Vol. 36 特 8　　通信総合研究所季報　　January 1990
pp. 149—156

V. 今後への応用

V. 1 電波天文への応用

川口　則幸[*1]　森本　雅樹[*1]　浮田　信治[*1]　三好　真[*2]

(平成元年10月6日受理)

V. APPLICATIONS TO THE FUTURE

V. 1 RADIO ASTRONOMICAL APPLICATIONS

By

Noriyuki KAWAGUCHI, Masaki MORIMOTO, Shinji UKITA,
and Makoto MIYOSHI

A new 34 m telescope at the Kashima VLBI station will play an important role in carrying out researches on extragalactic radio sources and galactic masers. A baseline connecting the telescope and the Nobeyama 45 m telescope will be operated at 22 GHz and 43 GHz to clarify cosmological evolution of the universe and to measure the dynamical motion of our galaxy as well as outer flows observed in a star forming region and around late type stars. The wideband observations in high frequency bands on the baseline will give delay measurements at a much higher precision than before, which will enable determination of the baseline in millimeter precision and elucidation of the elastic deformation seen in the fore-arc wedge at a plate boundary.

1. まえがき

鹿島局に新しく 34 m アンテナが建設されたことにより，我が国国内においても，ミリ波 VLBI 実験が実施可能になった．本文では，鹿島 34 m アンテナと野辺山 45 m アンテナ間で実施が計画されている準ミリ／ミリ波帯 VLBI 実験について，新しい観測装置及び期待される科学的成果について述べる．

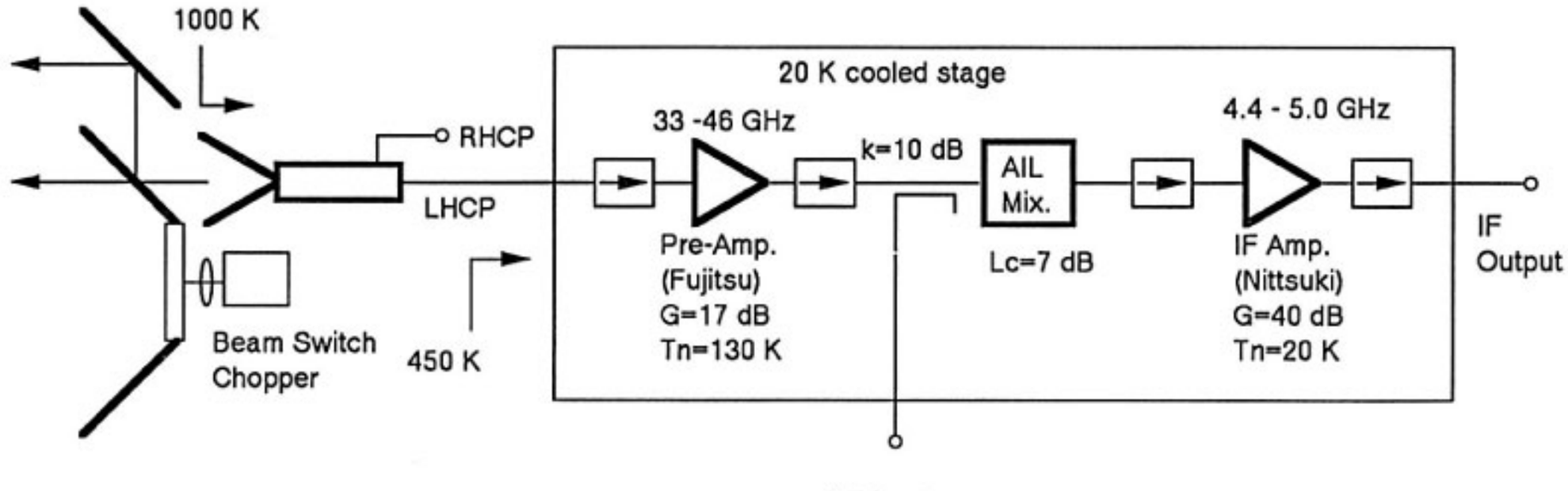
2. ミリ波 VLBI 観測システム

ミリ波帯の VLBI 観測には，これまでのセンチ波での観測にはなかった様々な困難がある．まず，受信周波数が高くなることで，雑音特性に優れた受信機の入手が困難になる．アンテナの開口効率の低下によって電波源の受信強度も低下する．さらに，大気の揺らぎの影響が大きく，相関を検出するための積分時間が長く取れない．従って，得られる相関データの SN 比は劣化し，何らかの対策を考える必要がでてくる．ここでは，鹿島新 34 m アンテナと野辺山 45 m アンテナ間のミリ波帯 VLBI 観測（KNIFE 実験）を想定して，34 m アンテナに設置される 40 GHz 帯の受信機及びミリ波帯以上の高い周波数帯の VLBI 観測に特に有効な観測装置の概要について述べる．

2. 1 ミリ波帯受信機

第 1 図の構成からなる 43 GHz 帯の受信機が 34 m アンテナに設置された．初段の低雑音増幅器（富士通社製の HEMT 増幅器）で増幅された受信信号は，局部発振信号とカプラによって合成され，ミクサ（AIL 社製）によって IF 帯の信号に変換される．IF 信号は 5 GHz 帯の IF 増幅器（日通機社製 HEMT 増幅器）によって増幅された後，出力される．初段増幅器，ミクサ，IF 増幅器はすべて 20 K に冷却されている．受信機入力端における雑音温度は 450 K，ホーン入力端における雑音温度は約 1000 K である．この雑音温度は当初の期待より

*1 国立天文台　電波天文学研究系
*2 東京大学　理学部　天文学教室



第1図　43 GHz 帯受信機の構成図

も高く，現在低雑音化の改修が計画されている．最終的なシステム雑音温度は，550 K 程度になることが期待されている．現在のシステム雑音温度においては，トータルパワー観測で点波源（例えば，金星などの惑星）を検出できないので，ビームスイッチ用のチョッパをホーンの前面に置いて点波源の観測を行い，光学系のアライメント調整やビームポインティングの校正が行なわれている．

