつ天体を両方のアンテナで同時に観測することで強度補正量の差を測定できるからである。もっとも、多くのVLBIマッピングでのセルフ・キャリブレーションによる補正量から考えて、1分よりも短いタイムスケールで振幅補正量は変化する（特に43 GHzでは顕著であり、おそらく大気変動によるものであると考えられる）。このタイムスケールでの変動はどの相対VLBI法の形式でも実測定は困難である。つまりどの方式においてもセルフ・キャリブレーションを適用できない限り、ビジビリティの振幅・位相の補正精度には限界がある。その量的推定と位置測定誤差への寄与の大きさを検討することが重要である。

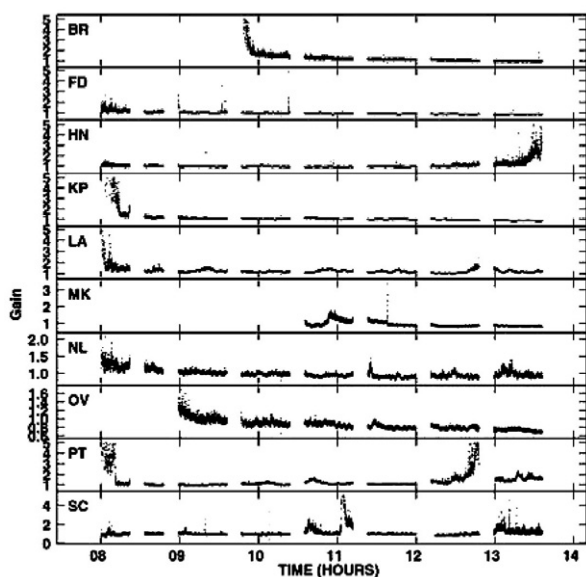


図8. セルフ・キャリブレーションによる各局の振幅解。各段のBR, FD, HNなどの符号はVLBAの各局名を意味する。横軸は観測時刻、縦軸は振幅 (Gain) の補正量を示す。ところどころ1を超えて大きくなっている部分は目標天体と較正天体の境である。前段階のゲインテーブル (GC) とシステム温度テーブル (TY) 補正の際に、高度が異なるためシステム温度が大きく違うにもかかわらず、つなげて補間した値を使ったため、大きな過修正が起きた。セルフ・キャリブレーション法はその誤りに対し大きい補正を解として算出した。

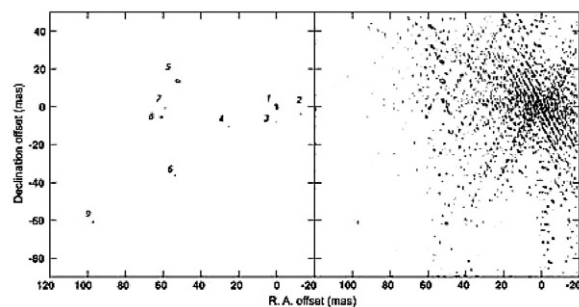


図9. セルフ・キャリブレーションを行ったチャンネルマップ。左はその振幅・位相解を適用、右は位相解のみ適用。スポット群が9つある。ピーク強度 = 1.6139×10^2 Jy/BEAM; 等高線は $1.614 \times 10^1 \times 0.030$ Jy/BEAM.

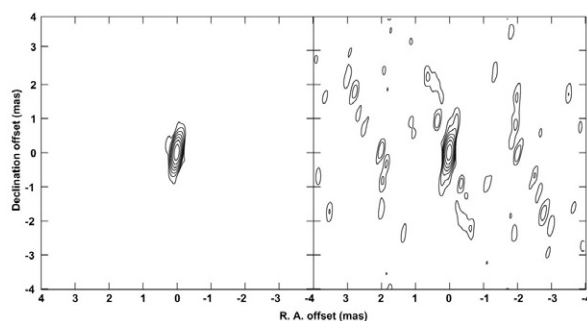


図10. スポット群No.1. セルフ・キャリブレーションの振幅解を適用したマップ (左), しないマップ (右) : ピーク強度 = 1.6113×10^2 Jy/BEAM; 等高線レベルは $1.476 \times 10^{-1} \times (10, 20, 40, 80, 160, 320, 640, 1280)$ Jy/BEAM. マップサイズは各一辺が8ミリ秒角.

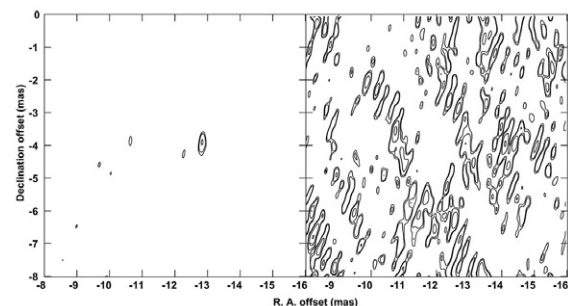


図11. スポット群No.2. セルフ・キャリブレーションの振幅解を適用したマップ (左), しないマップ (右) : ピーク強度 = 1.8838 Jy/BEAM; 等高線レベルは $8.094 \times 10^{-2} \times (3.530, 5, 10, 20, 40, 80, 160, 320, 640, 1280)$ Jy/BEAM. マップサイズは各一辺が8ミリ秒角.

