

2007 年度 VLBI 懇談会シンポジウム

「大学連携，かぐや，そして VSOP-2 へ」

集録

日時：2007年12月10日（月）から12日（水）まで

場所：北海道大学 学術交流会館 小講堂

世話人：

徂徠 和夫 （北海道大学）

今井 裕 （鹿児島大学）

花田 英夫 （国立天文台 RISE 推進室）

参加者リスト (あいうえお順、敬称略、事前登録分のみ)

浅田 圭一	(JAXA/ISAS)	高羽 浩	(岐阜大学工学部)
石井 敦利	(NICT 鹿島宇宙技術センター/ 国土地理院/(株)エイ・イー・エス)	竹内 央	(JAXA/ISAS)
石川 裕子	(山口大学理学部)	田中正樹	(岐阜大学工学部)
市川 隆一	(NICT 鹿島宇宙技術センター)	谷塚 昇	(大阪府立大学大学院理学系研究科)
井上 允	(国立天文台スペース VLBI 推進室)	谷本 大輔	(国土地理院/(株)エイ・イー・エス)
今井 裕	(鹿児島大学理学部)	土居 明広	(JAXA/ISAS)
上田 耕佑	(鹿児島大学大学院理工学研究科)	永井 洋	(国立天文台スペース VLBI 推進室)
氏原 秀樹	(国立天文台スペース VLBI 推進室)	中川垂紀治	(鹿児島大学理学部)
梅本 智文	(国立天文台野辺山宇宙電波観測所)	永山 匠	(鹿児島大学大学院理工学研究科)
萩原健三郎	(筑波大学)	野田寛大	(国立天文台 RISE 推進室)
小山 友明	(国立天文台水沢 VERA 観測所)	丹生 大輔	(鹿児島大学大学院理工学研究科)
亀谷 收	(国立天文台水沢 VERA 観測所)	萩原 喜昭	(国立天文台スペース VLBI 推進室)
蒲原龍一	(国立天文台水沢 VERA 観測所)	橋本 厚太	(東京大学大学院理学研究科)
川口 則幸	(国立天文台水沢 VERA 観測所)	秦 和弘	(総合研究大学院大学)
菊池 冬彦	(国立天文台 RISE 推進室)	花田 英夫	(国立天文台 RISE 推進室)
金 美京	(東京大学大学院理学研究科)	原 哲也	(国立天文台光結合 VLBI 推進室)
貴島 政親	(総合研究大学院大学)	平林 久	(JAXA/ISAS)
岸本 淳宏	(山口大学理学部)	廣田 朋也	(国立天文台水沢 VERA 観測所)
城戸 美帆	(山口大学理学部)	藤沢 健太	(山口大学理学部)
木村 守孝	(NICT 鹿島宇宙技術センター)	藤沢 康司	(国立天文台)
隈本晋太郎	(山口大学理学部)	本間 希樹	(国立天文台水沢 VERA 観測所)
倉山 智春	(国立天文台水沢 VERA 観測所)	前田 暁生	(岐阜大学大学院工学研究科)
小林 秀行	(国立天文台水沢 VERA 観測所)	町田 守人	(国土地理院測地部)
小山 泰弘	((NICT 鹿島宇宙技術センター)	松井 真	(鹿児島大学大学院理工学研究科)
近藤 哲朗	(NICT 鹿島宇宙技術センター)	松本 尚子	(鹿児島大学大学院理工学研究科)
笹尾 哲夫	(亜州大学)	宮地 竹史	(国立天文台水沢 VERA 観測所)
佐藤 眞弓	(東京大学大学院理学研究科)	三好 真	(国立天文台電波部)
澤田佐藤聡子	(山口大学大学院理工学研究科)	村田 泰宏	(JAXA/ISAS)
寺家 孝明	(国立天文台水沢 VERA 観測所)	望月奈々子	(JAXA/ISAS)
重松 宏実	(国土地理院測地部)	元木 業人	(北海道大学大学院理学研究院)
白鳥 裕	(九州東海大学)	山内 彩	(筑波大学数理物質科学等支援室)
杉山孝一郎	(山口大学大学院理工学研究科)	山下 一芳	(総合研究大学院大学)
須藤 広志	(岐阜大学工学部)	行方 大輔	(北海道大学大学院理学研究院)
関戸 衛	(NICT 鹿島宇宙技術センター)	輪島 清昭	(山口大学理学部)
徂徠 和夫	(北海道大学大学院理学研究院)	Krisztina Eva Gabanyi	(JAXA/ISAS)
		Wiik Kaj Johannes	(Tuorla Obs., Univ. Turku)

2007年度 VLBI 懇談会シンポジウム プログラム

12/10 (月)

13:00~13:10 最初の挨拶 井上 允 (国立天文台)

13:10~14:20 機関報告 (各 10分 座長: 関戸 衛)

徂徠和夫	北海道大学	北海道大学機関報告
小山泰弘	情報通信研究機構	NICT 機関報告
萩原健三郎	筑波大学	筑波大学機関報告
町田守人	国土地理院	国土地理院機関報告
望月奈々子	JAXA/ISAS	宇宙研機関報告
亀谷 収	国立天文台	電波天文周波数小委員会報告

14:20~14:45 休憩・ポスターセッション

14:45~16:15 光結合 VLBI 関連その 1 (以降各 15分 座長: 徂徠 和夫)

川口則幸	国立天文台	光結合 VLBI 観測網 OCTAVE の整備計画
原 哲也	国立天文台	OCTAVE 観測の一次処理状況報告
小山友明	国立天文台	OCTAVE+~ディスクバッファ併用型の光結合 VLBI 観測網
藤沢康司	国立天文台	OCTAVE の性能評価~VSOP ターミナルとの比較
貴島政親	総合研究大学院大学	OCTAVE 観測網の SEFD 解析結果
高羽 浩	岐阜大学	測地 e-VLBI の 22GHz 化の開発

16:15~16:45 休憩・ポスターセッション

16:45~17:15 光結合 VLBI 関連その 2 (座長: 竹内 央)

須藤広志	岐阜大学	OCTAVE の 22GHz 観測網の開発
土居明広	JAXA/ISAS	OCTAVE による BAL クエーサーの観測

17:15~18:00 かぐや/RISE 関連 (座長: 竹内 央)

野田寛大	国立天文台	「かぐや」測月ミッションの状況
菊池冬彦	国立天文台	SELENE (かぐや) / VRAD ミッション関連処理結果について
花田英夫	国立天文台	VERA および海外 VLBI 局によるかぐやの重力場観測の現状と今後の観測計画

12/11 (火)

09:00~10:30 技術開発関連 (座長: 花田 英夫)

関戸 衛	情報通信研究機構	e-VLBI による迅速 UT1 計測 ~観測から 30分で可能になった UT1 計測~
竹内 央	JAXA/ISAS	深宇宙探査機 VLBI の現況と Programmable サンプラー ADS-3000 の活用
市川隆一	情報通信研究機構	波線追跡計算ツール KARAT を用いた測位誤差評価
小山泰弘	情報通信研究機構	広域電波強度分布測定技術の研究開発
近藤哲朗	情報通信研究機構	USB+LSB データのバンド幅合成
木村守孝	情報通信研究機構	PC-VLBI システムを用いた VERA 用関連処理系の構築 3

10:30~11:00 休憩・ポスターセッション

11:00~12:15 電波天文 VLBI 成果発表 (座長: 廣田 朋也)

谷塚 昇	大阪府立大学	電波強度変動(QSO)の非線形解析結果の意味
Krisztina Eva Gabanyi	JAXA/ISAS	VLBI observations of IDV sources

輪島清昭	山口大学	活動銀河 2134+004 の VLBA 多周波観測
澤田佐藤聡子	山口大学	Positional Coincidence of H ₂ O Maser and a Plasma Obscuring Torus in Radio Galaxy NGC 1052
今井 裕	鹿児島大学	新たに見つかった2つの「宇宙の噴水」

12:15~13:30 休憩・ポスターセッション

13:30~14:15 大学連携 VLBI (座長: 今井 裕)

藤沢健太	山口大学	大学VLBI連携観測の現状
元木業人	北海道大学	大学連携 VLBI による IRAS06061+2151 の H ₂ O メーザーマッピング観測
杉山 孝一郎	山口大学	Cepheus A における 6.7GHz メタノールメーザーの短期的強度変動検出

14:15~15:15 VSOP-2 関連その1 (座長: 今井 裕)

坪井昌人	JAXA/ISAS	VSOP-2 ミッション概要・アップデート
村田泰宏	JAXA/ISAS	VSOP-2 の地上局構成
土居明広	JAXA/ISAS	VSOP-2 サイエンスアップデート
氏原秀樹	国立天文台	ASTRO-G/VSOP2 衛星と VERA 用多モードホーンの開発

15:30~17:00 大学連携 VLBI (座長: 輪島 清昭)

Wiik Kaj	Tuorla	VLBI research in Finland/
Johannes	Observatory	Dark matter millilensing
井上 允	国立天文台	VSOP-2 の地上体制について
藤沢 健太	山口大学	大学側から VSOP-2 ミッションへ期待すること
永井 洋	国立天文台	VSOP-2 の地上局構成 ~VSOP-2 か期待する東アジア VLBI の役割と観測体制~
今井 裕	鹿児島大学	VLBA 問題の検討状況

議論 16:30-17:00

17:05~18:05 VLBI 懇談会総会

18:30~20:30 懇親会

12/12 (水)

09:00~09:30 ポスターセッション

09:30~11:00 VERA 関連その1 (座長: 須藤 広志)

中川亜紀治	鹿児島大学	晩期型星周期光度関係プロジェクト報告
松井 真	鹿児島大学	VERA によるミラ型変光星 R UMa の年周視差計測
松本尚子	鹿児島大学	VERA を用いた SiO メーザー観測で探るミラ型変光星 IK Tau の星周の様子
上田耕佑	鹿児島大学	Observations of H ₂ O and SiO Masers in the M Giant IRC-10414
寺家孝明	国立天文台	VERA による K 帯測地観測について
三好 真	国立天文台	VERA 論文検証

11:15~12:00 VERA 関連その2 (座長: 土居 明広)

廣田朋也	国立天文台	VERA による近傍星形成領域の位置天文観測
金 美京	東京大学/ 国立天文台	VERA による Orion-KL 領域の SiO メーザーの位相補償観測
佐藤真弓	東京大学/ 国立天文台	VERA による NGC 281 領域水メーザー一年周視差計測

12:10~12:10 終わりの挨拶 羽部 朝男 (北海道大学)

ポスターリスト

今井 裕	鹿児島大学	VSOP-2 KSP PROPOSAL: Deep exploration of the dynamics of the Milky Way based on high precision water maser astrometry
萩原 喜昭	国立天文台	Imaging extra-galactic H ₂ O maser with VSOP-2
浅田 圭一	JAXA/ISAS	VSOP2 observation on M 87: VSOP2 Key Science Program Proposal
土居 明広	JAXA/ISAS	VSOP-2 OBSERVATIONS OF ACCRETION DISKS/ KSP, AGN
今井 裕	鹿児島大学	Stellar molecular jets traced by water maser emission
氏原 秀樹	国立天文台	ASTRO-G/VSOP2 衛星主鏡用メッシュの反射率測定
永山 匠	鹿児島大学	大学 VLBI 連携による NML Cygni の水メーザー観測
丹生 大輔	鹿児島大学	VERA による半規則型変光星 W Hydrae のアストロメトリ観測
蒲原 龍一	国立天文台	VERA Observation of SiO maser around R Aqr 星形成領域 W31A に付随する水蒸気メーザーの三次元速度構造
山下 一芳	国立天文台/総研大	
倉山 智春	国立天文台	VERA による大質量星形成領域 G34.4+0.23 の観測
澤田佐藤聡子	山口大学	局部銀河群のメタノールメーザー源探査
石川 裕子	山口大学	6.7GHz メタノールメーザーの統計的な長期的変動の研究
城戸 美帆	山口大学	超新星残骸の形状の非対称性の研究
杉山 孝一郎	山口大学	W75N における 6.7GHz メタノールメーザーの強度フレア現象
岸本 淳宏	山口大学	大質量星形成領域 G9.62+0.20 での 6.7GHz メタノールメーザーのサイズ決定
藤沢 健太	山口大学	銀河中心領域の広域電波観測
藤沢 健太	山口大学	山口大学と山口 32 m 機関報告
三好 真	国立天文台	公開質問状 07 年版
三好 真	国立天文台	相対 VLBI 法による銀河メーザー位置天文学の問題点
永井 洋	国立天文台	Disk-Jet connection in the nearby low luminosity AGN M 81
秦 和弘	国立天文台/総研大	M81 の多波長同時観測
隈本晋太郎	山口大学	SpaceVLBI 観測による IDV 天体の研究 Gas Feeding to Galactic Center due to Nested Bars in Our Galaxy
行方 大輔	北海道大学	
谷本 大輔	国土地理院 / (株) エイ・イー・エス	超高速データ転送による地球姿勢計測への取り組み
石井 敦利	情報通信研究機構 / (株)エイ・イー・エス	1m 級アンテナによる基線場検定用 VLBI システムの開発状況

研究会集録 目次

俎徠和夫 (北海道大学)	北海道大学機関報告	9
小山泰弘 (情報通信研究機構)	NICT 機関報告	12
萩原健三郎 (筑波大学)	筑波大学機関報告	16
町田守人 (国土地理院)	国土地理院機関報告	18
望月奈々子 (JAXA/ISAS)	宇宙研機関報告	22
亀谷 収 (国立天文台)	電波天文周波数小委員会報告	26
川口則幸 (国立天文台)	光結合 VLBI 観測網 OCTAVE の整備計画	29
原 哲也 (国立天文台)	OCTAVE 観測の一次処理状況報告	32
小山友明 (国立天文台)	OCTAVE+ ~ ディスクバッファ併用型の光結合 VLBI 観測網	35
藤沢康司 (国立天文台)	OCTAVE の性能評価 ~ VSOP ターミナルとの比較	39
貴島政親 (総合研究大学院大学)	OCTAVE 観測網の SEFD 解析結果	43
高羽 浩 (岐阜大学)	測地 e-VLBI の 22GHz 化の開発	47
須藤広志 (岐阜大学)	OCTAVE の 22GHz 観測網の開発	49
土居明広 (JAXA/ISAS)	OCTAVE による BAL クエーサーの観測	51
野田寛大 (国立天文台)	「かぐや」 測月ミッションの状況	55
菊池冬彦 (国立天文台)	SELENE (かぐや) /VRAD ミッション 関連処理結果について ...	57
花田英夫 (国立天文台)	VERA および海外 VLBI 局によるかぐやの重力場観測の現状と 今後の観測計画	61
関戸 衛 (情報通信研究機構)	e-VLBI による迅速 UT1 計測 ~ 観測から	65
竹内 央 (JAXA/ISAS)	深宇宙探査機 VLBI の現況と Programmable サンプラー ADS-3000 の活用	69
市川隆一 (情報通信研究機構)	波線追跡計算ツール KARAT を用いた測位誤差評価	73
小山泰弘 (情報通信研究機構)	広域電波強度分布測定技術の研究開発	77
近藤哲朗 (情報通信研究機構)	USB+LSB データのバンド幅合成	81
木村守孝 (情報通信研究機構)	PC-VLBI システムを用いた VERA 用 関連処理系の 構築 3	85
谷塚 昇 (大阪府立大学)	電波強度変動(QSO)の非線形解析結果の意味	89
Krisztina Eva Gabanyi (JAXA/ISAS)	VLBI observations of IDV sources	92
輪島清昭 (山口大学)	活動銀河 2134+004 の VLBA 多周波観測	96
澤田佐藤聡子 (山口大学)	Positional Coincidence of H ₂ O Maser and a Plasma Obscuring Torus in Radio Galaxy NGC 1052)	100
今井 裕 (鹿児島大学)	新たに見つかった2つの「宇宙の噴水」)	105
藤沢健太 (山口大学)	大学 VLBI 連携観測の現状	107
元木業人 (北海道大学)	大学連携 VLBI による IRAS06061+2151 の H ₂ O メーザー マッピング観測	108
杉山 孝一郎 (山口大学)	Cepheus A における 6.7GHz メタノールメーザの短期的 強度変動検出	111
村田泰宏 (JAXA/ISAS)	VSOP-2 ミッション概要・アップデート	115

土居明広 (JAXA/ISAS)	VSOP-2 サイエンスアップデート	119
氏原秀樹 (国立天文台)	ASTRO-G/VSOP2 衛星と VERA 用多モードホーンの開発	123
Wiik Kaj Johannes (Tuorla Observatory)	VLBI research in Finland/ Dark matter millilensing	127
井上 允 (国立天文台)	VSOP-2 の地上体制について	130
永井 洋 (国立天文台)	VSOP-2 の地上局構成 ~VSOP-2 か期待する東アジア VLBI の 役割と観測体制~.....	134
藤沢健太 (山口大学)	大学側から VSOP-2 ミッションへ期待すること	137
今井 裕 (鹿児島大学)	VLBA 問題の検討状況	138
中川亜紀治 (鹿児島大学)	晩期型星周期光度関係プロジェクト報告	144
松井 真 (鹿児島大学)	VERA によるミラ型変光星 R UMa の年周視差計測	148
松本尚子 (鹿児島大学)	VERA を用いた SiO メーザー観測で探るミラ型変光星 IK Tau の星周の様子	152
上田耕佑 (鹿児島大学)	Observations of H ₂ O and SiO Masers in the M Giant IRC-10414	156
寺家孝明 (国立天文台)	VERA による K 帯測地観測について	159
三好 真 (国立天文台)	VERA 論文検証	162
廣田朋也 (国立天文台)	VERA による近傍星形成領域の位置天文観測	166
金 美京 (東京大学/国立天文台)	VERA による Orion KL 領域の SiO メーザーの 位相補償観測	170
佐藤真弓 (東京大学/国立天文台)	VERA による NGC281 領域水メーザー 年周視差計測	174
今井 裕 (鹿児島大学)	VSOP-2 KSP PROPOSAL: Deep exploration of the dynamics of the Milky Way based on high precision water maser astrometry	177
萩原 喜昭 (国立天文台)	Imaging extra-galactic H ₂ O maser with VSOP-2	180
浅田 圭一 (JAXA/ISAS)	VSOP2 observation on M 87: VSOP2 Key Science Program Proposal	183
土居 明広 (JAXA/ISAS)	VSOP-2 OBSERVATIONS OF ACCRETION DISKS/ KSP, AGN	185
今井 裕 (鹿児島大学)	Stellar molecular jets traced by water maser emission	189
氏原 秀樹 (国立天文台)	ASTRO-G/VSOP2 衛星主鏡用メッシュの反射率測定	190
永山 匠 (鹿児島大学)	大学 VLBI 連携による NML Cygni の水メーザー観測	194
丹生 大輔 (鹿児島大学)	VERA による半規則型変光星 W Hydrae の アストロメトリ観測	197
蒲原 龍一 (国立天文台)	VERA Observation of SiO maser around R Aqr	200
山下 一芳 (国立天文台/総研大)	星形成領域 W31A に付随する水蒸気メーザーの 三次元速度構造	---
倉山 智春 (国立天文台)	VERA による大質量星形成領域 G34.4+0.23 の観	203
澤田佐藤聡子 (山口大学)	山口 32m 望遠鏡による局部銀河群の 6.7GHz メタノール メーザー源探査	207

石川 裕子 (山口大学)	6.7GHz メタノールメーザーの統計的な長期的変動の研究	209
城戸 美帆 (山口大学)	超新星残骸の形状の非対称性の研究	212
杉山 孝一郎 (山口大学)	W75Nにおける 6.7GHz メタノールメーザの強度フレア現象 ...	216
岸本 淳宏 (山口大学)	大質量星形成領域 G9.62+0.20 での 6.7GHz メタノール メーザーのサイズ決定	220
藤沢 健太 (山口大学)	銀河中心領域の広域電波観測	224
藤沢 健太 (山口大学)	山口大学と山口32m機関報告	226
三好 真 (国立天文台)	2 ビーム VERA システムに関する質問事項	227
三好 真 (国立天文台)	相対 VLBI 法による銀河メーザ位置天文学の問題点	230
永井 洋 (国立天文台)	Disk-Jet connection in the nearby low luminosity AGN M 81	234
秦 和弘 (国立天文台/総研大)	M81 の多波長同時観測	238
隈本晋太郎 (山口大学)	Space VLBI 観測による IDV 天体の研究	240
行方 大輔 (北海道大学)	Gas Feeding to Galactic Center due to Nested Bars in Our Galaxy	244
谷本 大輔 (国土地理院/(株)エイ・イー・エス)	超高速データ転送による地球姿勢計測 への取り組み	248
石井 敦利 (情報通信研究機構/(株)エイ・イー・エス)	1m 級アンテナによる 基線場検定用 VLBI システムの開発状況	252

機関報告

北海道大学

北海道大学大学院理学研究院物理学部門／理学院宇宙理学専攻
徂徠和夫

1. 研究グループ

北海道大学の電波天文学観測グループは、昨年度 3 月より新たにスタッフが増員し、現在助教 2 名、博士課程大学院生 3 名、修士課程大学院生 4 名、学部 4 年生 2 名の合計 11 名より構成されている。

構成人員が増えたこともあり、研究内容も次第に多岐に渡り始めており、主要プロジェクトである苫小牧 11 m 電波望遠鏡を使った銀河系内の NH_3 分子スペクトル線探査観測に加え、同望遠鏡を使った銀河系内の CCS 分子スペクトル線や水素原子再結合線の探査観測、国立天文台野辺山宇宙電波観測所の 45 m 望遠鏡等を用いた系外銀河の分子ガスと星形成に関する研究等も行っている。また、VLBI を使った研究にも漸く本格的に取り組み始めており、大学連携 VLBI 観測網 (JVN) による銀河系内の大質量星形成領域のマルチエポック観測を行っている。さらに、活動銀河中心核の研究にも着手している。

2. 苫小牧望遠鏡の運用状況

昨シーズン (2006 年 10 月 1 日から 2007 年 7 月 31 日まで合計 304 日 ~ 7296 時間) の苫小牧望遠鏡の運用実績は、定常運用が進んだこと及び 7 月末まで観測したことにより総割り当て時間が 4042 時間と前シーズンに比べ 63 % 増加した。トラブルも少なく安定して運用できたため、割り当て時間のうち 80 % の 3250 時間について観測が実施できた。

なお、VLBI 観測はスケジュールが合わない等の問題もあり、予定をはるかに下回る 32 時間しか割り当てられなかった (悪天候のため、そのうち観測できたのは 17 時間のみ)。

3. 成果

苫小牧望遠鏡の定常運用を開始して 2 ヶ年が経過し、漸く科学的成果を出せ

る段階になってきた。銀河系内の NH_3 分子スペクトル線探査観測では、Orion A 分子雲, W 51, W 43, M 17, Gemini の各分子雲複合体等を中心に, $(J, K) = (1, 1), (2, 2), (3, 3)$ の 3 本のスペクトル線の同時観測を実施(一部の点については $(J, K) = (4, 4)$ の観測も実施) し, 高密度分子ガスの分布や回転温度の導出等を試みた。

このうち, M 17 分子雲複合体では, 電離水素領域と相互作用をしている活発な星形成領域 M 17 SW を含む分子雲 B に加え, これまで NH_3 分子スペクトル線の観測のなかった分子雲 A についても観測を行った。スペクトル線の強度は分子雲 B の方が強いものの, その線幅や $(J, K) = (1, 1)$ 及び $(2, 2)$ のスペクトル線の強度から導出した回転温度はいずれも 25 K 程度と差がないことが明らかになった。スペクトル線の強度の違いは, この複合体全体について高い空間分解能で実施した $\text{C}^{18}\text{O} (J=1-0)$ スペクトル線観測から導出された分子雲コアの数 (Wilson et al., 2003) と相関があることがわかった。このことから, 数パーセクのスケール (M 17 に対する苫小牧望遠鏡の角度分解能) では, 星形成の活動性の違いは分子雲コアの個数密度に比例している可能性が示唆される。

おうし座分子雲の高密度コアに対しは, $\text{NH}_3 (J, K) = (1, 1), (2, 2)$ 及び $\text{CCS} (J_N=2_1-1_0)$ の同時観測を行った。 NH_3 と CCS 分子の組成比は, 分子雲の進化の指標となることが知られているが (Suzuki et al., 1992), 我々は $\text{H}^{13}\text{CO}^+ (J=1-0)$ の高空間分解能マッピング観測 (Onishi et al. 2002) がなされ密度及び進化の段階が推定されている分子雲コアについて観測し, 進化段階が進むにつれ, また, コアの密度が高くなるにつれ, CCS/NH_3 輝線強度比が低くなる傾向にあることを見出した。これは, 化学的な進化とガスの収縮という物理的な進化を関連付けるとともに, コアが分解できないような天体でも CCS/NH_3 強度比からある程度進化段階を推定できることを示している。

VLBI 観測では, 大学連携網を使って 2005 年より続けてきた IRAS 06061+2151 (WB 755) の H_2O メーザーの 6 度のモニター観測から, メーザースポットの運動を定量化し, 3 次元のモデルフィットから頂角の大きな円錐状のアウトフローが膨張し, 周辺の密度のやや高いガスに衝突しているらしいという描像を得るに至った。この内容の詳細については, 本シンポジウムの「大学連携 VLBI による IRAS06061+2151 の H_2O メーザーマッピング観測」(元木他) で報告されているため, ここでは割愛する。

以上の成果は, 日本天文学会 2007 年秋季年会にて発表した (順に, 大石他, 保坂他, 元木他)。

4. 苫小牧望遠鏡の整備・改修

定常観測モードになってはいるが、苫小牧望遠鏡及び観測所について整備や改修も行ってきた。まず、観測所のセキュリティ対策として 2007 年 2 月には、窓と扉の工事を実施した。また、老朽化した気象装置を更新、さらに監視カメラを購入し気象タワーに取り付けた (2007 年 6 月)。これにより、望遠鏡や観測所全体を監視できるようになり、夜間の降雪も判断し易くなった。

観測装置関係では、2007 年 3 月に K5/VSI システムを導入 (現在立ち上げ中)、また、光学系の再調整 (受信機支持機構の改修)、IF 部の諸装置 (周波数変換器等) 及び制御プログラムの改修を行った。これによりシステム雑音温度は 100 K から 70 K 程度に改善された。さらに、冷凍機の保守・点検も実施した。

現在は、ADS-1000 サンプラを用いた広帯域分光計の整備、自動ログシステム及びデータ解析プログラムを製作しているところである。2008 年は、分光計 4 台での単一鏡同時観測及びポインティング観測の必要のない自動観測の実現を目指している。また、JVN による 22 GHz 帯の VLBI 観測の定常運用に参加し、さらに光結合 VLBI の試験等に取り組む予定である。

NICT 鹿島機関報告

情報通信研究機構鹿島宇宙技術センター 小山泰弘、近藤哲朗、川合栄治、
市川隆一、関戸衛、瀧口博士、木村守孝、久保木裕充、堤正則、石井敦利、
Thomas Hobiger、白土和幸、永山匠、東島英志

1. はじめに

情報通信研究機構(NICT)は、2001年に前身の通信総合研究所が独立行政法人として設立されて以降、5年単位で定められる中期計画に基づいた研究開発を実施しているが、今年度はその第2期中期計画の2年目にあたる。第2期中期計画では、VLBIに関連した研究開発は、安心・安全のための情報通信技術領域における研究開発の大分類の中に位置づけられた時空標準に関する研究開発のもと、4つの研究開発課題の一つ『時空統合標準技術の研究開発』として実施している。時空統合標準とは、高精度で高い信頼性を兼ね備えた時刻と位置の標準を統合的に構築し、その情報を容易に利用できるようにするための技術開発をするということを基本的なコンセプト(図1)としており、VLBI技術は高精度な基準座標系の構築とリアルタイム地球姿勢計測、および測位における距離基準の確立において基盤的な技術として活用している。

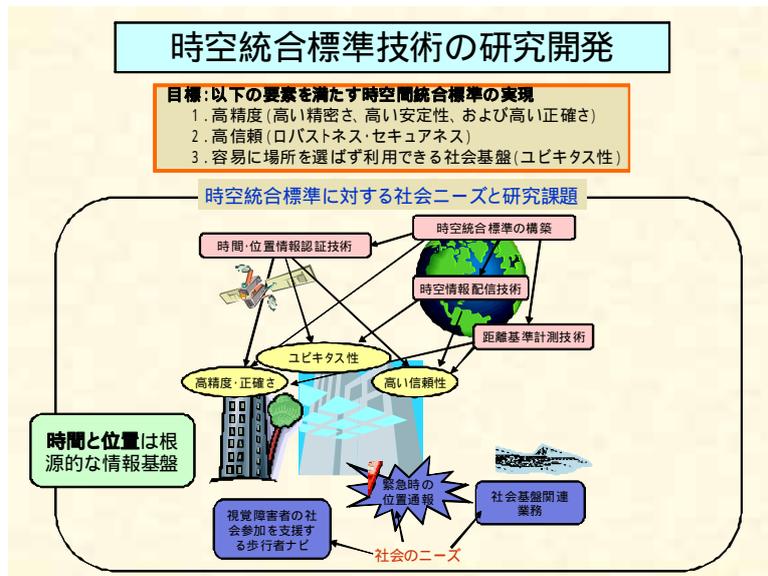


図1 時空統合標準技術の研究開発の概念

また、同じく時空標準に関する研究開発では、『時空計測技術の研究開発』の研究開発課題のもとで精密時刻比較技術の研究開発を目指しているが、ここでも距離基準のために開発を進めている超小型 VLBI 観測システムを活用して、協定世界時の構築や次世代原子周波数標準器間の確度評価のための時刻比較にも応用することを目指して研究開発に取り組み始めている。さらに、電波干渉計の手法を用いて、地上の無線通信機器の利用状況を把握することに活用することを目指して、総務省からの受託研究として『広域電波強度分布測定技術の研究開発』も平成19年度から4ヵ年計画として開始した。それぞれの詳細は、個別の報告として本集録の中で報告しているが、ここではこれらの研究開発の関連やその位置づけなどを中心に紹介する。

2. 個別の研究開発課題

2 - 1. 基準座標系の構築とリアルタイム地球姿勢計測

空間における位置を規定する基準座標系には、電波源天体の赤経・赤緯で記述される天球基準座標系(CRS = Ceretial Reference System)と、地表の緯度・経度・高さで記述される地球基準座標系(TRS = Terrestrial Reference System)とがあり、この両者の間は地球姿勢パラメタ(EOP = Earth Orientation Parameters)で関係付けられている。NICT は、技術開発センターや観測局として積極的に国際 VLBI 事業(IVS)に参画することによって、これらの基準座標系と EOP の計測の高精度化および高度化に寄与することを目指している。IVS では、現在すでに実用化されている観測技術およびデータ解析方法を駆使して定常的な観測を組織化し、高品位なデータの提供を行っているが、その一方で次世代の国際的な測地 VLBI 技術の将来計画として VLBI2010 の検討も進めている。VLBI2010 では、2010 年ころを目処に実現すべき課題を抽出し、その具体的な実現方法の議論を行っている段階であるが、その中でも国際的な高速ネットワークを活用した e-VLBI を実用化することと、広帯域の観測システムを開発して高精度な位相遅延を観測量として安定に利用することが、EOP のリアルタイム計測と基準座標系の高精度化につながる技術として大きく期待されている。NICT では、これら2つの技術開発に特に注目し、e-VLBI の実用化へとつながる分散型のソフトウェア相関器の開発、光パス制御の標準化を目指す GMPLS (Generalized Multi Protocol Label Switching) を用いた e-VLBI 技術実証、広帯域での観測を可能とする K5 VLBI 観測・処理システムの開発に取り組んでいる。2007 年度には、IVS の観測計画委員会に e-VLBI を用いた迅速 UT1 測定のための R&D 実験の実施を正式に提案し、これまで国土地理院、メツァホビ電波観測所(フィンランドヘルシンキ工科大学)、オンサラ宇宙観測所(スウェーデンシャルマース工科大学)などと協力して多数の観測を実施している。このうち、いくつかの実験では、観測したデータをリアルタイムに伝送し、即座に処理することによって、観測終了後 30 分以内に UT1 の推定結果を公表することに成功している。今後、データ解析についても自動化を進め、さらなるリアルタイム化を実現できるよう必要なプログラム開発を継続している。

一方、K5 システムの開発では、1Gbps の測地観測モードまでサポートする USB2.0 をインターフェースとして採用した K5/VSSP32 システムの開発、2Gbps までの多チャンネル測地 VLBI 観測を可能とする ADS2000 システムを用いた測地 VLBI 実験の実施、4Gbps の高速サンプリングを可能とし、デジタルフィルタ処理により多様な観測モードに対応できることを目指した ADS3000 の開発を並行して進めている。これらのシステムと汎用の PC、2048Mbps までの入力に対応した PC-VSI ボードの開発、さらにはソフトウェア相関器の開発によって、K5 システムは多種多様な観測モードに幅広く対応できる構成となった。また、VERA 用のバックアップ相関器として利用できるソフトウェア相関器を開発するため、国立天文台から研究委託を受けており、今年度は3ヵ年計画の最終年度として 5 局 10 基線の観測データを処理できるシステムとしての完成を目指してシステム開発に取り組んでいる。

2 - 2. 距離基準計測システムおよび位置認証技術の研究開発

測地 VLBI 技術では、人工衛星を用いる他の宇宙測地技術に比べて、衛星軌道の誤差に影響されることがない分、より直接的に観測局間の基線ベクトルを推定することができる。現在の長さの定義は、真空中の光速と電磁波の伝播時間による定義となっているので、VLBI による計測は、ほぼ定義に従った距離の計測を可能とし、長さの計測をより原理に忠実な標準に対してトレーサブルに測定することが実現できる可能性がある。そこで、NICT で

は、国土地理院と協力して、距離基準の計測システムの研究開発を 2006 年度より開始した。将来、GPS などの測量システムの検定にも使用できるシステムとすることを目指し、小型で容易に移動可能なアンテナを2式開発し、それらと大型のアンテナとの間で得られる遅延時間の差を用いることで、小型アンテナ間の基線ベクトルを正確に推定できるようにすることがこの計画の基本である。2007 年度には、小型アンテナの設計を進め、口径 1.6m のアンテナの開発に着手した。また、既存の 2.4m アンテナを X 帯と S 帯とを同時に受信することのできる2周波化に取り組み、それぞれの周波数帯でのフリンジ検出に成功している。今後、試作を進めている 1.6m アンテナと組み合わせて、大型アンテナ 1 基と小型アンテナ 2 基からなる VLBI 実験を実施して、距離基準計測の技術実証を進めていく予定である。

また、これらの研究開発と並行して、GPS 受信機によって得られるデータを標準的な手法で IGS 観測点や電子基準点の観測データとともに解析し、得られた位置の情報を認証する仕組みを実証するため、位置認証技術試験システムを開発し、2006 年 4 月より一般に公開して実証試験を開始している。この解析には、日本 GPS ソリューションズ株式会社との共同研究の下で開発した高度精密測位システム (APPS = Advanced Precise Positioning System) をデータ解析のための仕組みとして使用しており、そこに WWW でのデータ伝送や解析結果の認証を行うためのインターフェースを新たに開発することで基本的な位置認証の仕組みを実現している。今後は、この試験システムの機能をより充実させ、任意の観測点において改正測量法の規定と整合性のある緯度・経度・高さに変換する機能を付け加えるなど、より実際の状況に即した試験を行うことができるシステムの開発を継続していきたいと考えている。

2 - 3 . VLBI による精密時刻比較

測地 VLBI 実験のデータ解析では、測定目的であるアンテナ基準点の座標や地球姿勢パラメータを推定パラメータとして最小2乗推定を行うが、その際全ての観測点における天頂大気遅延と、1つの基準局以外の観測局におけるクロックオフセットも同時に推定パラメータとして推定を行う。その結果得られるクロックオフセットの推定誤差は、個々の観測における遅延時間の決定誤差と同程度であり、通常国際 VLBI 実験の場合で 10psec から 20psec 程度 (1) が典型的である。この精度は、通信衛星を用いた双方向時刻比較法や GPS の Common View 法に比べて非常に高いが、VLBI 観測局と時刻・周波数研究機関との間の精密な結合が困難であることから協定世界時の構築などには実用化されていなかった。現在 NICT と国土地理院とで共同して開発を進めている距離基準の計測のための超小型アンテナが完成すれば、容易にアンテナを移動することができるようになり、時刻・周波数研究機関で運用されている標準器からの信号を直接使用して VLBI 実験ができるようになり、国際時刻比較に活用することができるものと期待される。そこで、まずは技術的な実証を行うため、鹿島 (34m および 11m アンテナ) と小金井 (11m アンテナ) の既存アンテナを用いて時刻比較の精度評価を今年度開始した。比較のための GPS 受信機も新しいシステムに更新し、今後1週間程度の同時並行観測を行って、評価を進めることを計画している。

2 - 4 . 広域電波強度分布測定技術

VLBI 技術の新たな分野での活用を行うことを目的として、総務省の電波利用料財源を用いた研究開発課題『広域電波強度分布測定技術の研究開発』を 2007 年度から4ヵ年計画として開始した。この課題では、100MHz から 3GHz までの広い周波数帯域を受信できる受信系を 4 式整備し、それぞれの受信系で A/D サンプリングした観測データを長時間連続して記録できる大容量データ記録システムを開発する。その上で、それぞれの観測地点で受

信し、記録したデータを合成処理することで、広い地域に分布する無線機から放射される電波を分離し、電波強度の分布を推定することを目指している。このようなシステムを実現し、実証することで、VLBI 技術の新たな応用分野が広がることが期待されるとともに、この技術開発で開発したシステムがまた相乗効果として VLBI 技術を進展させることにつながることも大きな狙いと考えている。

3. まとめ

NICT 鹿島宇宙技術センター中心に実施している研究開発について、それぞれの位置づけや進捗状況、今後の計画などについて紹介した。それぞれの研究課題は、第 2 期中期計画期間(2006 年 4 月～2011 年 3 月)で期待された成果を得るように計画して推進しているが、今後はこのような研究開発と並行して第 3 期中期計画における研究課題を検討すべき時期にさしかかっている。この期間は、IVS においても次世代の観測システムとして VLBI2010 へと移行していく期間でもあり、また国内他機関や中国、韓国などの研究機関でも新たな計画を実現していくタイミングにも一致している。こうした中、NICT が実施すべき研究開発とはなにかを考え、多くの機関とも協力しつつ、次期の研究開発課題の検討を進めていきたい。



図2 鹿島 34m アンテナの前にならぶスタッフ(2007 年 12 月 6 日撮影)。後列左から木村守孝、石井敦利(特別研究員・国土地理院)、近藤哲朗、堤正則、Thomas Hobiger(日本学術振興会外国人特別研究員)、白土和幸。前列左から川合栄治、日向寺悠子、東島英志(研修員・鹿児島大)、瀧口博士、小山泰弘、市川隆一。枠外左から関戸衛、久保木裕充(科学技術振興機構重点研究支援協力員)。ほかに永山匠(鹿児島大)が研修員として所属している。

VLBI 懇談会シンポジウム 筑波大学機関報告

- 萩原健三郎、中井直正、瀬田益道、山内彩、間明田好一、堀江雅明、宮本祐介、石井峻、小出祐輔、宮川直己、荒井均、扇野光俊、丸山理樹、平井克明、他

概要

本研究室は 2004 年に発足し、2005 年に国土地理院と研究協定を締結した。これ以後、本研究室ではつくば 32m 望遠鏡の 20GHz 帯化を進めて来た。2006 年 12 月に初受信を迎え、2007 年 5 月には「つくば一鹿嶋」間において 22GHz フリンジ検出に成功した。本報告では、つくば 32m 望遠鏡の 20GHz 帯の性能と仕様について報告する。また、ビーム伝送系で発生していた定在波への対策と受信機の安定化について報告する。

20GHz 帯アンテナ基本性能と受信機主要仕様

1) 20GHz 帯アンテナ基本性能

2006 年度測定したアンテナ基本性能は表 1 の様であった。また 2006 年度の測定では不十分であった為、現在追測定を行っている。

2) 20GHz 帯受信機主要仕様

設計からインテグレーションまでを本研究室が行い、受信機システムはフロントエンド(冷却 LNA)、第 1、2IF、バックエンドから構成される(図 1 参照)。

口径	32 [m]
HPBW	96±18 [arcsec](AZ)
	101±13 [arcsec] (EL)
開口能率	0.34±0.11 [%]
主ビーム能率	0.39±0.09 [%]
鏡面精度	0.93±0.01 [mm]

表 1 : アンテナ基本性能

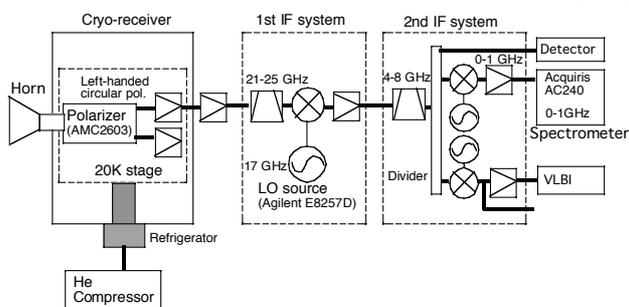


図 1: 20GHz 受信機ブロックダイアグラム

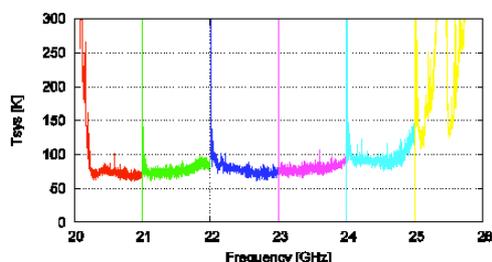


図 2: 観測全帯域での Tsys(気温 8°C)

現在の受信周波数帯域は 20.3–25.0GHz であり、全帯域でのシステム雑音は約 90K である(図 2 参照)。主に H₂O メーカー、NH₃(1,1)–(5,5)を観測対象としているが、さらに 20.0–26.0GHz へ広帯域化を計る予定である。また、現状では左旋円偏波のみシステムが整備されているが、既にフロントエンドまでは両円偏波に対応しており、現在両偏波に対応すべく IF 部の整備を行っている。また、観測は、単一鏡、VLBI の多モードでの運用が可能である。単一鏡観測では第 1IF 部で周波数トラッキングを行い、バックエンドとしてハー

ドウェアデジタル分光計(Acqiris AC240:帯域幅 1GHz、分光点数 16384ch、周波数分解能 54kHz)を用いる。観測データは NRO45m と同様の rawFITS 形式を採用し、newstar での解析が可能である。VLBI 観測では S/X 帯 VLBI 観測で使用されて来た K5、ADS1000 を流用する。

定在波と受信機安定化

初受信に成功した直後より実効雑音が T_{sys} から予言される理論値を再現しない事が問題となっていた。これを解決するべく様々実験を行い、この雑音が定在波起源であり(図 3(a)参照)、その基本波長が主鏡中央に設置された雨避けカバーからフロントエンドの真空窓までの距離とほぼ一致する事から雨避けカバーが反射源である事を特定した。この結果を受け、雨避けカバーを既設のガイテックス素材のカバーから、より電波透過率の良いゴアテックス素材(RA7956)のカバーへの交換を行った。また、雨避けカバーの交換により定在波起源のノイズが減少し(図 3a,b 参照)、実効雑音が理論値とほぼ一致する結果を得た。また、雨避けカバーは S/X 帯と共有であり S/X 帯における定在波も同様に軽減される事を確認した(図 3c,d 参照)。