2.2　ミリ波 VLBI 観測装置

アンテナ鏡面精度，受信機雑音温度等の制限により，ミリ波 VLBI 観測での相関強度は，センチ波 VLBI 観測の時に比べて小さくなることが予想される．鏡面精度が 50 % から 25 % に，受信機雑音温度が 100 K から 500 K になるものとすると相関強度は 10 分の 1 に低下する．SN 比を改善するには連続波源の観測の場合，観測帯域幅を増やせばよい．現在，測地分野の観測でよく使用されている 8 GHz 帯では，420 MHz の周波数帯域（比帯域 5 %）が受信され，32 MHz 帯域の信号がデータとして取得されている．ミリ波帯で同じ比帯域を受信するとすると，観測周波数 43 GHz 帯では受信帯域を 2 GHz まで拡張できる．現在，高速サンプラの開発が進められており，2 GHz という広帯域信号を 1 台の AD 変換器でディジタイズすることが可能になった．問題はデータレコーダの記録帯域で，Mark-Ⅲ/K—3 型 VLBI ターミナルでは最大記録帯域が 112 MHz に制限されている．レコーダの記録帯域を増やす努力は今後とも必要であるが，増やせない場合には後述する時間領域合成技術を使って，広帯域受信が可能であるというミリ波帯観測の特長を生かす必要がある．

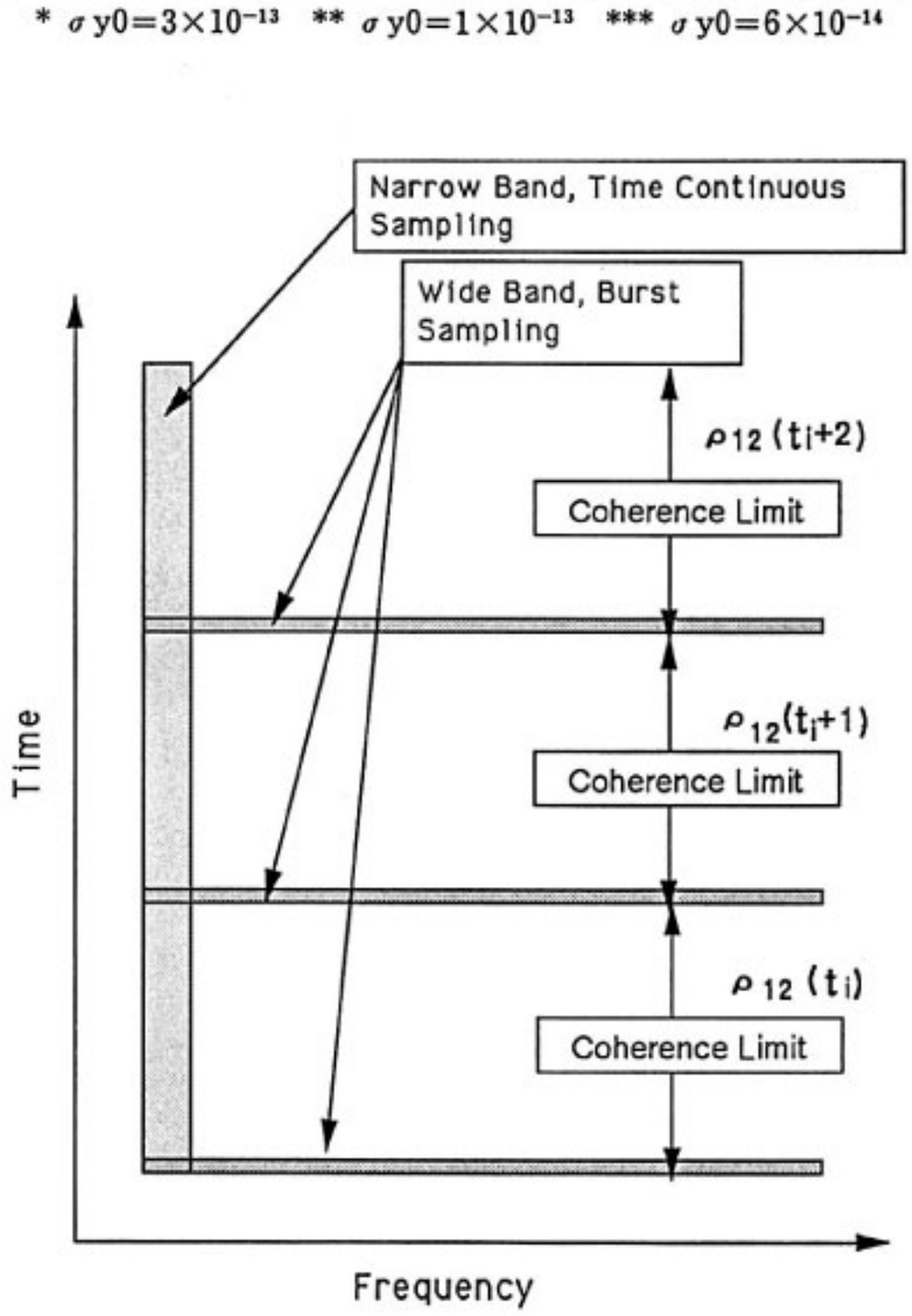
大気の揺らぎによる影響は，観測周波数が高くなるにつれてコヒーレンス時間の減少という形で現われてくる．表 1 は，22 GHz 帯以上の電波天文周波数帯における大気のコヒーレンス時間を示す．ミリ波帯になると，大気の安定度によっても異なるが 1 分以下，数10秒まで