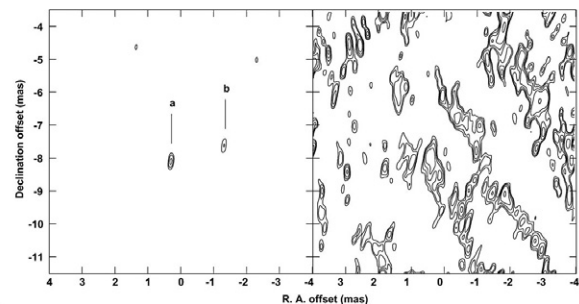


図12. スポット群No.3. セルフ・キャリブレーションの振幅解を適用したマップ (左), しないマップ (右) : ピーク強度 = 2.4842 Jy/BEAM; 等高線レベルは $9.740 \times 10^{-2} \times (3.530, 5, 7.1, 10, 20)$ Jy/BEAM. マップサイズは各一辺が8ミリ秒角.

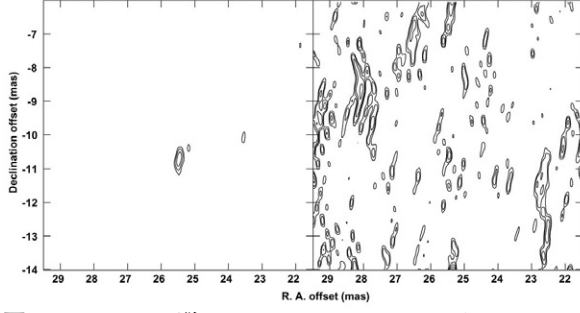


図13. スポット群No.4. セルフ・キャリブレーションの振幅解を適用したマップ (左), しないマップ (右) : ピーク強度 = 1.1204 Jy/BEAM; 等高線レベルは $7.500 \times 10^{-2} \times (3.530, 5, 7.1, 10, 14.1)$ Jy/BEAM. マップサイズは各一辺が8ミリ秒角.

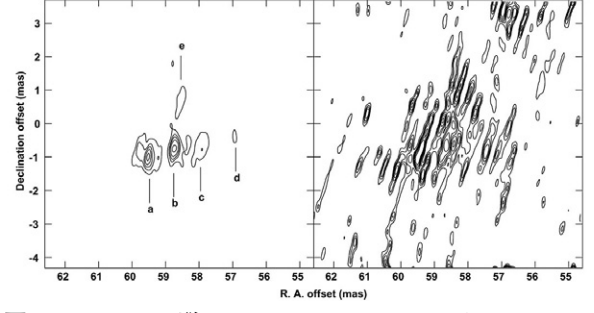


図16. スポット群No.7. セルフ・キャリブレーションの振幅解を適用したマップ (左), しないマップ (右) : ピーク強度 = 9.7762×10^{-1} Jy/BEAM; 等高線レベルは $7.410 \times 10^{-2} \times (3.530, 5, 5.980, 7.070, 8.410, 10, 14.10)$ Jy/BEAM. マップサイズは各一辺が8ミリ秒角.

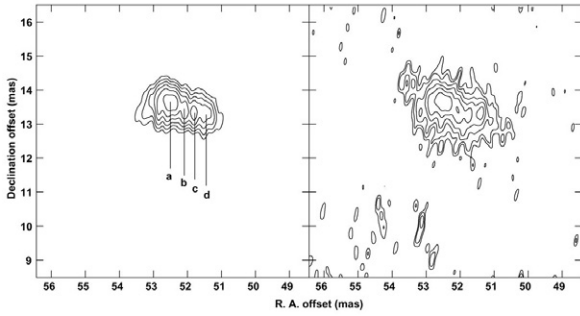


図14. スポット群No.5. セルフ・キャリブレーションの振幅解を適用したマップ (左), しないマップ (右) : ピーク強度 = 2.8099 Jy/BEAM; 等高線レベルは $1.020 \times 10^{-1} \times (3.530, 5, 7.100, 10, 14.10, 20, 28, 40)$ Jy/BEAM. マップサイズは各一辺が8ミリ秒角.

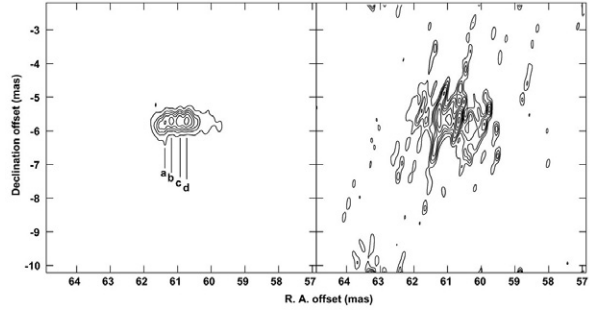


図17. スポット群No.8. セルフ・キャリブレーションの振幅解を適用したマップ (左), しないマップ (右) : ピーク強度 = 1.3068 Jy/BEAM; 等高線レベルは $8.900 \times 10^{-2} \times (3.530, 5, 5.980, 7.070, 8.410, 10, 11.89, 14.10, 16.70, 20)$ Jy/BEAM. マップサイズは各一辺が8ミリ秒角.

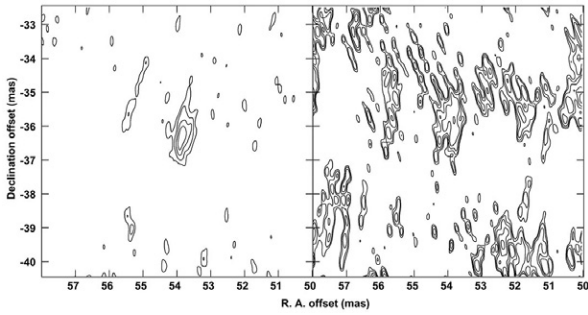


図15. スポット群No.6. セルフ・キャリブレーションの振幅解を適用したマップ (左), しないマップ (右) : ピーク強度 = -7.9791×10^{-1} Jy/BEAM; 等高線レベルは $4.350 \times 10^{-2} \times (3.530, 5, 7.100, 10, 14.10)$ Jy/BEAM. マップサイズは各一辺が8ミリ秒角.