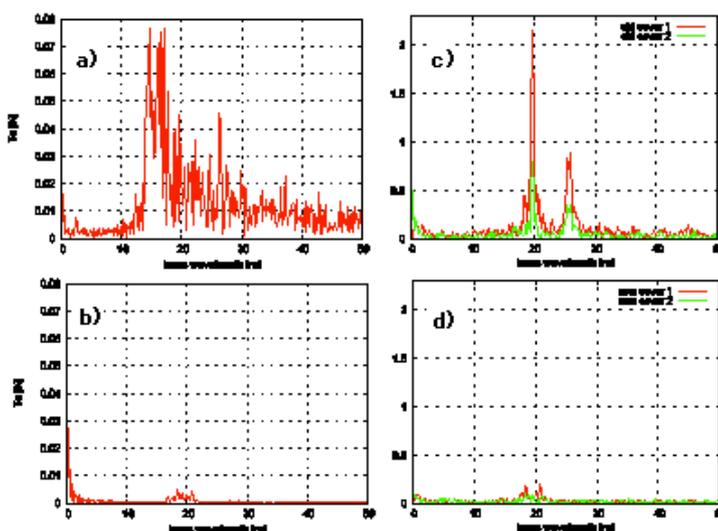


図 3 : (a,c)ガイテックス、(b,d)ゴアテックス、(a,b)20GHz、(c,d)S/X

雨避けカバー交換によって定在波起源の大きなノイズが軽減された一方で、新たに長時間積分を行った結果 $1/\sqrt{\tau}$ (τ : 積分時間)でノイズが減少しない事が分かった。これは受信機室の温度変化によって受信機出力が変動するためであった。そこで第 1, 2 IF と分光計に対して温度安定化措置を施した。その結果、システム全体での安定性は 300 秒前後維持されることが分かった(図 4 参照)。

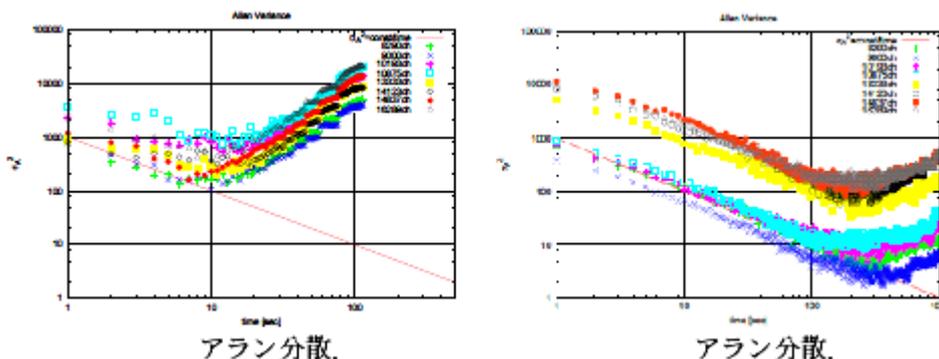


図 4 : 左安定化前のアラン分散、右安定化後のアラン分散

国土地理院 測地部 宇宙測地課
町田 守人, 小門 研亮, 岩田 悦郎, 重松 宏実, 栗原 忍,
和田 弘人, 松坂 茂, 農澤 健太郎, 谷本 大輔

Space Geodesy Division, Geodetic Department, Geographical Survey Institute
M. Machida, K. Kokado, E. Iwata, H. Shigematsu, Kurihara,
K. Wada, S. Matsuzaka, K. Nozawa, D. Tanimoto

国土地理院では、基本的な測量の一つとして測地 VLBI 観測（超長基線測量）を計画的に実施している。国土地理院の事業に関するグランドデザインに相当する第 6 次基本測量長期計画では、位置情報基盤の整備と利活用の推進を大項目として掲げている。研究機関・大学との密接な連携のもとで、さまざまなプロジェクトとの共生を図ってきた。さらに、測量技術を活用した国際社会への貢献という視点から、我が国の測地系の維持だけでなく、国際 VLBI 事業（IVS）の計画・調整のもとで、地球基準座標系の維持・地球姿勢パラメータ決定のための国際共同観測に積極的に参加している。

1. 観測

つくば 32m VLBI 観測局とつくば VLBI 相関局を備える国土地理院は、IVS を構成する機関の一つとして活動している。つくば 32m 鏡は、IVS による計画・調整のもとで、さまざまなカテゴリーの国際 VLBI 観測に参加した。国内観測については、つくば 32m、新十津川、父島、始良からなる観測網 GARNET™（GSI Advanced Radiotelescope NETWORK）で、毎月 1 回（年合計 12 回）の測地 VLBI セッション（JADE）を実施した。共同研究先の VERA 水沢、VERA 石垣島が準定常的に相乗り参加した。つくば 32m 鏡のバックエンドでは、4 月以降 K5/VSSP32 により記録をおこなっている。

情報通信研究機構・Onsala・Metsahovi と共同で e-VLBI による迅速 UT1 計測実験（Ultra-Rapid UT1 measurement）を実施した。詳しくは情報通信研究機構の機関報告を参照していただきたい。

IVS に認証されているセッションのうち、地球姿勢パラメータ（極運動 2 成分、歳差、章動、UT1）のひとつである UT1 決定に最適化された短期集中観測（Intensive）は、INT セッションと称される。従来までは INT1 と INT2 の種別があり、つくば 32m 鏡は土・日曜日 7:30~8:30（UT）に Wettzell（ドイツ）-つくば 32m 基線で実施される INT2 セッションでの観測と相関処理を担当してきた。日曜日の 8:30（UT）に終わる INT2 と、月曜日の 18:30 に始まる INT1 の間には INT の種別でのセッションが配置されていなかった。IVS では両シリーズの間に生じていた約 35 時間の空白を埋めるために、2007 年 8 月から新たに INT3 セッションを始めた。毎月曜日の 7:00~8:00（UT）に実施され、つくば 32m 局、Ny Alesund 局（ノルウェー）、Wettzell 局が定常的に参加する。観測終了から 24 時間以内の UT1 決定を目指して、INT3 の相関処理を担当するボン相関局（ドイツ）へ e-VLBI により観測後直ちにデータが転送される。関連する発表（谷本ほか：“超高速データ転送による地球姿勢計測への取り組み”，ポスター No. 25）があるので、詳しくはそちらを参照していただきたい。

2. 共同研究

情報通信研究機構（NICT）、国立天文台、筑波大学、宇宙航空研究開発機構（JAXA）宇宙科学研究本部（ISAS）の 4 機関それぞれと共同研究協定を継続した。

3. VERA 石垣島観測局への高速商用光回線敷設

国立天文台との共同研究の枠組みで、VERA 石垣島観測局に国土地理院の K5/VSSP を持ち込み、JADE セッションの際に観測データを取得している。新十津川局では冬季間（12~4 月）に越冬体制に入り、観測を中断する。当初は、この間に新十津川局の K5/VSSP を VERA 石垣島観測局へ持ち込んでいた（2005 年 12 月~2006 年 4 月）。その後、つくば 32m 局への K5/VSSP32 導入（2007 年 4 月）に伴い、それまで運用していた K5/VSSP が 1 セット余剰となった。これを新十津川局へ移設させた。VERA 石垣島観測局の K5/VSSP を新十津川局へ復帰させる必要がなくなり、ここで常設を続けている。K5/VSSP を操作するには、従来までは現地への職員出張や、国立天文台の許可のもとで国立情報学研究所が運営する学術情報ネットワーク「スーパー SINET」と国立天文台内ネットワークを一時的に利用させていただいてきた。2007 年 8 月に、NTT 西日本が提供する IP 通信網サービス「B フレッツ」に加入して、国立天文台の了解のもとで敷設工事がおこなわれ、機器調整室に回線終端装置が設置された。ここからルータを介して K5/VSSP を構成する 4 台の LINUX 機にネットワークケーブルが接続されている。プロバイダとしては NTT 西日本が提供する OCN を利用する。8 月の JADE 観測から、B



図 - 1



図 - 2



図 - 3

フレッツを介して VER 石垣島局の K5/VSSP 端末操作をおこない、JADE 観測を実施している。データ伝送についても、9 月の観測から記録媒体の輸送に代えて、回線経由での転送を実施している。bbftp を使用して、平均して 3 [MB/sec] の伝送速度を得ている。

4. バックパネルの脱落

2007 年 1 月 8 日に、つくば 32m 鏡からインシュレータ・パネル 1 枚（縦 100×横 200×厚さ 3cm、約 5kg）が脱落した（図 - 1、図 - 2）。インシュレータ・パネルは主鏡背面を覆う断熱材としてアンテナ骨組みに取り付けられている。パネルと主鏡の間隙の空気をファンによって循環させ、主鏡支持構造内部の温度均一化が意図されている。インシュレータ・パネルには U 字ボルト取り付け用穴が 6 箇所備わっている。ここにアンテナ骨組みに鞍部をかけた U 字形ボルトの先端を差し込み、ボルトにより固定する（図 - 3）。数本のアンテナ骨組みが交差するところでは、U 字形ボルトを上手に引っ掛けることができないので、インシュレータ・パネルを固定すべき U 字形ボルトが 1 本足りない。脱落したパネルは、ちょうどこのような箇所に該当する。残りの 5 箇所では風荷重等の負荷を引き受けるので、他のパネルに比べて相対的に耐風性が不足していた。1 月 7 日午後最大瞬間風速 23m/s に達する強風が吹いた時間帯があり、この付近で固定部が破損して脱落に至ったと推察された。応急処置をほどこしたのち、必要な部品の調達を待って 3 月に当面の修復作業を完了した。

5. 32m 鏡の保守状況

つくば 32m 鏡では 2007 年 1～12 月の間に 4 回の定期保守と 1 回の総合点検を実施した。本節では、この点検で見つかったいくつかの不具合を取り上げて状況を報告する。

(1) 3 ヶ月定期点検（6 月 6～8 日）

グラウト（コンクリート製基底）の上にソールプレート（鋼鉄製枕木）を敷き、その上にレール本体が据えつけられている（図 - 4）。レールをコンクリート基底に固定する役割を果たすブロックのうち、土埃・グリース汚れが引っ掻かれて下地が見えるところがあった（図 - 5）。このことは、レールが円周方向に変位したことを示している。ズレの量は平均 3mm、最大で 10mm だった。熱膨張による伸びを考慮して予め設けられているレール間の隙間にズレが吸収されるので、今回見つかったズレは許容範囲内にあり当面の運用には支障をきたさない。今後はズレの方向や量に注意する。

(2) 1 年定期点検（7 月 30 日～8 月 10 日）

駆動モータの絶縁抵抗値が、EL 方向 No.1 では 510MΩ、AZ 方向 No.1 では 250MΩ だった。安全基準の 0.5MΩ を上回っているが、前回の計測以来、低下傾向が続いているので、今後の推移が懸念される。

(3) 総合点検（9 月 18 日～10 月 4 日）

1 月に発生したインシュレータ・パネル脱落では、脱落自体も想定外の事態だったが、畳ほどの大きさのパネルが VLBI 局舎敷地外まで吹き飛んだことに関係者は衝撃を受けた。危険きわまりない状況でありながら幸いなことに怪我人は出なかったものの、1998 年の建設以来 9 年が経過して、この事態を契機に 32m 鏡運用にあたって一般市民・職員の安全を確保するため、危険箇所の有無の調査を徹底すべきという議論がおこった。パネル脱落の際にかけられた修復作業では、安全点検確認の範囲が脱落関連箇所に限られ、32m 鏡全体までに及んでいない。この総合点検では、インシュレータ・パネルの固定ボルトの締めなおしを含めて、3 週間にわたって 32m 鏡全体の総合点検をおこなった。



図 - 4



図 - 5



図 - 6

インシュレータ・パネル

インシュレータ・パネルを固定するボルトとナットの締め具合を全数点検した。インシュレータ・パネルは発砲スチロールをアルミ板で挟みこんだ構造になっており、これがボルトと二重ナットで固定されている。ナットを締めすぎるとパネルをつぶしてしまうので、ある程度の遊びを持たせている。ナット自体がクルクルと回るような状況には至っていなかったが、風荷重を受けてパネルが浮き・へこみを繰り返し、固定ボルトの締め付けの遊び部分がやや大きくなっていった。全数点検をおこないながら、ナットの締めなおしをかけた。締めなおした箇所は、主鏡外側では、4224 本中 489 本（12%）、主鏡内側では、3728 本中 1665 本（45%）だった。

レール

グラウトとソールプレートの接合部からコンクリートを含んだ流体状のしみ出しが認められた（図 - 4）。グラウト表面の防水用被覆に割れ・剥離箇所があり、ここから雨水が入り込み、ソールプレート下まで及んだと推察される。侵水はソールプレートに錆を生じさせやすくなる。また、ソールプレートとグラウトの間の摩擦を低減させて、車輪通過時の作用でグラウト表面が削れやすくなる。しみ出しは擦れたコンクリートが水に混じって排出された形跡と考えられる。このままだと、レールの固定状況（グリップ）が緩くなることが懸念された。

駆動モータの脈動

駆動モータにクラッチをかけない無負荷状態で、駆動指令を与えたときの駆動モータの挙動を調査した。ファンクション・ジェネレータで生成した駆動指令を DCPA（駆動制御動力増幅装置）へ送り、その応答を調べたところ、DCPA の CPU 出力が一定にならず、小さくうねる挙動（脈動）が認められた。この脈動は何かよくわからないタイミングで発生した。全く脈動しないときもあった。DCPA の回路微調整を試みたが、原因の特定や現象収束に至らなかった。この脈動現象は 2006 年 3 月の定期点検時にも認められている。無負荷時に脈動があっても、実際の運用ではクラッチを噛ませた状態でアンテナの慣性が脈動の影響を上回るもので、運用上は支障をきたさない。

（4） 3ヶ月定期点検（11月14～16日）

ソールプレートとグラウトの接合箇所に、仮処置として市販のシリコーン系コーキング材を塗布してクラック箇所の防水を試みた。ソールプレートとグラウトを水洗いしたのち、天日で1日程度乾燥させる。洗い残した油分をクリーナー付雑巾で拭き取ってから、コーキング材を塗布して（図 - 6）、外気で乾燥させた。今後は数ヶ月ごとのコーキングが必要である。

6. 修理

（1） 水素メーザ故障

つくば 32m 局でマスター用に運用している水素メーザは、もともと鹿島 26m 局に 1994 年に導入された機種である。2005 年につくば 32m 局へ移動された。運用 14 年目を迎えた今年には、2 回の故障を経験した。

2007 年 5 月の故障

水素メーザ内部の真空度が瞬間的に悪化したため、イオンポンプ電流の一時的な増加（バースト）に伴って、イオンポンプ電源のリミッタが作動して電源供給停止に至った。水素メーザ室の空調機は効きがよくないので、ここの湿度環境の変化が影響を及ぼしたと疑われる。瞬間的または間欠的な電流増加でもイオンポンプ電源が停止しないように、リミッタ回路に改造が加えられた電源ユニットに交換した。

2007 年 11 月の故障

水素メーザの主電源（ブレーカー型）が落ちていた。水素メーザのイオンポンプに高電圧をかける装置中で、高圧電源用のトランジスタが破損していた。これにともなって過電流が流れて、ブレーカーが落ちて主電源が遮断されたと考えられる。2 日間かけて真空排気をおこない、故障したイオンポンプの高電圧装置を交換して、故障発見から 3 日後に信号強度が通常レベルまで回復した。数日程度の過渡期を経て強度レベルが収束したのち、レート調整等を経て本運用復帰までには数週間を要した。

（2） 新十津川 VLBI 観測局水素メーザ交換

新十津川 VLBI 観測局で運用している水素メーザは、前回 2004 年 5 月の交換以来、3 年を経過した。オーバーホールの時期を迎えたので、予備のメーザと入れ替えた（11 月 29 日）。前回の作業以降に、台風による屋根の破損や雨漏り防止工事がおこなわれた。その際に、従来までは取り外し可能だった屋根が、屋上に固定された体裁に手直しされていたことが、後日判明した。このままでは屋上から水

素メーザを出し入れできない。メーザ交換作業に先立って、水素メーザ室屋根改修工事をおこなった（11月19～27日）。

（3）つくば32m鏡 Xバンド LNA 更新

つくば32m鏡のフロントエンド部では、Xバンド LNA（低雑音増幅器）・LNA を収納するデュワー・冷凍機を交換した（12月19～21日）。交換後は LNA 温度として 10K を維持している。

7. Kバンド関係

国土地理院のつくば32m鏡は、Sバンド・Xバンド同時受信のほかに、Kバンド（22GHz帯）での単独受信が可能な設計仕様になっている。2005年4月から続けている筑波大学との共同研究では、32m鏡を用いたKバンドでの電波天文観測を介して測地・天文の双方にメリットとなる研究が推進されている。筑波大学が設計した22GHz帯受信機が2006年12月に32m鏡に搭載され、最初の稼働確認（ファーストライト）が達成された。本格的なKバンド観測の実施に向けて、各種の機器調整やポインティング観測が続けられてきた。これまでにおこなった単一鏡としての観測から、定在波と思われる周期的な雑音が認められた。単一鏡観測の妨げとなることから、雑音をできるだけ小さくする必要があり、定在波の解消が検討された。フィドーム（雨避けカバー）で大きな反射がおきて、受信機直前にあるホーンとの間で乱反射を含む定在波が立っていることがわかった。筑波大学の直営作業により、従来のフィドームを取り外し、より反射の少ないゴアテック製の膜への交換がおこなわれた（10月21日、図-7）。2007年11月以降、国土地理院の運用時間の合間を縫って、精力的に天体物理学的観測が続けられている。詳しくは筑波大学の機関報告を参照していただきたい。

8. 極小型 VLBI 開発

NICTと国土地理院が継続中の共同研究の一環として、NICTが開発したCARAVAN2400を基幹として、口径1m級の超小型アンテナを用いた測地 VLBI 観測システムの研究・開発を継続した。国土地理院と役務契約を締結した請負会社の技術者を特別研究員として NICT 鹿島宇宙技術センターへ派遣して、ここに常駐しながら研究・開発支援にあたらせている。関連する発表（石井ほか：“1m級アンテナによる基線場検定用 VLBI システムの開発状況”，ポスターNo.26）があるので、詳しくはそちらを参照していただきたい。

9. 広報活動

北海道新十津川町では、毎年7月最終日曜日に“しんとつかわふるさとまつり”を開催している。短い夏を迎えて、この催しで町全体を盛り上げることを趣旨として開催される新十津川町の夏祭りである。会場となるふるさと公園内で、イベント・伝統芸能・キャラクターショー等が催される。会場内にはテントブースが設けられ、さまざまな団体による広報が展開される。国土地理院からも参加申込みをおこなってテントブースを割り当ててもらい、新十津川 VLBI 観測局の説明パネルや新十津川町の新旧地形図、余色立体図を展示した（図-8）。ブース来場者には国土地理院の測量の日マスコットキャラクター「マッピー君」の着ぐるみをまとった職員から、風船や都道府県パズルをプレゼントして、積極的に来場者の対応と業務説明に努めた。

鹿児島県始良町では、始良町教育委員会が主催する町立天文台「スターランド始良」“第5回開館記念星空フェスタ”に併せて、隣接する国土地理院の始良 VLBI 観測局の施設公開を実施した（7月29日）。VLBI 観測用のパラボラアンテナの駆動実演やパネル展示で来場者の対応と業務説明に努めた。

国土地理院（本院）では、児童生徒が広く社会を知るうえで体験活動の機会を提供することを目的として、国土地理院職員の子弟を対象にして「職場参観日」を実施している。参観日というと、親が子弟の学ぶ学校へ出かけて、授業を実際に見ることを意味するが、ここでは、子弟が親の職場を訪問するわけである。つくば32m鏡も見学ツアーの寄り所の一つに選定された（8月21日）。今回は小学3、4年生が対象だったが、大きめの図画帳に VLBI の原理や観測の目的をクレヨンで描き、これをめぐりながら説明に努めた（図-9）。このほか、広報広聴室を通じて申込みがあった各種団体に見学対応をおこなった。この中には、JICA 研修員（つくば32m鏡の見学）、測量専門学校（新十津川 VLBI 観測局の見学）、中学校の地学クラブ（父島 VLBI 観測局の見学）などの事例も含まれる。



図 - 7



図 - 8



図 - 9

宇宙研機関報告

望月奈々子(ISAS/JAXA)
ISAS VLBIグループ

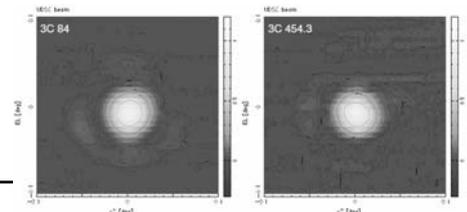
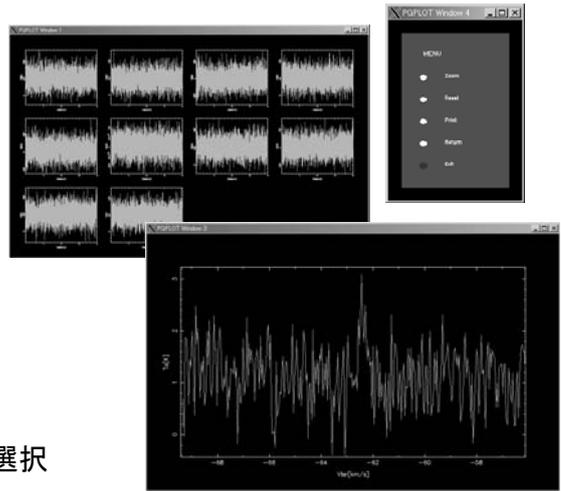


UDSC 64m

- 大学連携・光結合VLBI観測
 - 1~2回/月 程度
 - 光結合は今年度で(一旦)終了
 - X-band、C-band
 - BALキューサー(土居発表)
 - メタノールメーザー
- 測地観測
 - S/X帯 IP-VLBI(K5 VSSP)
 - 2007/06/22 24H観測: u07173
 - つくば32m・始良10m・父島10m・新十津川4m(GSI)
 - 山口32m
- 単一鏡観測
 - 0~1回/月程度
 - C-band、X-band、L-band

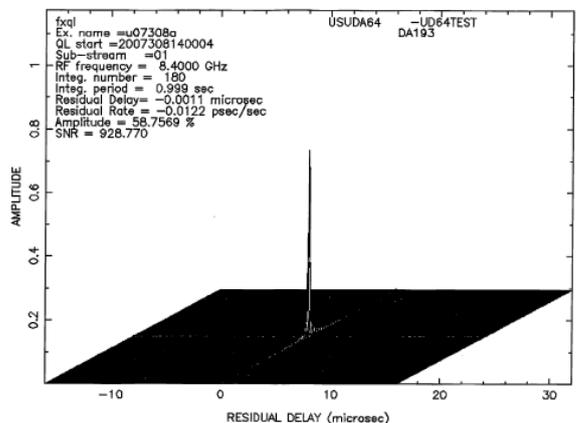
UDSC64m : 単一鏡観測

- 単一鏡メーザー観測
 - C-band: メタノールメーザー
 - L-band: OHメーザー
 - 観測(リモート可)
 - K5 VSSP を1台使用
 - 4MHz x 4bit x 1CH
 - コマンドで周波数設定
 - スケジュールによるIP-VLBI HDD記録
 - スケジュールによる較正用雑音源注入
 - 解析
 - アンテナログ・記録ログを比較してデータ選択
 - FFT/ON-OFF/速度変換/スペクトル表示
 - ソフト作成中
- 単一鏡連続波観測にむけて(浅田)
 - パワーメータによる測定とスキャン方法の確認
 - 0.1degx0.1deg マッピング
 - ビーム測定@X-band ~122asec



USC34m

- 測地観測
 - 2008/1/20 予定
 - 2006年度の観測失敗の原因は不明
 - 2007/12/26,27 IP-VLBI記録フリッジチェック予定
- テープ記録化
 - 2006/GSI始良局からUSC34mへ
 - DMS-24/DIR-1000/DFC-2100
 - ベースバンドコンバータ作成
 - 11月 試験@UDSC 後USCへ
 - 12月27日 フリッジ試験予定
- 22GHz化
 - 2005年12月受信試験
 - FFSによるロス
 - 2008年度に運用系の改修待ち
 - X帯送信電力UPのためスライド式に



飛翔体VLBIの現状

- NASA/DSN局における記録フォーマット(VSR形式)とK5フォーマットとの間の相互変換ソフトウェアを開発
 - NASA/DSN (Goldstone, Canberra)と日本(臼田、鹿嶋)との間で「はやぶさ」の Δ DOR実験を実施
 - 来年度 ESA を加え、NASA,ESA,JAXAの宇宙三機関の深宇宙局の間で合同実験を予定

 - 詳細は竹内さん発表にて
-

人員体制

- Astro-G/VLBIグループ
 - 平林退官 → 宇宙教育センター(相模原)
 - 4月から加入:
 - 教授: 坪井
 - 助教: 土居
 - 研究員: 浅田
 - 5月から加入:
 - 研究員: 紀
 - 12月から加入:
 - 研究員: Gabanyi

 - 協定
 - 国土地理院
 - NICT
-

宇宙研全体

■ 現在運用中の衛星

- かぐや
 - 2007/9/14 打ち上げ、
10/20 クリティカルフェーズ終了
 - USD64m/USC34m
- ひので
 - USC34m/20m/新GN
- あかり
 - 8月 He冷却終了、今後はNIRでの観測
 - USC34m/20m/新GN
- すざく
 - USC34m
- はやぶさ
 - 4-10月イオンエンジン航行、
 - 10月-スピン安定モード
 - UDSC64m
- GEOTAIL
 - UDSC64m/USC20m
- あけぼの
 - USC10m

■ 今後の予定

- PLANET-C: 2010予定
- **ASTRO-G**: 2012予定
- MMO/Bepi Colombo:2013予定

- TOPS・Next...:フェーズA

⇒VLBI局(電波望遠鏡)としての時間確保を行い、Astro-Gの地上観測局として利用できるよう整備をすすめる

電波天文周波数小委員会報告

亀谷 收（国立天文台／電波天文周波数小委員会）

1. 電波天文周波数小委員会とは

電波天文周波数小委員会は、電波天文学を推進するために必要な他の電波利用業務との共存を確立することを目的に、電波周波数割り当てのマネージメント業務に様々な形で参加している委員会です。

電波天文学では、一般的に非常に微弱な天体電波を受信します。そのため、水素原子が出す 1.4GHz や水分子が放射する 22.2GHz など、電波天文学にとって重要な周波数帯の多くは、保護されています。ところが、近年の通信業務の急激な進展に伴って、混信が入ったり、混信になる可能性がある新通信技術の開発がされるなど、正常な天体電波観測が難しい状況になることが懸念される事態がしばしば起こっています。それらに対応する為に、本委員会の活動内容は、多岐に渡ります。

親委員会は、国立天文台の電波専門委員会で、そこで、電波天文周波数小委員会のメンバーが決められます。現在、委員長が近田義広（国立天文台 ALMA 推進室）、副委員長が亀谷收（国立天文台水沢 VERA 観測所）で、国内 10 機関から 16 名参加しています。以下の活動を行い、また年に 10 回程度の検討会を主に電話会議で行っています。

詳しくは、次のサイトをご覧ください。

<http://www.nro.nao.ac.jp/~freqras/>

2. 活動内容

(1)国内外の周波数割り当てに関わる調査・検討、各種文書の審議

(あ) 様々な人工電波源が電波環境に与える影響についての技術検討や測定調査、(い) 周波数割り当てを監督する関連機関（総務省、ITU-R など）への提出文書の審議、(う) 国内・国外の関係会合・公聴会に参加等を行っています。

(2)国内研究機関が行う周波数割り当てマネージメント関連活動へのサポート

総務省への周波数保護申請、能動業務事業者との交渉の際の支援活動などです。近年、VLBI 関係機関で VLBI に使用する電波望遠鏡が国内の多くの大学等で稼動を始めました。これらの電波望遠鏡の周波数保護申請が重要です。

最近の周波数保護申請では、2005 年 12 月に北大 1 1 m 電波望遠鏡と VERA4 局の周波数保護認められました。これらの局も含めて、これまで保護申請が認められている国内の局については、2007 年に ITU (International Telecommunication Union) への通告も総務省から行われ、現在 ITU 内で通告内容を確認中で、世界的に日本国内の電波望遠鏡を認知してもらうようになりつつあります。

VSOP2 (ASTRO-G) については、JAXA で周波数を公表し、国際調整を行っている段階です。今後、周波数保護申請をするご予定の国内の観測局が多くあると推定していますが、その場合は、電波天文周波数小委員会とタイアップしながら申請作業をされる事をお勧めします。

(3)各種広報活動

電波天文研究推進の立場から周波数管理の重要性を様々な場で広報活動を行っています。勿論、VLBI 懇談会シンポジウムでのこの発表もその中の一環としての活動です。

3. 最近の主な活動トピックス

(1)電波天文の審査基準について

これまで、総務省で電波保護についての審査基準は、昭和 40 年代に設定されたもので、周波数 20GHz 以上では、定義されていない不完全なものでした。現状では、20GHz 付近の周波数での混信レベルを高い周波数に外挿して使っている状態です。また、近年数十 GHz での通信業務の需要も出てきていて、状況が変わってきています。総務省の中でも、審査基準を考え直す機運が出てきました。1 年前に総務省当時の担当者から、電波天文設備保護の考え方について打診を受けました。それを我々の中で検討し、電波天文コミュニティへも諮った結果をまとめました。そして、2007 年 9 月頃に、電波天文コミュニティからの返答「2006 年 12 月に頂いた電波天文設備保護の考え方についてのお答え」を総務省に提出しました。その内容は、次の通りです。

- ・審査基準については我々としては ITU-R RA.769 準拠で進めたい。そして、シングルスタンダードを希望した。
- ・周波数帯、アンテナの口径により、雑音レベルが現行基準よりも増える可能性もあり、利点も欠点もある。
- ・総務省は我々の意見を受け取り、考えましようということになった。
- ・これからも前進すべく押してゆくこととした。ただし、実利が現状維持にある人もいるので、天文コミュニティの皆さんの意見を聞く必要がある。

これまで電波天文の審査基準についての検討結果では、電波天文局の周囲の雑音レベルについて現行の審査基準と ITU-R RA.769 の干渉レベルの閾値の違いはおおむね次のようです。(1)大口径、高周波だと現行のほうが 30-40 dB ITU-R RA.769 のレベルより周囲の雑音レベルが低い。(2)小口径、低周波だと現行のほうが 3-4 dB ITU-R RA.769 のレベルより周囲の雑音レベルが高い。

天文コミュニティの方々のご意見を頂きながら、今後も、総務省担当者との間で検討を続けていく積りです。VLBI 懇談会メンバーの中にも、新たに電波天文設備の保護申請を考えている所もあり、早急にまとめていく必要ができていると認識しています。

(2)UWB レーダについて

電波天文を取り巻く高周波数の電波環境の悪化が懸念されるものの一つとして、22 GHz-29 GHz を使用した短距離車載レーダがまず挙げられます。この件については、電波天文周波数小委員会の近田委員長が主に該当会議に出席し、検討を行っています。

現状では、ヨーロッパの車メーカーが比較的積極的で、日本の機器メーカーは消極的のようです。一方、我々電波天文側は 22 GHz の水、23 GHz のアンモニアの 2 つの天文バンドを保護しようとしています。

検討を深めるため、推進側が作業班を作り、電波天文観測局を保護するため、UWB レーダ電波を放射しないようにする離隔半径の大きさ（例えば、野辺山は 9km、水沢 15km などとしている）をどうするか、検討を始めました。車が離隔半径以内に入ったときは、自動的に電波が出なくするか、それともマニュアルで運転手が電波が出なくするか、など、どうやって OFF にするかが争点になっています。

また離隔半径の考え方についても問題があります。現在、電波天文側では、22GHz帯観測可能な電波望遠鏡の位置と高さ等の情報を推進側に送って、観測局の周りの地形も考慮した詳細な検討を進めようとしています。

(3)UWB 通信について

数GHz帯で広帯域の微弱な電波を使った通信方法である。3年後までの、素案見直しの会議が始まっています。こちらにも近田委員長が出席しています。(NICT 小山氏講演参照) 現在、5GHz帯電波天文保護帯はマスクする事になっていますが、推進側は、マスクの雑音レベルを上げて、通信を容易に行えるように考えているようです。今後、具体的な測定等を行って検討する場面が増えると考えています。

4. まとめ

(1)全国から参加する十数名の委員会メンバーで、電波天文と他の電波利用業務との共存を確立することを目的に活動しています。国立天文台の電波専門委員会の下部委員会という位置づけになっています。電波天文グループとしての、統一した対応が望まれ、全国の電波望遠鏡運用局との連携が今後益々必要です。

(2)新しく動き出す局の電波業務（保護）申請のニーズが出てきています。

(3)一方、総務省側で電波保護基準見直しの動きがあり、電波天文コミュニティでも、対応を検討してきています。今後、総務省側と検討を深めながら、総務省の電波保護基準見直しをサポートする必要があります。

(4) 22GHz-29GHzを使用した短距離UWB車載レーダーと電波天文局との両立性の検討が具体的にされています。これを電波天文グループに有利に進めるため、協力が必要です。

(5)UWB通信の対応に注意が必要です。

光結合 VLBI 観測網 OCTAVE の整備計画

国立天文台光結合 VLBI 推進室 川口則幸

ネットワークの現状

図1に2007年度までの光結合 VLBI 観測ネットワークの現状を示す。

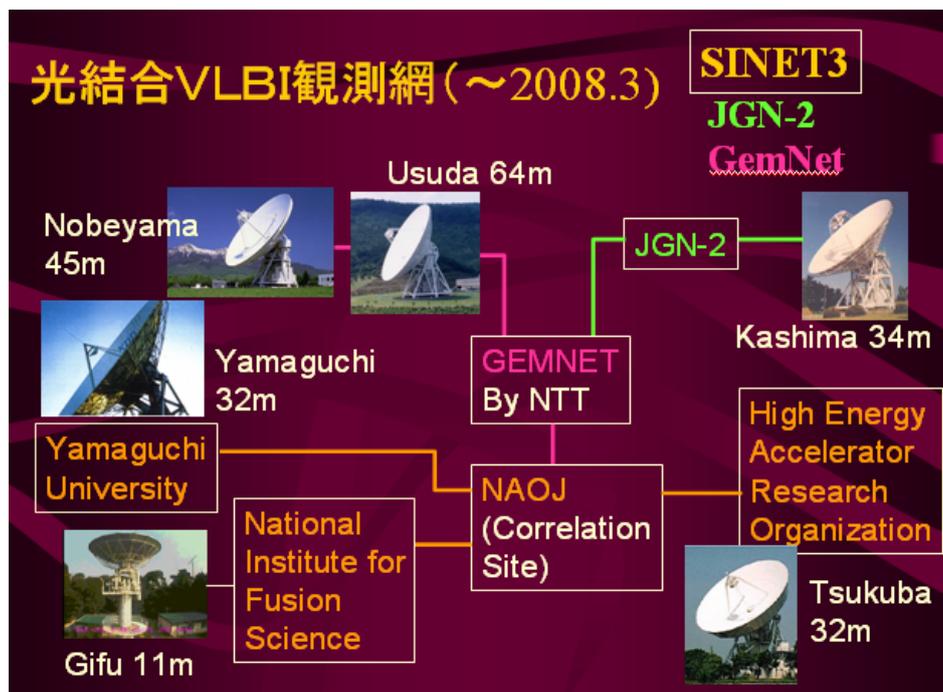


図1 光結合 VLBI 観測網の現状 (2007年度)

このネットワーク構成の中で野辺山45m、臼田64mと三鷹を結合する通信回線 (NTTとの共同研究回線、2.5 Gbps) は2007年度で運用が休止することになった。現在、再開に向けた検討が進められている。長野回線はいったん休止となるが、2008年度からは新たな光結合回線が解説される見込みである。図2は2008年度以降に期待される光結合 VLBI 観測網の構成を示す。北海道大学の情報基盤センタを通して苫小牧11m鏡が、鹿島局を通して茨城局 (日立32m、高萩32m) が新たに加わることになる。この新しい局構成では

8 GHz帯 : 山口32m、鹿島34m、つくば32m、茨城32m

22 GHz帯 : 岐阜11m、苫小牧11m、鹿島34m、つくば32m

と2周波数帯でそれぞれ4局6基線の観測が可能になる。茨城32mは旧KDD茨城衛星通信所の2基のアンテナ (日立32m、高萩32m、アンテナ間距離200m、図3) を電波望遠鏡に改造し、あたかも1基の電波望遠鏡としてフェーズアップした仮想望遠鏡の名称として提案している。フェーズアップの技術的な内容は別途述べる。

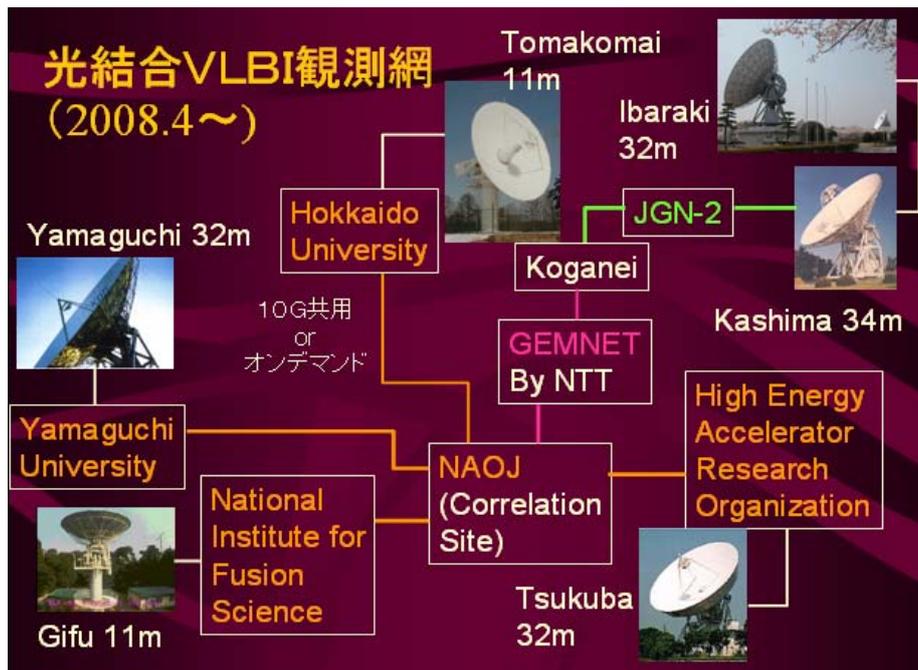


図2 2008年度から期待される光結合観測網



図3 旧 KDDI 茨城衛星通信所の 32 mアンテナ

茨城局の光接続

国土交通省が国道沿いに開放している光ファイバを借用し、日立市～鹿島までの光通信回線を開設しようとしている。この通信回線を通して茨城局の観測データをいったん鹿島局に伝送し、鹿島局の観測データとあわせて現状の通信回線（鹿島～小金井(JGN-II)、小金井～武蔵野～三鷹 (GEMNET))で三鷹の相関局に伝送する予定である。このため、鹿島

から東京までの通信回線では少なくとも 8 Gbps (2 Gbps×4) の通信容量が必要となるが、このための 10 GbE 回線接続装置が開発されている。

苫小牧局の光接続

苫小牧一札幌間のアクセス回線が、北海道大学グループの努力により 2007 年度末に開設された。このアクセス回線では、GbE 回線 3 回線をたばねて少なくとも 2 Gbps の観測データを伝送することが試みられている。複数の小容量回線をたばねて大量のデータを伝送するリンクアグリゲート技術は、この苫小牧回線で初めて実用化される。

長野回線の再構築

野辺山～白田～武蔵野～三鷹のいわゆる長野回線は、2007 年度で運用が停止される。そこで、新たな回線を再構築することが模索され、茨城局と同様に国土交通省開放光ファイバを以下の 2 つのルートで利用することが検討されている。

(1) 中仙道ルート

国道 18 号線小諸市の接続点から、18 号線～17 号線を通り、板橋にいたるファイバルートおよび小諸の接続点までのローカルアクセスに関する検討を進めている。

(2) 甲州街道ルート

国道 20 号線の白州町から甲府、八王子を経て府中市白糸台に至る 20 号線ルートおよび野辺山観測所から白州町までのローカルアクセス接続についての検討を進めている。

SINET3 の新展開

2008 年度から L1 オンデマンドによる接続が開始される。この接続では、あらかじめ帯域の使用要求（接続日時、必要帯域）を提出し、要求に応じて汎用回線内のルートと帯域を確保し、接続する方式である。学術情報ネットワークとしては世界でも初めての試みであり、成功すれば今後の標準モデルとして国際ネットワークに波及することが期待されている。

OCTAVE 観測の一次処理状況報告

国立天文台光結合 VLBI 推進室

株式会社エイ・イー・エス

原 哲也

概要

OCTAVE には速報性、高感度と大きく分けて 2 つの利点がある。このうち速報性をより生かすべく一次処理を行った。ここでは一次処理の方法と、現在の状況について述べる。

1. はじめに

現在 OCTAVE 観測では全国 6 観測局が光ファイバーで結ばれ、8 GHz 帯（臼田、つくば、鹿嶋、山口）4 局での定常運用が始まっている。また、22 GHz 帯（野辺山、鹿嶋、岐阜、山口）での観測も行われている。（2007 年 12 月現在）

定常運用が始まったものの、OCTAVE の利点である速報性の面に関しては利点を生かしきれているとは言いがたかった。特に立ち上げ時期という事もあり、FITS 作成スクリプトがうまく動かず、データ取得後の処理に時間がかかる事が多かった。しかし、現在ではスクリプト改修も終了し、安定して処理を行なう事が可能になった。一次処理では、観測データの品質を評価し、PI がスムーズに解析に入れるよう支援したいと考え、この一次処理結果は OCTAVE のホームページにアップし、誰でも閲覧可能となった。

2. 一次処理について

観測終了後の生データより FITS ファイルを作成

各観測局からの TSYS 情報を取得し、テーブル作成(AIPS/ANTAB 入力形式対応)

AIPS による一次処理

Difmap による一次処理

観測終了後 24 時間以内に OCTAVE ホームページにアップ

2.1 FITS ファイル作成

FITS ファイル作成には須田氏作成の fitsgen というソフトを使用。

天体座標の変換ミス、観測周波数帯の限定等があった為、改修を行なった。

今後は須田氏に変わり fitsgen の改訂等を行っていく。

2.2 TSYS テーブル作成

基本的には各観測局からの TSYS データを下に ANTAB 形式の TSYS ファイルを作成する。観測局からのデータが来なかった場合、TSYS 測定に失敗した時等に下記の値を使用する。

表 1.OCTAVE 観測局のデフォルト DPFU、及び TSYS(8GHz 帯/天頂時)

観測局	DPFU	開口能率	TSYS
臼田	0.548	47%	60K
つくば	0.188	64%	50K
鹿嶋	0.142	43%	70K
山口	0.180	62%	60K

この値に関しては過去の観測から得られている DPFU や TSYS の平均であり、今後最新の情報に改訂していく予定である。22GHz 帯に関しても今後同様に作成していく。

2.3 AIPS 処理手順

AIPS 処理は下記の手順で行なう。

処理は RUN ファイルを用いて行い、全ての観測に対して基本的に同じパラメータでの処理を行う。これにより、各観測間でのデータ比較を容易にする事ができる。

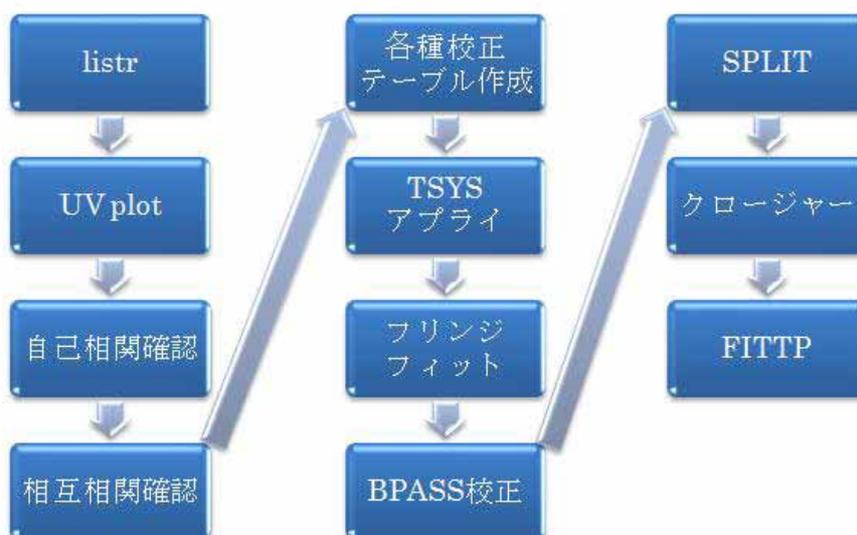


図 1.AIPS 処理の流れ

これらの結果を全て PDF にし、ホームページ上にアップしていく

3. OCTAVE ホームページについて

OCTAVE 観測状況

http://veraserver.mtk.nao.ac.jp/evlbi/vonus/internal/for_researchers_main.html

上記のページに 2005 年 12 月 18 日の観測以降の観測結果を更新中
現在は OCTAVE、大学連携共に情報を載せている。一次処理については OCTAVE のみ行なう。