第1表　大気の揺らぎにより制限されるコヒーレンス時間の予測

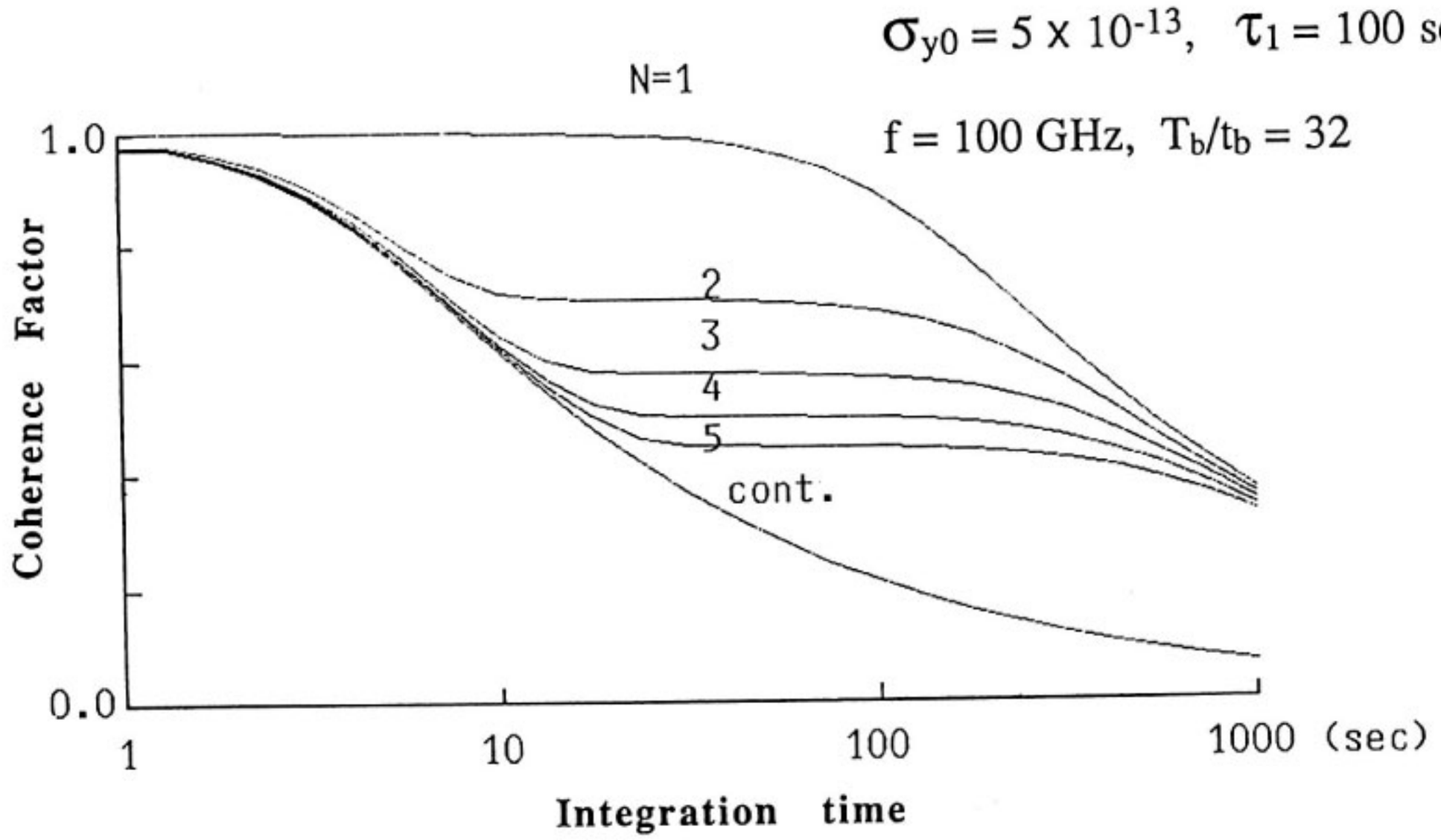
El＝45 deg

Frequency	Weather Condtion					
	Bad*		Standard**		Good***	
	T1/2 (sec)	T_{max} (sec)	T1/2 (sec)	T_{max} (sec)	T1/2 (sec)	T_{max} (sec)
22 GHz	100	182	320	—	675	—
43 GHz	55	135	180	—	318	—
100 GHz	21	51	68	165	118	287
200 GHz	10	24	31	76	54	130