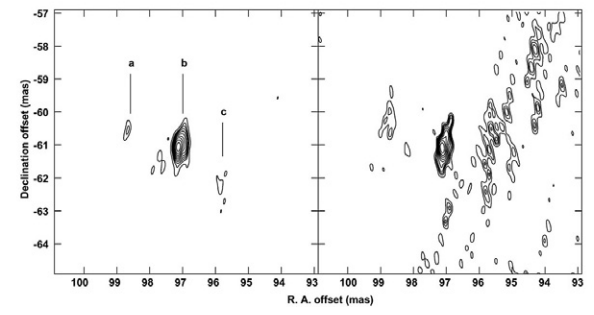


図18. スポット群No.9. セルフ・キャリブレーションの振幅解を適用したマップ (左), しないマップ (右) : ピーク強度 = 1.4923 Jy/BEAM; 等高線レベルは $6.400 \times 10^{-2} \times (3.530, 5, 5.980, 7.070, 8.410, 10, 11.89, 14.10, 16.70, 20)$ Jy/BEAM. マップサイズは各一辺が8ミリ秒角.

表3. セルフ・キャリブレーション振幅解を与えた(左)／与えない(右) 場合のメーザ・スポット群の位置: 左から (1) スポット群とその中のスポット名, (2) スポット位置, マップでのグリッド座標で書いてある. 1グリッドは15.63マイクロ秒角に相当. (3) スポットのピーク強度とその信号/雑音比 (SNR)。以上 (2)–(3) はセルフ・キャリブレーション振幅解を与えたデータからのマップによる. (4)–(5) はセルフ・キャリブレーション振幅解を与えないデータからのマップによるもので, (4) はスポット位置, (5) はスポットのピーク強度とその信号対雑音比. (6) はセルフ・キャリブレーションの振幅解を与える/与えない場合での位置の差を座標 (グリッド) 差と変位量 (単位はマイクロ秒角) でしめす. 対応するスポットが無い場合は空欄としてある. 最後 (7) はコメントである.

振幅解の適用	与えた場合		与えない場合		差異	
(1)スポット群名	(2)位置 座標値	(3)ピーク強度 mJy/beam (SNR)	(4)位置 座標値	(5)ピーク強度 mJy/beam (SNR)	(6)位置の違い 座標差, μ as	(7)コメント
スポット群 1 a	(255, 257)	1.61×10^5 (1092.)	(255, 257)	1.59×10^5 (182.1)	(0, 0), 0.0	似るがSNR違う
スポット群 2 a	(309, 263)	8.66×10^2 (10.70)	(176, 286)	1.88×10^3 (5.77)	–	ピーク位置違う
スポット群 3 a b	(237, 219)	7.66×10^2 (7.87)	(497, 253)	2.48×10^3 (5.33)	–	ピーク位置違う
	(340, 249)	4.98×10^2 (5.12)			–	ピーク位置違う
スポット群 4 a	(258, 221)	6.95×10^2 (9.28)	(266, 1)	1.12×10^3 (4.53)	–	ピーク位置違う
スポット群 5 a b c d	(254, 329)	2.68×10^3 (26.22)	(252, 330)	2.81×10^3 (12.50)	(-2, 1), 34.9	対応ピーク有り
	(279, 315)	1.95×10^3 (19.02)	(279, 316)	2.67×10^3 (11.88)	(0, 1), 15.6	対応ピーク有り
	(296, 309)	1.72×10^3 (16.78)	(300, 305)	1.78×10^3 (7.92)	(4, -4), 88.4	対応ピーク有り
	(316, 309)	1.37×10^3 (13.40)	(324, 310)	1.71×10^3 (7.62)	(8, 1), 126.0	対応ピーク有り
スポット群 6 a	(265, 265)	6.02×10^2 (13.86)	(512, 338)	7.86×10^2 (4.88)	–	ピーク位置違う
スポット群 7 a b c d e	(197, 212)	6.64×10^2 (8.96)	(206, 230)	9.77×10^2 (4.98)	(9, 18), 314.5	対応ピーク有り
	(246, 228)	6.49×10^2 (8.76)	(253, 234)	8.51×10^2 (4.34)	(7, 6), 144.1	対応ピーク有り
	(300, 226)	3.72×10^2 (5.02)			–	対応ピーク不明瞭
	(362, 251)	3.06×10^2 (4.13)			–	対応ピーク不明瞭
	(264, 327)	3.70×10^2 (4.99)			–	対応ピーク不明瞭
スポット群 8 a b c d	(226, 286)	7.60×10^2 (8.54)			–	対応ピーク不明瞭
	(238, 289)	8.21×10^2 (9.22)	(233, 290)	7.54×10^2 (4.36)	(-5, 1), 79.7	対応ピーク有り
	(254, 289)	8.88×10^2 (9.98)	(253, 290)	9.58×10^2 (5.54)	(-1, -1), 22.1	対応ピーク有り
	(267, 289)	9.76×10^2 (10.97)	(271, 290)	1.31×10^3 (7.55)	(4, 1), 64.4	対応ピーク有り
スポット群 9 a b c	(143, 280)	3.45×10^2 (5.62)	(141, 274)	3.68×10^2 (2.44)	(-2, -6), 98.8	対応ピーク有り
	(241, 246)	1.45×10^3 (23.53)	(242, 245)	1.49×10^3 (9.88)	(1, -1), 22.1	対応ピーク有り
	(323, 169)	3.12×10^2 (5.08)	(326, 160)	3.95×10^2 (2.62)	(3, -9), 148.2	対応ピーク有り