3.1 観測名の統一

光結合と大学連携観測での観測名の統一を行う。

OCTAVE 観測の場合は頭文字を“S”、大学連携観測の場合“U”とする

その後西暦年度下 2 桁+DOY、観測ファイルバージョンとする

ex)2007 年 12 月 9 日の観測

光結合観測：S07343A

大学連携観測：U07343A

3.2 観測データの取得

観測状況ページ内には下記のような表がある。

それぞれ目的に応じたファイルを取得する事ができる。

2007/12/09	S07343A	D	M	F	T	R
2007/12/09	S07343A	D	M	F	T	R

D：DRG ファイル・・・スケジュールファイル

M：観測 mail メモ・・・当観測におけるメールベースの情報

F：FITS ファイル・・・プライオリティーの関係上、半年間はパスワード付き

T：TSYS テーブル

R：AIPS/Difmap 解析結果 PDF

その他にも OCTAVE 観測に関する情報、今後の予定、年間観測結果など、様々な情報をアップしている

4. 今後への発展

現在は一次処理を手動で行っているが、将来的には観測終了後、自動で FITS を作成し、できる限りの自動化を図っていきたいと思う。

未完成のホームページなので、情報が古いものが多々ある。今後はこれらを改修して有意義なホームページにしていく。

ディスクバッファ併用型光結合 VLBI 観測網 OCTAVE+の構築 I

小山 友明¹, 原 哲也¹, 河野 祐介¹ 川口 則幸¹, OCTAVE グループ

¹国立天文台

概要

Octave (光結合 VLBI 観測網) は、現在まで OC48 専用回線 (2.5 Gbps) として発展してきた光結合 VLBI 観測網であるが、今後は SINET3、JGN2 といった 10 GbE 汎用回線化、また 1 Gbps×4 本の回線を 10 GbE にまとめて伝送するというリンクアグリゲーション (苦小牧) というような様々な伝送方式の観測局をつなげる必要がある。そこで、ディスクバッファを用いた非リアルタイムの光結合観測網の構築により要求に答えるべく検討を行った。その結果、2008 年度の三鷹相関局のディスクバッファ整備状況、相関処理から FITS 変換までの VERA、OCTAVE 両処理系の融合を 10 GbE ハブを中核として整備すると効率的かつ機能的なシステム (Octave+) になる事が明らかとなった。

1. はじめに

Octave (光結合 VLBI 観測網) は、現在国内 6 局 (鹿島 34 m、筑波 32 m、臼田 64 m、野辺山 45 m、岐阜 11 m、山口 32 m) のアンテナからなり、観測可能周波数帯も従来の 8 GHz 帯に加えて 22 GHz 帯の観測も可能となりつつある。2008 年度からは、苦小牧 11 m、高萩 32 m アンテナの光結合化も進められる予定であり、これまで OCTAVE アレイは順調に発展してきた。しかしながら、2007 年度で臼田回線 (野辺山含む) が中断する事になり、大集口力アンテナである 64 m が少なくとも来年度は光結合 VLBI (OCTAVE) に参加不可能となり、対策検討が必須となっている。また現在まで OC48 専用回線 (2.5 Gbps) として発展してきた光結合 VLBI 観測網であるが、今後は SINET3、JGN2 といった 10 GbE 汎用回線化、また 1 Gbps×4 本の回線を 10 GbE にまとめて伝送するというリンクアグリゲーション (苦小牧)、さらには諸外国の光結合観測網との接続というような様々な伝送方式の観測局をつなげる必要があり、またハードディスクに代表される記録媒体の記録速度も 2 Gbps を達成するなどオフラインの観測システムも急速に立ち上がってきた (K5、Mark5、VDB-2000)。そこで、今後はディスクバッファ等を用いた 1 次バッファにデータを貯め、光ファイバーで相関局に伝送する非リアルタイムの光結合観測網の構築が急務となりつつある。2008 年度の三鷹相関局のディスクバッファ、相関器整備状況、また相関処理から FITS 変換までの VERA、OCTAVE 両処理系の融合を視野に入れた今後の統一化について、10 GbE ハブを中核にしたシステム整備計画について以下に概説する。

2. 三鷹相関局整備状況

三鷹相関局は現在三鷹 FX 相関器 (5 局 10 基線)、光結合相関器 (5 局 10 基線)、バックアップソフトウェア相関器が整備され、それに伴い Gbps 記録ターミナルも複数種類整備されてきた。以下にまとめる。

2.1 記録系

2008 年度(2008 年 4 月現在)三鷹相関局には以下の 5 種のレコーダが配備されている。

Table.1 レコーダ

レコーダ	数量	記録速度	入力形式	出力形式	記録時間
DIR1000	10	128 Mbps	VSI-H	VSI-H	*
DIR2000	5	1024 Mbps	VSI-H	VSI-H	*
K5/VSI	9	1 or 2 Gbps	VSI-H, 1 GbE	1 GbE	196h@1Gbps
VDB2000(DDB))	6	1 or 2 or 4 Gbps	VSI-H, 1 or 10 GbE	VSI-H, 1 or 10 GbE	337h@1Gbps
Fantec	1	1 or 2 Gbps	VSI-H, 1 GbE	VSI-H, 1 GbE	*

各レコーダについて以下の特徴を挙げる事ができる

DIR1000 : 凡そすべての国内の観測局に配備され、また台数に余裕がある事から KVN, CVN にも配備予定である。また三鷹 VSOP-FX 相関器を使用した相関処理、後処理含め、FITS、アプリオリ精度等の検証が概ね完了し VERA 共同利用、大学連携 VLBI 等で実運用を行っている。128 Mbps の記録という制限と、アナログ系のターミナルも必要な事が新規導入での問題となっている。

DIR2000 : VERA4 局、三鷹相関局に 5 台配備、またソウル KJJVC 相関局に再生専用機として 2 台配備予定である。DIR1000 同様、三鷹 VSOP-FX 相関器を使用した相関処理、後処理含め、FITS、アプリオリ精度等の検証が概ね完了し、VERA 定常観測、共同利用観測に使用され、昨年度からは JADE 観測にて VERA4 局+つくば局(三鷹 DIR2000 記録)の 5 局観測が実施され、測地解析結果も従来の観測結果と概ね一致している。現在製造中止である事、また 2015 年度で保守も中止である事から代替措置の検討が開始されている。

K5/VSI : 国内数局、三鷹相関局に 9 台配備されている。汎用 PC にボードを指す事で安値に構成可能。また各大学で分光計として使用されソフトウェア開発の経験がたまっている。

VDB-2000 : KJJVC 相関器のバッファとして開発され、10 GbE⇄VSI-H 変換器と 10GbE 入出力対応のディスクレコーダからなる。汎用の 10GbE を通して K5/VSI, Mark5 その他の汎用 PC とのアクセスが可能である。またセクターにダイレクトアクセスを行っているため、ディスクに障害が生じてもエラーレートの劣化 (Error-Rate = 故障 HD 容量/全 HD 容量) のみでデータを保持する事が可能。

2.1 相関器

2008 年度三鷹相関局には VSOP-FX 相関器、光結合相関器、バックアップソフト相関器の 3 種の相関器が導入される。

Table.2 相関器

相関器	三鷹 VSOP-FX	OCTAVE (光結合) 相関器	バックアップ相関器
# of Antennas	10 or 5 (1Gbps)	5 (2 Gbps)	9 (1 or 2 Gbps)
Max .# of correlation	45 or 10 (1Gbps)	10	10*
Input data form	VSOP,K4 Or VSI-H	VSI-H	VSI-H or GbE
Bandwidth	8, 16, 32, 64, 128,	512	16,128 (256, 512) ⁺

* 相関器は任意の局に対応可。現状 VSOP-FX 相関器の VERA モード前後処理 (FITS 化) を使用している事により 10 基線処理に制限
⁺ 相関器は対応可。VERA の前後処理系を用いているために 16.128 に制限。

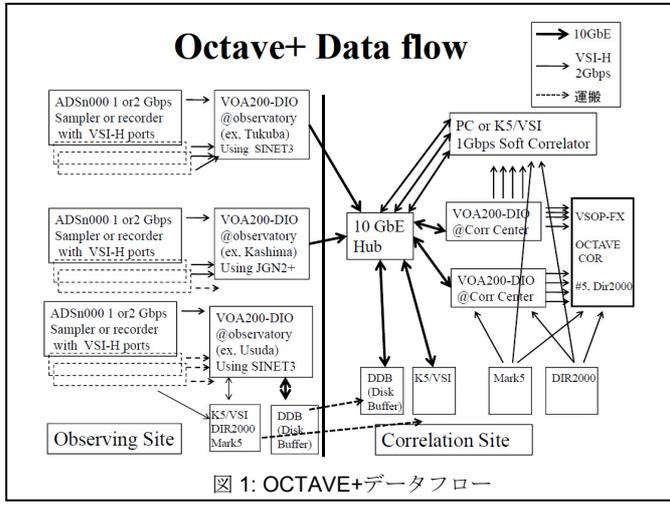
3. OCTAVE+ 全体構成

OCTAVE+とは上記三鷹の VERA 相関処理系と OCTAVE 系の融合を主眼とし、VERA と OCTAVE 局との相関のみならず、Mark5. K5 記録システムを搭載した KVN, CVN, EVN, VLBA アレイとの相関をも可能にし、共通アレイとして相互運用する事を目指す。鍵となるのは 10 GbE であり、10 GbE ハブを中核として相互のシステムのデータ受け渡しを行う。VERA 以外の新モード (256 MHz、512 MHz 帯域、分光点 2048 点以上の処理) に関しての相関前後処理は改修が容易な事から OCTAVE 系に統一して行うべくシステムを設計構築している。また付加機能として、OCTAVE, #5 (VERA 系) のバックエンド機能 (デジタルフィルタ、デジタル分光計) のソフトウェアによる追加、またファイバーの繋がっていない局との準実時間フリンジチェックモニター機能を盛り込む事も考慮している。

3.1 フローチャート

以下に OCTAVE+のフローチャートを示す。光ファイバーを用いたデータ伝送が可能な局のデータは、三鷹相関局の K5/VSI, Mark5, VDB-2000 (DDB) に使用用途に合わせて記録し、三鷹 VSOP-FX, OCTAVE, バックアップ各相関器にて処理を行う。相互データ変換は 1, 10 GbE or VSI-H にて行う。

- 10 GbE ハブを基幹としてデータ転送
- 光結合局のデータは三鷹にて記録
- DIR-2000、K5/VSI、Mark5 現存するほぼすべてのターミナルの相互相関処理を可能とする
- 三鷹相関局にて 2 Gbps×8 局の記録に対応可能
- データバッファを用いたマルチパス相関処理により、1 or 2 Gbps データ 10 局以上の入力局の相関処理に対応可能
- 必要に応じて将来的に、相関、相関前後処理はそれぞれソフトウェア処理、OCTAVE 系に統合予定
- 準実時間フリンジチェック機能付加

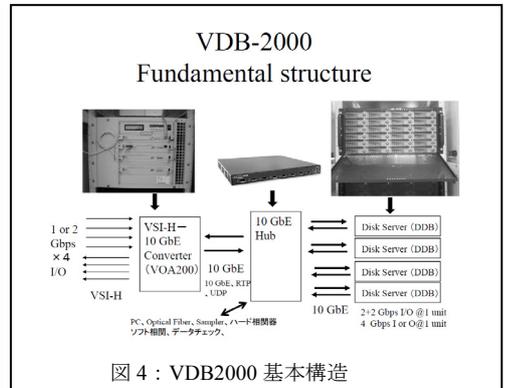
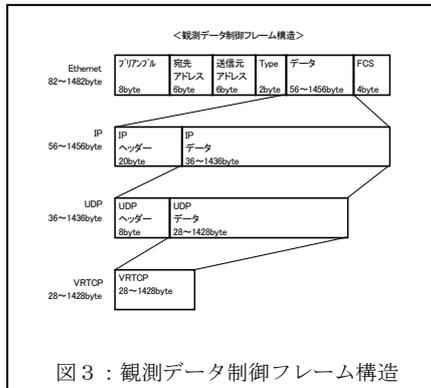
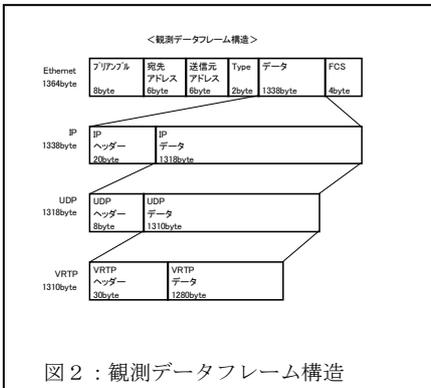


3.2 各コンポーネント (新規)

OCTAVE+各コンポーネントの中から 2007 年度以降新規開発された VDB-2000 について紹介し、他の装置群 (K5/VSI, Mark5, ADS1000, OCTAVE 相関器, VSOP-FX 相関器) については他の文献を参照されたし。

3.2.1 VDB-2000

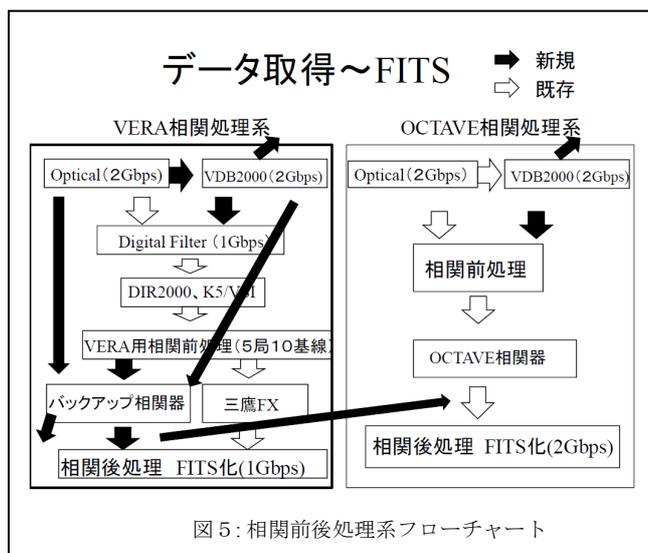
VDB-2000 とは KJJVC 相関器のデータバッファとして設計開発されたものであり、VOA-200 (DIO) + DDB (データバッファ) の 2 つの装置群からなる (DDB の数は 1-4 まで任意)。VOA-200 とは VSI-H と 10GbE-LR の変換装置であり、1 or 2 Gbps の VSI-H 入出力、10GbE-LR の入出力を持ち、2 台対向に用いる事により、リアルタイムで 8 Gbps のデータ伝送を可能とするものである。その際 PC との連携、また輻輳が生じた場合の対応として、データ転送速度を 128 段階で制御可能であり、最低速度 16 Mbps まで対応可能である。DDB は 1 台で 2 Gbps の入出力 or 4 Gbps の入力、出力データを取り扱うことができる。VOA-200 (DIO) と組み合わせる事により、4 台の DDB で 8 Gbps の同時入出力に対応する事が可能である (記録のみ、再生のみであれば DDB 2 台で 8 Gbps の入力、出力に対応可)。伝送プロトコルは VRTP, VRTCP (RTP, RTCP 系) 独自プロトコルを用いている (現時点で世界標準が十分定まっていな為)。今後 Tsunami, VSI-E 等のプロトコルへの対応に向け NICT グループとの共同研究を開始する予定である。



4. 相関前後処理

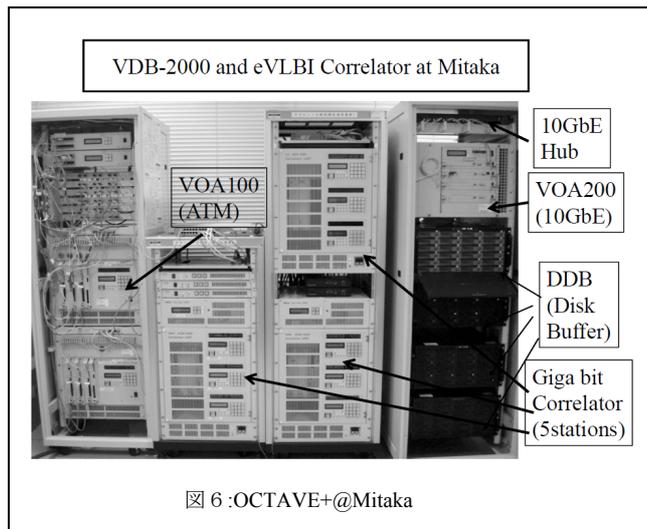
相関前後処理とは、相関処理前に行われる相関処理初期パラメータ（FFT 点数、アプリオリ値計算、局位置含む）設定と処理後に行われるデータ処理（主には相関生データから FITS データ作成まで）を指す。現在 Gbps データの処理系は VERA、OCTAVE 両相関処理系が存在する。2 つの処理系が存在する理由は、歴史的に VSOP-FX 相関器を 2001 年度 VERA 用に改修し、主に DIR2000（VSI-H 形式）を入力として 1 Gbps に対応してきたものに対して、OCTAVE（光結合）はそれ以後現在の方式が開発され、2 Gbps（512MHz 帯域）のデータを取り扱う系として機能追加する必要が生じ、その際 VSOP-FX（VERA）系前後処理の改修が困難であったことから OCTAVE の処理系を新たに開発する必要が生じた事による。それぞれの処理系で可能なモードには制限があり、下記に示すとおり相関器本体の性能（～Gbps 可能等々）のみでなく、仕様検討においては前後処理にも注意を払う必要がある。下記に両相関処理系を統合した OCTAVE+処理系の概要について記す。

- VERA、OCTAVE 両系共に VDB-2000 ディスクバッファからの入力に対応
- バックアップ相関器の VERA 以外のモード（256MHz、異なるバンド幅混合相関）については、OCTAVE+の処理系で対応予定（改修が容易な為）
- 現存の VERA 系（バックアップ相関器含む）は 8, 16, 32, 64, 128 MHz バンド幅データのみ取り扱い可能（必要に応じて 256 MHz は OCTAVE 系で対応予定）
- 現存の OCTAVE 系は 512 MHz バンド幅データのみ対応可能
- VDB-2000、K5/VSI、Mark5 相互のデータ変換が可能であり、各データ形式でのネットワーク伝送、Disk 運搬に対応予定



5. まとめと今後

- ディスクバッファ併用型の光結合 VLBI～OCTAVE+を 10 GbE を基幹として構築する事が可能
- データ処理系にも注意を払う事が重要であり、今後新しく加わるモードについては OCTAVE 系で開発する事を想定する
- 各ターミナル（K5/VSI、Mark5、DIR2000、VDB-2000）の相互互換と光結合系の融合を目指す
- ファイバーの繋がっていない局のターミナルを検討する必要がある
- 付加機能（バックエンド追加、準実時間フリンジモニタ）について今後要検討



光ファイバ結合型 VLBI 観測装置 OCTAVE の性能評価

EVALUATION OF THE OCTAVE's PERFORMANCE

藤澤康司

koji FUJISAWA

川口則幸 小山友明 原哲也

VLBI is one of the most powerful tool for high resolution imaging of distant radio sources in the universe. In the case of traditional VLBI, the data is stored on tapes or hard disks. However, there are serious limitation to recording rate, namely a sensitivity of array is limited. OCTAVE(Optically ConnecTed Allay for Vlbi Exploration) is a Japanese optically connected VLBI allay with optical fiber. OCTAVE enables to correlate data immediately without recording and the broad bandwidth data z collected at a higher data rate enable us to observe with high sensitivity. I will present performance evaluation comparing OCTAVE and DIR1000(old VLBI device).

Keywords: OCTAVE VLBI radio astronomy

1. はじめに

本文章では、VLBI による 8GHz 帯の電波天文観測について述べる。VLBI による電波天文観測には、

- ・空間分解能が高い
 - ・高画質
- という二つの利点と、

- ・感度が低い
 - ・観測から解析までに時間がかかる
- という二つの欠点がある。

OCTAVE では、「光ファイバによる観測データの転送」と、「分散相関処理」という二つの技術によって、

- ・高感度
- ・速報性

の二つの実現を目指す。

これにより、今まで暗くて検出することができなかった天体の観測が可能になることが期待される。また、リアルタイム相関処理による、観測結果のリアルタイム監視により、記録の失敗や、望遠鏡のトラブル等によるデータの欠損もなくなり、VLBI 観測のリスクも軽減されることが期待される。

2. VLBI の観測から解析まで

DIR1000(図 1)と OCTAVE(図 2)の、天体からの信号データを受信してから解析にとりかかるまでの流れを示す。

無限遠方から発せられた天体の信号は、地上に届くとき

には平面波としてみなすことができる。二つの望遠鏡で信号を受信する場合に、ある望遠鏡で受けた信号に対し、もう一方の望遠鏡には幾何学的遅延 τ_g だけ遅れて到着する。それぞれの望遠鏡で受けたデータには水素メーザー原子時計とのリンクによって時刻符号がつけられる。

「DIR1000 では」受信信号は磁気テープに記録され、相関局に送られた後、観測局で付加された時刻符号に基づき、相関処理が行われる。

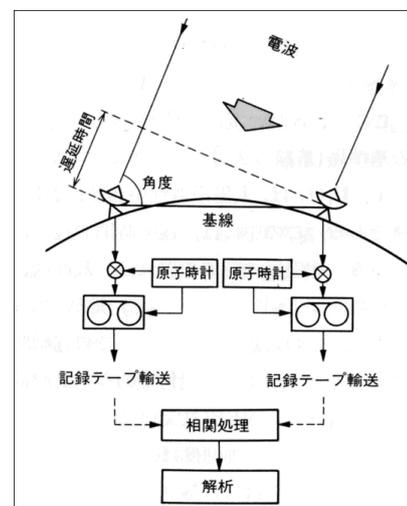


図 1 DIR1000 での観測

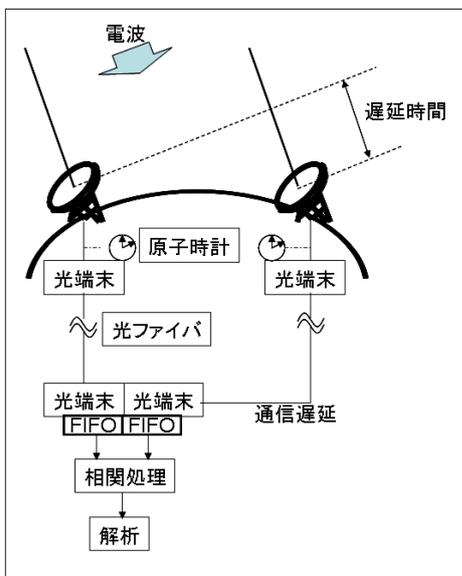


図2 OCTAVEでの観測

「OCTAVEでは」受信信号は光ファイバを通して相関局に送られる。このとき、光ファイバの伝送経路により、通信遅延が発生する。観測局から届いた信号はFIFO及び、分散相関器でデータのタイミングを合わせられ(バッファ限界500ms)、分散相関器で相関処理が行われる。

磁気テープで記録、輸送していたものを光ファイバで直接送信することにより、速報性が実現された。また、直接相関処理をしてしまうことにより、記録装置の速度に制限されることなく広帯域のデータを集めることが可能になった。

OCTAVEとDIR1000では、観測局によって違いはあるが、受信信号はサンプラでA/D変換するまで同じ経路をたどる。OCTAVEでは、デジタルフィルタを挟まないために、BPFを通す回数が1回少ない。OCTAVEで増えた観測装置は以下の二つ。

VOA100

サンプラから出力されたVSI形式の電気信号と光の伝送信号を相互に変換する。よって観測局と相関局に対向に置かれる。天体の信号データについている時刻符号と1ppsを元に時刻を合わせる。また、信号を分散相関器に分配する役割も果たす。

分散相関器

観測スケジュールが書かれたドラッグファイルを読み込んで、スキャンに合わせて処理を行う。フリンジは、リアルタイムにソフトウェア上で確認することができる。相関処理されたデータは、相関器独自の形式で出力される。

OCTAVEではAIPSとPLOT_RAWの二通りの解析方法を想定している。

PLOT_RAW：相関器処理後の相関器出力の生データを扱うことができる。長時間位相補償積分に向いている。

AIPS：イメージング込みの解析をする場合にはこちらを利用する。

3. OCTAVEのVLBI観測網

図3に、OCTAVEのVLBI観測網を示す。

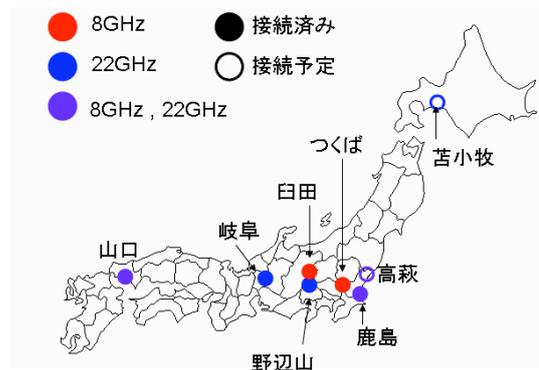


図3 OCTAVEの観測網

図3の高萩の望遠鏡は、実際には高萩と日立にある2台の望遠鏡のことであるが、フェーズアップし2台を1台の望遠鏡として扱うことを想定している。

4. 評価方法

OCTAVEの評価の方法として、(従来型VLBI観測装置の)DIR1000と同時に観測をし、解析結果を比較する。

観測対象とするターゲットは、4C32.44(南東、北西方向に二つのコンポーネントを持つ天体)と、1329+315、NRAO512(どの基線でも分解することができない)の3天体である。4C32.44の観測は5時間、うち積分時間は約2時間35分である。

図4に4C32.44のNED(NASA/IPAC Extragalactic Database)で得られたイメージを示す。画像は2002年、VLBAで観測されたもの。

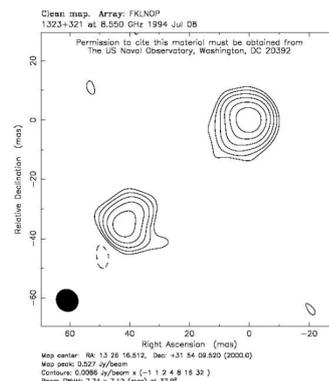


図4 4C32.44のイメージ(VLBA)

5. データ解析

両観測システムで同時に観測したデータを、夫々相関処理・FITS化する。その後、両データをAIPSで(システムの違いを考慮したある一部分を除き)全く同じ処理をする。また、使用する周波数帯域幅は、OCTAVEは300MHz、DIR1000は16MHzとする(事前の調査で知り得る欠損したデータを落とした)。

I) 相互相関パワーの校正

OCTAVE、DIR1000 共に観測されるアナログ信号を2ビット(4 レベル)でデジタルサンプリングしている。各レベルのビット分布に偏りがあると感度の損失を招くため、適正な分布に補正する必要がある。このビット分布の補正を、各アンテナの自己相関の結果を基に行う。

また、相互相関生データは規格かされていない。そこで自己相関データを用いて規格化する必要があり、ビット分布の補正と同時にやっている

II) 振幅の校正

大気による吸収の影響や観測装置に起因する雑音の影響を取り除く。振幅の校正にはシステム等価雑音温度(T_{sys})とアンテナゲインを用いて相関器からの生データをフラックス密度に変換する作業を含む。今回は、同じゲインテーブルを用いた、そのため、観測装置に起因する雑音の影響は顕著に現れることが予想される。

III) 位相校正

VLBIでは観測局位置が互いに離れているため、天体からの電波の同一波面が到着する時刻が観測局により異なり、かつ地球が自転しているためその到着時間差も時間的に変化する。相関処理の際に観測天体位置、観測局位置、地球回転パラメータからこれらの影響(遅延時間及び遅延時間変化率)を予め計算により予測し処理を行うが、予測できない大気の変動などにより、残差が生じる。その為これを補正する必要がある。IFチャンネル内の位相の傾き(OCTAVE・DIR1000)、そしてIFチャンネル間の位相の不連続(DIR1000)を補正するために行う。

IV) 振幅項のバンドパス校正

周波数チャンネルに対する相互相関位相と振幅には、周波数に対して振幅が一定ではなく、若干のうねりがある。これは観測局のバンドパスフィルタなど、観測装置に起因する IF 帯での周波数特性を表わしている。この特性を残した場合、連続波の観測では周波数方向に積分する際にコヒーレンスロスを生むので、校正する。

V) スプリット

これまでの校正を適用する。また、補正できない所謂ゴミデータもここでフラグし、切り落とす。

VI) セルフキャリブレーション

FRINGSEARCHでは取りきれない大気等による細かい位相変動を、モデルとの比較を用いて最小二乗法にて最適な補正解を得る。1度目は点源を仮定し位相項に対してのみ行い、2回目は点源を仮定せずに位相項に対して、3回目以降は位相項に加え振幅項についても行う。次に説明するイメージングと交互に繰り返し、その都度モデルを変えていく。

VII) イメージング

CLEAN という手法で天体の像を得る。

CLEAN は電波干渉計の deconvolution で最もポピュラーに使われている直観的な手法である。比較的コンパクトな電波源を観測した場合、dirty image において合成ビームの影響がはっきりとわかることが多い。そこで、dirty image 中で輝度のピークを見つけ、合成ビームをスケールリングして dirty image から差し引き、そのサイドローブを取り除く。

6. 解析結果

I) 天体強度について

NRAO512 の基線毎の天体強度を表 2 に示す。また、全天体の基線毎の強度の比を図 5 に示す。

表 2 天体強度

	1	2	3	4	5
DIR1000	1.4	1.4	1.7	0.9	1.1
OCTAVE	2.3	1.8	2.5	1.3	1.4

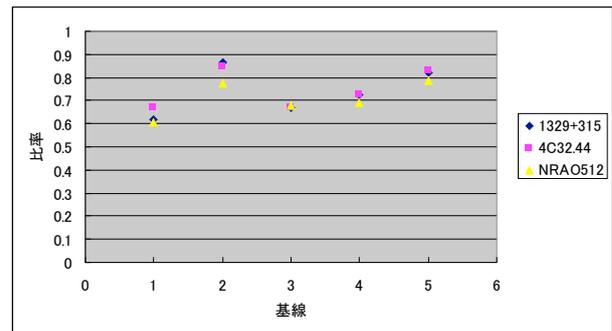


図 5 基線毎の天体強度の比

表・図共に基線名 1 から順に鹿島-白田・鹿島-つくば・鹿島-山口・白田-つくば・つくば-山口。

表 2 を見ると、OCTAVE の方が DIR1000 よりも天体強度が高いが、図 5 から全ての天体で全ての基線の天体強度比が一定であることがわかる。これは、DIR1000 と同じレベルで相対補正が可能であることを意味している。強度が異なった原因は、 T_{sys} ・アンテナゲインに同じテーブルを与えたことである。これは逆に、OCTAVE の方が DIR1000 よりもロスが少ないことを示している。

DIR1000 のロスとはつまり以下の 3 つがある。

- ・デジタルフィルタによる再量子化ロス(約 12%)
- ・折り返し雑音によるロス(約 15%)

(OCTAVE は、両端 100MHz を切ったため影響なし)

- ・磁気テープのエラーレート(最大で 0.5%)

II) CLOSURE PHASE について

OCTAVE、DIR1000 共に図 6,7 に示す。横軸に時間、縦軸に位相をとる。構造は確実に DIR1000 を再現できていることがわかる。

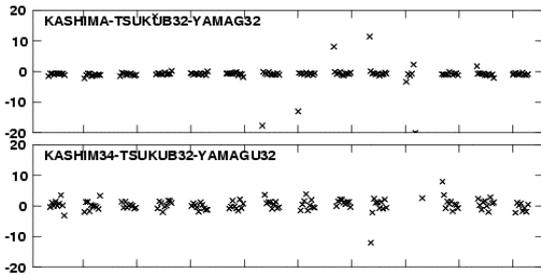


図6 点源の CLOSURE PHASE
上: OCTAVE 下: DIR1000

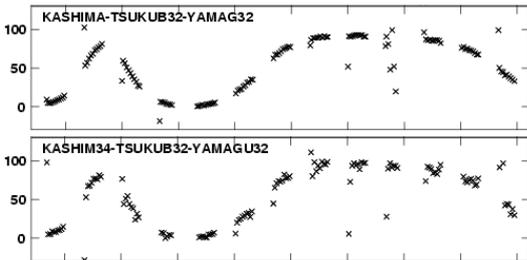


図7 構造を持つ天体の CLOSURE PHASE
上: OCTAVE 下: DIR1000

III) イメージング結果

イメージング結果を図8に示す。

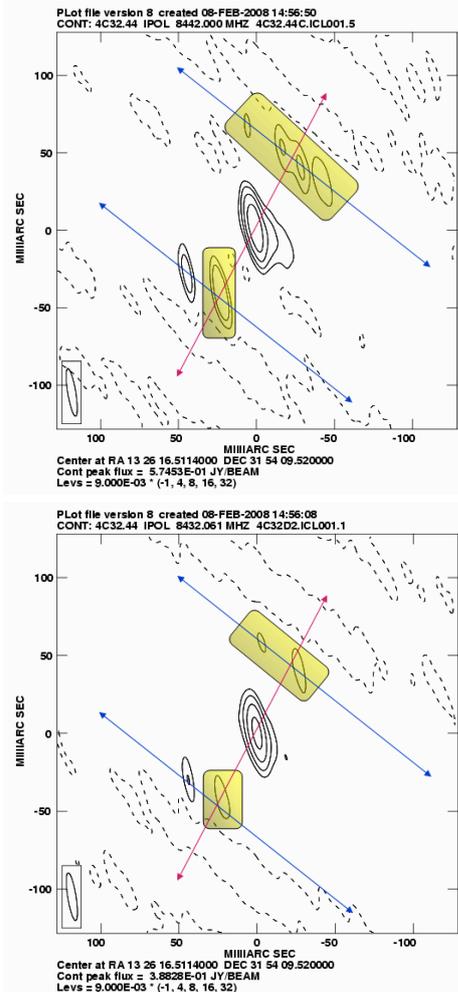


図8 イメージング結果
上: OCTAVE 下: DIR1000

MAPの 1σ はOCTAVE、DIR1000共に 3mJy であった。これが同じになったのは、同じ T_{sys} ・アンテナゲインテーブルを使用したため。天体強度のピークはOCTAVEが 574mJy 、DIR1000が 388mJy で、ダイナミックレンジはOCTAVEの方が1.5倍良くなった。図4と図8のOCTAVEの結果を比較すると、二つのコンポーネントの座標、ピーク強度がほぼ一致していることがわかる。

IV) PLOT_RAW で得た基線感度

PLOT_RAWで得た臼田-鹿島基線のNRAO512の60秒積分のSNRは1300だった。天体の強度が 1.6Jy であるから、 1σ は 1.23mJy である。5時間の長時間位相補償積分によって 1σ は $71\mu\text{Jy}$ となり、7信号の真偽の基準とするならば、 0.5mJy の天体の検出が可能だろう。

7. まとめ

- T_{sys} の測定を観測に含むことで天体強度は補正可能。
- CLOSURE PHASEはDIR1000を再現。
(細かく見るとOCTAVEには1度の系統誤差がある)
- イメージングはDIR1000、VLBAと同じ絵になった。
- 最高感度は臼田-鹿島基線。60秒積分の $1\sigma=1.23\text{mJy}$ (5時間の長時間位相補償積分で $71\mu\text{Jy}$ になる見込み)

8. 今後の課題

- BPFに適正なものが使用されていない。適正なものに改修することで感度が1.3倍になる見込み。
- PLOT_RAWの結果はバンドパスの補正を含まない。そのため、真の基線感度は引き続きの評価が必要。
- 基線感度よりもマップ感度のが悪くなった。その原因は不明であるため、探る必要がある。

謝辞

本研究を進めるにあたって、観測時間の確保にご尽力いただき、研究を指導して下さった国立天文台の川口則幸教授に深く感謝いたします。本研究を終始丁寧に指導して下さった国立天文台の研究者である小山友明さんに深く感謝いたします。データ解析にご助言して下さった国立天文台スペースVLBI推進室の河野祐介助教授、総合研究大学院大学の貴島政親さん、株式会社エイ・イー・エスの原哲也さんに感謝いたします。観測にご協力いただいた皆様に感謝いたします。国立天文台での研究の機会を与えてくださり、本研究を進める上で有益な助言をくださった法政大学の春日隆教授に心よりお礼を申し上げます。

参考文献

- I) 高橋富士信,近藤哲郎,高橋幸雄: VLBI技術, 1997
- II) NASA/IPAC Extragalactic Database(NED)
<http://nedwww.ipac.caltech.edu/>
- III) 干涉計サマースクール教科書(2003,2005)

SEFD of OCTAVE

The Graduate University for Advanced Studies

SOKENDAI

VERA, OCTAVE

Masachika Kijima(D2)

VLBI meeting

Sapporo(Hokkaido),10 Dec 2007

Ver.2.0 07 Apr 2008

Abstract

My report constructs of three parts.

1. SPEC of OCTAVE

I introduced eVLBI in the world.OCTAVE has unique observation frequency and resolution.

2. SEFD of OCTAVE

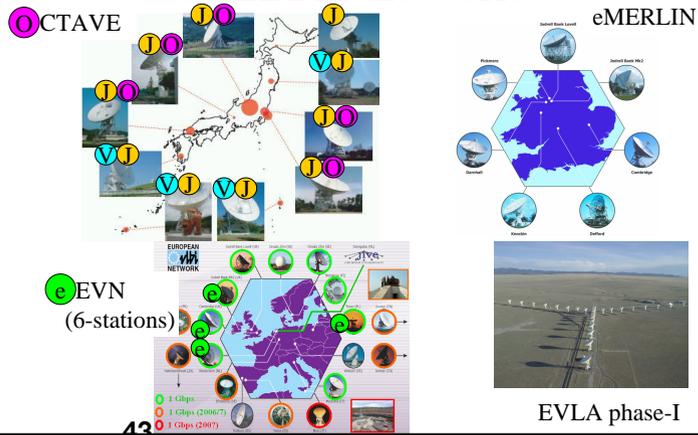
I derived SEFD of OCTAVE using source flux.

But I want to apologize that some results aren't correct.