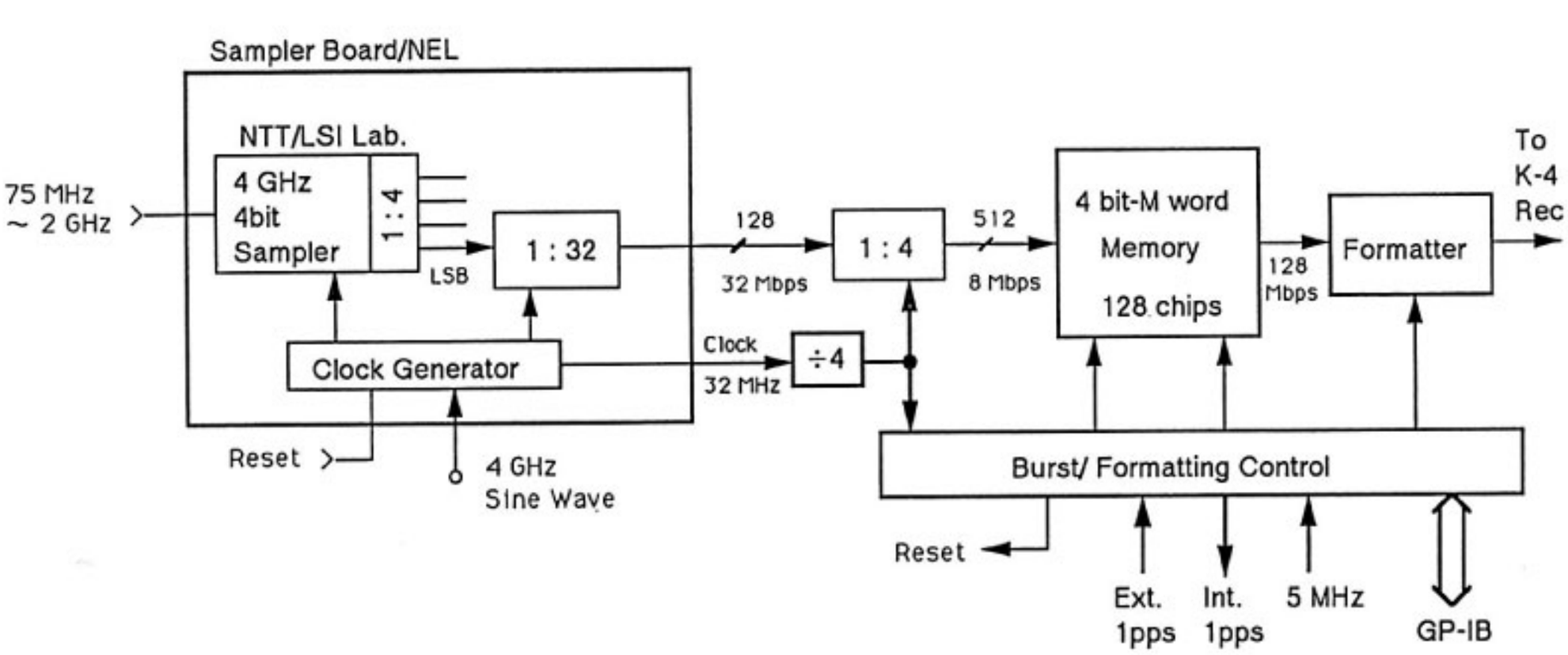
* $\sigma y0 = 3\times10^{-13}$　** $\sigma y0 = 1\times10^{-13}$　*** $\sigma y0 = 6\times10^{-14}$



第2図　時間領域合成観測法の概念図



第 3 図　時間領域合成観測における大気揺らぎのコヒーレンス



Memory Capacity

For Radioastronomy : M = 4 Mword (2 Gbits), tb=0.5 sec, Tb=16 sec, Teff=64 sec

For Geodesy : M = 64 Kword (32 Mbits), tb= 8 msec, Tb= 256 msec

第 4 図　時間領域合成法に基づく VLBI 観測装置

短くなってしまうことがある．この限られた観測時間内で十分な SN 比の相関データを得るには観測帯域幅を広げる以外に方法はない．しかし，データレコーダの記録帯域に制限があるので，間欠的にデータを取得し，平均データレートを下げる工夫がいる．この方法は，測地 VLBI 観測で多用されている「バンド幅合成技術」との対比から「時間領域合成技術」と呼んでいる．第 2 図に，時間領域合成法によるデータの取得状況を模式的に示す．（レコーダの記録帯域）×（コヒーレンス時間）で表される総情報量を，観測帯域幅を増やして短時間（バ

ースト時間）に取得する．データの収集時間が短くてすむことから，大気の揺らぎによるコヒーレンスロスをほとんど無視するレベルまで小さくすることができる．コヒーレンス時間内で取得される総情報量は，一旦メモリに格納され，レコーダの最大記録レートに合わせて読みだされる．メモリに格納しきれない場合は，バーストを複数に分割して記録してもよい．第3図はこのようにして観測した時のコヒーレンスロスの計算値を示す．図中“Cont.”で示されているカーブは，帯域幅 128 MHz を時間連続で観測したときのコヒーレンスカーブで，積分時間10秒でコヒーレンスが約半分に低下してしまう．N＝1 で示すカーブは1回のバースト観測でデータを取得したときのコヒーレンスカーブで，連続記録のコヒーレンス時間10秒におけるロスはほとんど無視できる．N＞2のカーブは，N 回のバーストで観測を分割した時のコヒーレンスカーブを示す．積分時間が長くなると，複数のバーストに分割しても広帯域観測の方が有利であることが見て取れる．但し，観測帯域 2GHz，大気の揺らぎを 5E-13 を仮定した．

この時間領域合成法に基づく観測装置の試作開発が現在進められている．この装置の構成を第4図に示す．図中 4 GHz/ 4 ビットの高速サンプラは NTT/LSI 研究所と共同で開発されている．大容量メモリは，4 Mword /チップのものを128個用いて，1バーストで16秒のコヒーレンス時間を達成している．近い将来，16 Mword/チップのメモリが使用可能になるので，1バーストのコヒーレンス時間は64秒まで延長可能になる．そうすると，表1から明らかなように，43 GHz 帯以上の周波数においてコヒーレンスのロスを気にすることなく観測が行なえるようになる．

3. 期待される科学的成果

34 m アンテナを使用したミリ波 VLBI 実験により，様々な科学的成果が期待されている．特に野辺山 45 m アンテナと組み合わせた国内ミリ波 VLBI 基線において H_2O/SiO メーザ源や準星の観測を行なうことで天体物理，位置天文，測地の各分野において貴重な観測データを提供できる．ここでは，これらの分野で期待される科学的成果について述べる．