5. 43GHzにおける位相変動とスイッチング相対VLBI性能

VLBIは結合素子型干渉計に比べ位相安定性に欠く干渉計である. その理由は観測局が大きく隔たっており (100キロから1万キロ), そのため共通の周波数標準信号を分配できず, 独立の周波数標準を用いなければならないこと, さらに各観測局が異なる状態の大気, 独立大気の下にあることによる. 位相の不安定性はデータを単純に時間積分した時、感度, 信号/雑音比 (SNR)の上昇の期待ができなくなる限界時間, コヒーレンス・タイムをVLBIにもたらすことになった. 図19は43GHz (波長7ミリ) でのVLBI観測での位相の時間変動である. 約40分のうちに何度も360度を超えて位相が変動している. これは相関器 (NAOCO) からの出力をそのままスペクトルに変換, そのビジビリティ位相をみたものだ. その変動にはクロッ

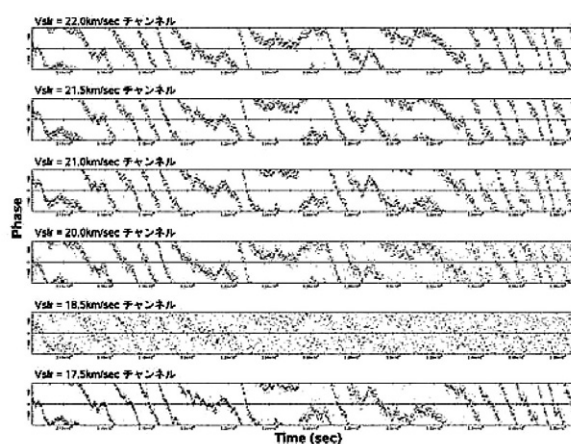


図19. 6つ速度チャンネルの相互相関スペクトルの時間変動. KNIFEによる43GHz, VY CMaのSiOメーザ観測から. 横軸は時間 (秒), スパンは2600秒. 縦軸は位相 (± 180 度). 上から順に $v_{\text{LSR}}=22, 21.5, 21, 20, 18.5, 17.5\text{km/sec}$ のチャンネル. 系統的な変動は共通だが, 各チャンネルの強度に応じて熱的なビジビリティ位相のばらつき度が異なる.

クレート残差による位相の傾斜，大気揺らぎや機器に起因する位相変化が含まれる．このような位相の不安定性が感度の制限だけではなく，VLBI観測，とくにミリ波VLBI観測のデータ信頼性をも制限してきた．

このような位相変動を除去する方法として，相対VLBIは考案された．相対VLBI，特に複視野相対VLBIは位相の安定性をVLBIにもたらす有力な方法である．(1)大気揺らぎに起因する位相乱れ，(2)機器に起因する位相の乱れ，(3)時計の誤差による位相回転，(4)局位置の間違いによる遅延誤差からの位相誤差などを軽減または除去を期待できる．大気の乱れによる位相ゆらぎの補償に限らない点で結合素子型干渉計における「(大気)位相補償」とは意味合いがやや異なる．(2)の機器起因の位相の乱れは，周波数標準からの基本信号を数百倍に倍して局部発信信号を作る過程で生じる位相ノイズやPLL系 (=位相ロックループ系)の不安定性などから来る位相変動など観測機器自体に由来する位相の乱れをいう．結合素子型干渉計の場合，一つの周波数標準をもとにしているため，各素子間の相対的な位相安定性を問題にしていれば良いが，VLBIの場合，最初の基準信号から異なるため，絶対的な位相の安定度が必要となる．複視野同時相対VLBIは近接する位置参照天体からの電波の波面 (位相) を用いて，あたかもVLBI観測局の個々の周波数標準を同期させ，結合素子干渉計に近づけようというアイデアであるともいえる．

5.1. ミリ波スイッチング相対VLBIシミュレーション

従来の相対VLBI観測では1つのアンテナで目標天体と位置参照天体を交互に観測する，スイッチング法が採られてきた．スイッチング相対VLBIによって低周波 (300MHzからマイクロ波) では成功をおさめている．

スイッチング相対VLBIは前後の観測から補間によってある時刻の位相を推定しようとするものである．位相乱れの激しいミリ波VLBIで位相の補間は可能であろうか．KNIFE (鹿島-野辺山干渉計) によるSiOメーザ観測 (43GHz) のデータを用い，スイッチング相対VLBIにおけるコヒーレンスの低下，感度の低下を調査した．

5.1.1. シミュレーション方法

マッピングを目標に，1天体を連続して観測したデータを用いる．異なる速度チャンネルを2つ

選び，位置参照天体と目標天体に見立てる．スイッチングしていることを模して，ある間隔のデータを欠落させ，その間のビジビリティ位相を前後の位相データに1次式でfittingした結果から推定する．この推定値と位置参照天体の位相との差をとり，積分を行う．他方，位置参照天体と目標天体を同時観測した場合を模して，二つの異なる速度チャンネルをやはり位置参照天体と目標天体に見立て，同時刻の位相を引いた上で積分する．この際フリンジレートによる，時間に対し一定に増加する位相変動成分は除去した．