3. Summary

1: spec of OCTAVE

eVLBI in the world



1: spec of OCTAVE

Report about e-VLBI

Author	Year	Array	Object	Frequency
Phillips	2007	PAMHELA(Australia)	Circinus X-1	1.6 & 8.4GHz
Paqai	2007	eEVN	SN2007gr	5GHz
Tudose	2007	eEVN	Cygnus X-3	5GHz
Rushton	2007,2006	eEVN	GRS1915-105	5GHz
Paragi	2005	eEVN+Cambridge+Arecibo	SN2001em	1.6GHz
Richards	2005	eEVN+etc	IRC+10420	OHmaser(1.6GHz)
Garrett	2004	eEVN	B0218+357	?
Japan		OCTAVE		8GHz & 22GHz

X-ray binary

Ib/c supernova

Post-RSG

Gravitational lens

•Other(North-hemisphere) array cannot observe at 8GHz & 22GHz

1: spec of OCTAVE

Resolution & Sensitivity

Author	beam size	rms noise	
Phillips	183*56mas	0.200mJy/beam	ATCA(5 phased)
Paragi	?	0.075mJy/beam	Phase-reference Westerbork(14 phased)
Tudose	7.6*6.9mas	0.030mJy	Phase-reference
Rushton	9.6*9.5mas	0.300mJy	
Paragi	?	0.136-0.493mJy(baseline)	
Richards	25mas	?	
Garrett	20mas?	?	
OCTAVE	10mas	0.737mJy(1min)	calculation
		0.095mJy(1hour)	calculation
		0.039mJy(6hour)	calculation
		0.034mJy(8hour)	calculation

- OCTAVE is comparable with eEVN

PAMHELA
eEVN

1: spec of OCTAVE

Data-rate & Band

Author	Data-rate[Mbps]	Filter bank
Phillips	256 (-128)	2IF*16MHz*2pol
Paragi	256 (-128)	4IF*8MHz*2pol
Tudose		
Rushton	128	2IF*8MHz*2pol
Paragi	100-1024	not real-time
Richards		
Garrett	32Mbps	
OCTAVE	2048	1IF*512MHz*1pol

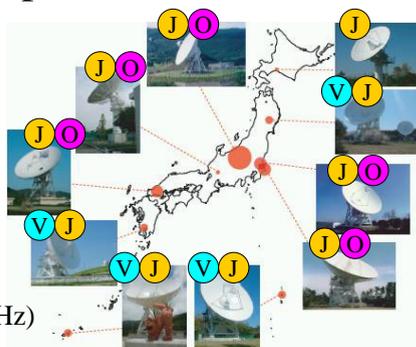
PAMHELA
eEVN

- OCTAVE reached 2Gbps
- eEVN call for proposal (512Mbps)

1: spec of OCTAVE

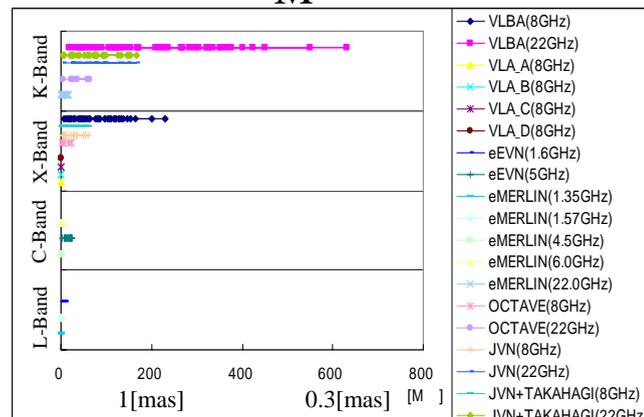
VLBI in Japan(usual case)

- VERA(BW256MHz)
 - 4station
 - 2, 8GHz
 - 22(2beam)
 - 43GHz(2beam)
- JVN(BW16MHz)
 - 6.7GHz 5st.(test)
 - 8 GHz 9stations
 - 22 GHz 6st.(test)
- OCTAVE(BW512MHz)
 - 8GHz 4stations
 - 22GHz 4st.(test)
 - 43GHz 2st.(test)



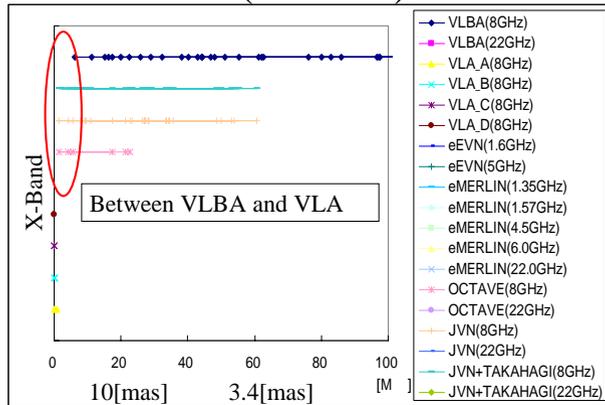
1: spec of OCTAVE

M



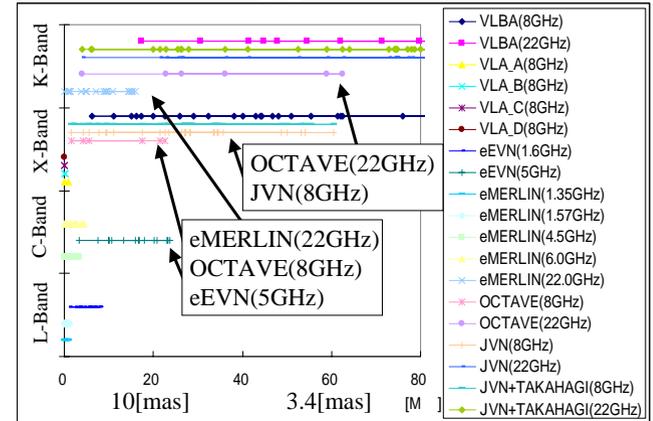
1: spec of OCTAVE

M (X-Band)



1: spec of OCTAVE

M



2: SEFD of OCTAVE

Derive SEFD from data

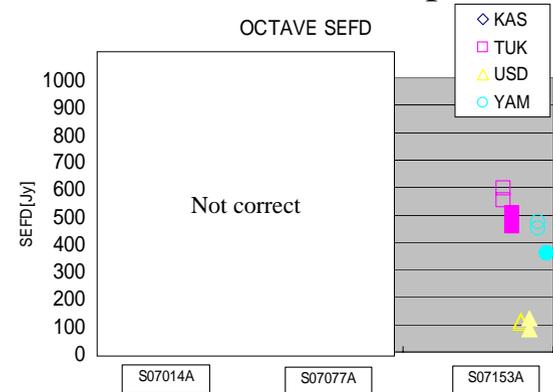
$$S_{ij} = \sqrt{SEFD_i \times SEFD_j \rho_{ij}}$$

Flux Sensitivity of station i & j Correlator output
 =known =unknown =known
 (c.f. VLBA) (OCTAVE)

$$SEFD = 2k \frac{T_{sys}}{A_e}$$

2: SEFD of OCTAVE

SEFD(X-Band) 3epoch



SEFD(X-Band) ^{2: SEFD of OCTAVE}

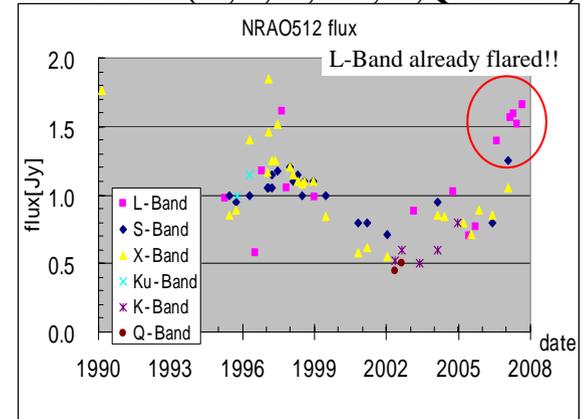
station	DoiSEFD[Jy] (JVN)	newSEFD[Jy](OCTAVE)		
		about	S07014(NRAO512)	S07153A(2013+370)
KAS	352	300		
TUK	506	400-550		507-459
USD	111	100	Not correct	123- 85
YAM	636	300-500		358-361

station	Efficiency[%]				Tsys[K]
	DoiSEFD	about	S07014A	S07153A	typical
KAS	56.2	65.9			65
TUK	37.3	47.2		36.5	55
USD		34.3	Not correct	40.3	55
	46.4	51.5		41.9	60
YAM		62.9		60.6	60
	29.7	37.8		52.7	55
				52.3	55

* **Blue,Black** value used **Typical Tsys** and **measurement**

2: flare of NRAO512

NRAO512(L,S,X,Ku,K,Q-Band)



Summary

- SPEC of OCTAVE
 - Unique frequency (X-Band)
 - Unique resolution-range (VLA<OCTAVE<VLBA)
 - Comparable sensitivity (0.040mJy)
- SEFD of OCTAVE
 - Consistent with K4
- NRAO512 Flare
 - I need Multi-frequency observation in JAPAN (S,C,X,K,Q)

22GHz 帯測地 e-VLBI の開発

岐阜大学	高羽 浩、若松謙一、須藤広志		
国立天文台	川口則幸、河野祐介、小山友明		
国土交通大学	高島和宏		
国土地理院	藤咲淳一、小門研亮		
筑波大学	山内あや	北海道大学	日置幸介
情報通信研究機構	近藤哲朗、小山泰弘、関戸 衛	宇宙航空研究開発機構	竹内 央

1. 研究の背景・目的

VLBI は遠く離れた複数の電波望遠鏡で天体電波源を同時に観測し、電波の到達時間差をピコ秒の精度で決定することで

- 1) 2局間の相対位置をミリメートルの精度で求める (測地)
 - 2) 地球回転パラメーター (自転軸の位置変化や自転速度変化) を求める (地球回転)
 - 3) 天体電波源の位置や構造をミリ秒角以下で調べる (天文、位置天文)
- ことができる宇宙と地球の超高精度計測技術である。

このうち、測地においては GPS が近年、観測点数、連続性において VLBI を大きく凌駕しており、国土地理院の GPS 観測網はローカルな地殻変動の検出などに大きな成果を上げている。この GPS 測地を一層高精度化・速報化するためには、GPS 衛星の軌道をより精密に決定する必要があり、地球回転パラメータの速報化・高精度化はその最重要課題である。

地球回転パラメーターは大気や海流とのカップリングなどで変化するため、正確な予測が困難であり、宇宙の果ての天体電波源を用いる VLBI のみが、その全てのパラメーターを決定でき、国際的なネットワーク IERS(International Earth Rotation and Reference Systems Service)で観測が行われており、日本では国土地理院つくば 32m 鏡が参加している。この速報化、高精度化には VLBI のグローバルな測地系を一層整備することが不可欠であり、IVS(International VLBI Service for Geodesy and Astrometry)では VLBI2010 として新しく国際測地 VLBI 観測システムの検討を開始した。2006 年 9 月に開催された第一回 Working Meeting では、測地精度向上のために観測周波数の高周波化、また広帯域化が不可欠であり、光回線網を使った e-VLBI 方式の導入が望ましいことが報告された。

岐阜大学では国立天文台と共同で 11m 電波望遠鏡をキャンパス内に設置し、2003 年 10 月よりスーパーSINET に接続して国土地理院つくば 32m 鏡と e-VLBI システムの測地化の開発を進めている。S/X バンド 2 周波の観測データを国立天文台三鷹および岐阜大学で別々に処理する「分散相関処理」を開発し、4 Gbps という世界最速の e-VLBI を実現し、従来の磁気記録方式と 3 ミリ以内の再現性を確認することができた。

測地・地球回転パラメータの高精度化には

- 1) より短時間で天体を検出し、観測数を増やす (観測数 N とすると $1/\sqrt{N}$ で誤差減少)
 - 2) より広帯域化し、遅延時間の決定精度を上げる (帯域 Δf とすると $1/\Delta f$ で誤差減少)
- が必要となる。1) は e-VLBI による高感度化で実現できる。2) においては電波望遠鏡においては利用できる帯域は観測周波数に比例するため、観測周波数の高周波化が必要となる。周波数を上げれば受信機の雑音温度が上がり、また大気ゆらぎの影響も大きくなるため、15-40GHz 程度が適当と考えられている。

そこで本研究では、岐阜大学 11m 鏡、国土地理院 32m 鏡、情報通信研究機構 34m 鏡を用い、観測周波数を 22GHz 化した e-VLBI 実験を行う。現在の光回線の上りと下りの全てを用いることで速度を

8Gbps と倍増させることでこの周波数帯においても十分な感度を実現することができ、VLBI2010 で検討されているシステムの妥当性を検証したい。

e-VLBI では天体検出感度が向上するため、1 観測時間を 30 秒程度と短くすることも可能となる。岐阜大 11m 鏡および国土地理院つくば 32m 鏡は 3 度/秒とアンテナは高速で駆動でき、平均の天体切り替え時間は 30 秒程度であるため、移動時間も含めて 1 観測が 1 分で完了し、1 日で 1000 観測以上のデータ取得が可能となる。これは現在の測地 VLBI 観測の 3-5 倍のデータ数であり、大気水蒸気についても天頂量に加えて勾配までも推定することが可能となり、大気水蒸気による系統的誤差を減少させることも可能になると考えられる。更に国立天文台では 30GHz まで一度にデジタル化できる超高速 A/D 変換器の開発を進めており、これを用いることで 22GHz にピークを持つ大気水蒸気のラインプロファイルを取得し、視線方向の水蒸気量を求める手法も期待できる（水蒸気ラジオメータ化）。これらを駆使して測地精度向上をはかっていきたい。

2. 予想される結果と意義

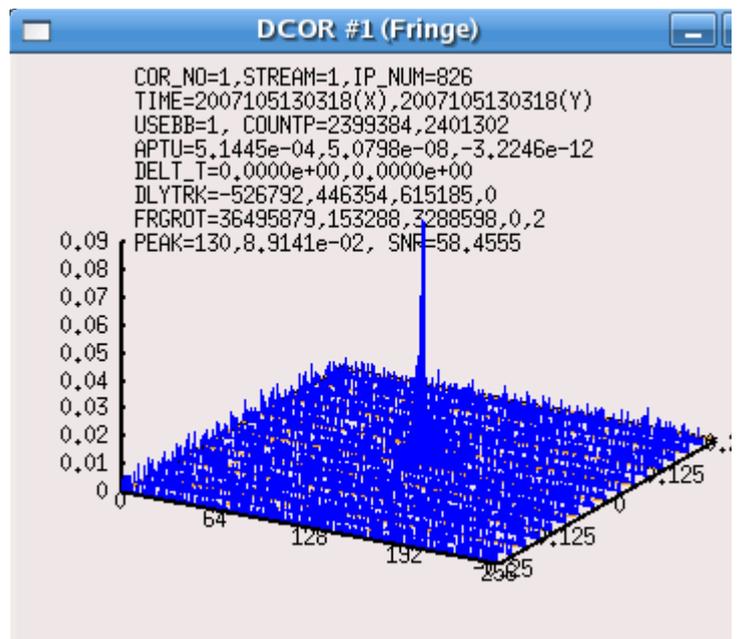
- 1) 国際測地 e-VLBI 網によって地球全体でのサブミリメートルの測地系の構築を実現する目処が立ち、VLBI2010 に貢献する。
- 2) 地球回転パラメータの高精度化、速報化が可能になり、GPS 衛星の軌道がより精密化され、GPS 測地の精度向上に貢献する。
- 3) VLBI 位置天文学においては、 10μ 秒角以下で天体の位置を決定する VERA プロジェクトが国立天文台で進められており、本手法を用いることで電波望遠鏡位置を高精度に決定することができ、位置天文の精度向上が期待できる。

3. 開発状況

岐阜大学 11m 鏡では S/X 帯給電部・受信器を取り外し、国立天文台と共同で開発した 22GHz 帯冷却受信器を搭載した。また国土地理院 32m 鏡でも、筑波大学の電波天文グループが開発した冷却受信機を搭載し、ファーストライトに成功した（ともに 2006 年 12 月）。

岐阜大学 11m 鏡—情報通信研究機構 34m 鏡間では、光回線を使った e-VLBI 観測に成功している（右図：2007 年 4 月）。また国土地理院つくば 32m 鏡も情報通信研究機構 34m と K5 によるフリンジテストに成功している（2007 年 5 月）。

現在、岐阜大 11m 鏡およびつくば 32m 鏡では広帯域ダウンコンの製作、ポインティング観測システムの整備等を進めており、2008 年度より e-VLBI の 2ch 化実験を開始する予定である。



岐阜大 11m 鏡—情報通信研究機構 34m 鏡による 22GHz 帯 e-VLBI のフリンジ（2007 年 4 月）。16 秒積分で SNR \sim 58 と測地観測に十分な強度比が得られている。

OCTAVEの22GHz網の構築

須藤 広志(岐大)

山内 彩(筑波大)、関戸 衛(NICT)、高羽 浩(岐大)
川口 則幸 & OCTAVEチーム

アウトライン

コメント・アドバイスを
お待ちしております

- 基本方針
- 昨年度からの変更点
- 構築ステップ
- 整備項目
 - 装置、システム、Calibration
- サイエンス導出に向けて

基本コンセプト

- VERAの光結合化・広帯域化への基礎開発
 - 感度向上(より微弱なphase calibratorの検出)

- 自前のユニークな天文VLBI装置の構築
 - 豊富なマシンタイム

→ East-Asia VLBI、ひいては
VSOP-2の発展へ寄与する

ここ2年の構築ステップ案

- Step I: 1基線でFlux測定
 - 鹿嶋、岐阜
- Step II: 3基線でサイズ測定
 - つくば、鹿嶋、岐阜
- Step III: マッピング
 - 野辺山も加えた4局 (and/or 北大11m、山口32m)
- Step IV: 位相補償モード
 - mJy天体の検出

昨年度予定からの変更点

- Step I/II
 - 本格運用開始2007年10月 → 2008年4月
(つくば32mアンテナスタンディング等の改善)
(鹿島JGN2のアップデート作業)
- Step III
 - 野辺山の光回線の再構築(川口さん)

Step I の目標

- 基線: 鹿島-岐阜
- 運用開始: 2008年4月 -
- Bit rate: 2Gbps (=512MHz帯域×1ch)
- 目標感度: 70mJy @120sec積分
- 空間分解能: 10 mas
- マシンタイム: 4回/月(平均)程度

今年の進捗状況

- 22GHzフリンジ検出
 - 鹿島一岐阜、鹿島一つくばにてK5, e-VLBIにて
- e-VLBIテスト観測
 - 鹿島一岐阜にて、2回、いくつかの明るい連続波
 - 現状大きなトラブルなし、データ解析中
 - 12月、第3回予定

今後の整備予定

- 新規の開発項目
 - Down Converter整備&チェック
 - R-sky(岐阜)、等
 - 8GHz網からの改修
 - 相関器(22Gでの実証; cf. 藤沢さん)
 - 8GHz網と共通・・・整備WG by高羽
 - サンプラー、光伝送装置、1次処理(cf. 原さん)
- どこまでは8GHzをそのまま利用できるか？

Calibration

- Flux測定精度の見積もり(目標10%)
- R-skyによるTsys測定システム
- 開口能率の測定
- SEFD(cf. 貴島さん)
- 強度の相対補正用Calibratorサーチ
- 視野の確認(bandwidth)
- Closure

Flux精度を高めるために、何に注意すべきか？

システムの整備予定

- day-scaleの安定性
 - 相関係数、 τ 、 $d\tau/dt$
- 天体構造等の再現性
- 最適化
 - ローカルのパワー、リニアリティ、バンド特性
 - 受信機の軸方向の位置(焦点)
- Closure Phase(3局)、Amplitude(4局)

何をもって「安定したシステム」といえるのか？その指標は

今後のテスト観測

- K5との24時間同時観測(12月)
 - SNRの時間安定の比較
 - Bit Rate比から予測される感度向上との比較(cf. 藤沢さん)
- 感度の測定(1月以降)
 - 開口能率、Tsysから
 - Flux既知の天体のSNRから(SEFD: 貴島さん)

観測条件のよい今、優先的にすべきテストは？

Step I, IIでのサイエンス

- 開発を早期に終了し、サイエンスに集中
- 内部テーマ
 - 広帯域化に伴う感度向上の定量的な検証(藤沢さん)
 - サーベイ(RQQSO, VERA参照電波源等)
 - モニター(システムが十分安定した後)
- 外部テーマ
 - Semi-Open(cf. JVNプロポーザル)
 - 理論研究者を含めた幅広い分野で・・・

OCTAVE による BAL ケーサーの観測

土居明広、浅田圭一 (ISAS/JAXA)、+光結合 VLBI チーム

1. はじめに

Broad Absorption Line (BAL) ケーサーとは、主に UV 帯のスペクトルに青方偏移の高速度幅吸収線を持つケーサーの種族である。全ケーサーのうち 10-50%をも占めるともいわれており、決して珍しい存在ではない。活動銀河中心の降着円盤から発生するアウトフローガスによる吸収と考えられており、その速度は $1000\text{km/s} \sim 0.2c$ に相当する。このような強烈なアウトフローの存在は、降着現象の物理そのものだけでなく、ブラックホールの成長、母銀河星形成率の制御、銀河団ガスの加熱、といった天文学的問題において関連する。アウトフローには、主に2つの解釈がなされており、論争となっている。

- (1) 「傾き説」: すべてのケーサーはアウトフローを持ち、アウトフローは「エッジオン」に近い方向に噴出している。たまたま我々がその方向から観測した場合、BAL として観測される。降着円盤の傾きが BAL ケーサーに見えるポイントである (e.g, Murray et al., 1995)。
- (2) 「進化説」: ケーサー進化の若い段階でアウトフローが発生し、BAL として観測される、という説。降着円盤の傾きは必ずしも重要ではなく、進化段階がポイントとなる (e.g, Becker et al., 2000; Gregg et al., 2000)。

現在、圧倒的に(1) が支持されている。降着円盤の観測によって降着円盤の傾きを知ることは大変難しく、これまで確認できていない。そのため、これらの説には決着がついていない。

2. 電波でさぐる BAL ケーサー

BAL ケーサーは可視光～X 線分野の研究

対象であり、また、この種族はほとんどが radio-quiet なので、電波帯での研究例はほとんどない。しかしながら、電波観測は BAL ケーサーの研究に決定的な貢献ができる可能性がある。

非熱的シンクロトン放射で光るジェットは細く絞られており、降着円盤の軸方向に噴出していることは疑いようがない。ジェットの傾きは、ドップラービーミングの現象によってジェットが非対称に見えることを観測することにより、測定できる。VLBI のミリ秒角の空間分解能は、パーセクスケールに存在するジェットを直接撮像によって観測できる。BAL ケーサーの降着円盤の傾きを知ることができる、強力なツールである。また、電波帯の高い空間分解能では、ジェットの大きさを測定でき、間接的に年齢を推定することができる。すなわち、傾き説と進化説について、観測的な証拠を提供できるのである。

これまでの数少ない電波観測からは、電波強度変動を根拠にドップラーブーストの可能性を議論し、エッジオンから見ているという傾き説を否定したり (Zhou et al. 2006)、ある BAL 電波銀河のローブがドップラーブーストを受けずに対象的に見えていることから傾き説を肯定したりという例がある。またこれまで BAL ケーサーの VLBI 観測例は 4 天体しかなく (Jiang & Wang 2003, Kunert-Bajraszewska 2006)、電波源の大きさが 2kpc 程度であることから $\sim 10^4$ 歳の若さであることから進化説を示唆したり、という例がある。

3. 観測の戦略

ジェットの傾き、および、電波源の年齢を推定するべく、BAL ケーサーについての世界初の系統的 VLBI 観測研究を大学連携 VLBI 網 /

OCTAVE へ提案した。これまでほとんど VLBI 観測されてこなかった種族であることから、

- (1) まずは電波を放射している BAL ケーサーを選び出し(サンプル選択)
- (2) それらの VLBI 基線長での検出性を調べ、詳細なイメージング観測に適した天体を抽出し(VLBI 検出試験)
- (3) 多周波・多エポックによる VLBI 詳細イメージングによる研究(本格観測)

という段階を踏むことにする。現在は、(2)を開始したばかりの時点であり、初期の観測成果の報告をおこなう。(2)での作業は、多数の radio-quiet 天体の VLBI 検出試験であり、通常の VLBI イメージング網を用いていたら膨大な時間が必要になる。本研究では、OCTAVE の高感度を利用した効率的な多数天体サーベイという戦略を含んでいるところに特徴がある。

4. サンプル選択

Sloan Digital Sky Survey (SDSS) 3rd data release 中にカタログされているケーサー46,420 天体のうち、BAL ケーサーは 4784 天体ある (Trump et al. 2006)。我々はそれらについて、VLA 20cm 電波 FIRST カタログと位置マッチング (<10")をおこなったところ、492 天体を同定した (>1 mJy: 図1)。そのうち、上位 23 天体(>100 mJy) について、最初の調査を開始した。

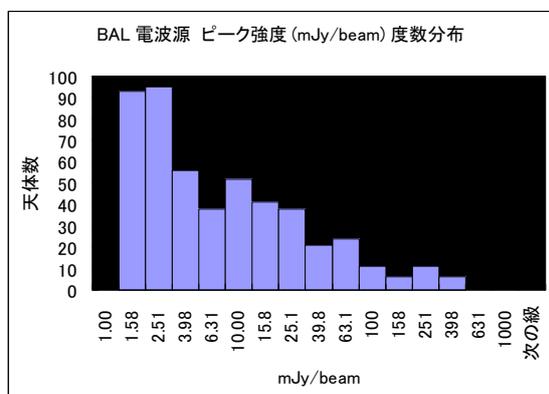


図1: SDSS 中の BAL ケーサーカタログと FIRST サーベイから同定された電波源の強度の度数分布。今回の研究では、強度上位 23 天体を対象とした。

5. OCTAVE 観測

2.4 Gbps の光ファイバーで接続された世界初のリアルタイム VLBI 観測網 OCTAVE(図 1)を用い、8.4 GHz (λ 3.6 cm) で VLBI 観測をおこなった。3回目の観測は、現時点では未実施である。

- 2007年11月4日 (臼田64m, 山口32m, つくば32m) 9天体
- 2007年12月2日 (臼田64m, 山口32m, つくば32m, 鹿島34m) 7天体

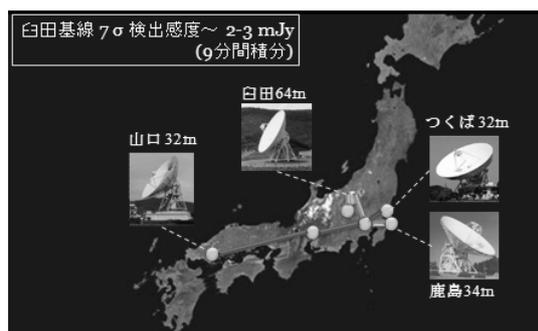


図2: OCTAVE 8.4GHz 観測網

解析は AIPS+DIFMAP にておこなった。ACCOR, FRING, BPASS, SNCOR で振幅スケールファクター付与, SPLIT (以上 AIPS), Gaussian model-fit, radplot でビジビリティ振幅読み取り(以上 DIFMAP)という手順を踏んだ。フラックスキャリブレーションとして DA 193, NRAO 512 および OJ 287 を用い、山口 32m 単一鏡フラックス測定値を与えてフラックス較正した。

6. 観測結果

2観測日の観測の結果、14/16 天体が検出された(表1)。VLBI がこれまで向けられてこなかった AGN 種族ではあったが、非常に高い検出率

となった。 $>10^{5-9}$ K の輝度温度で輝く成分の存在を意味する。1.4-8.4GHz のスペクトル指数は、1.4GHz VLA のビームサイズが圧倒的に大きいことから、指数が小さい側にバイアスする resolution effect が入る。それにも関わらず、指数が正 ($S_\nu \propto \nu^\alpha$; $\alpha > 0$) のものが4天体発見された。FIRST-OCTAVE 間の強度時間変動という可能性を除けば、電波源の本質的なスペクトルをあらわしているといえる。

7. 議論

本研究で特筆すべき成果とは、BAL ケーサーが VLBI で調査可能である天体であることが初めて明らかになったことである。1節で述べたとおり、BAL ケーサーの研究分野には、論争意中の大きな問題「高速度アウトフローはエッジオンに近い方向にのみ出ているのか、ある進化段階にだけ出ているのか」がある。判決にはパーセクスケールの直接撮像が必要であり、降着円盤に垂直に出るジェットの見方を測定できる電波の VLBI による研究が、実際に可能かどうかを占う意味が、本 OCTAVE 観測にはあった。弱電波源であったので、VLBI 検出性の調査には従来の感度の VLBI 網では膨大な時間が必要であることが推測されていたが、超高感度の OCTAVE が効率的な調査を可能とした。本研究によって VLBI 検出性が確認されたことで、BAL ケーサーの謎は近い将来に解かれる可能性が高くなった。

今回の高い検出率は、ケーサーの高速度アウトフローが非熱的ジェットと確かに共存していることを意味している。このような現象を実現する降着円盤の理論モデルが要求されることになる。

また、スペクトル指数が正である天体も発見された。光学的に薄いジェットや電波ローブではなく、光学的に厚いコアが卓越している電波源で

あることを意味する。コア卓越型の電波源になるには、ドップラービーミングが効いていることを示唆しており、ジェット軸(すなわち円盤軸)と視線がほぼ平行であることを要請する。これは BAL ケーサーの降着円盤がエッジオンであるという説とは反する観測結果である。BAL ケーサーの研究分野において長い間信じられてきた定説が覆される可能性が出てきた。これを確かめるには、局数の多い VLBI 観測網により、多期間で多周波で詳細に観測し、ジェットの傾きを測定することが必要である。

References:

- Murray et al. 1995, ApJ, 451, 498
- Becker et al. 2000, ApJ, 538, 72
- Gregg et al. 2000, ApJ, 544, 142
- Zhou et al. 2006, ApJ, 639, 716
- Jiang & Wang 2003, A&A, 397, L13
- Kunert-Bajraszewska 2006, A&A, 469, 437
- Trump et al. 2006, ApJS, 165, 1

表 1: Results of OCTAVE observations for 23 BAL quasars.

Source	$S_{8.4\text{GHz}}^{\text{cor}}$ (mJy)	B_{uv} (MA)	$S_{8.4\text{GHz}}^{\text{fit}}$ (mJy)	$\phi_{\text{FWHM}}^{\text{fit}}$ (mas)	$\phi_{\text{FWHM}}^{\text{fit}}$ (pc)	$\log(T_{\text{B}})$ (K)	$I_{1.4\text{GHz}}^{\text{FIRST}}$ (mJy)	$\alpha(I_{1.4\text{GHz}}^{\text{FIRST}} - S_{8.4\text{GHz}}^{\text{cor-max}})$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
0043-001* ¹	<9.9 <3.4 <4.6 <2.6 <5.5 <7.4	1.5 4.3 5.8 17.4 21.5 22.9	103	...
0217-005* ²	43 <3.4 <4.6 <2.6 <5.5 <7.4	1.5 4.4 5.9 18.7 22.9 24.3	...	42-92	340-750	4.5-5.2	212	-0.9
0756+371	140 133 133	3.0 10.0 12.8	139±14	2.0±0.6	16±5	8.9	239	-0.3
0800+402* ¹	<3.4 <2.6 <5.5	3.3 11.2 14.2	190	...
0815+330	30 20 18	2.8 9.0 11.4	31±4	7.5±0.7	61±6	7.1	328	-1.3
0928+444	314 311 305	3.2 9.6 12.7	315±32	1.5±0.2	13±2	9.6	156	+0.4
1005+480* ³	16 21 20	3.4 10.3 13.6	...	<51	<420	>5.0	206	-1.3
1013+491	90 49 28	3.4 10.5 13.9	97±10	8.7±0.1	72±1	7.5	267	-0.6
1018+053	*	*	*	*	*	*	*	*
1020+432	196 191 62	3.1 9.0 12.1	234±92	9.9±2.4	83±20	7.8	108	+0.3
1030+085	*	*	*	*	*	*	*	*
1034+592	45 31 40	3.4 13.0 16.9	42±12	3.5±2.8	29±23	7.9	193	-0.8

Source	$S_{8.4\text{GHz}}^{\text{cor}}$ (mJy)	B_{uv} (MA)	$S_{8.4\text{GHz}}^{\text{fit}}$ (mJy)	$\phi_{\text{FWHM}}^{\text{fit}}$ (mas)	$\phi_{\text{FWHM}}^{\text{fit}}$ (pc)	$\log(T_{\text{B}})$ (K)	$I_{1.4\text{GHz}}^{\text{FIRST}}$ (mJy)	$\alpha(I_{1.4\text{GHz}}^{\text{FIRST}} - S_{8.4\text{GHz}}^{\text{cor-max}})$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
1042+074	*	*	*	*	*	*	*	*
1057+032	*	*	*	*	*	*	*	*
1103+023	*	*	*	*	*	*	*	*
1119+600* ⁴	102	3.9	< 21	< 170	>5.5	186	-0.3
1228-030	*	*	*	*	*	*	*	*
1223+503	102 113 96	3.5 17.5 21.1	105±15	<2.1	<15	>8.8	222	-0.4
1228-030	*	*	*	*	*	*	*	*
1405+405	179 193 170	2.8 15.6 18.4	182±24	<2.4	<20	>8.9	206	0.0
1432+410	45 26 21	2.9 15.6 18.4	46±5	5.3±0.1	45±1	7.6	257	-1.0
1510+595	18 20 17	3.8 18.1 21.9	19±3	<2.5	<21	>7.9	182	-1.2
1528+531* ²	12 <2.6 <5.5	3.6 17.4 21.0	...	7.9-51	62-400	5.0-6.6	172	-1.5

Col. (1) Truncated name of target source; Col. (2) Correlated flux density; Col. (3) Baseline length; Col. (4) Fitted flux density of a Gaussian profile; Col. (5) Fitted FWHM size of a Gaussian profile; Col. (6) Fitted FWHM in pc; Col. (7) Brightness temperature; Col. (8) FIRST 1.4 GHz peak intensity; Col. (9) Spectral index between 1.4 and 8.4 GHz, calculated from the FIRST peak intensity and the maximum correlated flux density.

*¹: Undetected at all baselines. Indicating a 7σ upper limit of the shortest baseline.

*²: Detected at only the shortest baseline.

*³: Complex visibility profile, cannot be fitted with a Gaussian.

*⁴: An only single baseline observation.

「かぐや」 測月ミッションの状況

野田寛大十、RSAT/VRAD チーム、LALT チーム

† 国立天文台 RISE 推進室

1、はじめに

2007年9月14日に種子島宇宙センターから打ち上げられた月探査周回衛星「かぐや」(SELENE)はVLBI懇談会シンポジウム開催時現在(2007年12月)順調に運用が続けられている。本発表では国立天文台 RISE 推進室が推進しているレーザ高度計と2機の子衛星を用いた重力場観測の現状についてまとめる。

2、国立天文台 RISE 推進室について

18名(研究系6 技術系4 研究員6 客員1 研究生1)でミッションを遂行している。我々の観測機器はレーザ高度計および子衛星を用いた重力場観測である。「かぐや」のこれまでの成功を受けて次期月探査計画も立ち上がりつつあり、月面に小型の望遠鏡を設置して月回転を計測する ILOM 計画や、月面からの低周波電波観測計画(LLFAST)のメンバーとして次期月探査計画にも参画している。

3、「かぐや」のこれまでの運用実績

「かぐや」は打ち上げ後、地球一月間を2周し、補正マヌーバを実施したのち、10月4日に月軌道に投入された。10月9日に子衛星の一つであるリレー衛星(Rstar、「おきな」)を、また10月12日にもう一つの子衛星であるVRAD衛星(Vstar、「おうな」)を分離してそれぞれの観測軌道に投入した。主衛星はさらに高度を下げ、10月18日に観測軌道である高度100kmの軌道に投入され、19日に観測姿勢制御を開始し、20日にクリティカルフェーズを終了した。以降、12月中旬まで初期機能確認を実施中である。その後定常運用に移行する。

初期機能確認の段階で、日本放送協会(NHK)が搭載したハイビジョンテレビによる広報用「三日地球」や「地球の入り」「地球の出」、またモニタカメラによる月画像などが発表され、国内の新聞等にも掲載された。これらは我々に最も身近な天体である月と「かぐや」への関心を高めるのに多大な貢献をしたと言ってよい。

4、レーザ高度計(LALT)について

レーザ高度計(Laser ALTimeter, LALT)は主衛星搭載機器である。YAGレーザ(1064 μ m)を1Hzで射出し、月面で反射されたレーザを受光してその往復時間を計測することによって衛星から月面までの距離を測る装置である。距離そのものの測定精度は1mである。衛星の軌道情報を用いて(理想)月面からの高度に変換し、全球の月の地形を調べる。これまでの衛星で得られているデータは緯度75度までであるので、世界初の両極域のデー

タが取得される。また、データ量でもこれまでの衛星を桁で上回り、詳細な地形データが得られる予定である。極地域で太陽光が当たらないため、カメラでは取得できない地形の情報が取得できることも重要である。形状中心—質量中心オフセットや、重力場の情報と併せて月の地殻の厚さなどを決定し、月の成因に制約を与えることを目的としている。同時に、特に極地域を想定した将来の月面基地開発のためのデータセットを整備するのも目的の一つである。

2007年11月にLALTの高電圧を印加してレーザを射出する初期機能確認を行った。月表側の2周回分のデータで、正常に測距ができることを確認した。特にクレータ上空通過時の測距データではクレータの形状がきわめて良好に取得され、十分な機能を有していることが確認された。定常運用移行後に常時観測が開始され、1Hzの繰り返し周期でデータ取得が開始される予定である（注1）。

5、子衛星を用いた重力場計測および月電離層計測について

軌道投入後に分離された2つの子衛星を用いて重力場の観測を行う。リレー衛星—主衛星の衛星間追跡を行うことにより、世界で初めて月裏側のドブラー直接観測（4ウェイ観測）を実施する。また、両子衛星に搭載されたVLBI用電波源を国立天文台VERA局および外国局（上海、ウルムチ、ホバート、ヴェッツェル）にてVLBI観測を行い、詳細軌道決定を行うことにより、ドブラー観測の感度が低い月周縁部の重力場をよく決めることができる。これに通常の主衛星2ウェイドブラ観測と合わせて全球の詳細な重力場を決定し、月の内部構造を調べて月の成因に制約を与えることを目的とする。

子衛星分離後より、2ウェイのレンジ&レンジレート観測を継続して行い、2007年11月初旬に4ウェイ観測のための初期昨日確認試験を実施し、正常に4ウェイ観測ができることを確認した。また、同時期に電波源の電源を投入し、VERA水沢局および臼田局で受信することによって電波源が正常に動作することが確認された。その後はほぼ定常運用に近い観測スケジュールで観測を継続している。

Vstar衛星搭載のコヒーレントなSおよびX帯電波を用いて、月上空に存在すると言われている電離層の観測も実施する。Vstarの掩蔽の前後にS、X電波を臼田局の電波科学観測用記録装置にて記録する。

6、まとめとシンポジウム後の追記

RISEが推進している「かぐや」衛星搭載機観測機器は初期チェックアウト運用を経て正常に動作が確認された。12月20日には定常運用に移行し、本稿執筆時点で順調に運用が続けられている。今後、より良い科学成果が挙げられるよう努力する次第である。

注1）集録執筆時点（2008年1月後半）で過去に実施されたClementine衛星搭載レーザ高度計のデータ点数を上回った。極域のデータも良好に取得されている。

SELENE (かぐや)/ VRADミッション 相関処理(+位相遅延推定)結果について

Fuyuhiko Kikuchi*, Natalia Petrove, Qinghui Liu, Ishihara, Koji Mastumoto, Ishikawa, Asari, Tsuruta, Hideo Hanada, Takahiro Iwata, Noriyuki Namiki, Nobuyuki Kawano, RISE Project office, MIZUSAWA VERA Observatory, RSAT/VRAD/RS mission team

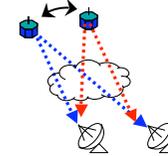
RISE推進室/国立天文台/KAGUYA RSAT/VRAD/RS team

観測モード

Switching VLBI

2機の衛星を交互に観測

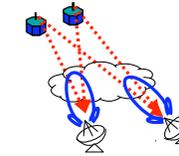
Target: *Rstar and Vstar*



Same beam VLBI

2機の衛星を同時に観測

Target: *Rstar and Vstar*



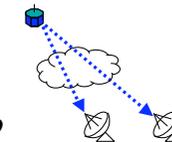
大気、電離層変動

Single VLBI

1機の衛星を観測(追尾)

Rstar or Vstar or

Main Orbiter or QSO



メインビーム 半値幅: S帯0.37度 / X帯0.1度 (VERA20m)

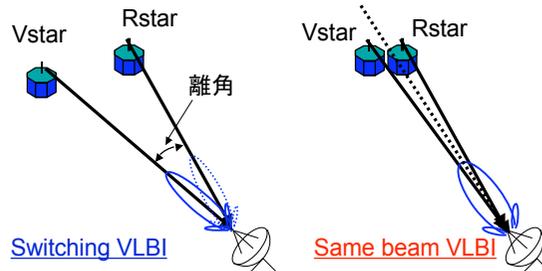
観測周波数(S/X)

Rstar(おきな): RAD-1, Vstar(おうな): RAD-2

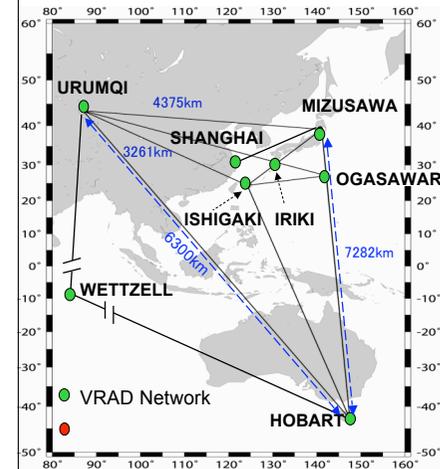
S帯3波: 2212 MHz, 2218 MHz, 2287 MHz, X帯1波: 8456 MHz

主衛星(かぐや)

X帯1波: 8480 MHz (帯域10MHz)



VLBI観測網



国内

VERA MIZUSAWA

VERA OGASAWARA

VERA IRIKI

VERA ISHIGAKI

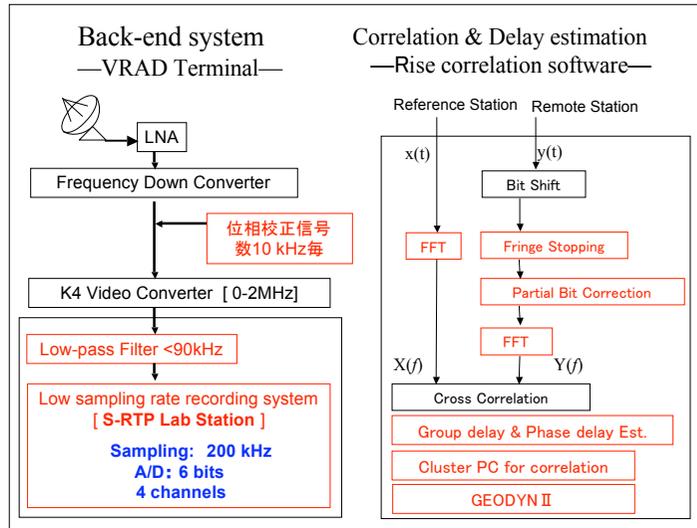
国外

SHANGHAI

URUMQI

HOBART

WETTZELL



衛星搭載機器 初期チェックアウト(機能性能確認)

11月 1日(木) 18:30~02:50UT(11月 2日 03:30~11:50JST)

RAD2(Vstar): 機能性能確認、地上局受信確認

観測局: 水沢、小笠原、石垣

11月 5日(月) 18:45~04:35UT(11月 6日 03:45~13:35JST)

RAD1(Rstar): 機能性能確認、地上局受信確認

観測局: 水沢、小笠原、石垣、入来

VERA局 Back-end系 信号レベル調整

11月 6日(火) 19:45~04:55UT(11月 7日 04:45~13:55JST)

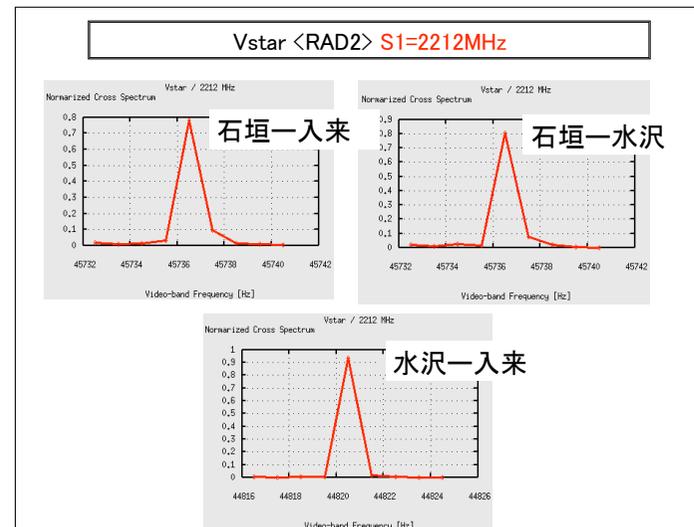
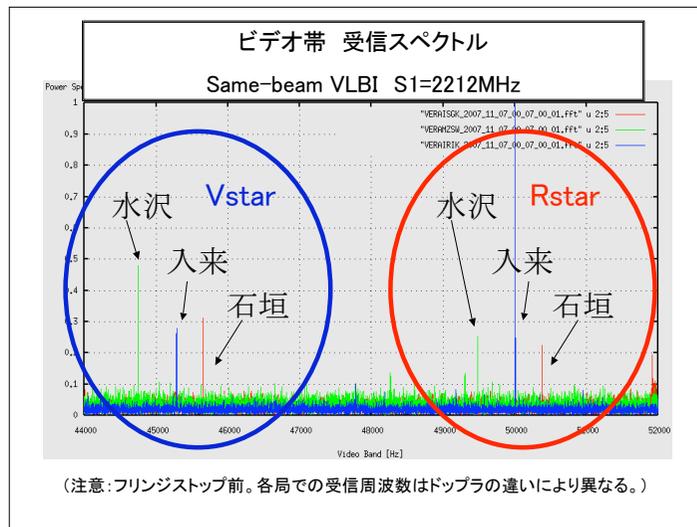
11月 7日(水) 20:45~05:15UT(11月 8日 05:45~14:15JST)

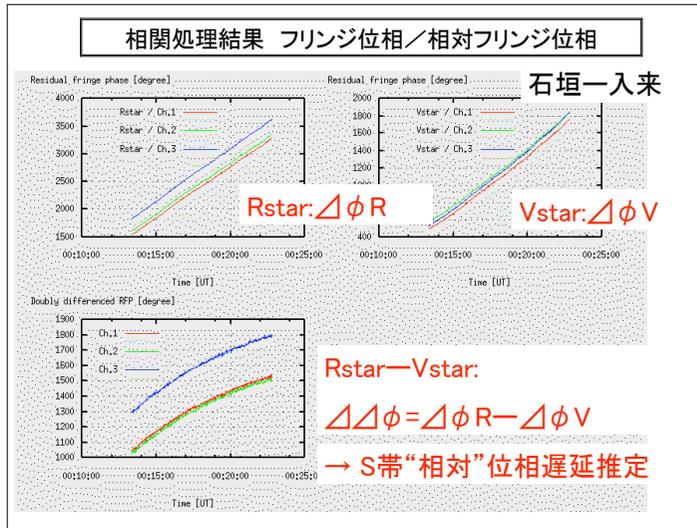
11月 8日(木) 23:00~05:35UT(11月 9日 08:00~14:35JST)

11月 9日(金) 23:00~06:05UT(11月 10日 08:00~15:05JST)

11月 10日(土) 23:55~06:35UT(11月 11日 08:55~15:35JST)

観測局: 水沢、小笠原、石垣、入来





多周波数VLBI法による“相対”位相遅延推定

© 多周波数VLBI法の応用 [Kono et al., 2003]

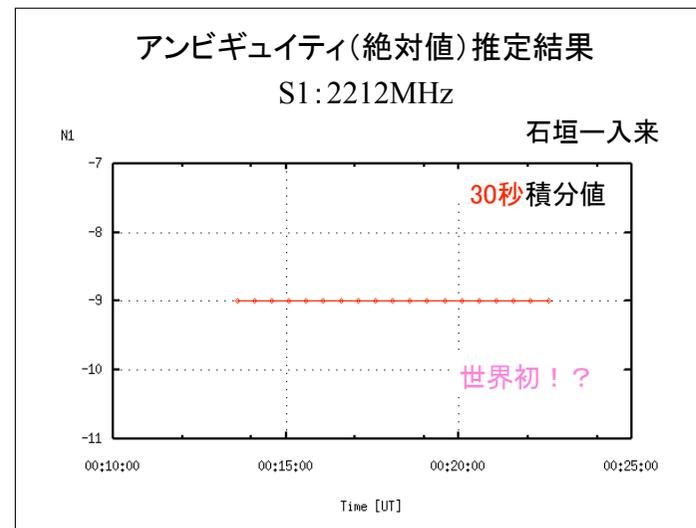
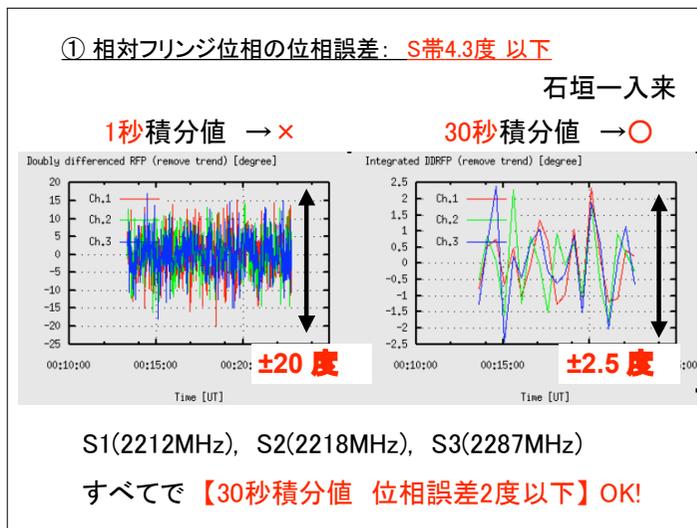
相対位相遅延 (2衛星間の位相遅延の差) を
 2π の不確定 (アンビギュイティ) なく推定するには

アンビギュイティ推定の条件 (S帯位相遅延推定)

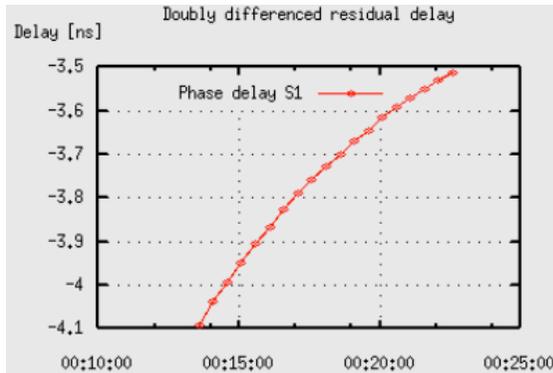
- ① “相対”フリンジ位相の位相誤差: S帯4.3度以下
- ② “相対”遅延時間 予測値誤差: 83ns以下
- ③ 2衛星間の電離層遅延差: 0.42TECU以下

② “相対”遅延時間 予測値誤差: 83ns以下
 (基線長1300km ⇒ 衛星の位置誤差 3.7 km以下)
 JAXA提供 軌道予測値誤差: $3\sigma = 3.5\text{km}$ 以下 → OK!
 (軌道決定値はより高精度)

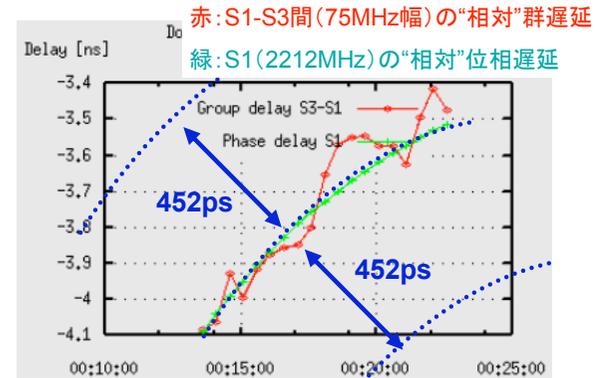
③ 2衛星間の電離層遅延差: 0.42TECU以下
 未解決... (GSPデータを使用し補正予定)
 (Rstar/Vstar間の離角0.2~0.3度、仰角45度
 電離層高度 (350km) でのパス間の距離差: 1.7km) → OK?