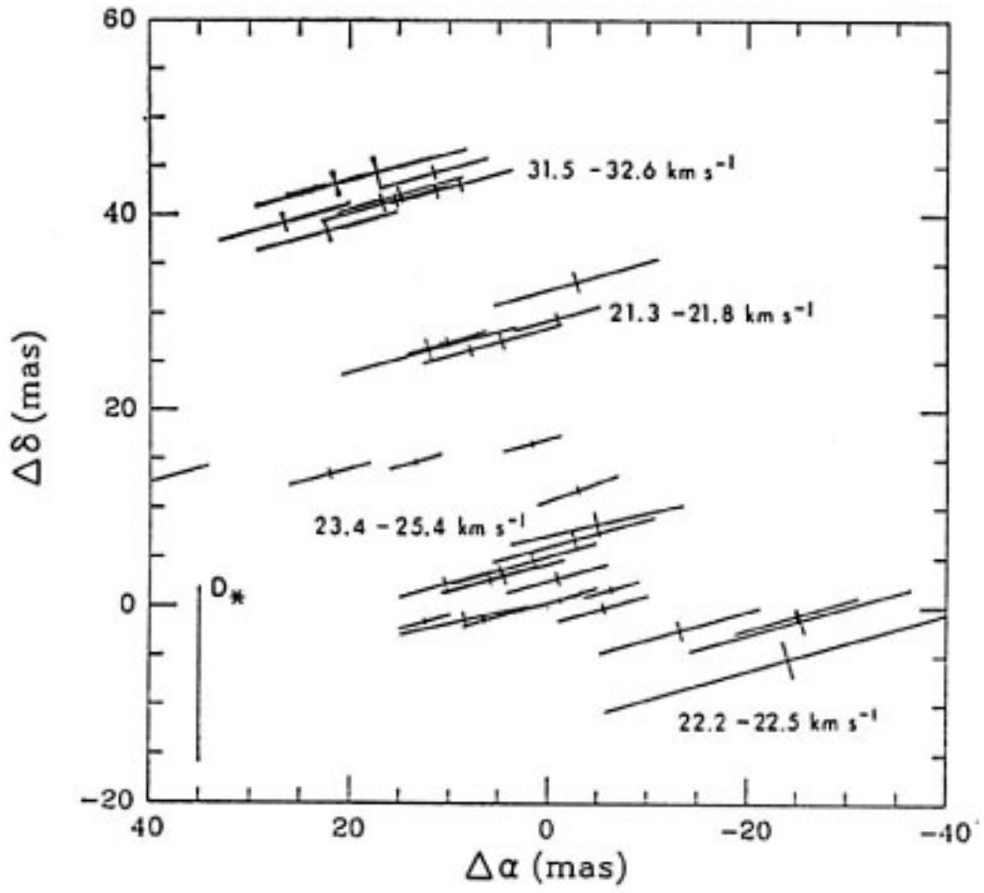
3.1 連続波電波源の観測

コンパクトな電波源の有名なカタログとして，ケンブリッジの 3C カタログがある．このカタログには活動銀河や準星など銀河系外のコンパクトな電波源の多くが採録されている．これらの電波源の中には電波的に明るい中心核（コア）を持つものが多く，そのコアを中心にコア／ジェット，コア／ハローの構造を持つものが多い．コアと周辺部（ハロー，ジェット）の電波放射機構は異なっており，これを分離した形でまとめた準ミリ／ミリ波帯における世界的標準となるカタログはまだない．コアを分離して観測するには，それなりの分解能が必要で，鹿島 34 m—野辺山 45 m での準ミリ／ミリ波帯 VLBI サーベイ観測は，この新しいカタログを作成するうえで貴重なデータを提供することになろう．この基線では，15 GHz 帯／22 GHz 帯／43 GHz 帯での観測をほぼ同時に行なえることからスペクトルインデックスを高精度で決定できる．また，この基線を構成する電波望遠鏡は，準ミリ／ミリ波帯において世界のトップクラスの集光力を有しており，非常に遠方の微弱な電波源まで検出できる．コアの放射する電波強度及びそのスペクトルが百数十億光年先の電波源までを含めてカタログ化され，統計的解析に堪えられる系統誤差のないデータとして提供されると，この宇宙全体の進化を論ずるうえで貴重な基礎データとなるであろう．また中心核強度の時間変化を追跡することで，超高速ジェット現象の有無やバースト発生の監視が行なえ，より詳しく中心核構造を調べようとして企画されるグローバル VLBI 観測に貴重な指針を与えることができる．

3.2 星メーザ源の観測

星は進化の最後の段階にはいると赤色巨星と呼ばれる半径の大きな星になり，ある種の振動不安定性を持つようになるため一年程度の周期の変光星になる．表面重力がとても小さいため，いわばブヨブヨした星で，星の表面から多量のガスを放出していることが知られている．その放出率は非常に大きく，自らの質量の大部分を数十万年の間に放出してしまう．質量放出過程は物質が星から星間空間に戻るプロセスであり，放出されたガスの中には，星内部で形成された重元素が含まれており，銀河系内の物質の循環・進化を知るうえで重要である．

赤色巨星をとりまくガスシェルからの OH メーザ源が発見[1]されて以来約20年にわたる数々の観測から，これらの星の質量放出について様々な新しい知見が得られてきた[2]．これまでに OH，H_2O，SiO 分子の強いメーザ輝線が観測されており，これらの3つの分子輝線はそれぞれある限られた物理条件（特に密度）のみ放射可能であるために，星の中心から SiO，H_2O，OH という順番に分布する．このため星に近い SiO メーザ源から10000 AU 近くにまで分布する OH メーザ源はこの範囲の空間の速度構造を探る有効なプローブとなる．MERLIN や VLA を用いた OH メーザの観測からはガスシェルが等方的に数十 km／秒の速度で膨張していることが，H_2O メーザの最近の観測[3]からは非一様な密度のシェル構造が明らかにされ，質量放出が定常的でなく間欠的



第5図　SiO メーザスポットのマップ，晩期型星 RCas の SiO メーザスポットが FCRAO 14 m—Haystack 37 m 間 75 km 南北基線で観測され，スポットの位置が測定された（McIntosh〔4〕）．

であることなどが示唆されている．しかしこのOH/H_2Oメーザ源の観測では，ガスが加速された後の一定速度で膨張しているシェルを見ており，質量放出の原因を明らかにするまでには至っていない．