使用データはKNIFE-9 (1991年5月観測，ライン; SiO ($J=1-0$, $v=1$) 天体; VY CMa)，相関器での小積分単位 (=pp) は約1.048秒，2464点，約40分間データである．

表4. 図19-21にある各段の速度チャンネルの視線速度と強度 (平均相関強度とフラックス密度)

$v_{\text{LSR}}(\text{km/sec})$	pp平均振幅	flux density(Jy)
+22.0	0.181	450
+21.5	0.147	370
+21.0	0.099	250
+20.0	0.047	120
+18.5	0.029	70
+17.5	0.064	160

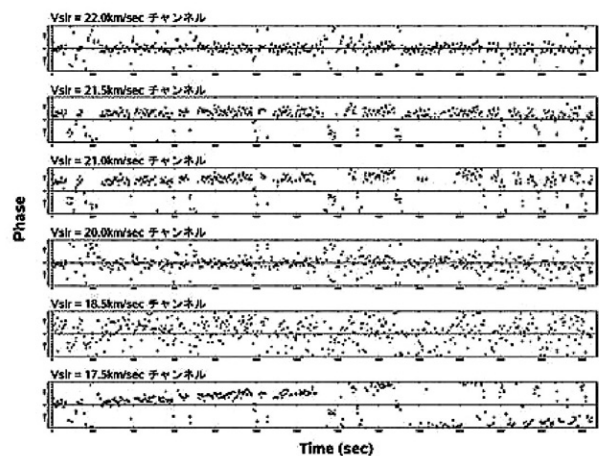


図20. スwitchingサイクル10秒での位相較正結果 (シミュレーション)．横軸は時間 (秒)，スパンは2600秒．縦軸は位相 (± 180 度)．先の $v_{\text{LSR}}=22\text{km/sec}$ チャンネルを参照位相として，10秒サイクルのスイッチング相対VLBIを各チャンネルに対して行った例．上段から $v_{\text{LSR}}=22, 21.5, 21, 20, 18.5, 17.5\text{km/sec}$ のチャンネル．参照チャンネル $v_{\text{LSR}}=22\text{km/sec}$ では自分自身のビジビリティ位相値を引くわけであるから本来は，常に0にならないが，補間に起因するエラーによって0の周りに位相がばらついている．

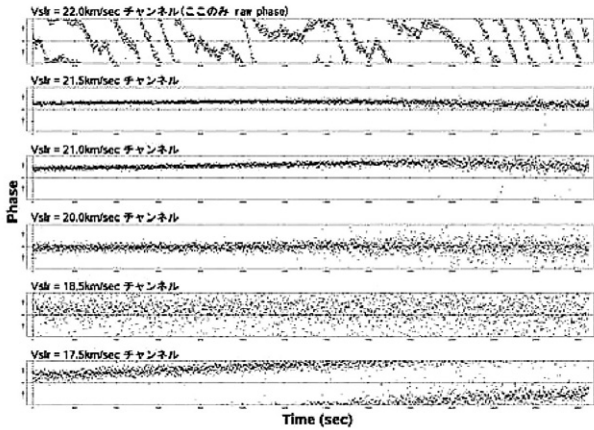


図21. 同時相対VLBIによる位相較正結果（シミュレーション）。横軸は時間（秒）、スパンは2600秒。縦軸は位相（ ± 180 度）。同時相対VLBIを模して、 $v_{\text{LSR}}=+22\text{km/sec}$ のチャンネルを参照チャンネルとしてそのビジビリティ位相を他のチャンネルのビジビリティ位相から引いた残差位相である。最上段の $v_{\text{LSR}}=+22\text{km/sec}$ チャンネルは元の生の位相を示す。熱的なばらつき以外の系統的な位相乱れがすべてとれている。横軸は時間、約40分間。縦は位相で ± 180 度。上段から $v_{\text{LSR}}=22, 21.5, 21, 20, 18.5, 17.5\text{km/sec}$ のチャンネル。位相0度からオフセットをもってリニアに変化する様は各チャンネルのメーザ・スポットの位置の違い（0.1秒角以下）による。最上段は $v_{\text{LSR}}=22\text{km/sec}$ チャンネルに位相変動。以下 $v_{\text{LSR}}=21.5, 21, 20, 18.5, 17.5\text{km/sec}$ のチャンネルの位相参照後のビジビリティ位相の変化。

5.1.2. シミュレーション結果：積分による相関振幅の回復

「同時観測」、「スイッチング観測」とともに位相補正後のpp（=相関器での小積分単位データ列）をベクトル積分し、その振幅の伸びを見た（注：本データ取得当時のVLBI記録装置（K4レコーダ）の1ビデオチャンネルは2MHz帯域である。ちょうど多くの晩期型星SiOメーザの速度域がカバーされる速度幅と同等であった。ビデオチャンネル間では同一のノイズレベルにあるという保証はなく、確実に雑音だけである速度域も1ビデオチャンネル内には無かった。そのため雑音の大きさを正確に推定できなかった。そこで評価は信号／雑音比（SNR）ではなく積分振幅でおこなった）。スイッチングの場合、目標天体の観測時間が25%になるため、振幅は自動的に25%下がり、スイッチング間の位相推定の誤りによってさらに65%、併せて「同時観測」の16%に振幅は低下する。