“相对”位相遅延 推定結果 石垣一入来

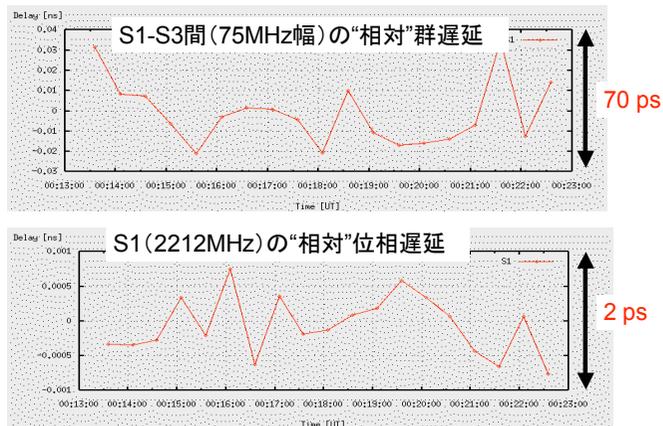


S1(2212MHz)の“相对”位相遅延 RMS=2 ps 世界初! ?



“相对”群遅延(75MHz)推定の条件(位相誤差10.2度、TEC差810ns)は満たす
 ⇒ “相对”群遅延は正しい
 S1(2212MHz)の“相对”位相遅延のアンビギュイティは452psに相当

Closure phase



Conclusion

- VERA水沢局、石垣局、入来局間の3基線でフリッジ検出
 $Vstar(S1, S2, S3, X1)$, $Rstar(S1, S2, S3)$
 (注: $Rstar(X1)$ のみ未処理)
 (注: 小笠原局はデータ輸送後、相関処理を実施)
- 水沢、石垣、入来間の3基線でS帯“相对”位相遅延推定
 RMS 1ps(石垣-水沢)、2ps(石垣-入来、水沢-入来)
 Closure phase: 2ps程度の誤差で一致

Future work

- 小笠原局を含めた基線の相関処理、遅延推定
- GPSデータによる電離層遅延補正
- X帯“相对”位相遅延推定
- 遅延時間、レンジ、ドップラデータによる軌道、月重力場推定

VERAおよび海外VLBI局によるかぐやの重力場観測の現状と今後の観測計画

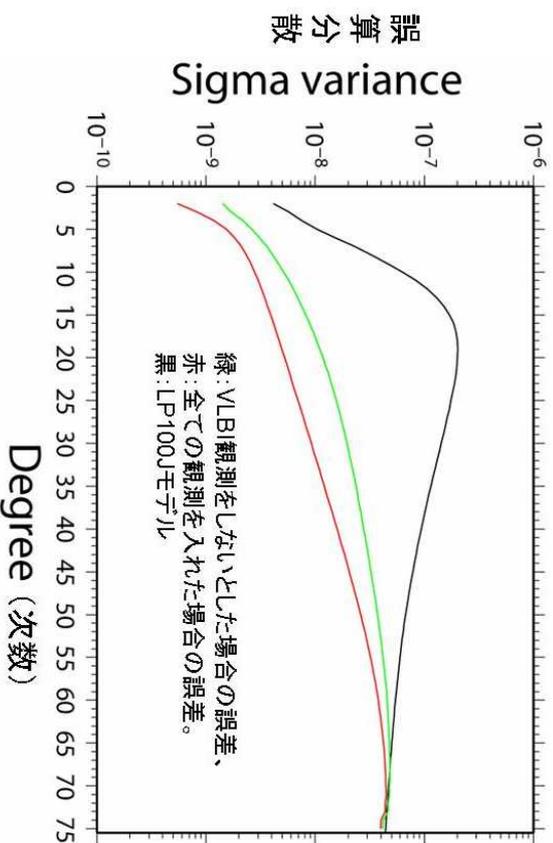
国立天文台 花田英夫・VRADチーム*・VERAチーム**

*国立天文台RISE推進室、JAXA、九州大学、東京大学

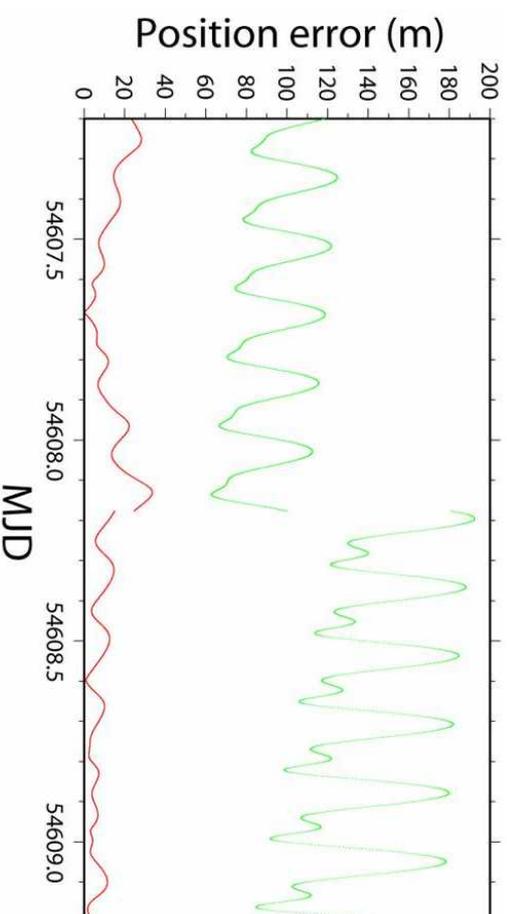
**国立天文台水沢VERA観測所、鹿児島大学

かぐやにおけるVLBI観測の効果(2):

重力場の精度向上とくに低次(長波長)の重力場

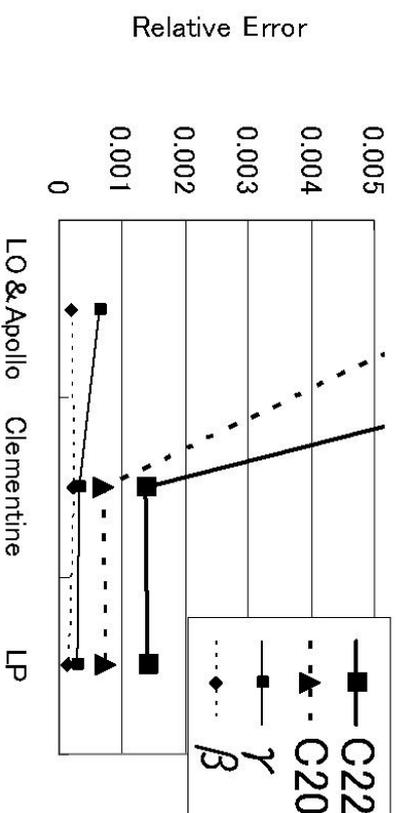


かぐやにおけるVLBI観測の効果(1): リレー衛星の軌道決定精度向上



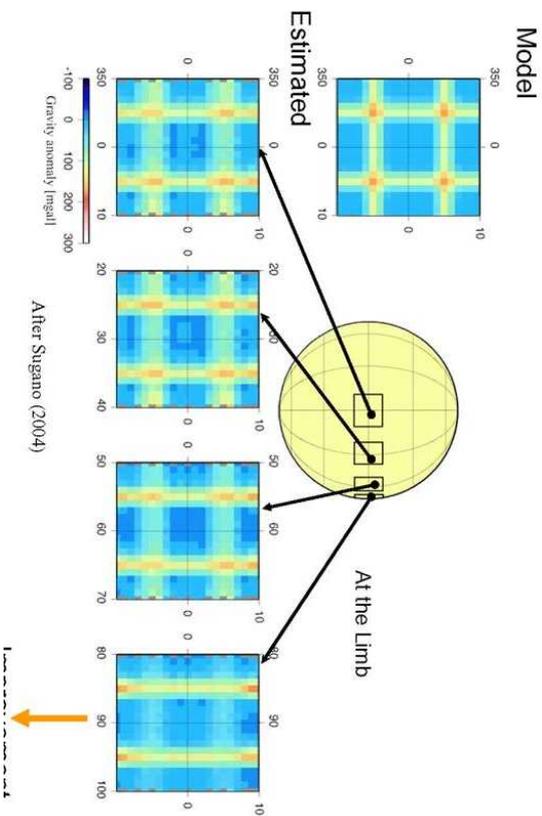
重力場係数と力学的扁平率の精度の変遷

Accuracy of Selenodetic Parameters

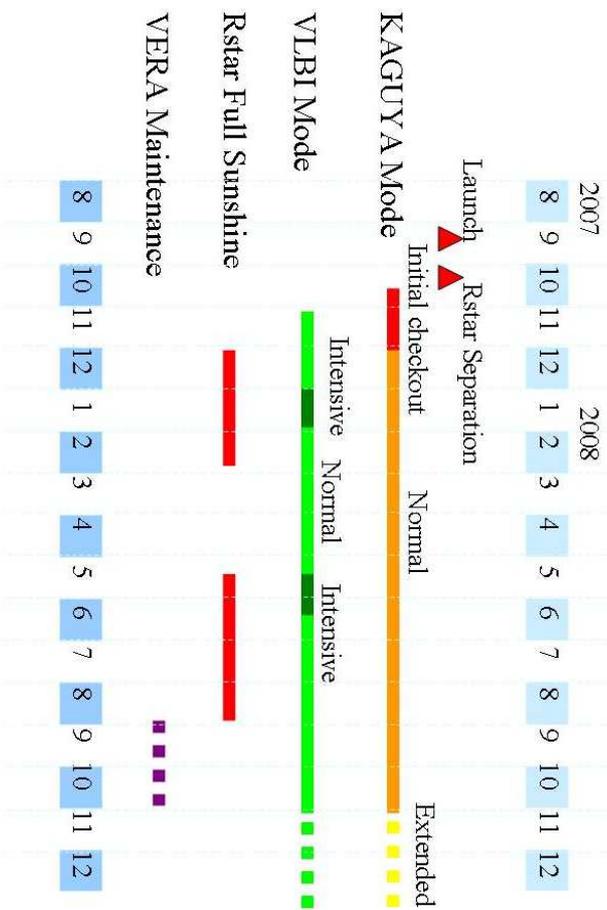


慣性モーメントの推定に必要なパラメータの中で、重力場の低次の係数の精度が相対的に悪い

かぐやにおけるVLBI観測の効果(3): 縁辺部の重力場の精度向上



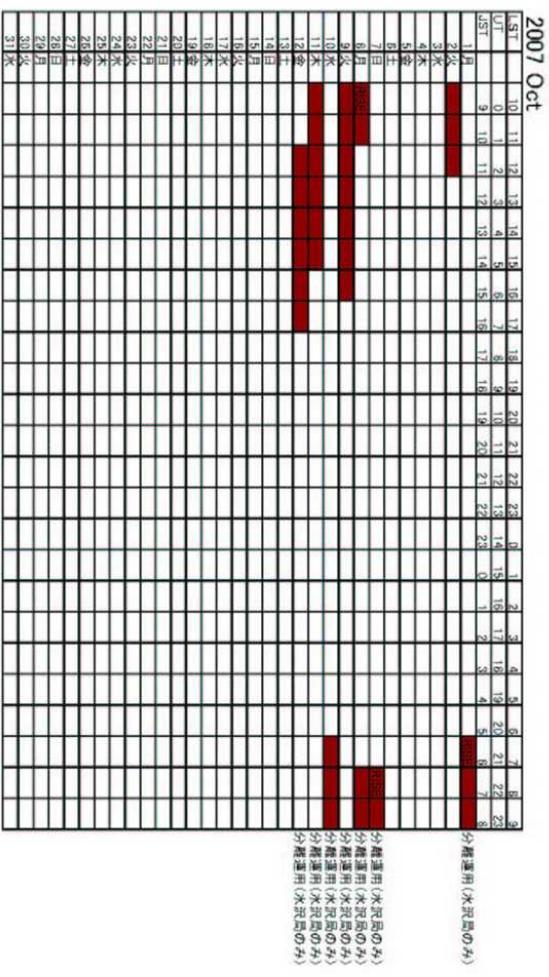
VLBI Observation of UKina(Kstar)/Uma(V star)



VKAD Observations

Type	Normal	Intensive
Network	VERA	International (VERA+Shanghai, Urumqi, Hobart, Wettzell)
Period	1 year	1 month x 2
Frequency	24 hours a week	>24 hours a week
Total Time	~1300 hours	~200 hours

	2007												2008												
Normal	1	2	3	4	5	6	7	8	9	O	N	D	1	2	3	4	5	6	7	8	9	O	N	D	
Intensive																									

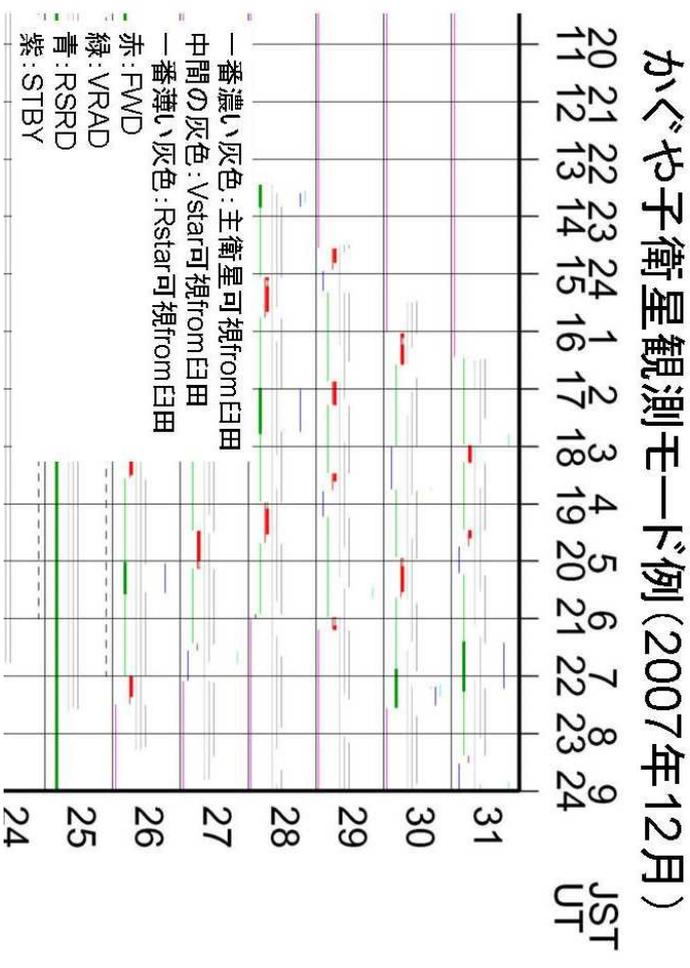


観測スケジュール立案の流れ

- ・長期軌道予測
- ・臼田局にかぐやの観測時間要求
- ・VERA観測時間要求(1ヶ月単位、前月20日まで)
- ・最新情報をもとに短期軌道予測
- ・観測モード割り振り(自動)
- ・2-way測距、ボジラー観測、電波科学観測等の時間を調整
- ・臼田局運用内容決定
- ・VLBI観測スケジュール決定

かぐや初期ナエツクアウト期間のVLBI観測の結果

- ・RstarとVstarの分離時に、VERA局で両衛星からの信号を確認でき、衛星の健全性ととも、VERA局の追尾性能、受信機性能、モニター性能の健全性も確認できた。
- ・VERAの4局によるRVNstarのVLBI観測に成功し、これによって、信号のモニター、アンテナのスウィッチング制御、記録装置の遠隔制御、信号の正常な記録が確認できた。
- ・VERA局で受信したRVNstarの信号の相関処理に成功し、これによって、月軌道の衛星からの信号が相関処理を可能にするS/Nを有していること、多周波VLBIで位相の2πの不確定と電離層の影響を同時に解くだけのS/Nを有していることが確認できた。相関処理の段階でデジタルフィルターによって10Hz以下まで帯域を狭くして信号を抽出することができた。



今後の予定(現在の課題)

- ・外国局の受信・記録装置のパラメータ設定
- ・国際VLBI観測(2008年1月、5-6月予定)のスケジュール調整
- ・解析を進める

e-VLBI による迅速 UT1 計測

– 観測から 30 分で可能になった UT1 –

関戸 衛¹, 小山泰弘¹, 瀧口博士¹, 栗原忍², 小門研亮², Haas Rüdiger³, Ritakari Jouko⁴,
Wagner Jan⁴, 近藤哲郎¹, 市川隆一¹, Hobiger Thomas¹, 谷本大輔², 町田守人²

1: 情報通信研究機構 新世代ネットワーク研究センター

2: 国土交通省国土地理院

3: Onsala Space Observatory, Sweden

4: Metsähovi Radio Observatory, Finland

概要

Tsunami(UDP) を使ったリアルタイムデータ伝送と自動処理の組み合わせにより、観測後 30 分以内に UT1 の観測値が得られるようになった。今後これら e-VLBI 技術を IVS の定常的な UT1 観測に応用し、迅速な UT1 の計測値を得ることで、IERS の UT1 予報値の精度向上が期待される。ここでは、UT1 の迅速推定を可能にした個々の技術要素について紹介し、将来の国際的なリアルタイム e-VLBI への展望について議論する。

1 はじめに

従来の VLBI 観測では、結果を得るまでにはデータの輸送、処理のために何日もの時間を必要としていたが、ネットワーク技術と融合した e-VLBI により、観測後数分～数十分の後には結果を得ることが可能になりつつある。迅速な VLBI 観測結果を必要とするアプリケーションとしては、宇宙飛翔体の VLBI 軌道計測や、予測が困難な地球姿勢パラメータ(極運動と UT1)の計測などがある。精度の高い UT1 の計測、予報値の作成のために Intensive Session と呼ばれる 1 時間の VLBI 観測が国際基線で定常的に行われている [1, 2](Wettzell-Kokee:月, 火, 水, 金)、Wettzell-Tsukuba:土, 日、Tsukuba-Wettzell-Ny-Ålesund:月)。以前の Intensive Session では、磁気テープに記録したデータを相関処理センターに輸送し、観測から結果を得るまでに数日を要していたが、21 世紀に入って記録媒体が磁気テープから磁気ディスクのシステム (Mark5, K5) に換わり、観測後のデータをネットワークを使って伝送することが多くなった。これにより、UT1 の観測から結果を得るまでの時間が 3 日以内と大幅に短縮され [3]、結果として地球姿勢パラメータ (Earth Orientation Parameter:EOP) の速報解の精度が 20 – 50 % 向上したことが報告されている [1]。しかし、当時国際間のネットワーク速度は VLBI のデータレートに比べてまだまだ遅

く、記録時間の数倍の転送時間が必要であった。最近になって、国際間の研究ネットワークの帯域幅拡大と相互接続が拡大し、VLBI の生データを観測と同時に伝送することができるようになってきた。我々は、高速ネットワークに接続された鹿島 34m、つくば 32m、オンサラ 20m、メッツアホビ 14m の VLBI 局の間で実験を行い、2007 年末の時点で、観測から 30 分以内に UT1 の計測結果を得るという最短記録を達成している。今後、更に解析などの自動化を進めることによって観測後 5 分以内の UT1 計測を目指しており、近い将来この技術が定常的な Intensive Session に導入され、IVS の UT1 の計測時間を大幅に短縮することを目的としている。

この報告では、UT1 計測の迅速化を可能にしたそれぞれの要素技術の紹介と、相関処理を分散して行う管理ソフトウェアについて報告する。また、今後の課題と展望についても最後にふれる。

2 迅速な UT1 計測を可能にした要素技術

2.1 ネットワークを使った高速データ伝送、自動フォーマット変換

我々の実験ではヨーロッパの観測局 (オンサラ、メッツアホビ) で Mark5 システムによって取得された VLBI データを日本の鹿島、またはつくば局

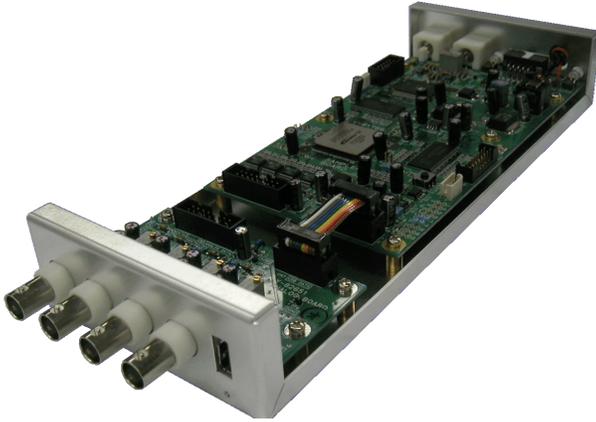


図 1: NICT の開発した K5/VSSP32 サンプラ。量子化ビット数 1,2,4,8bit, サンプリングレート: 32,50,100,200,500kHz,1,2,4,8,16,32MHz、最大データレート:256Mbps、インタフェース: USB

にリアルタイムに伝送し、日本の K5 システムのデータフォーマットに変換した後、我々が開発した K5 ソフトウェア相関器を使って処理を行っている。Mark5→K5 のデータ変換のソフトウェア (m5tok5, k5tom5) も K5 パッケージの一部に含まれて公開されている。

ヨーロッパ側で Mark5 サンプラで取得されたデータは、Metsähovi 観測所が開発した VSIB[5] とインディアナ大学が開発した Tsunami(UDP) プロトコル [4] を使ってネットワークを通して、観測と同時にヨーロッパから日本へデータが送られる。Iperf を使ったネットワークのパフォーマンステストでは、鹿島-オンサラ間で 900Mbps までの UDP データ伝送速度が出ており、専用線ではない shared-net を使って、VLBI の 256Mbps の記録データ速度をリアルタイムに伝送することが可能となっている。

2.2 観測と並行したデータ処理

VLBI のデータ記録媒体がランダムアクセス可能なハードディスクに変わったおかげで、観測と同時並行してディスク上に記録したデータの相関処理が可能になった。このことも、観測時間と同程度必要な処理時間の大幅な短縮に貢献している。NICT の開発した K5/VSSP32[6] を使ってデータ記録と同時並行して相関処理を行うことが可能になった。

2.3 分散処理管理ツール-Cor_mgr -

K5/VSSP データの相関処理を観測時間と同程度以下の時間で処理するため、NICT の開発した K5 ソフトウェア相関処理パッケージ (cor, fx_cor)[7] を複数のコンピュータ (PC) で走らせ、分散処理を行っている。

観測と同時にヨーロッパから伝送されてくるデータは、(1)Mark5→K5 のデータ変換、(2) クラスタ PC を使った分散相関処理、といった二つのステップで処理される。これらの処理を自動化するため、(1),(2) の処理をパイプライン処理できるように、それぞれのプロセスに簡単な通信機能を持たせ、(1) のステップが終了すると (2) の処理が自動的に行われるしくみを作成した。データ変換 (m5tok5, k5tom5) や相関処理 (fx_cor, cor) などの実作業を行うソフトウェアは通信機能を持たないので、スクリプト言語である perl を使って、必要な通信機能を実現し、これらの実作業のソフトウェアを wrapping する形で、データ変換から相関処理までのパイプライン処理・分散処理の自動化を実現した。

相関処理の分散処理・自動化ソフトウェアの開発では、以下の点に留意して開発を行った。

処理系・言語 分散処理ソフトウェアは Windows, Linux など OS を問わず動作し、メンテナンス性に優れた処理系を使うよう留意し、Perl を使用することにした。Perl はコンパイル無しに動作し、オブジェクト指向のプログラミングも可能なことからメンテナンスも比較的容易で、Windows, Linux などの、どの OS でも動作する特徴を持つ。

タスクの分割 複数の PC を使って分散処理を行うためには、タスクを分割してそれぞれの CPU に割り振る必要がある。VLBI の相関処理は、各 SCAN、チャンネル毎に処理が独立しているという特徴があり、分散処理に適している。各 Scan、グループ毎に既にデータが分かれているため、更に細かいタスクの分割は行わず、Scan/Group 単位で分散処理を行うことにした。

データ共有 相関処理を行うには、二つの観測局のデータをあわせて処理するために、データ共有が必要である。現在のところ、特別なデー

タ分配のためのしくみは考えず、UNIX に付属した機能である Network File System (NFS) を使ってネットワーク上でデータを共有している。

タスク管理方法 可能な限り簡便な方法 (プログラミングの手間を最小にして) でタスクの管理を実現する方針とし、また、処理の途中でタスクを追加したり、新たに処理を行う CPU を増やしたりといったコンフィグレーションの変更が容易にできることも重要と考える。Cor_mgr では、「タスクの依頼」「相関処理」「処理状況の把握」といった機能ごとにプログラムを分け、それぞれのサーバ、エージェント間の結合・依存関係を可能な限り少なくした。これにより、それぞれの構成要素を独立に改修したり、再起動が必要な際にも処理の進行への影響が最小限となるように配慮した。

このような方針で作成したシステムの概要を図 2 に示す。我々の開発したの自動化システム (Cor_mgr) は、簡便な Perl のスクリプトで記述されたプログラム群から構成され、UT1 計測を観測後 30 分以内に算出することに成功した他、国土地理院の相関処理システムにも導入されており、近い将来 Wettzell との Intensive Session にも活用されると期待される。

3 データ伝送プロトコル

現在、オンスラ - 鹿島間では Iperf の特性上限に近い 900Mbps 程度までネットワークパフォーマンスが得られているので、更に 1-2 本の 256Mbps のデータストリームをヨーロッパ-日本の間に張ることは可能と思われる。しかし、現在データ伝送に利用しているのは Shared Network であり (Geant2-Abilene-JGN2,SINET)、伝送経路の一部で他のユーザが大きな帯域でネットワークを使用することがあれば、安定したデータ伝送が保証されているわけではない。仮りに、通常 5 - 6 局で行っている IVS の定常観測がそのままリアルタイム e-VLBI に移行したとすると、トータルで 1 Gbps 以上の帯域を広域ネットワークで占有することになり、ネットワーク上のどこかで輻輳が発生することは十分に考えられる。

現在の Tsunami によるデータ伝送では、Mark5 サンプラで取得したデータをエラー無しで伝送できなければ Mark5→K5 のフォーマット変換が動作せず、観測は成功しない。しかし、本質的には VLBI のデータ伝送では、ロスしたデータをパディングし、不正データの正確なフラグgingができれば、数%程度のデータロスは積分時間の短縮に相当するだけで大きな問題にはならない。このようなプロトコルを実装し、より安定した VLBI 用のデータ伝送プロトコルを実現することが望ましい。

一方、VLBI では観測スケジュールに予定された帯域幅で記録を行うことを前提としており、リアルタイム VLBI の場合には、レート制御 (=データ取得レートの変更) はできない¹。このような、固定のデータレートを要求し、高いエラーレートを許容する VLBI は、輻輳が起きるとデータレートを落として通信を確保しようとする他のネットワークアプリケーションとはネットワークへの要求仕様が大きく異なる。

リアルタイム VLBI を実現するための将来のネットワーク環境として、「帯域オンデマンド」接続が大きな期待を集めている。「帯域オンデマンド」接続は、ネットワーク上の任意の地点間で、時間帯と帯域を指定して専用のネットワークパスを提供するサービスで、GMPLS (Generalized Multi-Protocol Label Switch) などの技術を使って実現され、国内では SINET³ でサービスが開始されている。今後、国際的な研究ネットワークで同様なサービスが開始されれば、専用線相当のネットワーク環境が必要な時間だけ利用可能になり、輻輳による他のアプリケーションへの影響やパケットロスの問題が解決して、複数基線の国際 VLBI 観測が安定して可能になると期待される。

参考文献

- [1] Johnson, T., Carter, S. M., Myers, A., Lambert, S., and Wooden, W., "Rapid Service/Prediction Centre", *IERS Annual Report 2005*, 57-66, 2005.

¹Offline モードでは、ネットワーク伝送のレート制御が可能であり、どんなデータ伝送プロトコルでもかまわないため、ここでは問題としない

²<http://www.sinet.ad.jp/service>

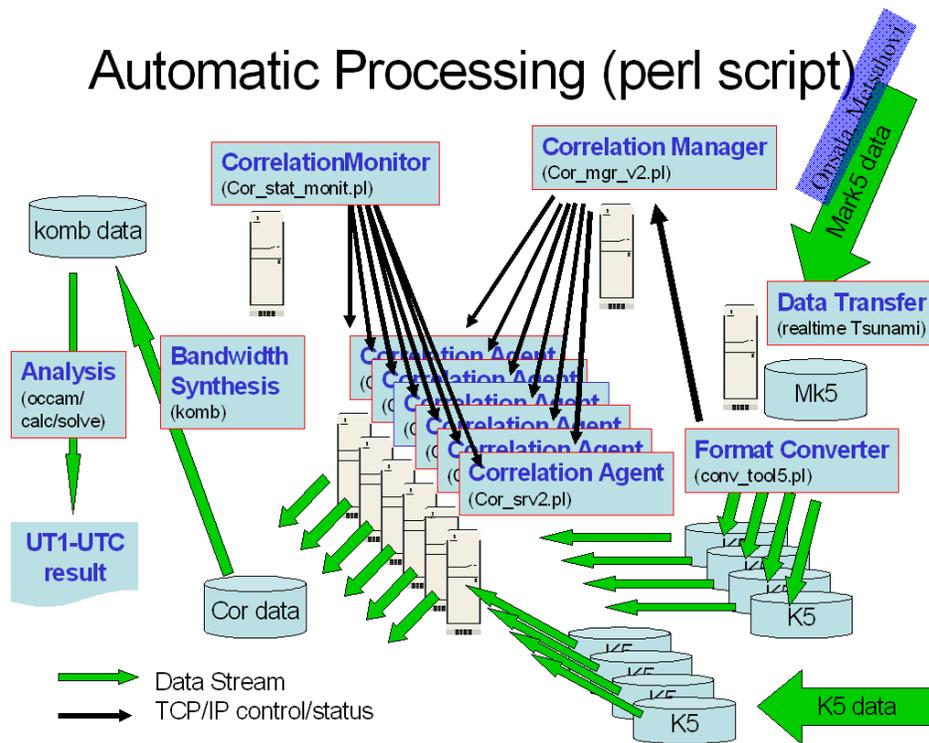


図 2: 分散相関処理・パイプライン処理を行うシステムの概要。観測データの取得、フォーマット変換、データ共有、相関処理はすべてネットワークで接続された PC で行われる。処理を自動的に行うための管理サーバ・エージェントはお互いに TCP/IP を使ってプロセス間で通信をこない、依頼されたタスクを効率的に処理する。

- [2] Baver, K. D. MacMillan, L. Petrov, and D. Gordon, “Analysis of the VLBI Intensive Sessions”, *IVS 2004 General Meeting Proceedings*, NASA/CP-2004-212255, 394–398, 2004.
- [3] Machida M., Ishimoto, M., Takashima, K., “Tsukuba VLBI Correlator”, *International VLBI Service for Geodesy and Astrometry 2005 Annual Report* (eds. D. Behrend and K. Baver), NASA/TP-2006-214136, 186–189, 2006.
- [4] Mark Meiss, Jan Wagner, Tsunami UDP Protocol, <http://tsunami-udp.sourceforge.net/>
- [5] Ritakari, J., and A. Mujunen, “Gbit/s VLBI and eVLBI with Off-The-Shelf Components”, *International VLBI Service for Geodesy and Astrometry 2004 General Meeting Proceedings* (eds. Nancy R. Vandenberg & Karen D. Baver), NASA/CP-2004-212255, 182–185, 2004.
- [6] Kondo, T., Y. Koyama, H. Takeuchi, M. Kimura, “Development of a New VLBI Sampler Unit (K5/VSSP32) Equipped with a USB 2.0 Interface”, *IVS 2006 General Meeting Proceedings* (eds. Dirk Behrend & Karen Baver), NASA/CP-2006-214140, 195–199, 2006.
- [7] Kondo, T., Koyama, Y., Takeuchi, H., Kimura, M., “Current Status of the K5 Software Correlator”, *IVS NICT-TDC News*, No. 25, 23–27., 2004.

深宇宙探査機 VLBI の現況と Programmable サンプラー ADS-3000 の活用

竹内 央*, 望月 奈々子*, 市川 隆一**, 関戸 衛**,
小山 泰弘**, 近藤 哲朗**, James S.Border***

概 要

近年、JAXA,ESA,NASA/JPL の宇宙三機関合同で Delta-DOR (Delta Differential One-way Range)の計測が行われているが、各々の機関で独自の方式が採用されているため相互運用の手間が大きい。この点を改善するため、宇宙データシステム諮問委員会(CCSDS)において、標準的な送信信号形態や標準受信データフォーマットの策定が進められている。JAXA でも CCSDS 標準に対応するため、NICT で開発された高速 A/D サンプラ ADS-3000 の programmable ロジック部にデジタルフィルタを構成し、CCSDS で規定される探査機からのマルチトーン信号の受信に対応できるようにした。また、ADS-3000 の記録形式(K5 フォーマット)を CCSDS 標準データフォーマットに変換する変換プログラムの開発が行われている。本稿にて詳細を報告する。

1. はじめに

深宇宙探査機の軌道決定において、Range, Dopplerを補足し視線方向に垂直な成分を直接計測するための観測量として、Delta-DOR (Delta Differential One-way Range) が挙げられる。Delta-DOR計測は相対VLBIの手法に基づきbackground の電波星(クェーサ)と探査機との間の離角を計測する手法であり、JPL の深宇宙ミッションでは大変重要な役割を果たしている。JPLでは1970年代から1980年代にかけて、VikingやPioneer 12号、Voyager 1号,2号を用いて100ナノradian 程度の精度で探査機の angular position を求める事に成功している。その後、システムの向上により 1990年代の Magellan では 5 ナノ radian、近年の Mars Exploration Rovers や Mars Reconnaissance Orbiter では、2 ナノ radian (= 1AU 先で、300 mの距離に相当)という高い精度での angular position決定が可能 [参考文献1] になってきている。近年になりJAXAやESAでもDelta-DOR 計測技術の開発が行われており、JPLを交えた三機関の間で相互運用が行われるようになってきている。

2. JPL-JAXA間の「はやぶさ」Delta-DOR 計測

2007年3月7日,8日にJPL 深宇宙ネットワーク(DSN)と日本との間の初の共同実験となる、「はやぶさ」Delta-DOR 計測が行われた。DSN 側参加局はGoldstone(米国)とCanberra(豪州)、日本側参加局は臼田(JAXA)局と鹿島(NICT)局である(図1参照)。本計測は、はやぶさの地球帰還フェーズがスタートする前の準備段階として、イオンエンジン点火前の弾道軌道を用いて精密に軌道を決定する目的で行われたものである。日本側フォーマット(K5形式)とJPLフォーマット(VSR形式)との間の相互変換を行うソフトウェア translator を開発し、K5ソフトウェア相関器により相関処理を行い、DSN局と日本局との間で初となるフリッジ(図2)を検出した。はやぶさのDelta-DOR 観測量をJPL側の軌道決定ソフトウェアで処理する事により、25ナノradian程度の測角精度が得られている。Delta-DOR を用いない時の精度1 μ ラディアンに比べ40倍程度の精度向上が達成されている。Delta-DOR 観測量に対応したJAXA側軌道決定ソフトウェアは現在開発中である。

* The Institute of Space and Astronautical Science (ISAS)/JAXA

** National Institute of Information and Communications Technology (NICT)

*** Jet Propulsion Laboratory(JPL)/NASA

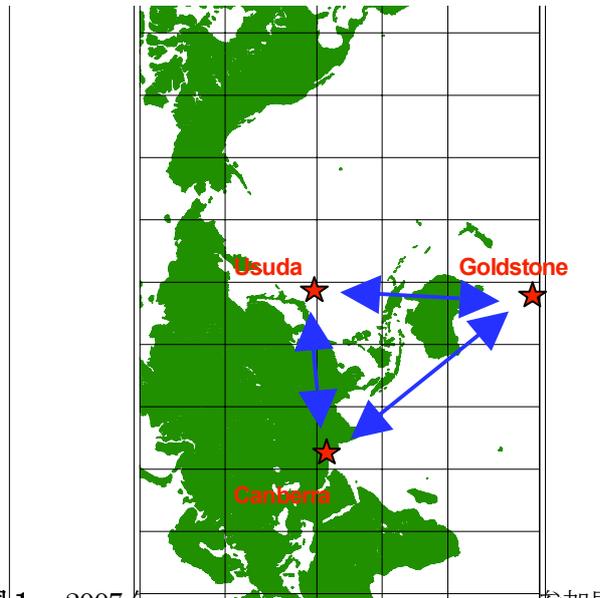


図 1 : 2007 年の 3 月 1 日 0 時 00 分 00 秒に Delta-DOR 実験参加局

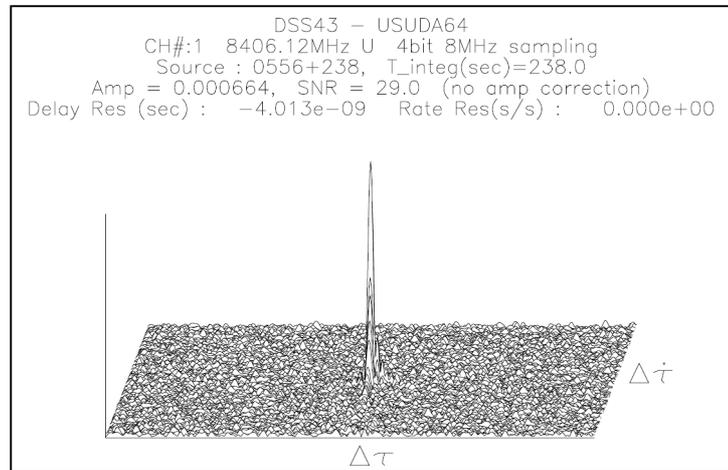


図 2 : JAXA(臼田 64m 局)と JPL(DSN キャンベラ 70m 局)との間のファーストFRINGE

3. ADS-3000 を用いた Delta-DOR マルチトーン検出

現在、NASA,ESA,JAXA 間で、CCSDS における Delta-DOR の標準規格(標準的信号形態,記録フォーマット,raw data リアルタイム伝送規格等)の制定が進んでいる。Delta-DOR 用マルチ tone 信号として推奨される信号の規格を表 1 に示す。標準的な場合、飛行体の観測時には、各々のトーンのまわりの 50kHz の帯域をデジタルフィルタで切り出して 2 局のトーン位相差を計測して位相勾配から群遅延を測定する。位相補償のためのクェーサ観測時には、各トーン位置を中心とする 4MHz 帯域をデジタルフィルタで切り出す。これらを実現するために、筆者らにより開発された広帯域サンプラー ADS-3000[参考文献 2]上の信号処理用 FPGA にデジタルベースバンドコンバータ(DBBC)を実装した。開発した DBBC の模式図を図 3 に示す。1GHz 帯域幅の入力信号から、ローカル周波数設定ステップ 0.5Hz で、任意の周波数領域のベースバンド信号を切り出す能力を持つ。選択可能な帯域幅は、2,4,8,16MHz(図 4)である。また、ローカル周波数の動的変化(1 回微分値+2 回微分値を設定)によるドップラー補正にも対応する。飛行体観測時には、PC 上のソフトウェアにより、上記ベースバンド信号をさらに狭帯域(50kHz 程度)化する。なお、現仕様の ADS-3000 における FPGA 用量は十分ではなく、数 ch 分の DBBC 機能しか実装出来ない。FPGA 用量を大幅に増やすと共に、2 系統の IF 系統の入力を持つ後継機 ADS-3000+ の開発が進められており、2008 年度前半に完成予定である。これにより、CCSDS で規定される

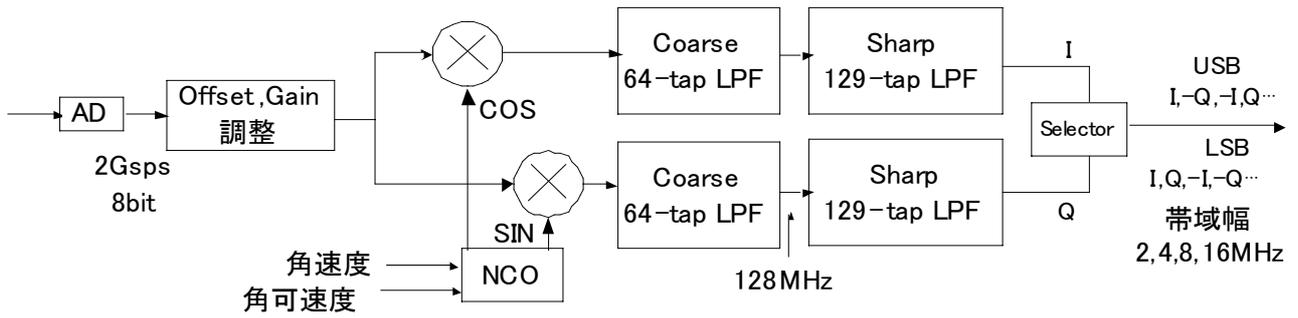


図 3 2Gbps A/D サンプラ ADS-3000 による DBBC 回路の模式図

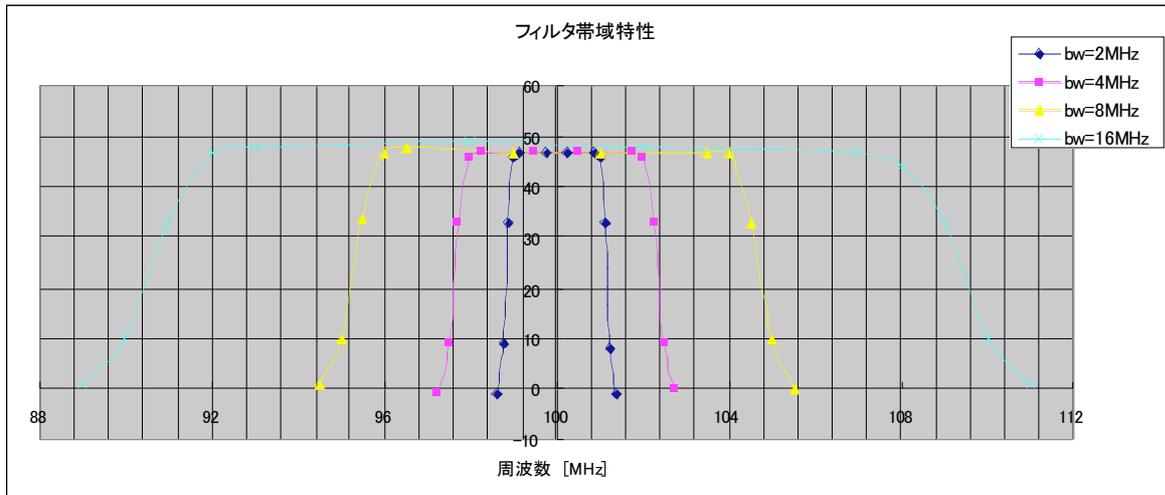


図 4 ADS-3000 用 DBBC のフィルタ特性

X/Ka の二周波数帯の全ての tone (を中心とする数 MHz のベースバンド信号) を一台のサンプラで切り出す事が可能になる。

4. 今後の予定

現在の JAXA の深宇宙探査機は機上トランスポンダの帯域が 1 MHz 程度と狭く CCSDS で規定される広帯域トーンに完全に対応する事が出来ない。また機上クロックの性能も悪く (10^{-8} @1sec)、規格を満たしていない。現在 CCSDS 標準のマルチトーン生成機能を持つ広帯域トランスポンダの設計を行っており、2010 年代前半の、小型ソーラーセイルやはやぶさ 2 等のミッションにおける搭載を目指している。

また、現在、JAXA で取得した K5 format のデータは、JPL との実験では DSN VSR format に、ESA との実験では Mark5 format にそれぞれ変換してデータ交換する事になっている。Interoperability の向上のために、common データフォーマットの策定が行われており、2008 年度をめどに仕様が確定する見込みである。

表1 CCSDS(401 2.5.6B)における Delta-DOR tone の規定 参考文献

Frequency Band	# of DOR tones	DOR tone Frequencies	Spanned Bandwidth
2GHz	3	4 MHz	8MHz
8GHz	5	4MHz and 20 MHz	40MHz
32 & 37 GHz	7	4MHz,20MHz,and 76MHz (or 160MHz)	152MHz, (or 320MHz)

周波数安定度(1秒平均)に関する規定： $\Delta f/f < 4.0 \times 10^{-10}$ at 2GHz, $\Delta f/f < 1.0 \times 10^{-10}$ at 8GHz, $\Delta f/f < 0.3 \times 10^{-10}$ at 32,37GHz

参考文献

- [1] T.Martin-Mur, P.Antreasian, J.Border, et al. ,”Use of Very Long Baseline Interferometric Data for Spacecraft Navigation”, ISTS 2006-d-50, 2006
- [2] Hiroshi Takeuchi, et al., "Development of a 4 Gbps Multifunctional Very Long Baseline Interferometry Data Acquisition System", PASP, Vol. 118, pp.1739-1748, 2006
- [3] CCSDS, “Radio Frequency and Modulation Systems-Part 1: Earth Stations and Spacecraft. Blue Book, Issue 17.”,p 2.5.6B-1 ,2006

波線追跡計算ツール KARAT を用いた測位誤差評価

市川隆一† トーマス ホビガー 小山泰弘

近藤哲朗 (情報通信研究機構鹿島宇宙技術センター)

E-mail: †richi@nict.go.jp

An Evaluation of Geodetic Position Errors using Fast Ray Tracing Algorithms through the JMA Mesoscale Numerical Weather Data

Ryuichi ICHIKAWA , Thomas HOBIGER ,

Tasuhiko KOYAMA , and Tetsuro KONDO

(KASHIMA SPACE RESEARCH CENTER, NICT)

E-mail: †richi@nict.go.jp

Key words: GNSS, VLBI, atmospheric path delay, numerical weather prediction model, mapping function

Abstract

We simultaneously calculate atmospheric parameters (zenith wet delay and a gradient vector) and position errors estimated from atmospheric slant path delays obtained by new ray tracing technique [Hobiger et al., 2007] through the meso-scale numerical weather data with 10 km horizontal resolution. In this numerical calculation both isotropic and anisotropic mapping functions are evaluated. We find that the large horizontal and vertical position errors up to 20 mm associated with severe rain fall event. These horizontal position errors are dramatically reduced by anisotropic mapping function. On the other hand, the vertical position errors are not reduced. This result suggests the errors of zenith total delay estimates associated with the lateral heterogeneity of the atmosphere yield the vertical errors.