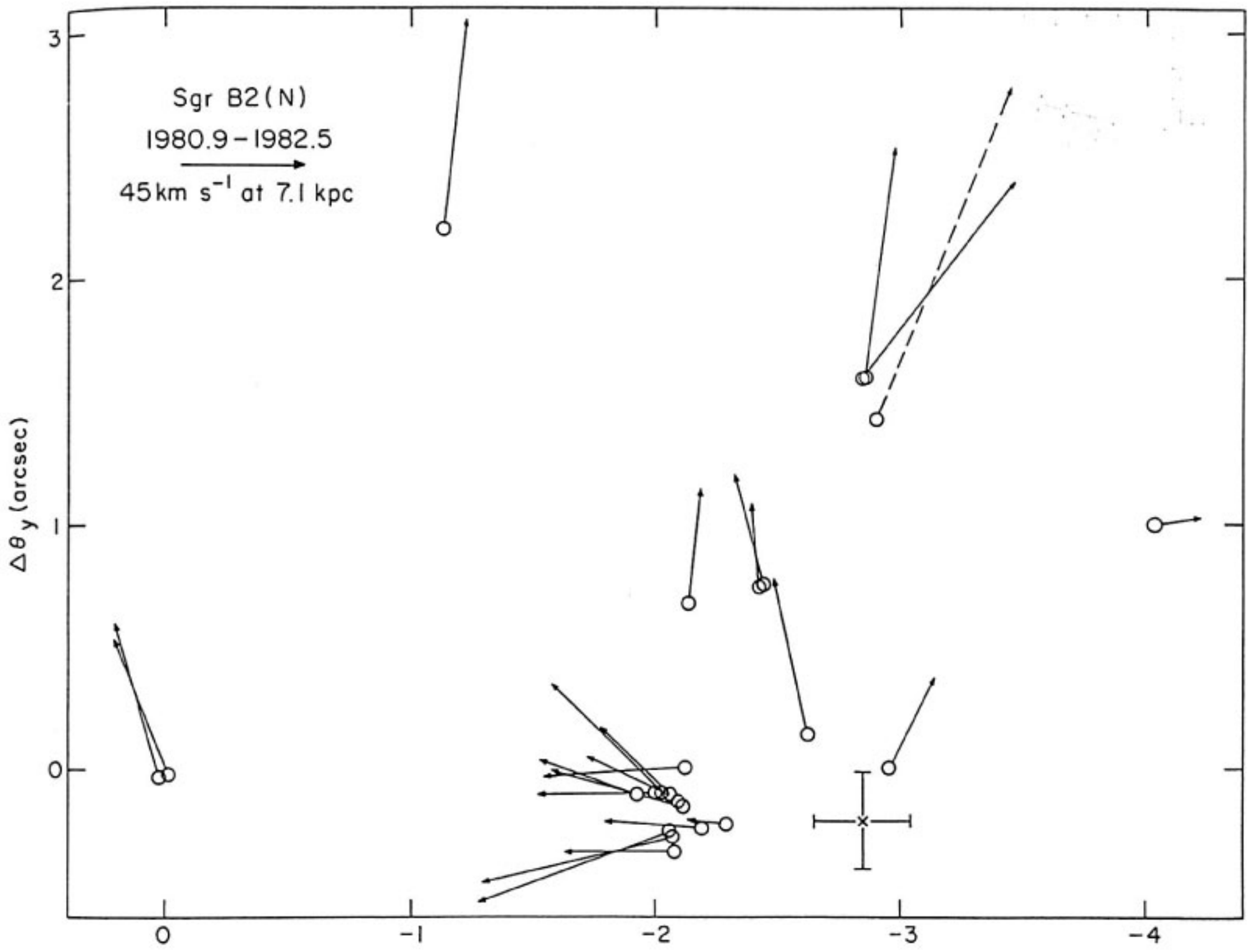
SiO メーザは星の表面近くで起こっているので，質量放出の現場を見る最適なプローブである．しかし，SiO メーザ源の観測は 43 GHz 帯という高い周波数で，かつ高い空間分解能を持って行なわなければならないので，観測例は非常に少ない．第5図は数少ない VLBI 観測の例[4]で，FCRAO — Haystack 間南北 75 km の基線で RCAS と呼ばれる SiO メーザ源を観測して得られたスポットの分布である．まだスポットの運動までは計測されていない．鹿島—野辺山基線（東西 200 km）で SiO メーザスポットの相対位置関係及びその時間変化がより高精度で測定されると，脈動による衝撃波の通過によって星の大気がどのように揺り動かされるかを見ることができる．この基線での相対位置計測の精度は約1ミリ秒角で，巨星の半径程度の空間分解能が期待できる．変光の極大前後の半年ぐらいの期間，月に1回程度の観測を行ない，メーザスポットの位置とその変化をトレースすることで，星表面の大気の脈動状態が明らかにされるであろう．また，異なる振動励起状態の SiO メーザスポットの分布状態が明らかになると，提案されているメーザ発振機構[5]の正否が検証できる可能性もあり，大きな期待が持たれている．