5.1.3. シミュレーション結果：コヒーレンスの低下

さきの積分ではコヒーレンス、観測時間の長短

の効果をあわせたものであった。ここではコヒーレンス自体を調べる。先のベクトル積分の振幅とスカラー積分の振幅の比をここではコヒーレンスと定義する。「スイッチング観測」においては5秒サイクルにおいて最高で0.7程度、60秒サイクルでは0.25にまで低下する。「同時観測」においては強度が落ちるにつれ、熱的位相誤差によってコヒーレンスが低下する。

5.1.4. まとめ

スイッチング相対VLBIは複視野同時VLBIに比べ観測時間を失うこと、位相を補間する際の誤差が大きいことで位相補償性能は6分の1程度になる。以上のシミュレーションでは位置参照天体、目標天体は同じアンテナ視野に入っており、その離角は0.1秒角程度で、大気変動の影響は同じである。この離角が度角のオーダーになった際の大気の違いの影響はふくまれない。その場合、同時、スイッチングともに今回の結果より悪くなるはずである。わずかな高度角の違いに起因する大気の遅延差、変動の違いがここに加わるからである。その意味でこのシミュレーションは現実よりも良い結果を示していると思われる。

6. 要約

我々は相対VLBIを使い銀河メーザの位置天文学を行う場合の問題点について考えた。まず位置参照天体を確実に得るには離角10度角の余裕が必要である。仮に2度角以内の離角では H_2O メーザに対し良くて47%、SiOメーザに対し29%しか、100mJy以上の位置参照天体はない。メーザの長基線における過分解の問題を議論した。RT Virの H_2O メーザでは850km、SiOメーザでは700km程度で単一鏡での測定強度（total flux density）の半分にまで強度は落ちる。ビジビリティの振幅の誤差は位置測定には影響が少ないと言われてきたが、必ずしもそうではない。特に複雑な構造があって、複数スポットがある場合、その検出に影響する。また43GHzなど高周波数では実際のシステム温度測定の精度では不足である。セルフ・キャリブレーションによるビジビリティ振幅較正（解）はその不足気味の精度を補うことができると考えられる。セルフ・キャリブレーションによる解を直接適用できないような観測システムでは、ビジビリティ振幅補正の観点から、位置測定精度に大きな制限が付きうることも意味している。またミリ波帯43GHz帯のVLBIではその位相変動は激しく、同時相対VLBIと従来のスイッチング型相対VLBI