1. はじめに

VLBIのみならず、GPS、GLONASS、Galileo、あるいは準天頂衛星システムなどの衛星航法システム (GNSS: Global Satellite Navigation System) では、電波天体や人工衛星から地上に到達するマイクロ波を受信して計測データとする。ここでのデータとは、VLBIでは地上の2地点間での遅延時間差であり、GNSSでは衛星から地上局までの電波の伝搬時間を指し、これらの計測精度は、少なくとも 10^{-12} 秒に達する。

一方、地球大気による見かけ上のマイクロ波の経路長の伸び、すなわち伝搬遅延誤差 (Atmospheric Path Delay/以後これを“大気遅延”と呼ぶ) は、天頂方向で2.3-2.8mにも及び、これは時刻精度に換算すると 10^{-9} 秒の桁に達する大きさである。大気遅延のうち、静水圧平衡が仮定できる大気成

分^(注1)に起因する遅延量 (これを“静水圧遅延量”と呼ぶ) が80-90%を占め、これらは地上気圧によるモデル推定によりミリの精度で補正可能である。一方で、水蒸気に起因する遅延 (これを“湿潤遅延量”と呼ぶ) は、地球上で水蒸気が偏在して分布し、かつその時空変動が予測困難であるため、その除去がマイクロ波を用いた宇宙測地計測技術の精度向上の鍵を握っている。

昨年のVLBI懇談会シンポジウムにおいて、我々は気象学の分野で天気予報に用いられる数値天気予報データを用いた大気遅延推定手法の開発について紹介した[1]。その後、Hobigerら[2],[3]は、大気遅延計算に用いる波線追跡アルゴリズムの高速化、及び高精度化に成功した。我々は、この波線追跡計算ツールを“KARAT”(KASHIMA RAYtracing Tools)

(注1)：主に水蒸気を除く酸素、窒素などで構成される乾燥大気成分

と名付け、実際の GPS 解析に適用した場合の大気遅延除去効果について評価を進めている。

KARAT は、現実に近い大気中での電波の伝搬経路を計算できるため、例えば VLBI や GPS の測位解析に対して、気温、気圧、水蒸気分圧といった各気象要素の変動がどのような誤差をもたらすかをシミュレーション可能である。このようなシミュレーションは、従来 GNSS や VLBI のデータ解析で用いられる大気推定モデルの適用限界を評価する上で重要である。さらに、これらの解析結果から真の地殻変動、地球姿勢変動、宇宙飛行体の軌道情報などのシグナルと大気遅延によって生じた見かけの変動とを峻別する上でも有効と考えられる。そこで本小論では、GPS の PPP(高精度単独測位/Precise Point Positioning) 解析を例に取り、KARAT による測位誤差シミュレーション結果を示す。

2. KARAT による測位誤差シミュレーション

2.1 気象庁数値予報データ

2008 年 1 月現在、気象庁は気象業務支援センターを通じて、実際の天気予報に用いる複数種類の数値天気予報データを提供している(数値予報データの詳細については [1] を参照されたい)。我々は、これらのうち、格子間隔約 10km、経度方向に 361、緯度方向に 289 個の格子点を持つメソスケール客観解析データ (MANAL/Meso-scale analysis data) を計算に使用している。MANAL は、3 時間 (2006 年 4 月以降) 毎に出力され、これが現時点での最小の時間分解能となる。ただし KARAT には、線形補完で簡便に時間内挿する機能も付加しており、任意の時刻での遅延量計算も可能となっている。図 1 には、KARAT で計算した天頂方向の大気遅延量の空間分布の例を示した。これは、2006 年 7 月 22 日 0 時 UT のプロットで、九州から西日本の南方海上にかけて東西に帯状に延びる遅延量大の分布が見取れる。この分布は、この同時期に西日本に大きな被害をもたらした集中豪雨に相当する水蒸気が集中した領域を示している。

KARAT の詳細について別の文献に譲るが [2], [3]、前回報告した遅延量計算ツールの開発方針 [1] との大きな違いは我々独自の数値予報データの再構築にある。高速計算を可能にするためには、電波の伝搬経路上の屈折率を計算する際に解析的手法が使えるように改良するのが近道である。そこで、元の数値予報データの各計算格子に与えられる温度、気圧 (正確には等気圧面高度)、水蒸気分圧の値から、等経緯度間隔の格子網での値を内挿で求め、数値予報データを再構築した。これにより、地球中心からの距離と経緯度の 3 パラメータで伝搬経路を記述可能となった。この計算アルゴリズムの改良により、クロック周波数 3GHz の Pentium D クラスの計算機で 1 秒間に約 1200 パスの遅延量計算が実現した。

2.2 マッピング関数

良く知られるように、GNSS や VLBI の測位解析では、

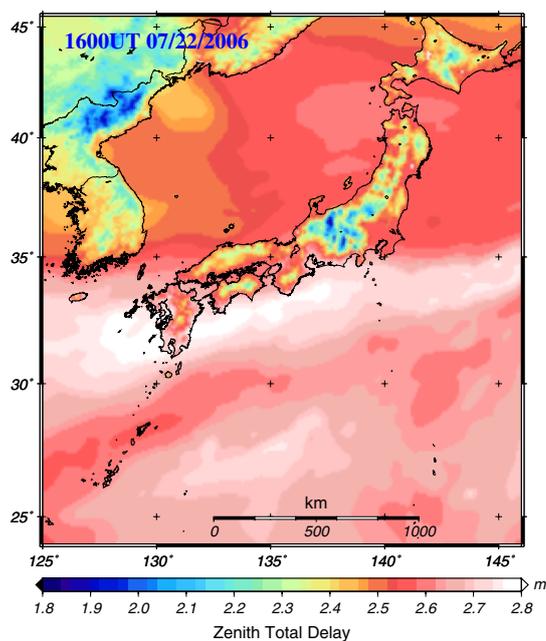


図 1 KARAT を用いて計算した 2006 年 7 月 22 日 0 時 UT の天頂大気遅延量の空間分布図

天頂遅延量の仰角依存性を示す“マッピング関数 (mapping function)” (例えば [4], [6], [7] など) で得られる値を偏微分係数として最小自乗法により天頂遅延量を推定する。言い換えれば、このマッピング関数そのものが、GNSS や VLBI のデータ解析での大気推定モデルである。マッピング関数を用いると、ある仰角 θ の全遅延量 ΔL は下記のように簡単に表すことができる。

$$\Delta L = \Delta L_h^z M_h(\theta) + \Delta L_w^z M_w(\theta), \quad (1)$$

ここで、 ΔL_h^z と ΔL_w^z は、それぞれ天頂方向の静水圧遅延量と湿潤遅延量である。これらに乘じられている $M_h(\theta)$ と $M_w(\theta)$ がマッピング関数である。マッピング関数は、第一近似としては $\sin(\theta)$ の逆数を基本形として表現する。さらに、地球の曲率や、大気モデルなども考慮したマッピング関数になると次のような連分数形式で表す (例えば [4], [5])。

$$m(\theta) = \frac{1}{\sin \theta + \frac{a}{\sin \theta (or \tan \theta) + \frac{b}{\sin \theta + \frac{c}{\sin \theta + \dots}}}} \quad (2)$$

ここで、 θ は電波源の真の仰角、 a 、 b 、及び c はそれぞれマッピング関数のパラメータであり、定数、ないしは温度、水蒸気分圧などの関数である。

さて、GNSS 測位解析での鉛直測位誤差軽減や、VLBI のように長時間双方での可視域確保が必要な大陸間観測では、仰角 5 度、ないしは 3 度といった低仰角観測を行う。このような観測を実施する場合、大気下層に偏在する水蒸気の水平

変動の影響が特に顕著となる。そこで、大気の水水平変動をモデル化したマッピング関数（これを“方位依存マッピング関数”、あるいは“異方性マッピング関数”と呼ぶ）が開発され、実用に供されてきた（例えば[8]）。異方性マッピング関数では、大気構造の水水平変動を単純な一次平面の勾配で仮定する。

2.3 測位誤差シミュレーション

本研究で紹介する測位誤差シミュレーションの模式図を図2に示す。なお、ここでは議論を簡単にするために、GPSのPPP解析を想定しており、衛星側の時刻誤差、及び電離層での遅延誤差は無いものと仮定している。また、同じく簡単のため受信機内部の時刻オフセットも図示していないが、以降の計算ではアприオリに100psecのオフセットをKARATから計算される視線遅延量に一律に加えた。

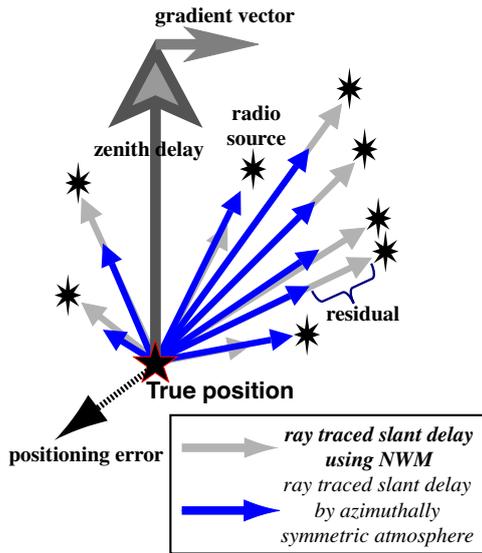


図2 波線追跡法で計算した視線遅延量に基づく測位誤差シミュレーションの概念図

まず、MANAL データに基づき KARAT により実際の GPS 衛星配置を元にして視線遅延量を計算した。ここでは、国土地理院の全国 GPS 観測網 (GEONET) の IGS つくば観測点 (TSKB) における、ある日の3時間分、約300個のGPS衛星の方位・仰角の組み合わせを計算に用いた。計算した視線遅延量を“真の大気遅延”とみなすと、これには観測点周辺の大気構造が反映する。しかしながら、GNSSやVLBIの解析で大気遅延の推定に用いられるマッピング関数に誤りがあれば、“推定された大気遅延”に誤差が含まれることになる。

ここで、“真の大気遅延”と“推定された大気遅延”との差を観測量として、実際のPPP解析に即して次のように東西、南北、上下の各成分、天頂遅延量、及び受信機内部の時刻オフセットを推定する観測方程式をたて、最小自乗法により推定した。

一般的な線形化した観測方程式は、

$$Y = AD + e \quad (3)$$

のように表現できる。まず、行列 e は誤差ベクトルであるが、式を簡略化するために KARAT で計算された視線遅延量の誤差が0、すなわち $e = 0$ と仮定する。また、行列 D は、推定パラメータで構成される行列であり、

$$D \equiv \begin{bmatrix} x \\ y \\ z \\ \Delta L_Z \\ \Delta \tau \end{bmatrix} \quad (4)$$

と書ける。ここで、 x 、 y 、及び z は測位解の東西、南北、及び上下の各成分を、また、 ΔL_Z は天頂遅延量、 $\Delta \tau$ は受信機内部の時刻オフセットである。また、行列 Y が、各々の衛星の方位 ϕ ・仰角 θ を元に KARAT から計算された視線遅延量であり、エポック1番目の衛星から、エポック m 番目の衛星までの値を並べると

$$Y \equiv \begin{bmatrix} \Delta L_1 \\ \Delta L_2 \\ \vdots \\ \Delta L_m \end{bmatrix} \quad (5)$$

のようになる。行列 A は、各パラメータの偏微分係数で構成される計画行列であり、

$$A = [-\cos \theta \cos \phi, -\cos \theta \sin \phi, -\sin \theta, m(\theta), 1] \quad (6)$$

とおける。よって、行列 D を求めるために、

$$D = (A^T A)^{-1} A^T Y. \quad (7)$$

の計算を行えばよい。ここで A^T は、 A の転置行列である。図2に示す positioning error とは、式(4)の行列 D の最初の3項、 x, y, z で表現されるベクトルであり、これがマッピング関数で除去しきれずに残った大気遅延に起因する測位誤差である。さらに、先に紹介した異方性マッピング関数を解析に用いた場合も同じように測位誤差のシミュレーションが可能である。この場合は、

$$D \equiv \begin{bmatrix} x \\ y \\ z \\ \Delta L_Z \\ G_{NS} \\ G_{EW} \\ \Delta \tau \end{bmatrix} \quad (8)$$

のように、大気勾配を表現する2つのパラメータ G_{EW} 、

G_{NS} を加えて同様に推定することになる。このときの計画行列 A を、MacMillan[1995] による大気勾配モデル [8] で書き下すと、

$$A = \begin{bmatrix} -\cos\theta \cos\phi, & -\cos\theta \sin\phi, & -\sin\theta, \\ m(\theta), & \cos\phi, & \sin\phi, & 1 \end{bmatrix} \quad (9)$$

となる。本論では、この大気勾配を考慮した場合の計算結果も次項で示す。なお、今回の測位誤差シミュレーションでは、時刻オフセットの推定も併せて試みたが、紙面の都合もあり本論ではその議論は割愛する。

3. 計算結果

測位誤差シミュレーションの例として、2006年7月の一ヶ月間の MANAL データを用いて計算した内之浦における測位誤差計算結果の時系列を図3に示す。この図に示すのは、球対称大気構造を仮定した Niell による NMF マッピング関数 [4] を天頂遅延量推定に用いた場合に生じ得る測位誤差である。言い換えれば、NMF マッピング関数で除去しきれなかった大気遅延残差によってもたらされた局位置誤差である。

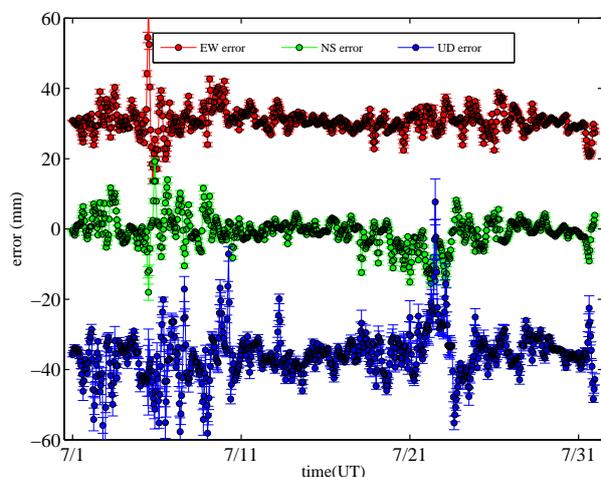


図3 内之浦におけるシミュレーションで計算された測位誤差の時系列 (上から、東西、南北、上下成分である)。遅延推定で大気構造を球対称とした場合 (大気の水平勾配をモデル化しない)。なお、プロットの判別が容易なように、東西、上下の各成分には、+30mm、および -30mm のオフセットを与えている。

この一ヶ月間は、全般に西日本では梅雨前線の活発な活動と月後半の集中豪雨の影響が顕著であり、水平成分では絶対値で20mm、また上下成分では30mm近く及ぶような測位誤差の計算結果が得られている (特に7/5-7頃と7/21-23頃)。月後半の7月20日以降では、上下成分と共に、特に南北成分での測位誤差変動が激しくなるが、これは先の図1に示される東西に伸びる帯状の水蒸気分布に起因する影響と考えられる。

その他、紙面の都合で図には示さないが、式 (8)、(9) を用い、大気の水平勾配も含めて推定した場合に計算される局位置誤差も計算した。この場合は、測位誤差の水平成分 (東西、南北) の時間変動の振幅が最大でも5mm以下と顕著に小さくなり、水蒸気の空間変動による影響を異方性マッピング関数により効果的に取り除けることがわかった。ただし、ここで用いた MANAL データの時間分解能は3時間であり、これより短周期の変動は空間スケールも小さいため、単純な水蒸気勾配を仮定する異方性マッピング関数が効果的か否かは別途調べる必要がある。

4. まとめ

Hobiger らの手法 [2], [3] により改良、かつ高速化された波線追跡アルゴリズムにより、気象庁メソスケール客観解析データに基づく大気遅延量を計算するツール “KARAT” を用いて、GPS の PPP 解析を想定した測位誤差シミュレーションを行った。2006年7月の一ヶ月間の MANAL データに基づく解析では、例えば内之浦 GPS 観測点において、集中豪雨に伴って生じた東西の帯状の顕著な水蒸気分布によって水平、上下共に20mmを越えるような測位誤差が生じることが示された。この測位誤差の水平成分については、大気の水平変動を考慮した異方性マッピング関数によって効果的に除去できることが確認できた。

参考文献

- [1] 市川隆一、最新の数値予報データを用いた大気伝搬遅延量推定ツールの開発 -序報-、2006年度 VLBI 懇談会シンポジウム集録、2006。
- [2] Hobiger T., Ichikawa R., Koyama Y., Kondo T., KASHIMA RAY-Tracing Service (KARATS) - Fast ray-tracing through numerical weather models for real-time positioning applications in East Asia, 18th European VLBI for Geodesy and Astrometry (EVGA) Working Meeting, April 12-13, 2007, Vienna, Austria.
- [3] Hobiger T., Ichikawa R., Koyama Y., and Kondo T., Fast ray-tracing algorithms for real-time positioning applications using numerical weather models, *Earth and Planetary Science Letters*, in preparation, 2007.
- [4] Niell, A. E., Global mapping functions for the atmosphere delay at radio wavelengths. *J. Geophys. Res.*, 101, 3227-3246, 1996
- [5] Niell, A.E.: Preliminary evaluation of atmospheric mapping functions based on numerical weather models, *Phys. Chem. Earth*, 26, 475-480, 2001.
- [6] Boehm, J. and H. Schuh, Vienna Mapping Functions in VLBI analyses, *Geophys. Res. Lett.*, 31, L01603, doi:10.1029/2003GL018984, 2004.
- [7] Boehm, J., B. Werl and H. Schuh, Troposphere mapping functions for GPS and very long baseline interferometry from European Centre for Medium-Range Weather Forecasts operational analysis data, *J. Geophys. Res.*, 111, B02406, doi:10.1029/2005JB003629, 2006.
- [8] MacMillan, D.S. Atmospheric gradients from very long baseline interferometry observations, *Geophys. Res. Lett.*, 22, 1041-1044, 1995.

広域電波強度分布測定技術の研究開発

情報通信研究機構鹿島宇宙技術センター
小山泰弘、近藤哲朗、市川隆一、関戸衛、川合栄治

1. はじめに

総務省は、電波利用料を財源とし、逼迫する周波数資源を有効に活用することに資するような研究開発課題を募集し、その課題を民間や研究機関に委託することによって『電波資源拡大のための研究開発』を平成17年度より実施している。そこで、情報通信研究機構では、電波干渉計の手法を用いて広域な地上の電波強度分布を推定する技術を開発し、電波利用の実態を的確に把握する手法を実現することを目指して『広域電波強度分布測定技術』の研究開発課題(図1)を提案した。この提案は、総務省に設けられた評価委員会での評価の結果、平成19年度から4か年計画で実施することが認められ、提案者である情報通信研究機構が研究開発の委託を受けることとなった。この研究課題では、これまで鹿島宇宙技術センターを中心とした研究開発で培われた VLBI 観測・データ処理技術を基盤として、地上の電波源の分布を測定することで、新たな用途に活用することを目指している。本報告では、この課題で目指す研究開発の概要と、今年度実施した試験測定結果とを報告する。

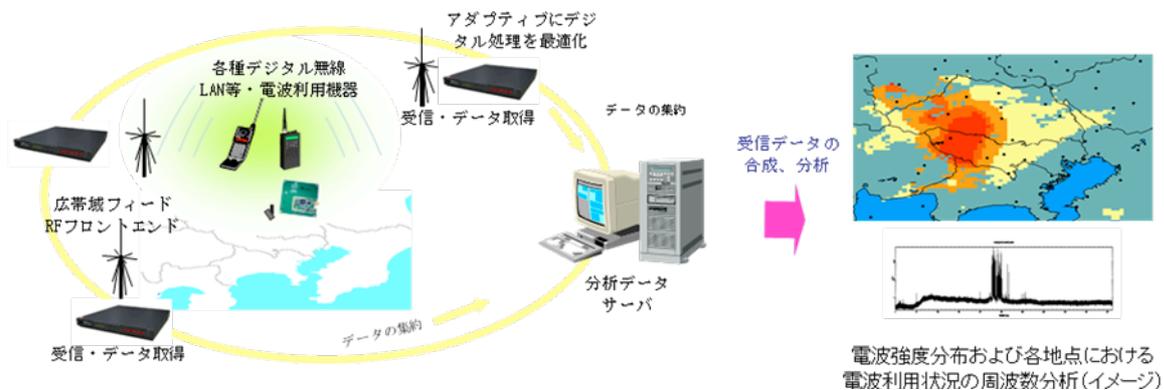


図1 実現を目指すシステムと研究開発のイメージ

2. 研究開発の概要

本研究課題では、地域的に広がったエリアにおいて、電波利用の実態を的確に把握することによって、実際に利用可能な電波資源を明確にし、また将来、周波数利用計画を見直しする際に基礎資料として活用可能なデータを自動的に取得することを可能とする技術を研究開発することを目指している。そのため、時間帯によって時々刻々と変化する電波の利用状況を、地域的な広がりを持つフィールド上で面的に把握できるシステムを構築するために必要な基礎技術を実現することを目指し、広帯域高感度受信系とデータ取得・記録システムを開発し、複数の地点で受信した信号を合成処理することによる電波強度分布推定手法

を確立する。そのため、

1) 広帯域な電波を高感度に受信できる受信系およびデータ取得・記録システムの開発

2) 記録したデータの合成処理により、面的な電波強度分布を推定する手法の開発

の2つの課題の研究開発が必要である。測定対象とする周波数は、100MHzから3GHzまでの帯域としているが、このうち1GHz以下の低周波数部はディスコーンアンテナのようなアンテナを素子して利用し、1GHz以上の高周波数部は広帯域なホーンアンテナと、ビームを水平にむけるための曲面反射鏡とを組み合わせた受信系を設計することを考えている(図2)。A/D サンプラには、VLBI 観測用にこれまで開発を行ってきた ADS3000 システムを基本として、多ビット化に対応したA/D サンプラを新たに開発する。通常のVLBI 観測と異なり、地上の多数の送信機からの信号はさまざまな強度の電波が混在しているため、広いダイナミックレンジが必要ながその理由である。記録システムには、汎用のPCに複数のハードディスクを RAID 構成により搭載し、高速かつ長時間連続してデータを記録できるシステムを開発する。

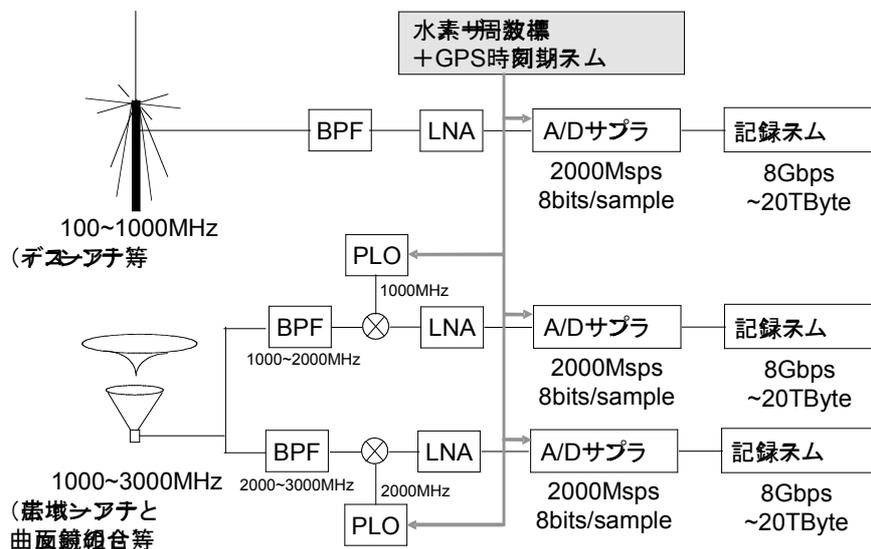


図2 受信系システムの構成案

次に、データ処理手法の開発では、まず各々の観測点で取得したデータをスペクトル解析し、各周波数における受信した電界強度の時間変化を把握できるようにするとともに、周波数ごとに電界強度を2次元表示するシステムを開発する(図3)。また、それぞれの観測点で記録した時系列データを合成処理することによって、電波源の分布を面的に推定する手法を開発する。合成処理の方法にはいくつかの方法が考えられるが、まずは測地 VLBI データ処理と同様、相互相関関数を計算して、ピーク位置から遅延時間を測定する方法について必要なソフトウェアを開発する。この手法では、受信観測点のうち、2つの観測点からなるペアに対して1つの遅延時間が得られ、電波源の位置としてひとつの双曲線が描かれる。最低4箇所の観測点から6つのペアを構成し、双曲線を描くことにより、すべての双曲線が交わる点として電波源の位置が推定できる(図4)。

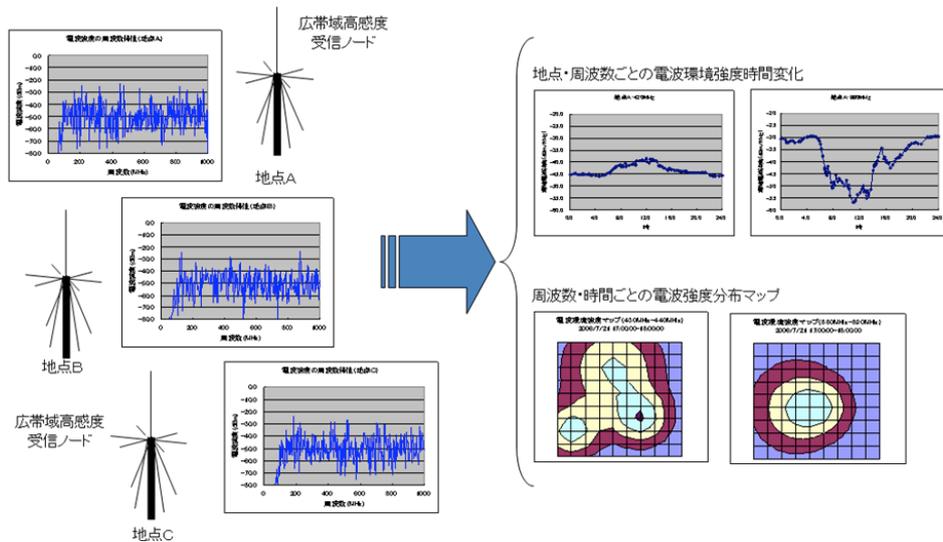


図3 受信信号を周波数分析し、電界強度分布を推定する手法の概念

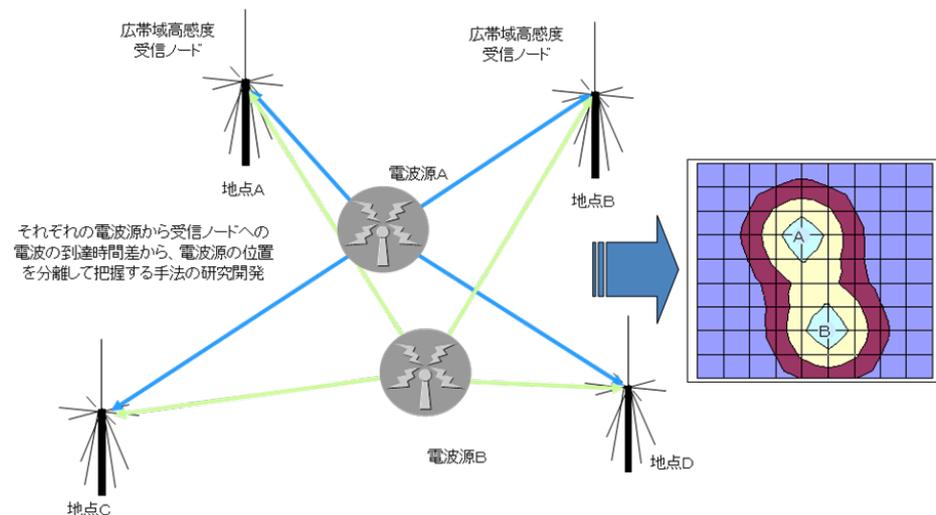


図4 受信信号を相互相関関数の演算により、干渉計画像を構成する手法の概念

ただし、この方法では、同じ周波数を複数の電波源が使用している場合、これらの電波源を分離することが困難になると考えられる。そこで、もうひとつの方法として、加算干渉計の原理を応用した手法についても検討を進めている。まず、対象となるエリアをグリッドに分け、それぞれのグリッド点での電波強度を推定するために、その点から各観測点までの距離に応じて観測データを時間方向にシフトし、加算した上で一定時間にわたって2乗検波を行う。このことにより、そのグリッド点における電波の強度を推定するというものである。図5はその概念を検証するためにシミュレーションを行った結果を示したものであるが、1辺 2km の正方形のフィールドの頂点に仮定の観測点を配置し、フィールドの真ん中から 10MHz の帯域を持つ電波を送信した場合の推定結果を表示している。この図に見られるように、単純に信号を加算した場合、多数のゴーストが発生することとなるが、このパターンは観測点の配置から既知であるので、一般的な電波天文 VLBI 観測におけるデコンボリューション処理を

行うことによって、正確な電波強度分布を推定できると期待される。

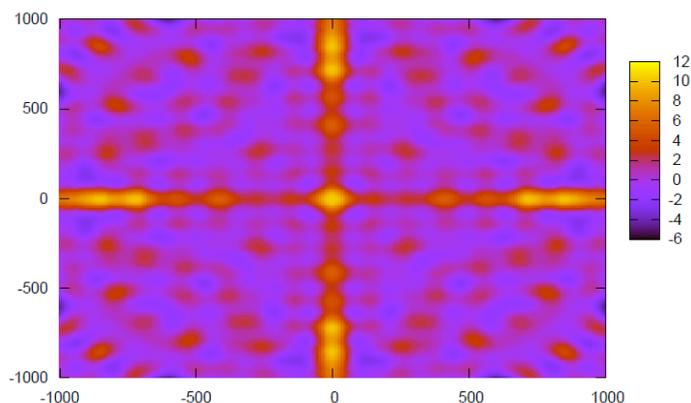


図5 基本動作シミュレーションの一例(電波源強度分布推定)

3. 概念実証のための試験観測

本研究課題で目指す方式の有効性を技術的に実証するため、2007年10月30日に鹿島宇宙技術センターに既存の観測施設等を用いて試験的なデータ取得を行い、データ処理を試行した。まず、人工的な電波源として、シンセサイズド信号発生器の周波数変調機能を使用してある程度の帯域を持つ信号を生成し、電波法上無線免許を要しない微弱なレベルにまでアッテネータで減衰させた上で34mアンテナ鏡面の出入り口用可動パネルのウィンドウにスパイラル型のアンテナを固定して8308MHzを中心周波数とする電波を送信した(図6左)。この電波を34m、11m、2.4mの3つの既存アンテナのXバンド受信機で受信し、K5/VSSP32で観測データを記録した。その結果から、相互相関関数を計算し、図6(右)に示すようなフリンジの検出に成功した。

今回の試験は、ひとつの周波数での試験であるが、今後、受信システムの開発を行って、対象となる100MHzから3GHzまでの電波の受信が可能となれば、同様の方式によって受信ペアに対して遅延時間を測定することが可能になることが実証できたと考えられる。今後は、この方式をさらに発展させ、2次的に像を合成することで、電波源強度分布を図示することについても実証試験を行っていくとともに、電波源が多数存在する場合に電波源を分離して処理する方法についても開発して行きたい。

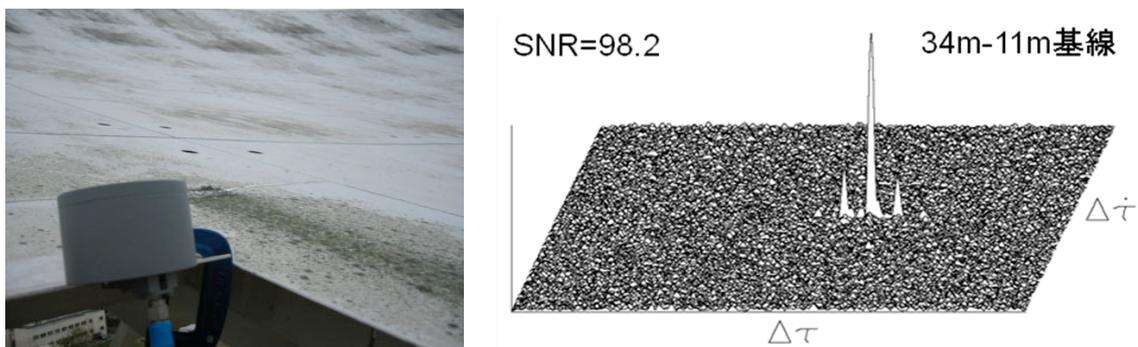


図6 試験測定に使用した送信アンテナ(左)と検出したフリンジ(右)

USB + LSBデータのバンド幅合成

情報通信研究機構
鹿島宇宙技術センター

近藤哲朗

1 はじめに

バンド幅合成処理を行う KOMB ソフトウェア [近藤、国森, 1984] は開発の当初 (K3 時代) から LSB データの混在する場合でもバンド幅合成ができるように作られていた。しかしながら当初から測地実験は USB データのみで行われ LSB データが混在したときのプログラムの動作チェックは十分ではなかった。ところが最近の国際実験では X バンド 10ch の内、2ch が LSB データとなる観測が行われるようになってきたが、最近の KOMB ソフトウェアは USB と LSB が混在した場合の処理がサポートしておらず、実際の処理では LSB データを使用していなかった。この度、KOMB の改修を行い、USB と LSB データが混在した場合でも処理が可能となった。

2 バンド幅合成処理

測地 VLBI 観測の遅延決定精度は受信帯域の逆数に比例し、受信帯域が広くなればなるほど、遅延時間の決定精度が向上する。しかしながら、VLBI が実用化された当初はレコーダの記録帯域の制限からせいぜい 4MHz 程度の帯域の信号しか記録することができなかった。そこで、異なる RF 周波数毎にこうした狭帯域の信号を複数切り出して記録し、最終的に再び合成して、見かけ上広帯域信号を記録したのと同じような遅延時間決定精度を得る方法が開発された。これをバンド幅合成と呼ぶ。

狭帯域信号を切り出すには図 1 に示されるイメージ・リジェクション・ミキサ回路 (ビデオ信号変換器) が用いられ、USB および LSB 信号が独立に出力される。複数の狭帯域信号 (チャンネル信号) を合成するためには、ビデオ信号変換器によってそれぞれのチャンネルに独立に付加される位相を補正する必要があるが、その役割を果たすのがアンテナフロントエンド部から注入される位相校正 (PCAL) 信号 (通常 1MHz または 5MHz 間隔のコム信号) である。図 2 にバンド幅合成を模式的に示しているが、まず各チャンネル毎 (ここではすべて USB 信号としている) のクロススペクトル (帯域 $0 \sim B$) で遅延を求め (粗決定サーチ)、ベースバンド (各チャンネルで 0 に相当する周波数) での位相を求める。こうして得られたチャンネル毎の位相に PCAL 信号による位相補正を行い、RF 周波数軸上に位相をプロットし、その勾配として精密遅延を決定する (精決定サーチ)。

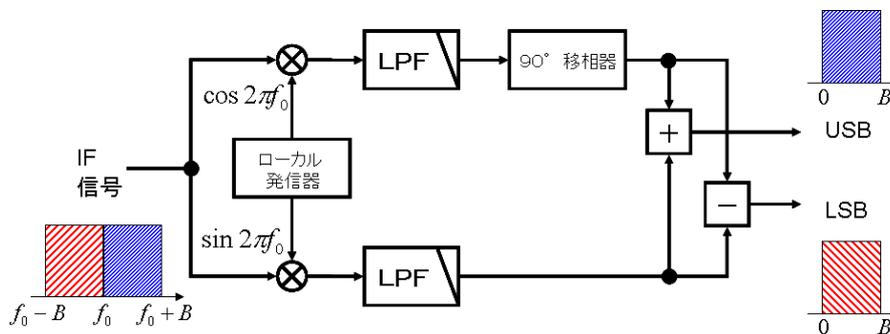


図 1. イメージ・リジェクション・ミキサ回路。

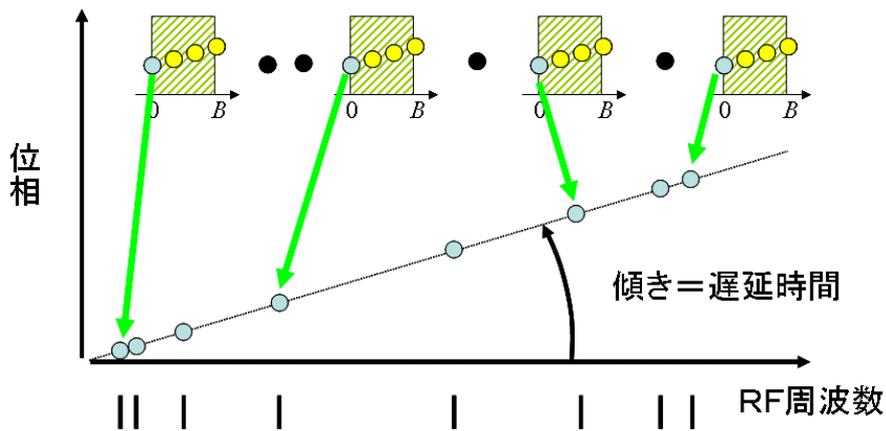


図 2. バンド幅合成の説明図。各チャンネル毎（ここではすべて USB 信号としている）のクロススペクトル（帯域 $0 \sim B$ ）内で遅延を求め（粗決定サーチ）、ベースバンド（各チャンネルで 0 に相当する周波数）での位相を求める。こうして得られたチャンネル毎の位相に PCAL 信号による位相補正を行い、RF 周波数軸上に位相をプロットし、その勾配として精密遅延を決定する（精決定サーチ）。

3 USB+LSB の結合

測地 VLBI 観測では従来 USB 観測のみで行われてきたが、最近は LSB のチャンネルが混在した観測も行われるようになった。ただし、その場合でもある RF 周波数に対して LSB チャンネルしか存在しないということではなく、ペアとなる USB チャンネルも観測されている。このような場合、まず最初に図 3 に示されるように USB 相関データと LSB 相関データの結合を行う。その後、ベースバンドでの位相を求めバンド幅合成を行う（図 4）。その際の PCAL 信号は USB 側の PCAL 信号位相を使用する。

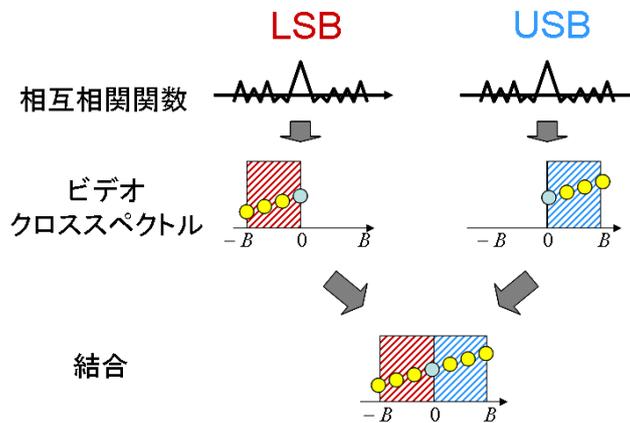


図 3. USB 相関データと LSB 相関データの結合。

USB データと LSB データの接続は、クロススペクトルにおいてベースバンドでの位相が連続となるように接続するが、単にクロススペクトルデータをサイドバンドに従って USB を正の周波数帯、LSB を負の周波数帯に配置しただけでは通常は位相は連続とはならない（図 5）。