3.3　天体位置計測

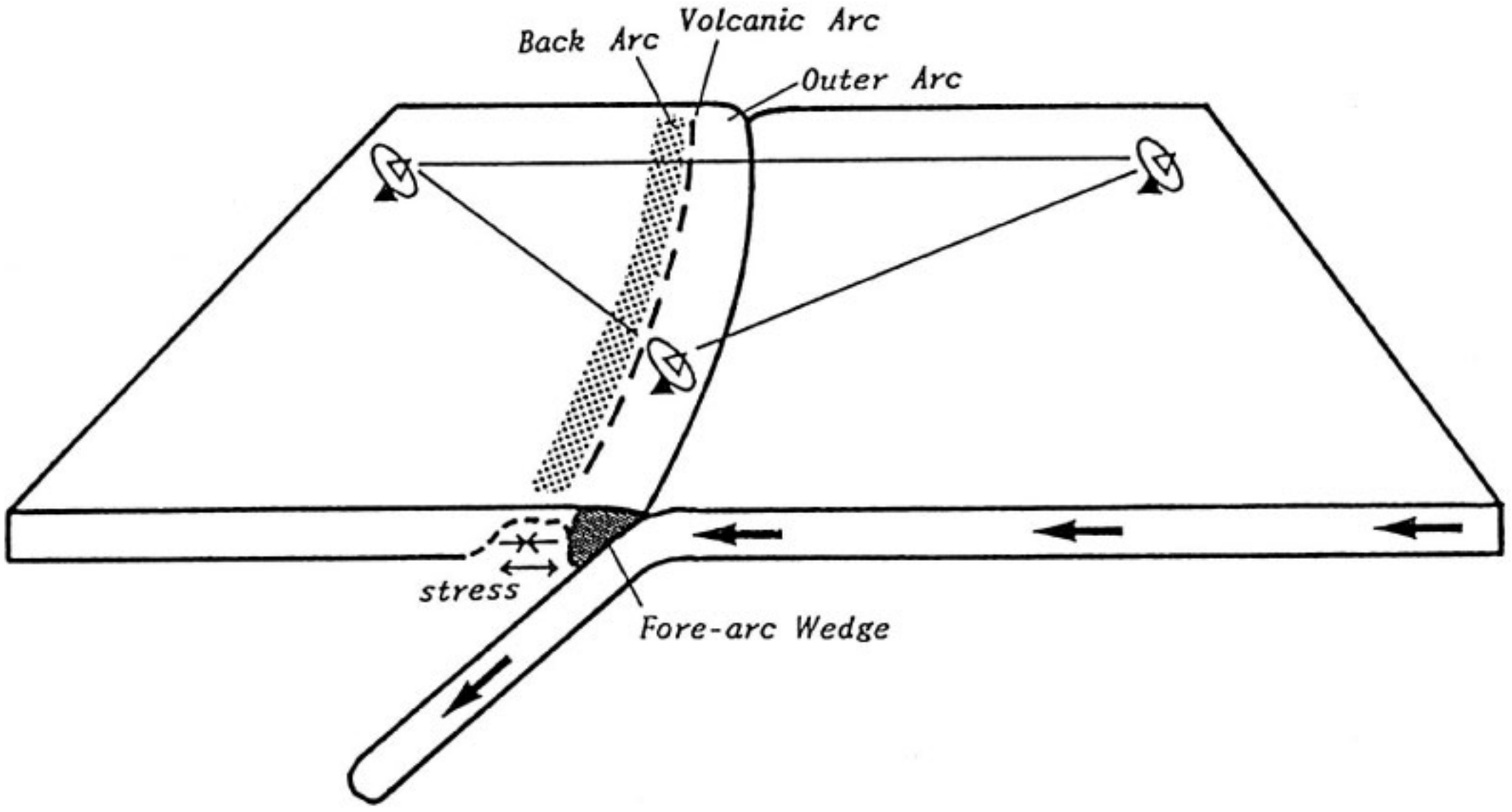
これまでに，銀河系外の電波銀河や準星の位置は，2/8 GHz 帯におけるグローバルな VLBI 観測によってかなり明らかにされてきている．これに対して我々の銀河系内の天体は，VLBI による位置計測があまり行なわれていない．これは，銀河系内の典型的な天体である恒星からの電波が非常に微弱で現在のところ検出不可能であるためである．しかし，星の中でも受信可能な強度の電波を出しているものもある．RS CVn 型と呼ばれる連星系がそれで，すでに8個の RS CVn 型連星系の観測例が報告されている[6]．この天体からの電波強度は検出可能と言っても数十 mJy と弱いので，鹿島 34 m—野辺山 45 m という集光力の高い基線での格好な観測対象となろう．RS CVn 型連星系は光でも観測できるので，この天体の位置を，背景となる準星の位置を基準に測定すると光学天体座標系と電波座標系を結合することができる．但し，現在検出可能と思われる RS CVn 型連星系は比較的太陽系に近く（距離数 10 pc）のものに限られ，座標系の結合は行なえても我々の銀河全体のダイナミクスを調べることはできない．我々の銀河のダイナミクスを知るためには，この銀河系内に広く分布している分子線スペクトル源の絶対位置の計測とそれから導きだされる固有運動を測定することが不可欠である．

従来の電波観測による銀河回転運動の計測は，1.4 GHz 帯中性水素線のドプラ変位の観測から得られる，視線方向の運動からを求められていた．観測周波数を 22/43 GHz にあげ銀河系内に広く分布している SiO メーザや H_2O メーザの天球上における絶対位置を計測できれば，視線方向の運動だけでなく，それに直角方向の運動も計測でき，銀河系のダイナミクスをより詳細に調べられる．鹿島—野辺山基線は 200 km と短いが，フリンジ間隔が 22 GHz 帯／43 GHz 帯でそれぞれ 14/7 ミリ秒角になるので，1ミリ秒角のオーダーでの H_2O, SiO メーザ源の絶対位置計測が可能になる．これは，わずか1年間のあいだの角度変化から銀河回転運動に伴う太陽系の運動（ほぼ 250 km/s）を，40 km/s の精度で検出できることを意味している．この精度は，従来の光学観測による固有運動計測の 100 倍の精度を持っている．また光学観測による固有運動計測は太陽系の周辺 6 kpc の領域に限られているが，電波では銀河の全域にわたって広く観測できる．従って，銀河中心の極く近傍も含めた微分回転の様子もさらに詳しく見ることができるようになるであろう．

メーザスポットの位置計測を行なうことで，等方的に膨張するガスの角距離変化が測定できると，これと視線方向の速度（ドプラにより計測できる）とからメーザ源までの距離を求めることができる（統計視差法）．第6図は我々の銀河の中心付近に位置する H_2O メーザ源のスポットの運動を測定した例[7]で，これから銀河中心ま



第6図　水メーザスポットの固有運動，銀河中心付近の水メーザ源 Sgr B2 の固有運動が測定され，視線速度からその距離が 7.1 kpc と求められた（Reid[7]）.