の間にはコヒーレンスの回復の点で有意な違いがある。

なおメーザの過分解度の検討は2003年から2004

年に行い、他の検討は1996年から1998年にかけて行った。匿名査読者の丹念で、するどいコメントに感謝する。

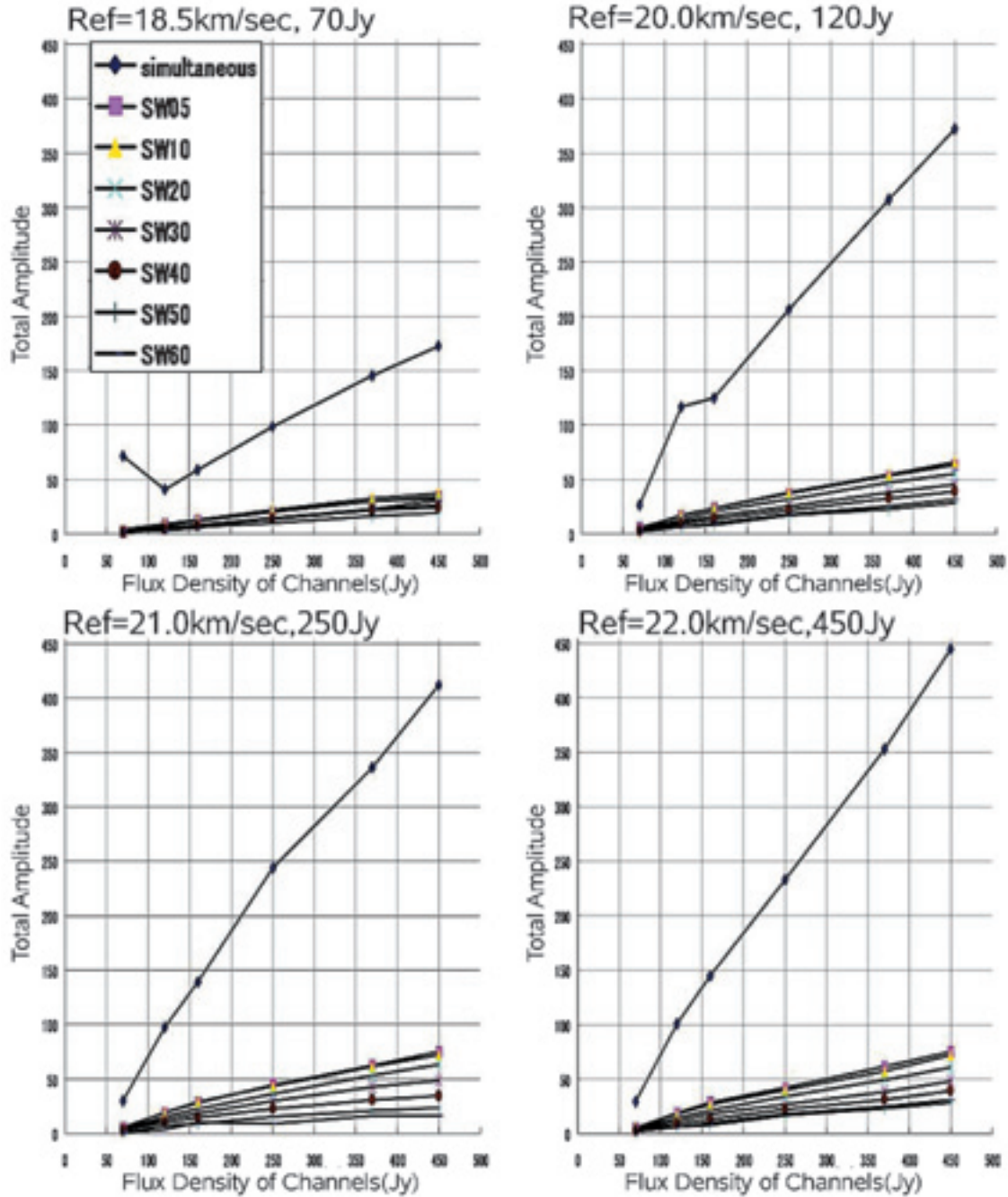


図22. 同時観測での位相積分の効果 (シミュレーション)。位相準拠積分による振幅の伸び。参照チャンネルを取り替えて積分値の伸びを比べる。左上は $v_{\text{LSR}}=18.5\text{km/sec}$, 約70Jyのチャンネル, 右上は $v_{\text{LSR}}=20\text{km/sec}$, 約120Jyのチャンネル, 左下は $v_{\text{LSR}}=21\text{km/sec}$, 約250Jyのチャンネル, 右下は $v_{\text{LSR}}=22\text{km/sec}$, 約450Jyのチャンネルに位相参照した場合。参照チャンネルの強度が下がると、その熱的位相揺らぎの影響で振幅の伸びが鈍ってゆく。横軸は速度チャンネルのflux density (Jy), 縦軸は振幅。濃青が同時観測, 桃色が5秒, 黄色が10秒, 薄青が20秒, 紫が30秒, 茶色が40秒, 青が50秒, 緑が60秒サイクルを示す。

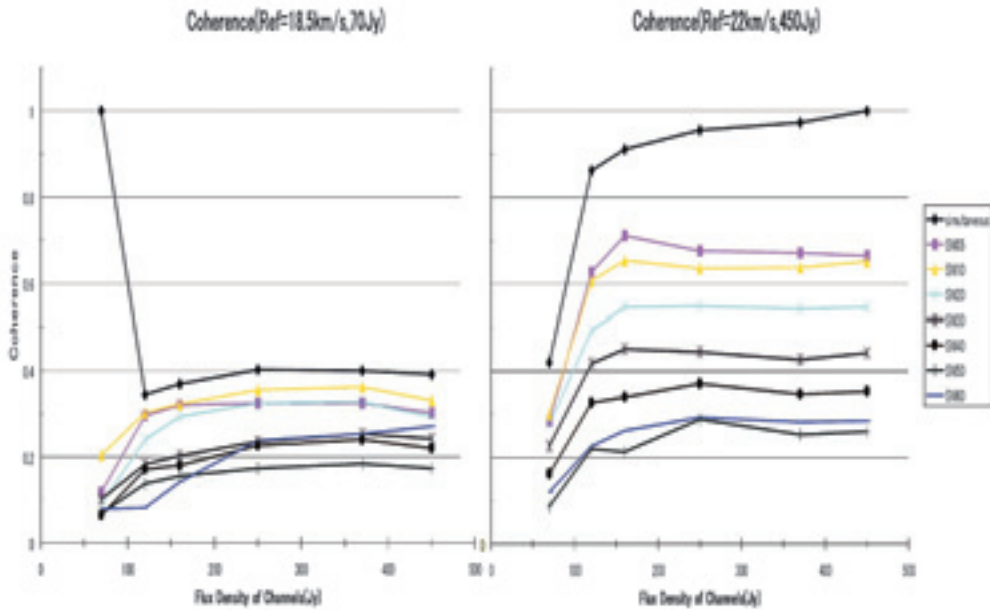


図23. 同時観測でのコヒーレンス回復度 (シミュレーション). 前図におけるベクトル積分による振幅値をスカラー積分による振幅値で割ったもの. 横軸は速度チャンネルのflux density (Jy), 縦軸がコヒーレンス. 各線は同時観測, 各5, 10, 30, 40, 50, 60秒サイクルのスイッチング観測の場合. 濃青線が同時観測, 桃色線が5秒, 黄色線が10秒, 薄青線が20秒, 紫線が30秒, 茶線が40秒, 青線が50秒, 緑線が60秒サイクルを示す. 左右の図の同時観測においてコヒーレンス=1となる点があるが, これは自分自身のジビリティ位相を引き算して常にジビリティの位相がゼロとなるため, ベクトル積分, スカラー積分が一致するからである.

参考文献

Beasley, A. J., Gordon, D., Peck, A. B., Petrov, L., MacMillan, D. S., Fomalont, E. B., Ma, C., *ApJS*, **141**, 13 (2002).

Bartel, N., Herring, T. A., Ratner, M. I., Shapiro, I. I., and Corey, B. E., *Nature*, **319**, 733 (1986).

Cornwell, T.J., in *Proceedings of NRAO Workshop No. 5*, A.R. Thompson and L. R. D'Addario, Eds., 13 (1982).

Deguchi, S. et al. <http://www.nro.nao.ac.jp/%7Eq4015sd/>.

Diamond, P. J., Kembal, A. J., *ApJ*, **599**, 1372 (2003).

Moshe Elitzur, *Astronomical Masers*, Kluwer Academic Publishers (1991).