そこで、以下に示す 2 つの方法で USB と LSB のクロススペクトルを結合し、バンド幅合成処理結果がどうかを比較した。

- (1) ベースバンドで位相を連続させる
- (2) それぞれの帯域内の平均位相を一致させる

位相校正に使用する PCAL 信号は USB データに注入されている信号を使用するため、位相接続のための位相補

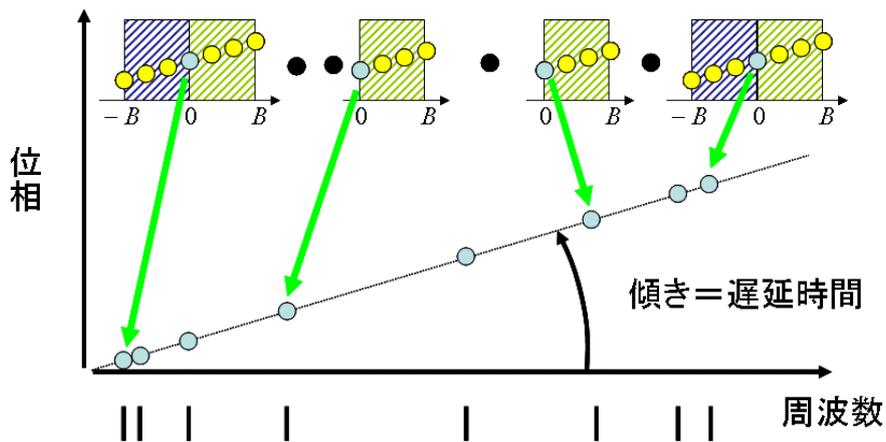


図 4. USB+LSB データのバンド幅合成。図は RF 周波数帯域の両端のチャンネルが LSB データを伴っている場合を示している。

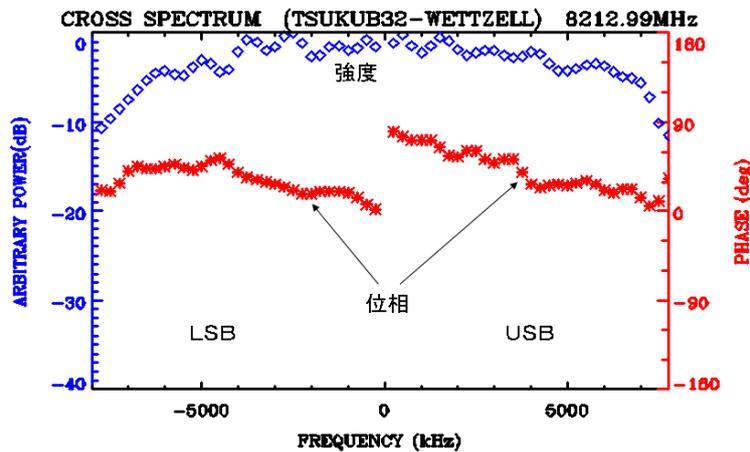


図 5. USB+LSB データのビデオクロススペクトルの結合。USB および LSB データのクロススペクトルをそれぞれの周波数帯域に合わせて USB を正の周波数帯、LSB を負の周波数帯に配置しただけのスペクトル。ベースバンド（周波数 0）において位相が不連続である。

正は LSB 側データに対して行った。また、予め粗決定サーチを実施し、帯域内の位相勾配を無くしてから (1) または (2) を適用した。図 6 にそれぞれの方法で結合したクロススペクトルを示す。

4 バンド幅合成結果の評価

バンド幅合成に際して USB と LSB データを結合したチャンネルは重みを倍にしてバンド幅合成処理を行なった。バンド幅合成結果の評価にはバンド幅合成ソフトウェア KOMB が出力する「品質コード」を用いた。品質コードは、バンド幅合成後の位相のばらつきに注目し、チャンネル間のばらつきおよび時間方向へのばらつきを、相関強度から計算される理論値と比較することにより数値化した指標であり、観測されたばらつきが理論値と整合性があれば最高点「9」が与えられ、理論値からのずれ具合に応じて減点される。表 1 に 28 観測について評価した結果を示す。表中 USB のみというのは LSB データを使用しなかった場合を示す。表に示される結果より USB と LSB の結合はベースバンドで位相を連続させるよりも、帯域内の平均位相を一致させる方が良い結果が得られることが分かった。ビデオ帯域端では位相特性が劣化することから考えても妥当な結果と言える。

USB のみ処理をした場合が、最も品質コード 9 の数が多いが、これは USB と LSB の結合を行って

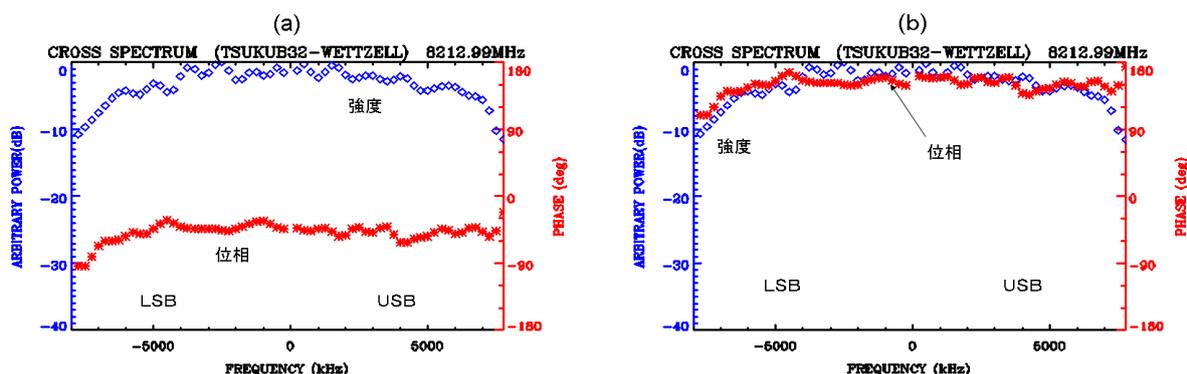


図 6. USB+LSB データのビデオスペクトルの結合。(a) ベースバンドで連続となるよう接続、(b) それぞれの帯域内の平均位相を一致させる。

表 1. KOMB 品質コードによるバンド幅合成結果の評価

KOMB 品質コード	USB のみ	DSB	
		ベースバンド 接続	平均値 接続
9	26	3	24
8	2	10	4
7	0	14	0
6	0	1	0

いるチャンネルが受信帯域の両端となっており、帯域端での位相特性の劣化の影響を受けているためと思われる。

5 おわりに

バンド幅合成ソフト (KOMB) を改修し、LSB データの混在した観測データもバンド幅合成が行えるようにした。USB と LSB の結合法として (1) ベースバンドで位相を連続させる方法と (2) それぞれの帯域内の平均位相を一致させる方法の比較を行った結果 (2) のそれぞれの帯域内の平均位相を一致させる方法が良好な結果を得た。しかしながら KOMB 品質コードを指標とする限りにおいては LSB データを使用しない場合が最も良い結果となる。これは今回評価したデータは USB と LSB の結合を行っているチャンネル (つまり他のチャンネルに比べて倍の重み付けがなされるチャンネル) が受信帯域の両端となっており、帯域端での位相特性の劣化の影響をより強く受けているためと思われる。

KOMB 改修後の動作チェック用途に国土地理院がウェッツェル (ドイツ) と定期的に観測しているデータを使用させていただきました。ここに感謝します。

参考文献

近藤、国森、バンド幅合成ソフトウェア (KOMB)、電波研究所季報、Vol.30、特 1、pp.199-216、1984。

PC-VLBIシステムを用いたVERA用相関処理系の構築3

木村守孝、小山泰弘 (情報通信研究機構)、小林秀行、川口則幸、小山友明 (国立天文台)

1 はじめに

情報通信研究機構 (NICT) と国立天文台は VERA プロジェクトで使用されるソフトウェア相関処理システムを3ヵ年かけて開発した。このシステムは現在常用されている専用型ハードウェア相関器である三鷹 FX 相関器とほぼ同じ処理をより高速で実行することが可能であり、さらに相関局数、サンプリング速度、チャンネル数、分光点数、マルチビーム数、相関出力速度など専用型相関器には存在した制限がほとんど存在せず、研究目的に最適な相関処理モードで処理を実行が可能である。現在、このシステムは国立天文台三鷹の相関器室に設置され、定常運用をめざしてシステムの自動化や相関処理結果の比較検討など実際の観測データを使用してシステムの調整をおこなっている。この集録では3ヵ年に渡って開発してきたシステムの構成を紹介し、主に今年渡おこなったシステムの自動化と相関処理結果の評価を記載する。

2 VERA 用ソフトウェア相関器

VERA 用ソフトウェア相関器は三鷹 FX 相関器をソフトウェアで置き換えるものであり、ディスクレイと VSI 信号を PC 内部へ伝送する専用の PCI ボードを搭載した数台の PC で構成される (図 1: 左)。ここで使用されるソフトウェア相関器は NICT で開発された多基線相関器である GICO3 に、VERA 観測の最大の特長であ

る 2 ビーム観測の処理を実行出来るようにマルチビーム機能を追加したものである。実際の相関処理は三鷹 FX で使用されているファイルを一旦 GICO3 型式へ変換して相関処理をおこない、GICO3 型式の相関処理結果ファイルを VERA 型式の CODA ファイルへと変換をすることで従来まで使用してきたソフトウェア資源を最大限使用できるように構築されている (図 1: 右)。

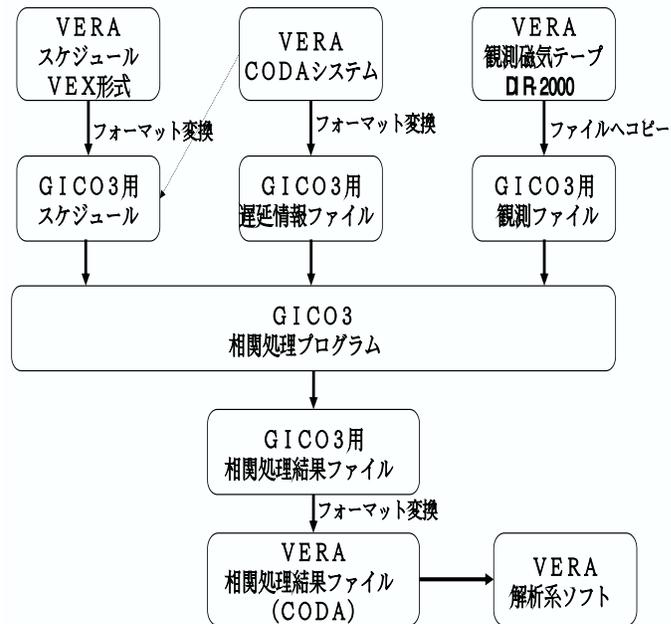


図 1: 左: ソフトウェア相関処理システムの概観 (5 台分) 右: ソフトウェア相関器での処理の流れ

2.1 観測データの自動ファイル化

ソフトウェア相関器で処理をするためには、複数の観測局で記録された同一時刻の観測テープを一台の PC 内のディスクアレイへファイルとしてコピーする必要がある。ファイル化作業ではテープカートシステムを利用することで複数巻のテープを自動でファイルへコピーすることが可能である。通常のカート利用と異なり、ファイル化の作業では同一時刻の全ての局の観測テープが1台の PC-VSI のディスクアレイに記録されるようにカートには複数局の観測テープが同時に装填される。相関処理時には他の PC のディスクをネットワーク越しに読出す必要がなくなり、個々の PC は完全に独立して相関処理が可能である。そのため、複数の PC を使用しての相関処理速度は PC の台数に増加に単純に比例する。この

ファイル化作業は同時に 5 台の VERA 再生系を利用することも可能であり、VERA 再生系の一部が三鷹 FX 相関器で使用されている場合は、残りの再生系のみを使用したファイル化が可能である。これにより三鷹 FX 相関とソフトウェア相関器の同時運用が可能となっている。

2.2 VERA 用ソフトウェア相関器仕様

VERA 用ソフトウェア相関器の最小限の仕様は VERA 相関処理に使用される三鷹 FX と同等であるが、将来的な観測網の拡張にも対応できるように多少拡張した仕様になっている (表 1)。現在国内で観測に使用されている VERA や大学連繋での混合相関処理が可能のように設計しているが、将来的には偏波観測等の追加も可能である。

表 1: VERA 用ソフトウェア相関器仕様

相関処理局数	1~16 局 (原理的には何局でも可能)
相関処理方式	ソフトウェア FX 型 (自己相関+相互相関)
相関処理速度	5 局相関処理時において PC5 台を使用した場合 0.5~1.0 倍速度
相関可能データ型式	VERA(VERA-1/VERA-7)、K5/VSI、GALAXY、K5/VSSP、(混合処理も可能)
相関出力型式	CODA 型式
分光点数/出力速度	256~65536 点/ 1~100Hz
サンプリング速度	1~2048Msps (混合も可能)
量子化ビット数	1/2/4/8 [bit] (混合も可能)
チャンネル数	1/2/4/8/16 (混合も可能)
マルチビーム数	1~64 点

2.3 マルチビーム処理機能

多くの相関器はただ 1 つの観測天体の位置を追尾して処理をおこなっているが、VERA 用相関処理では同時に 2 つの観測天体の位置で追尾して処理をおこなう必要がある。そのため、GICO3 には VERA の 2 ビーム観測に対応できるようにマルチビーム処理機能が追加された。これは、2 ビーム処理をより一般化したもので、チャンネル毎に 0 個から複数個の異なる天体位置を指定して相関処理が同時に実行可能である。図 2 のような広範囲に拡がって分布する多数の天体の相関処理を実行する場合、従来の処理では幾何学的遅延 τ_g を変えて天体 A、B、C、D、E と 5 回相関処理を実行する必要があり、この場合は通常の 5 倍の相関器時間を必要とした。ところが、マルチビーム機能を搭載したソフトウェア相関処理ではこ

れを 1 回の処理で実行することが可能である。しかも特に多チャンネルシステムでライン観測をおこなう場合、信号のあるチャンネルのみ複数天体位置で処理をして、信号のない他チャンネルは相関処理を省くことにより相関処理時間の増加を抑えることが可能である。

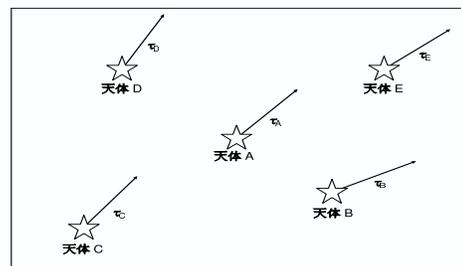


図 2: 複数天体の同時相関処理

2.4 混合相関機能

ソフトウェア相関器では観測時に量子化されたデータを単精度型の浮動小数点へ変換した後に全ての計算を実行している。そのため、異なる量子化ビットで記録された信号でも浮動小数点への変換テーブルを個々に用意することで混合相関処理が簡単に実行できる。また観測周波数やサンプリング速度の違いは各観測局の信号を異なるFFT数でフーリエ変換した後、周波数空間で観測周波数の違いを吸収させることで相関可能である。この機能によりVERA観測システム、大学連携VLBI観測システム、そしてGALAXY観測システムなどの複数の記録ターミナルを使用した観測網での相関処理が可能になっている。

2.5 相関処理結果の比較

高精度位置測定を主目的とするVERAプロジェクトではソフトウェア相関器と三鷹FX相関器の処理結果は十分な精度で一致していなければならない。GICO3ではVERAの遅延情報ファイルを使用して相関処理を実行するため、遅延モデルによる差異というものは三鷹FX相関器の間には原理的に無い。またこれらの相関器は同じFX型で設計されているため設計ミスが無ければほぼ同じ結果が得られるはずである。昨年の収録では相関振幅、群遅延量、SNR、クロージャーフェーズに付いて記載したが、今回は同じ観測データを使用してより細かな差異が拡大される相関位相そのものでの比較した結果、2台の相関結果には大きな違いは検出されなかった(図3)。

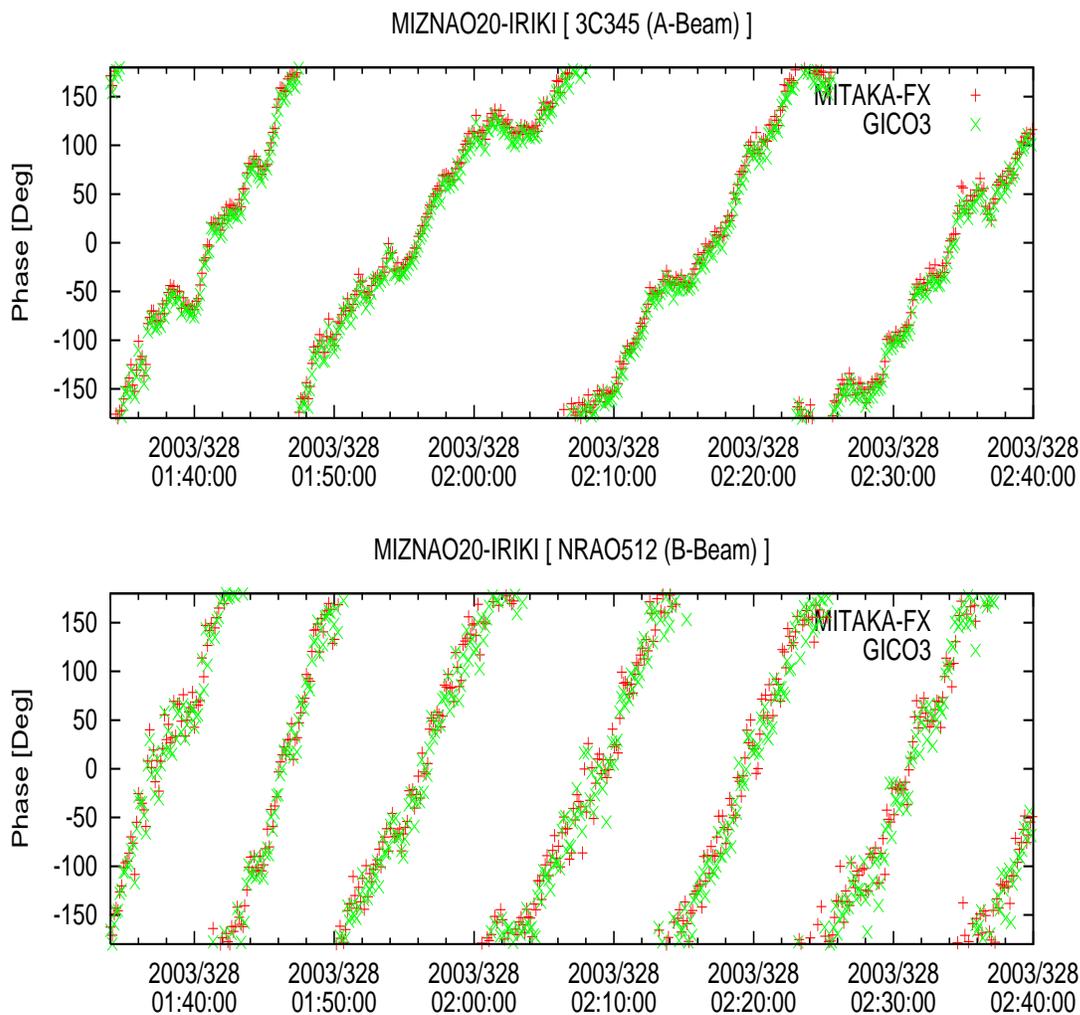


図3: 3C345(上)とNRAO512(下)の相関位相

2.6 ソフトウェア相関処理速度

現在、三鷹相関器室には VERA 用ソフトウェア相関処理システムとして予備を含めて最大 9 台の PC が利用可能である。これらの PC には CPU として Intel 製の Xeon X5355 (2.66GHz) が 2 個ずつ搭載されている。この CPU は現在では決して最速のものではないが、当処の相関器仕様である PC5 台を使用して 5 局での相関処理時に 0.5~1.0 倍速の速度はこの CPU で十分達成可能である。実際の相関処理速度を測定するためにファイル化された観測データを用いて VERA-1[256Msps/2bit/2ch] と VERA-7[32Msps/2bit/16ch] モードでベンチマークテストを実施した。VERA のソフトウェア相関処理では個々の PC は完全に独立して相関処理を実行するため使

用した計算機の台数に比例した速度が得られる。そのためこのベンチマークでは、1 台の PC を使用して 60 秒間分の観測データを局数と FFT 数を変えて計測し、その結果を 9 倍して全計算機での処理速度とした (図 3)。また、VERA 観測データは 4 局分しか存在しないため 4 局以上の相関処理では観測時刻の異なるファイルの時刻を一部修整して処理に使用した。9 台の PC を使用して VERA4 局相当の相関処理を GICO3 で実行すると VERA-1、VERA-7 モードともに 1.5Gbps~2.5Gbps の処理速度を持っており、観測時間より短い時間で処理を完了できる。局数が多くなるとそれに反比例して処理速度が低下するが 10 局程度の相関処理においても大きな FFT 数を使用しなければ観測時間とほぼ同じ程度の時間で処理を完了出来ることが解る。

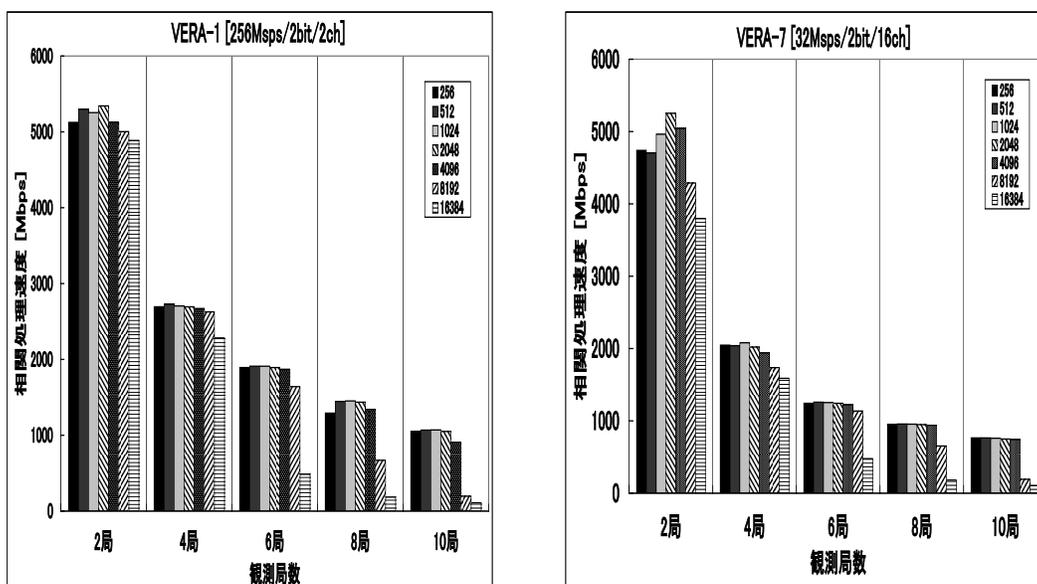


図 2: VERA-1 および VERA-7 モードにおけるソフトウェア相関処理速度

3 今後

3ヶ年計画で進められてきた VERA 用のソフトウェア相関処理システム開発もほぼ完成に到り、VERA 観測の相関処理を問題無く実行する事ができるようになった。

これからは定常的な運用を継続的に行ない細かな修正及び調整作業を続けてゆく予定である。また、現時点では機能的に含まれてはいない偏波対応やその他の機能もユーザーの要望を取り入れて追加していく予定である。

電波強度変動-QSO-の解析結果の意味

谷塚 昇 Mostafizur R. Khan^{*1} 高野雅大^{*2}

大阪府立大学大学院 理学系研究科 (現在 1. Summit System Service Inc. 2. NHK 勤務)

解析動機と目的

1. 遠い宇宙からの観測物理量の変化のダイナミクスを知り遠い宇宙の進化について知る. 2. 超長基線電波干渉計で電波銀河, QSO 等の静的形状の経年変化は観測されているが変化のダイナミクスは解らない. 3. 数十の系外コンパクト電波源について最高 10 年にわたる電波強度変化の連続モニター観測のデータがある. 4. 種々の時系列解析法を用いて結果を比較しつつダイナミクスの構造を知る.

解析データ源

E.B.Waltman, R.L.Fiedler, K.J.Johnston, J.H.Spencer: Center for Advanced Space Sensing, Naval Research Laboratory; D.R.Florkowski, F.J.Josties, D.D. McCarthy, D.N.Matsakis: US Naval Observatory: Dayly Observations of Compact Radio Sources at 2.7 and 8.1 GHz 1979-1987; 論文の 46 電波源のデータ(measured with Green Bank Interferometer) から選択. データは Waltman 氏からネットワーク経由で送っていただいた. Waltman 氏らの観測目的は地球回転パラメータの測定(US NO)と Compact Source の変動性の研究(NRL). 干渉計基線長 2.4km, 左-左円偏光チャネル(高信頼性相関器)の 2.7GHz, 8.1GHz 交互 30s,10 分観測.

解析方法

1. 変動周波数のスペクトル指数 $P(f) \propto f^{-\alpha}$, 2. ヒグチのフラクタル次元 $L(k) \propto k^{-D}$, 3. ハースト指数 $R_N / \sigma_N \propto (N/2)^H$, 4. 相関次元 $D_2(m) = \lim_{\varepsilon \rightarrow 0} (\log C_m(\varepsilon) / \log \varepsilon)$, 5. コルモゴロフ エントロピー $-\langle k_2 \rangle \ln C_m(\varepsilon) \approx D_2(m) \ln \varepsilon - mK_2$, 解析量の赤方偏移 z に対する系統的変化を数十天体について調査. 観測点での周波数と天体での周波数の違いは z に依存してあるので注意. 6. 強度時系列から再構成したベクトルの時間発展方程式を知ること. $\mathbf{X}_{t+1,z} = \mathbf{f}(\mathbf{X}_{t,z})$ z に依存しない構造の調査. 主な記号の意味は下の解析のアルゴリズムを参照.

解析の算法

時系列 $x(1), x(2), \dots, x(N)$

ヒグチのフラクタル次元

$$L(k) = \frac{1}{k} \sum_{m=1}^k \frac{n-1}{Mk^2} \sum_{i=1}^M |x_{i,i}^m - x_{i,j-1}^m| \propto k^{-D}; 1 \leq D \leq 2$$

$$x_{i,j}^m = x(m+k(i-1)), i=1, \dots, M, M = \left\lfloor \frac{n-m}{k} \right\rfloor$$

ハースト指数

$$x_{i,N} = \sum_{j=1}^i (x(j) - \bar{x}_N); R_N = (x_{i,N})_{\max} - (x_{i,N})_{\min}, i \leq N$$

$$\sigma_N = \sqrt{\frac{1}{N} \sum_{j=1}^N (x(j) - \bar{x}_N)^2} \quad \frac{R_N}{\sigma_N} \propto \left(\frac{N}{2}\right)^H; 0 \leq H \leq 1$$

相関次元

$$C_m(\varepsilon) = \frac{1}{N^2} \sum_{i,j=1}^N \theta[\varepsilon - |x(i) - x(j)|]$$

$$\mathbf{x}(i) = (x(i), x(i+\tau), \dots, x(i+(m-1)\tau))$$

$$\mathbf{X}(t+1) = \mathbf{f}(\mathbf{X}(t)) \leftarrow \text{時系列を生成する力学系}$$

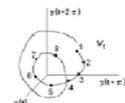
$$\mathbf{f}: M \rightarrow M, \mathbf{g}: M \rightarrow \mathbb{R}, \mathbf{V}: M \rightarrow \mathbb{R}^n$$

$$\mathbf{V}(\mathbf{X}) = (\mathbf{g}(\mathbf{X}), \mathbf{g}(\mathbf{f}(\mathbf{X})), \dots, \mathbf{g}(\mathbf{f}^{m-1}(\mathbf{X}))) \quad \text{Takens の埋込み定理}$$

$$D_2(m) = \lim_{\varepsilon \rightarrow 0} (\log C_m(\varepsilon) / \log \varepsilon)$$

コルモゴロフ エントロピー K_2

$$\ln C_m(\varepsilon) \approx D_2(m) \ln \varepsilon - mK_2$$



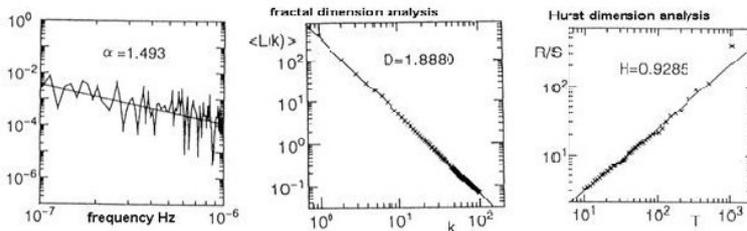


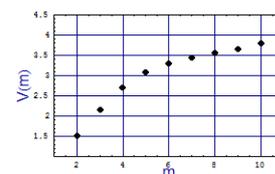
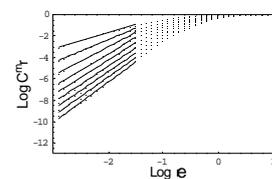
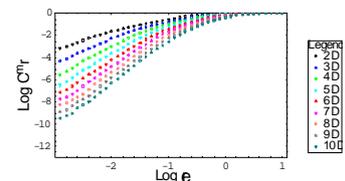
図1 左からスペクトル指数,
ヒグチ・フラクタル次元,
ハースト指数の計算例
QSO1641+399 , 8GHz

1. スペクトルの計算は使用データ長で $10^{-8} \sim 10^{-6}$ Hz台まで解析可能. 低周波数側の統計的精度の弱さ, 高周波数側のパワー逓減率の鈍化(数日の周期, 処理の問題または雑音の問題?)を解析から外し, $10^{-7} \sim 10^{-6}$ Hzの間のlog-logプロットの傾きからスペクトル指数 α を計算. 約10日から100日周期にかけての変動のパワー則に従う指数の大きさ. 図1参照.

2. ヒグチの方法は, ある区間幅の変動量の絶対値を単位区間の大きさに規格化した量を区間幅の大きさによる変化の様子(パワー則)を指数の大きさで量化したものである. 解析算法から区間幅1日から100日にわたる変動のパワー則の性質を表す. フラクタル次元が1なら直線的, 次元が2なら平面的という変動の性質の量化である. 図1参照.

3. ハーストの解析は, ダム設計時の河川からの流入水量と平均放水量をイメージし, ある期間において流入量から平均水量を差し引いた量の積算値を計算し, 積算値の極大・極小値の差(最高水位・最低水位の差)とその期間の水位変動の分散(の根)の比が, 期間の長さのパワー側で表される時, 傾きの指数で量化される. ハースト指数は, 過去の記憶を示す. 指数の値により, 期間の一行以上にわたる R/S の大きさの見通しがつく. 約10日から数100日の期間にわたる変動のパワー則の性質を表す. 図1参照.

4. 相関次元の計算は図2に示す. 上図は超球径 ϵ により相関和 $C_m(\epsilon)$ の計算値を, 埋め込み次元 m をパラメータ(上から $m=2,3,\dots,10$)として log-log 平面にプロットしたものである. 相関次元は $\epsilon \rightarrow 0$ の極限が定義だがデータからの計算では直線部分の傾きで代替し(相関指数, 中図), 埋め込み次元毎に計算した相関指数の飽和値を相関次元とする(下図).



5. 図2上図の ϵ を固定して $C_m(\epsilon)$ の対数値の m に対する平均増加分の $\epsilon \rightarrow 0$ における収束値がコルモゴロフエントロピーとして計算する.

以上 1.~5.のアルゴリズムにもとずいて, 表1の28電波源から観測された電波強度の時系列を解析した結果を図3, 図4, 図5に示す.

図5の結果は, 図6にしめした電波源の電波強度時系列から計算した. 計算に供したデータは9年間の毎日の連続観測によるもので, 欠測率は平均20%であり, 欠測データは両隣のデータの平均値で置き換えた. 欠測データの補てんによる計算結果は相関和の計算結果に影響しないことを計算機実験で確認した. 表2に赤方偏移の違いと, 特殊相対論的効果による, 電波源での周波数とサンプル周期を示した.

$\tau=10, N=1000, \text{QS0224+671}$

図2 超球径 ϵ と相関和計算
(下)埋め込み次元と相関指数

21 QSOs and 7BL Lacs

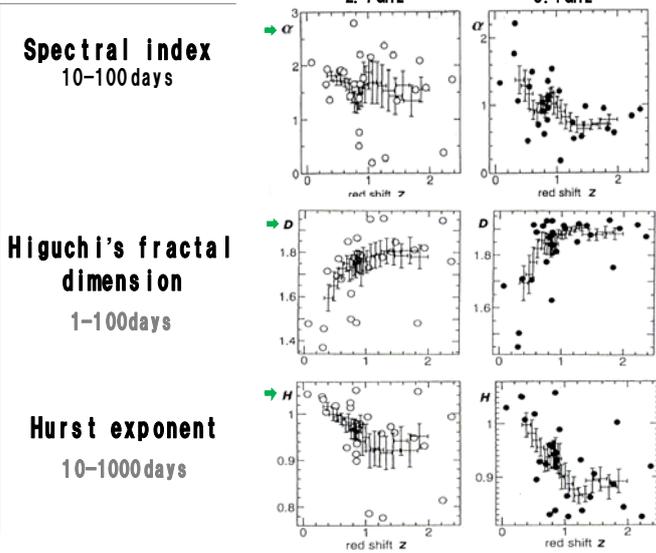


図3 赤方偏移 z の変化に対するスペクトル指数, ヒグチフラクタル次元およびハースト指数の変化

Correlation dimension

21 QSOs and 7BL Lacs

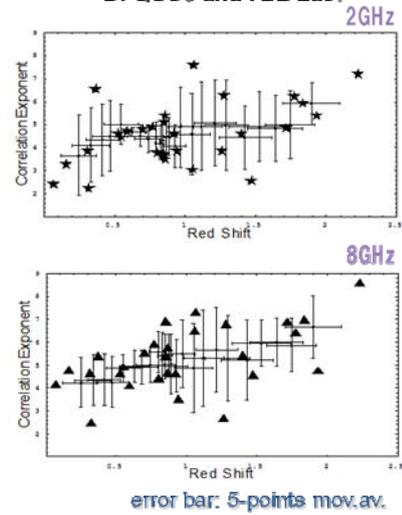


図4 赤方偏移 z の変化に対する相関次元の変化

K-S entropy for the data of six quasars, $\tau=210, N=3000, G P$

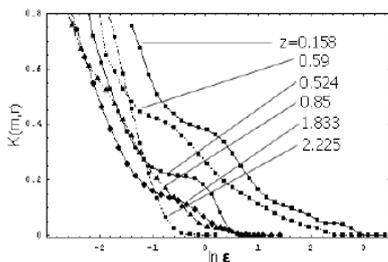


図5 超球径 ϵ の変化とエントロピーの変化

Variations of the radio wave intensity (8.1GHz) for QSOs daily monitored through 44000-47000 Julian d.

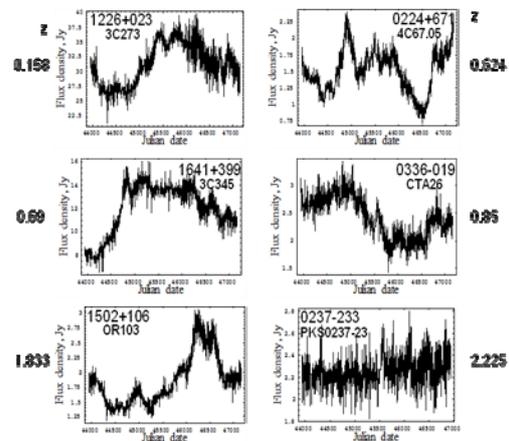


図6 K-Sエントロピーを計算した電波源と電波強度時系列

表1 データを解析した計算した電波源と相関次元

Source name	Red shift	Cor.dimension 2GHz	8GHz	ID	Source name	Red shift	Cor.dimension 2GHz	8GHz	ID
0133-476	0.80	3.50	4.63	Q	1245-187	1.275	6.27	6.73	Q
0232-310	1.47	2.50	4.52	Q	1326-254	1.95	7.58	7.25	Q
0215-015	1.715	4.85	6.62	Q	1326-307	0.85	3.73	6.85	Q
0224-671	0.524	4.81	3.88	Q	1502+106	1.833	5.83	6.91	Q
0235-164	0.94	3.85	3.47	BL	1555-801	1.772	6.23	6.38	Q
0237-233	2.225	7.20	6.55	Q	1611-343	1.40	4.80	5.38	Q
0333-321	1.28	3.87	2.62	Q	1641+399	0.85	4.72	4.05	Q
0336-019	0.85	5.11	5.33	Q	1741-038	1.954	3.95	6.43	Q
0420-014	0.82	4.61	4.57	Q	1740-066	0.320	2.24	2.44	BL
0626-493	0.546	1.76	3.16	BL	2184+004	1.83	5.38	4.72	Q
0823-382	0.70	4.78	5.47	Q	2284-282	0.80	3.78	4.37	Q
1226+023	0.158	3.28	4.74	Q	2251+158	0.86	5.42	5.80	Q

表2 赤方偏移による特殊相対論的な効果

z	0.1	0.5	1	1.5	2	2.5
$1+z$	1.1	1.5	2	2.5	3	3.5
$\sqrt{1-\beta^2}$	0.99	0.92	0.8	0.68	0.6	0.52

Trans. IEE J. vol.120-C, No.8/9(2000)1149.

上段: 赤方偏移, 中段: 電波源での周波数(倍数), 下段: 電波源でのサンプリング間隔(倍数), 電波源の z に依ることに注意.

Very Long Baseline Array observations of the Intraday Variable source J 1128+592

K.É. Gabányi¹, N. Marchili², T.P. Krichbaum², A. Kraus², L. Fuhrmann²,
A. Witzel², J.A. Zensus², X. Liu³, H.G. Song³

April 11, 2008

1 Introduction

Short time scale (few hours to few days long) variations of the radio flux density - named Intraday Variability (IDV) - in flat spectrum radio-loud quasars and blazars were discovered in the mid-eighties [6; 13]. If interpreted as being source intrinsic, the short time scale of the variations would imply - through the light travel time argument - micro-arcsecond-scale sizes of the emitting regions, which would result in excessively large apparent brightness temperatures. The calculated variability brightness temperatures obtained are typically in the range of 10^{16} K to 10^{21} K, which is far in excess of the inverse-Compton limit of 10^{12} K [10]. Thus, theories which explain IDV with variations intrinsic to the quasar, require excessively large Doppler boosting factors or special source geometries or coherent and collective plasma emission to avoid the inverse-Compton catastrophe.

An alternative theory explains IDV as a propagation effect. In this source-extrinsic interpretation, IDV is caused by interstellar scintillation (ISS) of radio waves in the turbulent plasma of the Milky Way. One of the most convincing arguments in favor of an extrinsic explanation of IDV is the so called annual modulation of the IDV time scale. The characteristic variability time scale is inversely proportional to the relative velocity between the observer and the scattering medium. The observer's velocity (and so the relative velocity vector between the observer and scattering medium) undergoes a systematic annual modulation as the Earth orbits around the Sun. This annual velocity variation is observed as an annual change in the variability time scale. Such seasonal cycles are seen in three IDV sources: J 1819+3845 [2], PKS 1257-326 [1] and PKS 1519-273 [7]. In a few other IDV sources, such as B 0917+624 [8; 12], PKS 0405-385 [9], and B 0954+658 (Fuhrmann et al. in prep.), the observed variability time scales do not show such a clear effect, and a possible seasonal pattern is either not present or is smeared out. For two sources, B 0917+624 and PKS 0405-385, the so called episodic IDV [e.g. 9] is observed, where previously observed pronounced IDV, either temporarily disappears (PKS 0405-385), or even ceases (B 0917+624 [5; 11]). This makes it difficult to prove beyond doubt the existence of any annual modulation pattern. We note that such episodic IDV can also be due to changes of the source structure (i.e. expansion of previously scintillating component) or due to changes in the properties of the scattering plasma.

2 Annual modulation in J 1128+592

J 1128+592 is a compact radio quasar at a redshift 1.795, showing prominent IDV at cm wavelengths. Densely time-sampled 4.85 GHz flux density monitoring observations of the source were conducted with the Effelsberg 100-meter radio telescope (Germany) and

¹ISAS/JAXA, Japan; HAS Research Group Physical Geodesy and Geodynamics, Hungary; FÖMI Satellite Geodetic Observatory, Hungary

²Max-Planck-Institut für Radioastronomie, Bonn, Germany

³Urumqi Observatory, China

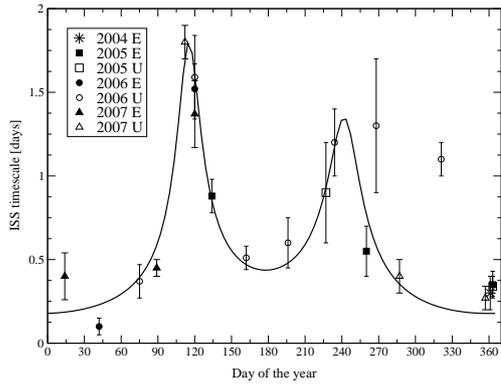


Figure 1: The IDV time scale of J1128+592 measured at 4.85 GHz plotted versus day of the year and fitted by the anisotropic annual modulation model (solid line). Different symbols represent observations performed in different years: stars stands for 2004, squares for 2005, circles for 2006 and triangles for 2007. Filled symbols represent observations carried out with the Effelsberg telescope, open symbols for observations with the Urumqi telescope.

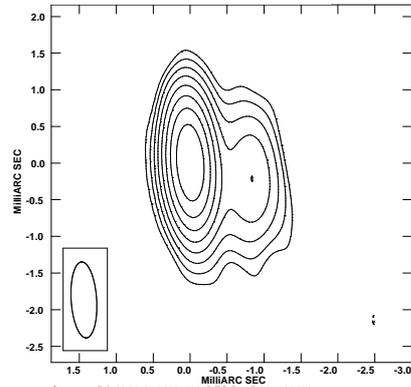


Figure 2: 15 GHz VLBA map of J1128+592. The peak of the total intensity is 0.24 Jy/beam, lowest positive contour is 4% of peak intensity and the contour levels increase by a factor of two. Beam-size is 1.04 mas x 0.35 mas at 3.62° . The beam is shown at the lower left corner of the map.

with the Urumqi 25-meter radio telescope (China) in more than twenty epochs during the last 3 years [3; 4]. In all measurements, J1128+592 showed pronounced variability, with peak-to-trough amplitude reaching $\sim 25\%$. The measured variability time scales range between 6 hours and 1.7 days. We try to explain the changes in the variability time scales with an annual modulation model. The best fit to the variability time scale was obtained assuming the anisotropic annual modulation model of [1] shown by the solid curve in Fig. 1. In the anisotropic model, the scintillation time scale also depends on the ellipticity of the scintillation pattern and on the direction in which the relative velocity vector (between the Earth and the screen) “cuts through” this elliptical scintillation pattern. Thus, the fitted parameters obtained from the anisotropic scintillation model are the velocity components of the scattering screen (v_{RA} and v_δ), the scattering length-scale (s , which is determined by the screen distance and the scattering angle), the angular ratio of the anisotropy (r) and its position angle (β). The parameters of this fit: $v_{RA} \approx -1$ km/s, $v_\delta \approx -11$ km/s, $s \approx 1.3 \cdot 10^6$ km, $r \approx 6$, $\beta \approx -90^\circ$.

3 VLBA observations and results

We proposed multi-epoch and multi-frequency Very Long Baseline Array (VLBA) observations of J1128+592 in order to reveal any intrinsic change in the source. We had six epochs of VLBA observations, separated by 6 to 8 weeks, performed quasi-simultaneously at 5 GHz, 8 GHz and 15 GHz. All the observations were performed in dual polarization mode. The first observation was carried out on 18th of July.

After correlation with the VLBA correlator in Socorro, *a priori* amplitude calibration using system temperature measurement and fringe-fitting were carried out with the standard AIPS procedures. Editing, phase and amplitude self-calibration and imaging were carried out using the Caltech Difmap package.

In Fig. 3, the 5 GHz map of the first epoch (2007 July 18) is shown. In total intensity at 5 GHz, the source is point like, dominated by a bright core component. However fitting

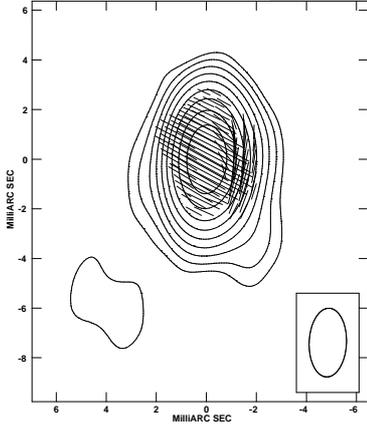


Figure 3: 5 GHz VLBA map of J 1128+592. Contours represent total intensity, lines represent polarization vectors (1 mas corresponds to 1 mJy/beam polarized intensity). The peak of the total intensity is 0.33 Jy/beam, lowest positive contour is 2% of peak intensity and the contour levels increase by a factor of two. Beam-size is 2.77 mas x 1.5 mas at -2.35° . The beam is shown at the lower right corner of the map.