第7図　プレート境界面における塑性変形（Heki[8]）.

での距離が約 7 kpc と従来信じられていた 10 kpc よりも近いことが明らかにされた．同様の計測を銀河系内に広く分布するメーザ源に対して行なって距離と運動速度の計測を行なえば，我々の銀河系の運動状況がより詳しく分かり，銀河系形成の力学をより精密なものにすることが可能になる．

以上述べた天体位置の計測を正確に行なうためには，観測する基線はあらかじめ高精度で測定しておく必要がある．次節では，鹿島 34 m—野辺山 45 m アンテナ間基線を高精度で測定する測地実験について述べる．

3.4 ミリ波 VLBI による高精度測地

測地 VLBI 観測によってグローバルなプレートの運動が高精度に測定できるようになった．西太平洋電波干渉計による日本列島周辺の精密地殻変動の観測計画については，本季報の第一節において詳しく述べられている．本節では，ミリ波天文 VLBI 観測装置を利用した高精度測地実験の概要について述べる．

第 2.2 節で述べたように，ミリ波帯においては観測帯域を 2 GHz と広く取ることが容易に行なえる．また近年の半導体技術の進歩により 2 GHz 帯域の信号を単一の AD 変換器でサンプルすることも可能になった．このような広い帯域の観測を行い，バンド幅合成を行なわず単一チャネルで高精度に遅延時間を決定した例は未だないが，データ記録装置に記録帯域幅の制限があっても時間領域合成法という手法を用いれば十分可能である．鹿島 34 m—野辺山 45 m 基線において十数個の準星を 43 GHz 帯，帯域幅 2 GHz で観測すれば，アンテナ間距離を数 mm の精度で測定できる可能性がある．鹿島—筑波間の測地 VLBI 実験によって，鹿島局の経年的なリフトアップ（もしくは筑波局のリフトダウン）が報告されており[8]，プレート境界におけるフォアアークウェッジでの塑性変形が示唆されている[9]．（第 7 図）が，筑波局に対する位置変動だけでなく，野辺山局に対する鹿島局の位置変動が高精度で測定されれば，プレート境界における複雑なテクトニクスがさらに明らかにされて行くに違いない．

4. むすび

鹿島局にミリ波帯まで観測可能な 34 m アンテナが新設されたことにより，我が国の国内基線においても準ミリ／ミリ波帯の VLBI 観測が可能になった．この周波数帯の VLBI 観測は，もっぱら野辺山局が国際 VLBI 実験に参加することで行なわれてきた．しかし，国際実験では，柔軟な観測形態を取ることが極めて困難であるばかりでなく，国内の研究者の層を厚くすることも困難であった．しかし，国内に準ミリ／ミリ波帯の基線が可能になったことで，VLBI による天文観測だけでなく，電離層に対してトランスペアレント，広帯域観測が可能であるといった利点を生かした測地応用などの研究が一層活発になることが期待できるようになった．宇宙科学研究所臼田局の VLBI 装置の新設，国立天文台グループによる 6 m VLBI アンテナの整備ともあいまって，日本における VLBI の研究がますます盛んになることを願ってむすびとします．

謝　辞

34 m アンテナに 43 GHz 帯の受信機を整備し，試験観測をするに当たっては，通信総合研究所関東支所手代木扶支所長，同支所第三宇宙通信研究室杉本裕二室長，高羽浩研究官，小山泰弘技官をはじめとする室員各位には温かいご理解と，ご協力をいただいた．ここで厚く感謝します．本節で述べた観測計画は，通信総合研究所と国立天文台の共同研究でなされているが，共同研究の締結に当たって，標準測定部高橋冨士信室長には多くのご助言とご協力をいただきました．深く感謝致します．

参考文献

(1) Wilson, W. J. and Barrett, A. H., Science, Vol. 161, p. 778, 1968.

(2) Bowers, P. F., Mass Loss from Red Giants. eds. M. Morris and B. Zuckerman, Ap. Space Sci. Lib., pp. 189-209.

(3) Lane, A. P., Johnston, K. J., Bowers, P. F., Spencer, J. H. and Diamond, P. J., Ap. J., Vol. 323, p. 756, 1987.

(4) McIntosh, G. C., Predmore, C. R., Moran, J. M., Greenhill, L. J., Rogers, A. E. E., and Barvainis, R., VLBI and Polarimetric Observations of the SiO Masers in R Cassiopeiae, Ap. J., Vol. 337, pp. 934-944, 1989.

(5) Langer and Watson, Ap. J., Vol. 284, p. 751, 1984.

(6) Lestrade, J. F., et al., Mark-Ⅲ Very Long Baseline Positions of Eight Stellar Systems and Astrometric Comparison, A. J., Vol. 89, p. 987, 1988.

(7) Reid, M. J., Schneps, M. H., Moran, J. M., Gwinn, C. R., Genzel, R., Downes, D. and Ronnang, B., The Distance to the Center of the Galaxy : H_2O Maser Proper Motions in Sagittarius B2(N), Ap. J., Vol. 330, pp. 809-816, 1988.

(8) Kawaguchi, N., Kurihara, N., Amagai, J.,

Takahashi, F. and Yoshimura, Y., Millimeter Accuracy of Geodetic VLBI Measurements Achieved on a 54 km Baseline, IEEE Trans., Vol. IM-38, No. 2, pp. 668-671, 1989.

(9) Heki, K., Displacement of a Japanese Station as an Indicator of the Island Arc Contraction, Proc. IAG 1989 Spring, to be published.