Fomalont, E. B., Petrov, L., MacMillan, D. S., Gordon, D., Ma, C., *ApJS*, **126**, 2562 (2003).

Guirado, J. C., Marcaide, J. M., Perez-Torres, M. A., Ros, E., *A & A*, **353**, L37 (2000).

Herrnstein, J. R., Moran, J. M., Greenhill, L. J., Diamond, P. J., Inoue, M., Nakai, N., Miyoshi, M., Henkel, C., & Riess, A., *Nature*, **400**, 539 (1999).

Hirota et al. *in preparation*.

Honma, M., Oyama, T., Hachisuka, K., Sawada-

Satoh, S., Sebata, K., Miyoshi, M., Kameya, O., Manabe, S., Kawaguchi, N., Sasao, T., Kamen, S., Fujisawa, K., Shibata, K., M., Bushimata, T., Miyaji, T., Kobayashi, H., Inoue, M., Imai, H., Araki, H., Hanada, H., Iwadate, K., Kaneko, Y., Kuji, S., Sato, K., Tsuruta, S., Sakai, S., Tamura, Y., Horiai, K., Hara, T., Yokoyama, K., Nakajima, J., Kawai, E., Okubo, H., Osaki, H., Koyama, Y., Sekido, M., Suzuyama, T., Ichikawa, R., Kondo, T., Sakai, K., Wada, K., Harada, N., Tougou, N., Fujishita, M., Shimizu, R., Kawaguchi, S., Yoshimura, A., Nakamura, M., Hasegawa, W., Morisaki, S., Kamohara, R., Funaki, T., Yamashita, N., Watanabe, T., Shimoikura, T., Nishio, M., Omodaka, T., Okudaira, A., *PASJ*, **52**, 631 (2000).

Honma, M., Fujii, T., Hirota, T., Horiai, K., Iwadate, K., Jike, T., Kameya, O., Kamohara, R., Kan-Ya, Y., Kawaguchi, N., Kobayashi, H., Kuji, S., Kurayama, T., Manabe, S., Miyaji, T., Nakashima, K., Omodaka, T., Oyama, T., Sakai, S., Sakakibara, S., Sato, K., Sasao, T., Shibata, K., M., Shimizu, R., Suda, H., Tamura, Y., Ujihara, H., Yoshimura, A., *PASJ*, **55**, L57 (2003).

Imai, H., Miyoshi, M., Ukita, N., Morimoto, M.,

- Iwata, T., Takaba, H., Kamenno, S., Matsumoto, K., Fujisawa, K., Kawaguchi, N., *PASJ*, **53**, 259 (2001).
- Imai, H., Shibata, K., M., Kevin M., B., Diamond, P., J., Sasao, T., Miyoshi, M., Inoue, M., Migenes, V., Murata, Y., *ApJ*, **590**, 460 (2003).
- Kellermann, K. I., Vermeulen, R. C., Zensus, J. A., Cohen, M. H., *AJ*, **115**, 1295 (1998).
- Ma, C., Arias, E. F., Eubanks, T. M., Fey, A. L., Gontier, A.-M., Jacobs, C. S., Sovers, O. J., Archinal, B. A., Charlot, P., *AJ*, **116**, 516 (1998).
- Miyoshi, M., in *Mass-losing pulsating stars and their circumstellar matter*. Workshop, May 13-16, 2002, Sendai, Japan, edited by Y. Nakada, M. Honma and M. Seki. Astrophysics and Space Science Library, **283**, Dordrecht: Kluwer Academic Publishers, 303 (2003).
- Miyoshi, M., Diamond, P.J., Hagiwara, Y., Ukita, N., Imai, H., Morimoto, M., *in preparation*.
- Moellenbrock, G. A., Fujisawa, K., Preston, R. A., Gurvits, L. I., Dewey, R. J., Hirabayashi, H., Inoue, M., Kamenno, S., Kawaguchi, M., Iwata, T., Jauncey, D. L., Migenes, V., Roberts, D. H., Schilizzi, R. T., Tingay, S. J., *AJ*, **111**, 2174 (1996).
- Moran, J. M., Johnston, K. J., Spencer, J. H., Schwartz, P. R., *ApJ*, **217**, 434 (1977).
- Oyama, T., in *AGN Surveys, Proceedings of IAU Colloquium 184*. Edited by R.F. Green, E.Ye. Khachikian, and D.B. Sanders. Publisher: ASP, June 18-22, 2001, Byurakan, Armenia, 830 (2001).
- Schwab, F. R., *Soc. Photo-Opt. Inst. Eng.*, **231**, 18 (1980).
- Thompson, A. Richard, Moran, James M., and Swenson, George W., *Interferometry and synthesis in radio astronomy*, New York, Wiley-Interscience (1986).
- Valdettaro, R., Palla, F., Brand, J., Cesaroni, R., Comoretto, G., Di Franco, S., Felli, M., N., E., Palagi, F., Panella, D., Tofani, G., 2001, *A & Ap*, **368**, 845 (2001).
- Yi, Jiyune, Booth, R. S., Conway, J. E. & Diamond, P. J., *A & Ap*, **432**, 531 (2005).
- 宇宙電波天文学 赤羽賢司・海部宣男・田原博人 共立出版株式会社 (1988).
- 図説・アンテナ 後藤尚久 電子情報通信学会 (1995).
- 新しいアンテナ工学 後藤尚久 オーム社 (1986).
- VLBI技術 高橋富士信・近藤哲朗・高橋幸雄 オーム社出版局 (1997).
- 廣田ら, VERAユーザーズミーティング (2004).