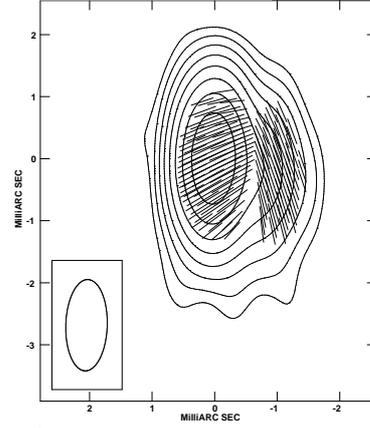


Figure 4: 8 GHz VLBA map of J 1128+592. Contours represent total intensity, lines represent polarization vectors (1 mas corresponds to 2.5 mJy/beam polarized intensity). The peak of the total intensity is 0.3 Jy/beam, lowest positive contour is 4% of peak intensity and the contour levels increase by a factor of two. Beam-size is 1.47 mas x 0.66 mas at -1.79° . The beam is shown at the lower left corner of the map.

Gaussian model components to the uv-data suggest a secondary component west from the core, at a position angle of $\sim -100^\circ$. At the higher resolution, in the 8 GHz and 15 GHz maps, the existence of the second feature is obvious even in total intensity. The position angle of the western feature is approximately -98° at 8 GHz and -106° at 15 GHz.

In Fig. 3 and in Fig. 4, the polarization vectors are overlaid on the total intensity contours. Clearly two polarized feature can be distinguished in the maps. At 5 GHz the brighter feature has a polarized flux density of 3.1 mJy and the electric vector polarization angle (EVPA) is $\sim 62^\circ$. The other feature at 5 GHz has a polarized flux density of ~ 1.3 mJy and EVPA of -14° . At 8 GHz, the polarized flux densities of the components are ~ 3 mJy and ~ 2 mJy; the EVPAs are -59° and 18° . The position angle of the western polarized feature is $\sim -116^\circ$ and $\sim -100^\circ$. (Unfortunately the polarized intensity at 15 GHz is too low, so reliable map of the source polarization cannot be created at this frequency.)

These position values of the second component agree well with the position angle of the anisotropy derived from the annual modulation model. This suggests that the observed anisotropy in the seasonal variability pattern of J 1128+592 could be attributed to the orientation of the scintillation pattern. In the case of J 1128+592, the ISS may work as a synthesis radio-telescope, providing information on the source structure (the Fourier transform of the brightness distribution) with an angular resolution of order of the scattering size, which is much higher than achievable from ground based Very Long Baseline Interferometry.

Acknowledgements

This research is based on observations with the 100-m telescope of the MPIfR (Max-Planck-Institut für Radioastronomie) in Effelsberg and with the 25-m Urumqi telescope of the Urumqi Observatory National Astronomical Observatories of the Chinese Academy of

Sciences. The National Radio Astronomy Observatory is a facility of the National Science Foundation operated under cooperative agreement by Associated Universities, Inc. K.É.G. and N.M. was partly supported for this research through a stipend from the International Max Planck Research School (IMPRS) for Radio and Infrared Astronomy at the Universities of Bonn and Cologne. K.É.G. is partly supported by a JSPS postdoctoral research fellowship. This research was partly supported by the Hungarian Scientific Research Fund (OTKA grant no. K72515).

References

- [1] Bignall, H. E., Macquart, J. P., Jauncey, D. L., et al.: 2006, *Astrophysical Journal* **652**, 1050
- [2] Dennett-Thorpe, J. & de Bruyn, A. G.: 2003, *Astronomy and Astrophysics* **404**, 113
- [3] Gabányi, K. É., Marchili, N., Krichbaum, T. P., et al.: 2007, *Astronomy and Astrophysics* **470**, 83
- [4] Gabányi, K. É., Marchili, N., Krichbaum, T. P., et al.: 2007, *Astronomische Nachrichten* **8**, 863
- [5] Fuhrmann, L., Krichbaum, T. P., Cimò, G. et al.: 2002, *Publications of the Astronomical Society of Australia* **19**, 64
- [6] Heeschen, D. S., Krichbaum, T., Schalinski, C. J., & Witzel, A.: 1987, *Astronomical Journal* **94**, 1493
- [7] Jauncey, D. L., Johnston, H. M., Hayley, B. et al.: 2003, *Astrophysics and Space Science* **288**, 63
- [8] Jauncey, D. L., Macquart, J. P.: 2001, *Astronomy & Astrophysics* **370**, L9
- [9] Kedziora-Chudczer, L.: 2006, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* **369**, 449
- [10] Kellermann, K. I. & Pauliny-Toth, I. I. K.: 1969, *Astrophysical Journal* **155**, L71
- [11] Kraus, A., Witzel, A., Krichbaum, T. P. et al.: 1999, *Astronomy & Astrophysics* **352**, L07
- [12] Rickett, B., Witzel, A., Kraus, A. et al.: 2001, *Astrophysical Journal* **550** L11
- [13] Witzel, A., Heeschen, D. S., Schalinski, C., & Krichbaum, T.: 1986, *Mit Astronomischen Gesellschaft Hamburg* **65**, 239

活動銀河 2134+004 の VLBA 多周波観測

輪島 清昭 (山口大学理学部物理・情報科学科)

wajima@yamaguchi-u.ac.jp

概要

GPS 電波源 PKS 2134+004 を、VLBA を用いて多周波で観測しミリ秒角スケールでの構造を調査した。8, 15, 22, 43 GHz の 4 周波の電波イメージより、東西のノット成分が観測周波数に対応した輝度の非対称性を持っていることが分かった。同様の観測結果は他の GPS 電波源に対する VLBI 観測でも得られており中心核を取り巻くプラズマトーラスの存在が明らかになっているが、各成分の周波数スペクトルから PKS 2134+004 の輝度の非対称性はプラズマトーラスによるものではなく、多くの AGN で見られるコア-ジェット構造を持っていると考えられる。周波数スペクトルからは西側成分が中心核と見られるが、ジェットの有意な運動が見られず、今後詳細な観測が必要である。

1. はじめに

GPS (Gigahertz-peaked spectrum) 電波源と呼ばれる電波銀河の一群は、差し渡しの大きさが 1 kpc 以下で十分に成長した電波銀河の数百分の 1 程度と非常に小さく、シンクロトロンスペクトルの周波数ピークが数 GHz ~ 十数 GHz に位置する天体である。GPS 電波源は年齢が若く進化の初期段階にある電波銀河であると考えられているが、周囲物質による閉じ込めの効果により十分に成長しないまま進化してゆくとの説もある。GPS 電波源はサイズが小さいため VLBI 程度の高分解能観測が必須であり、シンクロトロンピーク周波数の周辺を含む多周波で観測を行うことにより電波源の各位置でのシンクロトロン放射の分布、シンクロトロン電子のエネルギー損失の様子などを明らかにできる。本研究では GPS 電波源のひとつである PKS 2134+004 の高分解能観測を行い、多周波での電波イメージから中心領域の構造を調査した。

2134+004 は $z = 1.932$ (1 mas = 8.5 pc に相当) に位置しており、GPS 電波源の中でも遠方のもののひとつである (Shimmings et al. 1968; O’Dea et al. 1997)。また、FSRQ (flat-spectrum radio quasar) と呼ばれる高い活動性を持つ AGN にも分類されている。過去に行われた VLBI 観測 (e.g. Kellermann et al. 1998) では東西方向に伸びた構造を持っていることが分かっている。

2. 観測、データ処理

観測は 2001 年 9 月 14 日に VLBA を用いて行った。観測周波数は 8, 15, 22, 43 GHz で、全周波数において両円偏波受信を行っている。本観測では 2134+004 を含め合計 5 天体を時分割で天体切り替え、周波数切り替えしており、2134+004 の 1 周波数当たりの観測時間は約 20 分である。データ処理は AIPS, Difmap を用いて行った。AIPS でシステム雑音温度およびゲインファクタを用いた振幅のアプリオリ較正、およびフリンジフィッティングを、Difmap で CLEAN、セルフキャリブレーション、モデルフィッティングをそれぞれ行った。

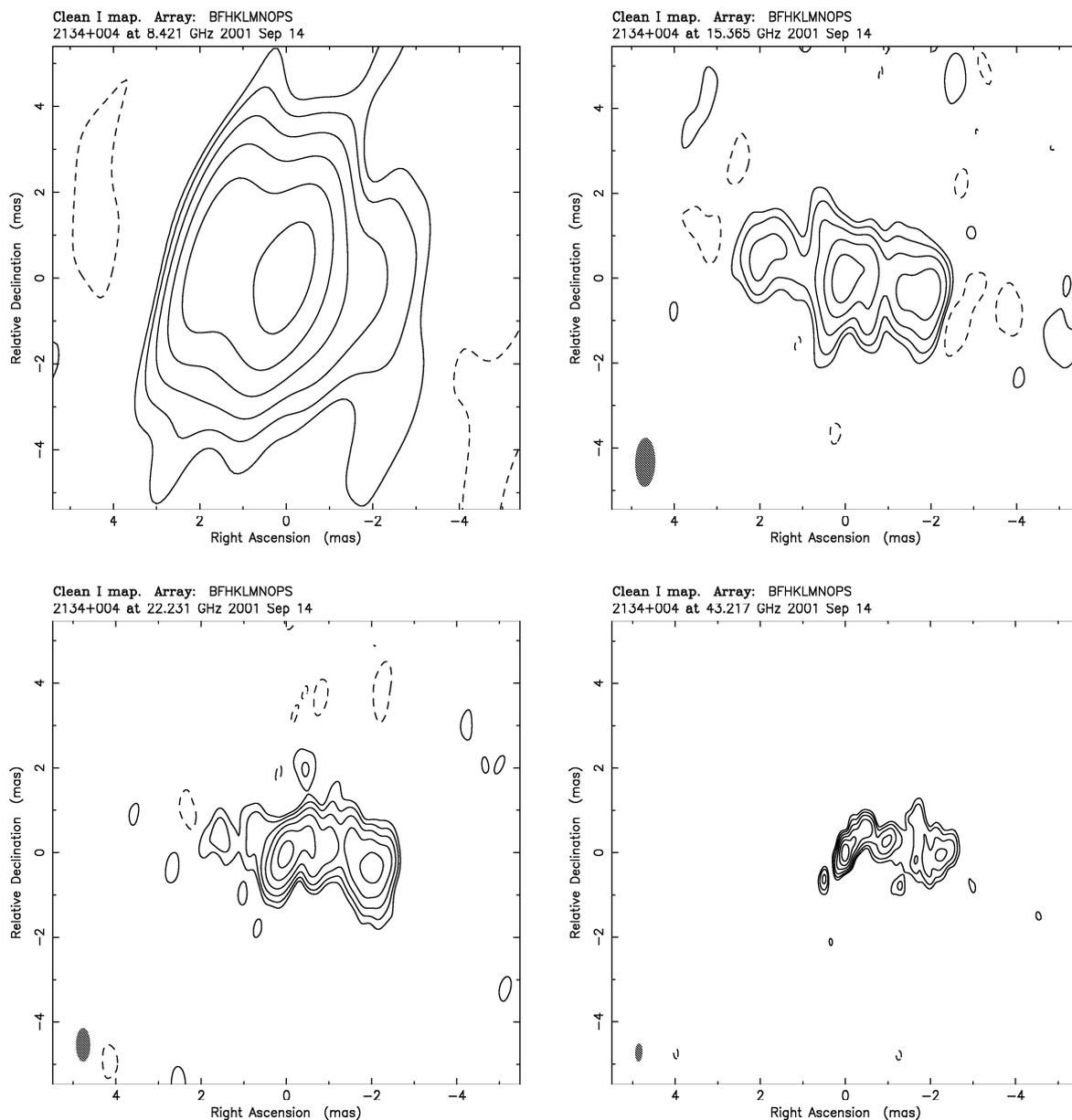


図 1: 2134+004 の電波写真. (左上) 8 GHz, (右上) 15 GHz, (左下) 22 GHz, (右下) 43 GHz でのイメージをそれぞれ示す. コントアは各マップの rms ノイズの 3 倍 (3σ) を基準とし、 $3\sigma \times 2^n$ ($n = -1, 1, 2, \dots$) の間隔で引いている.

3. 結果

各周波数での電波イメージを図 1 に示す. 電波イメージはいずれの周波数でも東西方向に延びた構造を示しており、過去の観測結果を再現している. 各周波数間での電波イメージの比較より、8 GHz では中心核に対して東側の成分が明るいのに対し、15 GHz より高周波側に移るに従って西側の成分の輝度が東側より高くなっていることが分かった. ダーティーマップにおいても輝度の非対称性が見られており、天体自身の非対称な輝度分布を示しているものと考えられる.

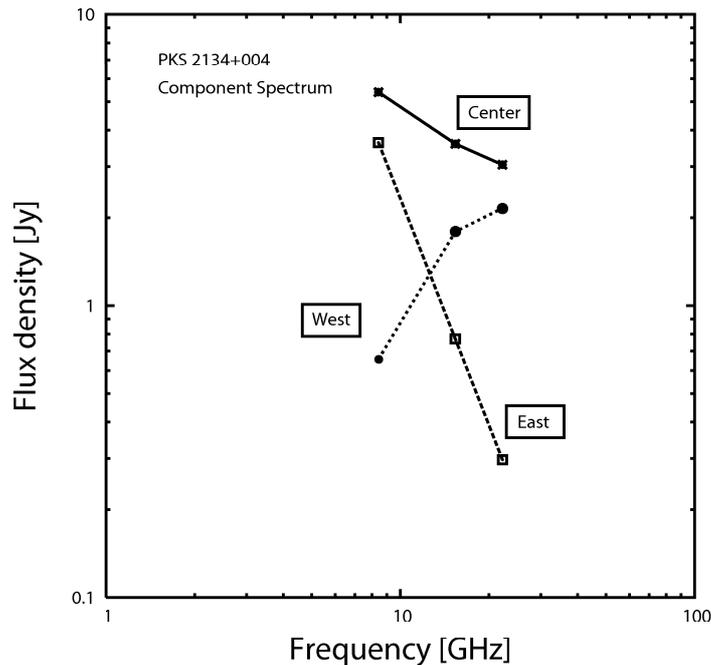


図 2: 2134+004 の各成分の周波数スペクトル. 各周波数イメージでもっとも明るい成分を ‘Center’ とし、その両側の成分をそれぞれ ‘East’ および ‘West’ とラベリングしている.

8, 15, 22 GHz の電波イメージについてモデルフィッティングを行い、東西および中心の各成分の周波数スペクトルを求めた結果を図 2 に示す。これらの周波数範囲において、中央、東側の成分は光学的に薄いスペクトルを、西側の成分は光学的に厚いスペクトルを示している。また、43 GHz での電波イメージ (図 1) において西側成分のフラックス密度は 22 GHz でのそれを下回っており、西側成分のピーク周波数は 22 GHz と 43 GHz との間にあると考えられる。

4. 考察

複数の周波数間でジェット成分に輝度の非対称性が見られる主な原因として (1) シンクロトロン自己吸収による低周波放射の吸収、および (2) 自由-自由吸収による低周波放射の吸収が挙げられる。このうち、自由-自由吸収による輝度の非対称性は既に複数の天体で検出されており (e.g. OQ 208: Kamenon et al. 2000; NGC 1052: Kamenon et al. 2001; Marr et al. 2001)、これらの観測から中心核を取り巻く直径 1 pc 程度のプラズマ円盤の存在が明らかになっている。しかし、OQ 208 および NGC 1052 はいずれも $z < 0.1$ 、0108+388 も $z < 0.7$ にある活動銀河であり、今回観測した 2134+004 のような遠方にある天体で輝度の非対称が見られるのは珍しい。この観測結果を近傍 AGN の場合と同じようなプラズマ円盤で説明を試みると円盤のサイズが大きくなり過ぎる。例えば、NGC 1052 と 2134+004 とではリニアスケールで約 60 倍の違いがあり、これほど大規模のプラズマ円盤を考えるのは困難である。また自由-自由吸収による低周波放射の吸収の場合、プラズマ円盤により一方向のノット成分のみが強い吸収を受け、高周波に移るにしたがって双方向の成分の輝度が対象に近づくなどの特徴が見られるが、今回の観測結果はこれらの特徴も示していない。

3つのノット成分における 8, 15, 22 GHz の各周波数間でのスペクトル指数は表 1 の通りである。低周波側で吸収を受けているように見える西側成分のスペクトル指数 α ($S_\nu \propto \nu^\alpha$) は

表 1: 各成分のスペクトル指数

	α_8^{15}	α_{15}^{22}
West	1.7	0.5
Center	-0.7	-0.5
East	-2.6	-2.6

$\alpha_8^{15} = 1.7$, $\alpha_{15}^{22} = 0.5$ である。いずれも自由-自由吸収で期待されるスペクトル指数 ($\alpha > 2.5$) よりも小さく、自由-自由吸収による輝度の非対称でないと考えられる。図 2 では西側成分のみが光学的に厚い周波数スペクトルを示しており、これが中心核である可能性がある。ただし 43 GHz の電波イメージでもなお中心成分の方が西側成分より明るい。また過去の観測結果との比較から、ノット成分の有意な運動は見られなかった。位相補償 VLBI 観測を行い中心核成分の特定、ジェット成分の運動などを検出することが必要である。

VLBA を用いた多周波観測により PKS 2134+004 の中心領域の構造が示されたが、本稿ではその物理的な描像を十分に示す結論には至っていない。今後、各周波数間でのスペクトル指数マップ、偏波観測データの解析など、より詳細な検討を行い、非対称な輝度を説明するしくみについて考察する。

参考文献

- Kameno, S., et al. 2000, PASJ, 52, 209
 Kameno, S., et al. 2001, PASJ, 53, 169
 Kellermann, K. I., et al. 1998, AJ, 115, 1295
 Marr et al. 2001, ApJ, 550, 160
 O’Dea, C. P., & Baum, S. A. 1997, 113, 148
 Shimmins, A. J., et al. 1968, Astrophys. Lett., 1, 167

Positional Coincidence of H₂O Maser and a Plasma Obscuring Torus in Radio Galaxy NGC 1052

澤田-佐藤聡子
山口大学理学部, 山口市吉田 1677-1
E-mail: sss@yamaguchi-u.ac.jp

亀野誠二, 中村佳代子, 並河大地
鹿児島大学理学部, 鹿児島市郡元 2-21-35

柴田克典, 井上允
国立天文台, 東京都三鷹市大沢 2-21-1

ABSTRACT

We present multi-frequency simultaneous VLBA observations at 15, 22 and 43 GHz towards the nucleus of the nearby radio galaxy NGC 1052. These three continuum images reveal a double-sided jet structure, whose relative intensity ratios imply that the jet axis is oriented close to the sky plane. The steeply rising spectra at 15–43 GHz at the inner edges of the jets strongly suggest that synchrotron emission is absorbed by foreground thermal plasma. We detected H₂O maser emission in the velocity range of 1550–1850 km s⁻¹, which is redshifted by 50–350 km s⁻¹ with respect to the systemic velocity of NGC 1052. The redshifted maser gas appears projected against both sides of the jet, in the same manner as the HI seen in absorption. The H₂O maser gas are located where the free-free absorption opacity is large. This probably imply that the masers in NGC 1052 are associated with a circumnuclear torus or disk as in the nucleus of NGC 4258. Such circumnuclear structure can be the sence of accreting onto the central engine.

Key words : galaxies: active — galaxies: individual(NGC 1052) galaxies: active galactic nuclei— galaxies: Seyfert — galaxies: water maser

I. 観測背景と観測諸元

NGC 1052 は東西方向に双極電波ジェットを持つ FR I 型の電波銀河である (Cohen *et al.* 1971, Jones *et al.* 1984, Wrobel 1984, Kellermann *et al.* 1998, Kamenon *et al.* 2001, Vermeulen *et al.* 2003, Kadler *et al.* 2004)。この電波ジェットの過去の VLBI 観測より、pc スケールのジェット成分は典型的に見かけの速度 0.26 c で動いていること (Vermeulen *et al.* 2003)、1 pc の厚さのプラズマトーラスが東西ジェットの間に横たわり我々から見て中心核はプラズマトーラスに覆われていること (Kamenon *et al.* 2001, 2003) が既に知られている。

また、線幅の広い (FWHM > 200 km s⁻¹) 水メーザー放射が中心から観測され (Braatz *et al.* 1994, 1996, 1997, 2003, Kamenon *et al.* 2005)、そのメーザースポットは中心付近 0.1pc スケールでジェットに沿って分布している (Claussen *et al.* 1998, Sawada-Satoh *et al.* 2004)。水メーザーの機構の説明については、電波ジェットが周囲の水分子ガスを励起しメーザー放射が起こるとい説 (Claussen *et al.* 1998) と、トーラスに付随する励起した水分子ガスの背景に連続波ジェットが通る時メーザー放射が検出されるという説 (Kamenon *et al.* 2005) が提案されている。他にも HCO⁺、HCN、CO といった分子や HI や OH の吸収線も検出されている (van Gorkom *et al.* 2004, Omar *et al.* 2002, Liszt and Lucas 2004)。

NGC 1052 の電波ジェット、プラズマトーラス、水メーザーの位置関係を調べるため、VLBA を用いてマルチ周波数観測を行なった。各連続波イメージのビームサイズと

rms レベルは Table 1 の通りである。また、NGC 1052 の赤方偏移は $z = 0.0049$ (Knapp *et al.* 1978) で、イメージの 1 mas は 0.095 pc に相当として議論する。

Table 1. Parameters of the continuum images

ν (GHz)	beam (mas×mas)	rms (mJy beam ⁻¹)
15	1.30×0.49	0.24
22	0.86×0.32	1.07
43	0.39×0.17	1.45

II. 観測結果

(a) 連続波ジェット

NGC 1052 の連続波のイメージ (Fig. 1) では全ての周波数で東西方向に広がるジェット構造が観測され、過去の VLBI イメージとも矛盾しない (Kamenon *et al.* 2001, Vermeulen *et al.* 2003, Kadler *et al.* 2004)。43 GHz のイメージでは成分 B と C3 の間に C4 が新たに見える。

成分 B と C3 の間では 15–22 GHz でも 22–43 GHz でもスペクトルインデックス値が 3.2 で、スペクトルのピークは 43 GHz より高い。値 2.5 を超えたスペクトルインデックスはシンクロトロン自己吸収だけでは説明がつかず、プラズマによる自由自由吸収が起こっていると考えられる。このことは過去の観測結果 (e.g. Kellerman *et al.* 1999, Kamenon *et al.* 2001, Vermeulen *et al.* 2003, Kadler *et al.* 2004) ともつじつまが合う。

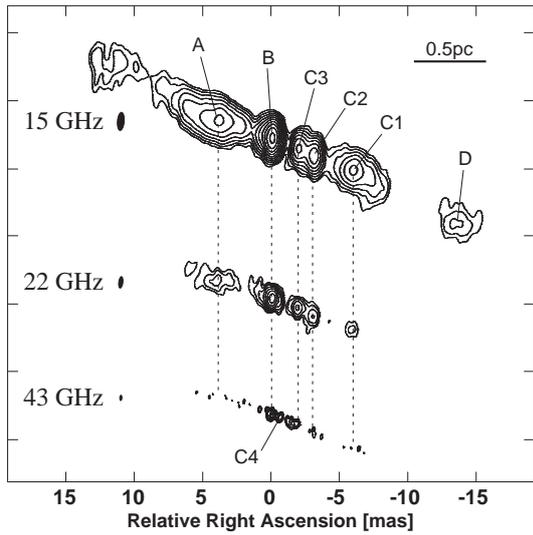


Fig. 1.— NGC 1052 の連続波放射のイメージ。上から 15、22、43 GHz。等高線は 3σ から始まり、順に 2 倍毎に増える。各周波数のビームサイズと rms レベルは Table 1 に表示。

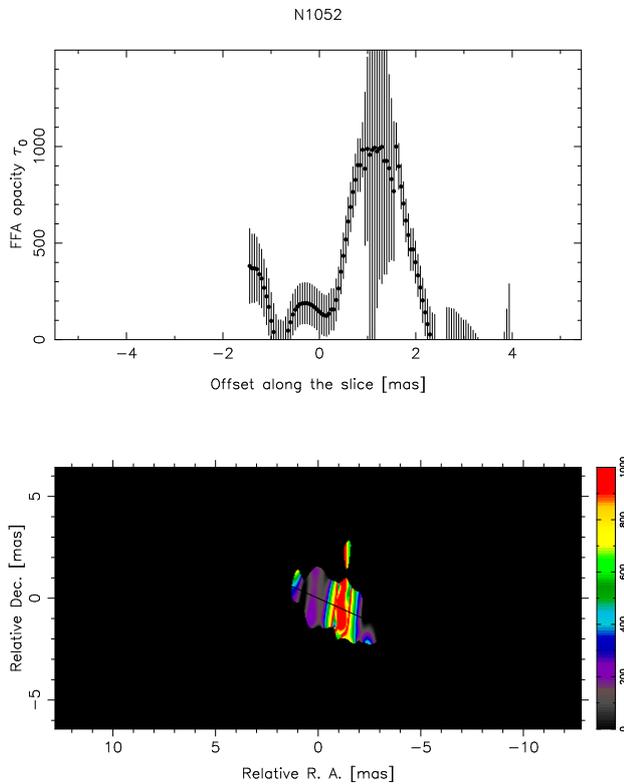


Fig. 2.— 15、22、43 GHz の連続波イメージから得た自由自由吸収の Opacity 分布。全てのイメージを $1.30 \text{ mas} \times 0.49 \text{ mas}$ の大きさのビームで畳込み後、各ジェット成分の位置を合わせている。(上) 自由自由吸収量のスライス分布。(下) 自由自由吸収量の位置分布。

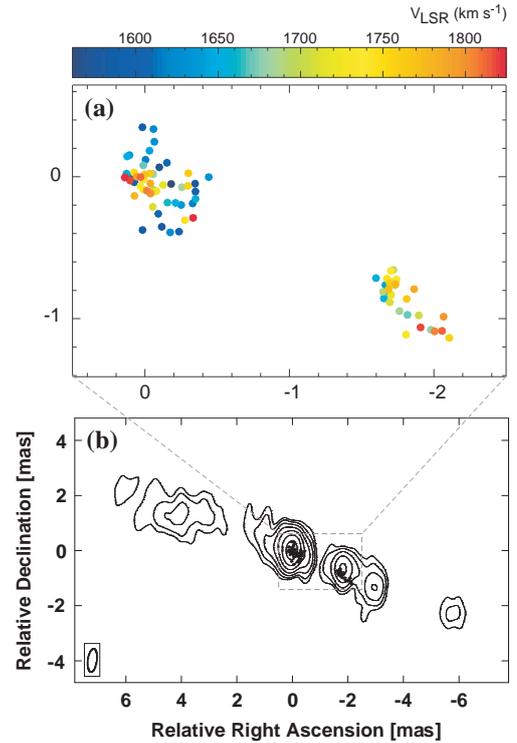


Fig. 3.— 22 GHz の連続波イメージと重ね合わせた水メーザースポットの分布。

(b) 自由自由吸収

これら 3 つの周波数のイメージを全て 15 GHz のイメージのビームサイズ ($1.30 \text{ mas} \times 0.49 \text{ mas}$) で畳込みした後、成分 B、C2、C1 の位置を合わせ、自由自由吸収のモデル ($S_\nu \propto \nu^\alpha \exp(-\tau_0 \nu^{-2.1})$) にフィットして吸収量 τ_0 の位置分布を求めた (Fig. 2)。自由自由吸収量は、43 GHz の成分 C4 の位置付近が最も値が高い ($\tau_0 > 1000$)。この位置では 15–43 GHz では右上がりのスペクトルを示しており、43 GHz の周波数でも光学的に厚い。この自由自由吸収分布は、中心付近約 0.1 pc に渡って濃いプラズマガスが集中して分布すると説明出来る。

(c) 水メーザー分布

水メーザー放射は $V_{\text{LSR}} = 1550\text{--}1850 \text{ km s}^{-1}$ の速度範囲で検出された。水メーザースポットは大きくふたつのクラスターで形成され、東のクラスターは遠ざかるジェット成分 B、西のクラスターは近づくジェット成分 C3 と見かけ上重なっている (Fig. 3)。

東のクラスターでは、 $1550\text{--}1850 \text{ km s}^{-1}$ 全速度範囲のメーザーが検出されているが、西のクラスターで検出された速度範囲は $1550\text{--}1750 \text{ km s}^{-1}$ である。ジェット方向に沿った位置速度図では、東西クラスター共に中心に近づく程赤方偏移する ($\sim 200 \text{ km s}^{-1} \text{ mas}^{-1}$) 傾向が見られる (Fig. 4)。西のクラスターは、Claussen *et al.* (1998) らの検出した遠ざかるジェットの上の水メーザーと速度構造でも類似する。

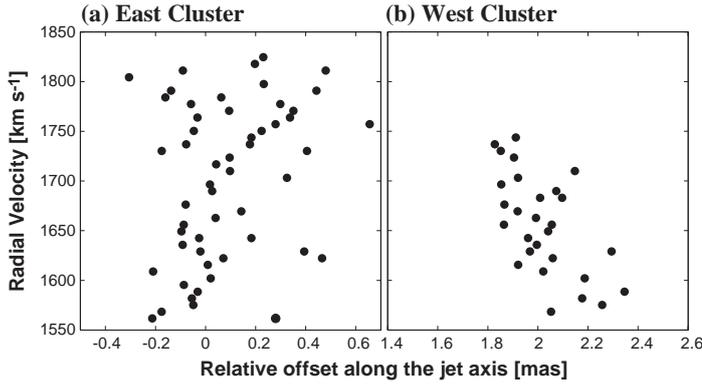


Fig. 4.— 電波ジェットに沿った水メーザーの速度勾配。(a) 東のクラスター。(b) 西のクラスター。

III. 中心の構造

成分 A と C1 が対称的なジェット成分だと仮定し、輝度温度比 $R = \{(1 + \beta \cos \theta)/(1 - \beta \cos \theta)\}^{3-\alpha}$ からジェットの角度を求める。ジェットの速度 $\beta = 0.64$ (Kadler et al. 2004) および $\alpha = 1$ を用いると、視線方向とジェット方向のなす角度は 15 GHz と 22 GHz でそれぞれ $79-80^\circ$ および $76-90^\circ$ と求められる。

ここで NGC 1052 の水メーザーを説明する中心核領域の構造を議論する。水メーザーの分布は、東のクラスターは東のジェット成分 B の上に、西のクラスターは西のジェット成分 C3 の上に位置し、どちらもプラズマガスとの相対位置が一致している。このことはプラズマガスと水メーザーが互いに近い場所に存在することを示唆している。NGC 4258 の水メーザーを説明するのに Neufeld and Maloney (1995) と Herrnstein et al. (1996) がいくつかの物理状態の異なる水分子の層を提案したように、NGC 1052 でも Kamenon et al. (2005) がこのアイデアを用いて水分子の層を提案した。中心からの X 線放射によりトーラスの一番内側の表面に高温のプラズマの層が、隣に接する X-ray dissociation region (XDR) (Maloney 2002) を暖め、背景に連続波放射を持つとき我々からメーザー放射が観測される。トーラス状のガスは中心に向かって落ち込むと考えられ、水メーザーが全て V_{sys} より赤方偏移していることを説明できる。また、我々の得た水メーザーの速度勾配は、中心に近づく程降着速度が速くなると考えることで説明出来る。従って我々の観測結果は、メーザーとプラズマトーラスの相対位置の一致、そしてメーザーと連続波成分の相対位置の一致から、このトーラスシナリオを支持する。

別のシナリオは、Mrk348 の水メーザーのケースで説明されたように (Peck et al. 2003) ジェットが中心領域にある分子ガスと衝突し、ジェットの前や中にある分子ガスがメーザーを放射するというものである。このジェット励起シナリオは、ジェットに沿った速度勾配を説明するのに有利であり、遠ざかるジェットと位置が一致する西のクラスターの位置と V_{sys} より赤方偏移したメーザーの速度はこのシナリオで容易に説明できる。しかしこのシナリオの問題は、近づくジェット成分に位置する東のクラスターのメーザーの速度もなぜ同様に赤方偏移しているのかを説明出来ないことである。

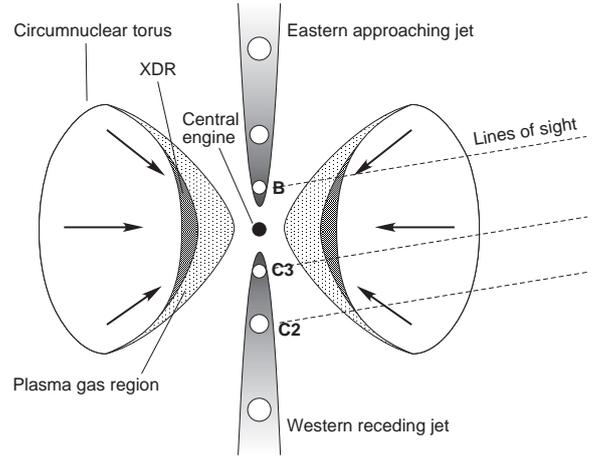


Fig. 5.— NGC 1052 の中心核領域のモデル。観測者はジェットをほぼ真横から見ている。トーラスの一番内側のプラズマ層が中心のジェット成分 B、C3、C2 に被さり、大きな吸収を受ける。励起した分子ガスの層 XDR は成分 B と C3 からの連続波放射を背景にメーザーを放射する。XDR が被らない成分 C2 からはメーザーは見えない。トーラス内のガスは中心に向かって運動しているので、成分 B および C3 上のメーザーは V_{sys} より赤方偏移する。

IV. まとめ

近傍電波銀河 NGC 1052 の連続波放射とメーザー放射を VLBI 観測した。水メーザーはプラズマトーラスおよび連続波成分と相対位置が一致し、トーラスの中に含まれるメーザーガスの背景に連続波成分が存在するときメーザーが放射される、と考えられる。今回の観測結果では、水メーザー分布は二つのクラスターを構成し、それぞれ近づく東のジェットと遠ざかる西のジェットの両方の上に位置していた。東西のメーザークラスターともスペクトルは全て V_{sys} より赤方偏移で、さらにジェットに沿った速度勾配を示し、中心に近づく程赤方偏移度が高い。これらの結果から、トーラスのガスが中心に降着していると結論づけられる。

REFERENCES

- Braatz, J. A., Wilson, A. S., Henkel, C. 1994, ApJ, 437, L99.
- Braatz, J.A., Wilson, A.S., Henkel, C. 1996, ApJS, 106, 51.
- Braatz, J.A., Wilson, A.S., Henkel, C. 1997, ApJS, 110, 321.
- Braatz, J.A., Wilson, A.S., Henkel, C., Gough, R., Sinclair, M. 2003, ApJS, 146, 249.
- Claussen, M. J., Diamond, P. J., Braatz, J. A., Wilson, A. S., Henkel, C. 1998, ApJ, 500, L129.
- Herrnstein, J. R., Greenhill, L. J., Moran, J. M., 1996, ApJ, 468, L17.
- Jones, D. L., Wrobel, J. M., Shaffer, D. B. 1984, ApJ, 276, 480

- Kadler, M., Ros, E., Lobanov, A. P., Falcke, H., Zensus, J. A. 2004, *A&A*, 426, 481.
- Kameno, S., Sawada-Satoh, S., Inoue, M., Shen, Z., Wajima, K. 2001, *PASJ*, 53, 169.
- Kameno, S., Inoue, M., Wajima, K., Sawada-Satoh, S., Shen, Z.-Q. 2003, *Publ. of the Astron. Soc. of Australia*, 20, 134.
- Kameno, S., Nakai, N., Sawada-Satoh, S., Sato, N., Haba, A. 2005, *ApJ*, 620, 145.
- Knapp, G. R., Faber, S. M., Gallagher, J. S. 1978, *AJ*, 174, L123.
- Maloney, P. R. 2002, *Publications of the Astronomical Society of Australia*, 19, 401.
- Neufeld, D.A. & Malony, P.R. 1995, *ApJ*, 447, L17.
- Peck, A. B., Henkel, C., Ulvestad, J.S., Brunthaler, A., Falcke, H., Elitzur, M., Menten, K. M., Gallimore, J. F. 2003, *ApJ*, 590, 149.
- Sawada-Satoh, S., Kameno, S., Shibata, K.M., Inoue, M., 2005, *JKAS*, 38, 183.
- Vermeulen, R. C., Ros, E., Kellermann, K. I., Cohen, M. H., Zensus, J. A., van Langevelde, H. J. 2003, *A&A*, 401, 113.
- Wrobel, J.M. 1984, *ApJ*, 284, 531.

新しく見つかった2つの「宇宙の噴水」

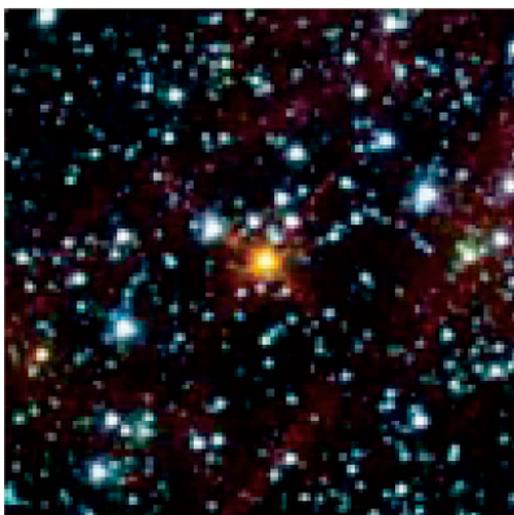
今井 裕(鹿児島大学)、出口修至(国立天文台)、
中島淳一、Kwok, Sun(香港大学)

- 宇宙の噴水: H₂Oメーザーで見える恒星ジェット
 - AGB/post-AGB星に見られる細く絞られた高速ジェット
 - AGN、YSOジェットに次ぐ第三の宇宙ジェットカテゴリ
 - 現在までに11天体 (e.g. W43A, Imai et al. 2002, 2008)
- 最も発達した星周エンベロープをまとう
 - 可視光・近赤外線で見える
 - 前惑星状星雲天体 >> **ジェット消滅(形状喪失)**
 - AGB早期段階 >> **ジェット発現(低速度)**
 - 可視光・近赤外線で見えない
 - OH/IR星: **星周エンベロープの破壊過程、最高速度ジェット**
 - IRAS点源(位置誤差大)
 - **Spitzer/GLIMPSE像中に点源として同定 (Deguchi et al. 2007)**

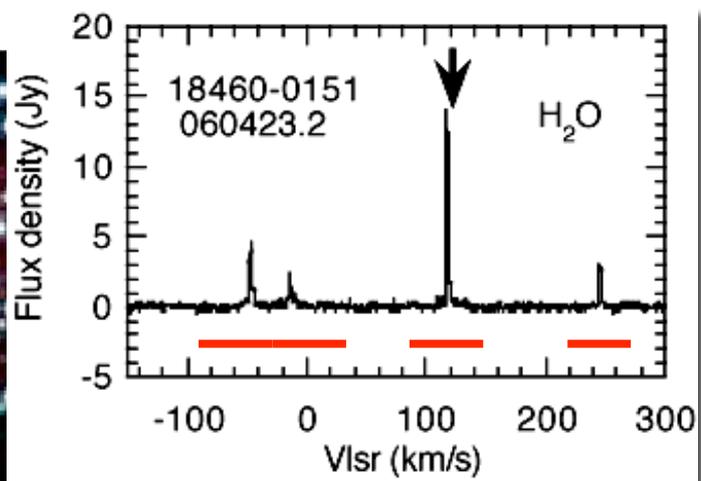
VLBA observations of two water fountains

- 2006/09/14・2006/11/09・2007/02/03
- 8 hours for 2 sources: 4MHz(55km/s)x 4IFs x 2pols

IRAS 18460-0151

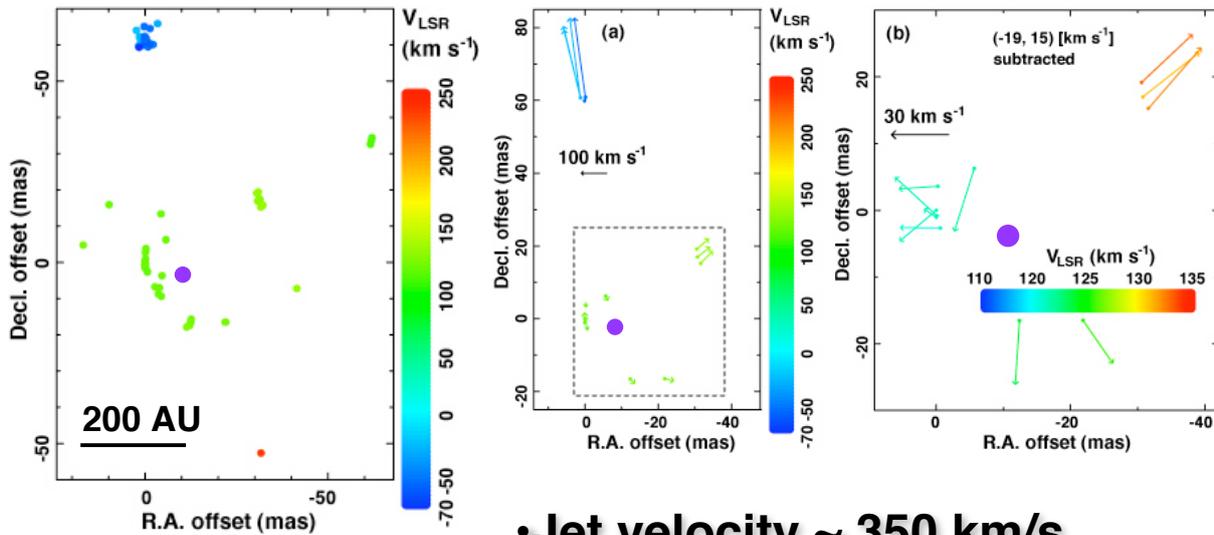


Spitzer/GLIMPSE image



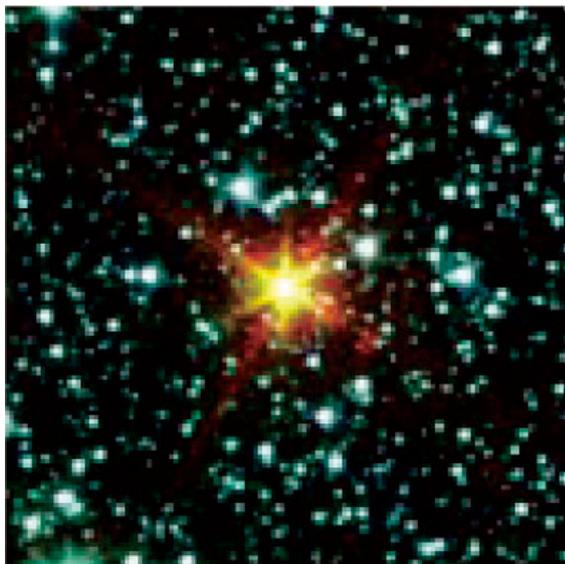
NRO 45m spectrum
(Deguchi et al. 2007)

IRAS 18460-0151

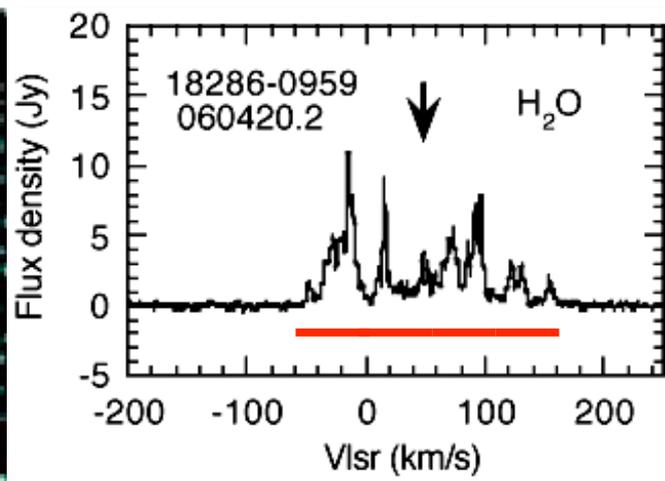


- Jet velocity ~ 350 km/s
- Dynamical age ~ 5 years
- Equatorial flow ~ 30 km/s
- Both Driven by a single star?

IRAS 18286-0959

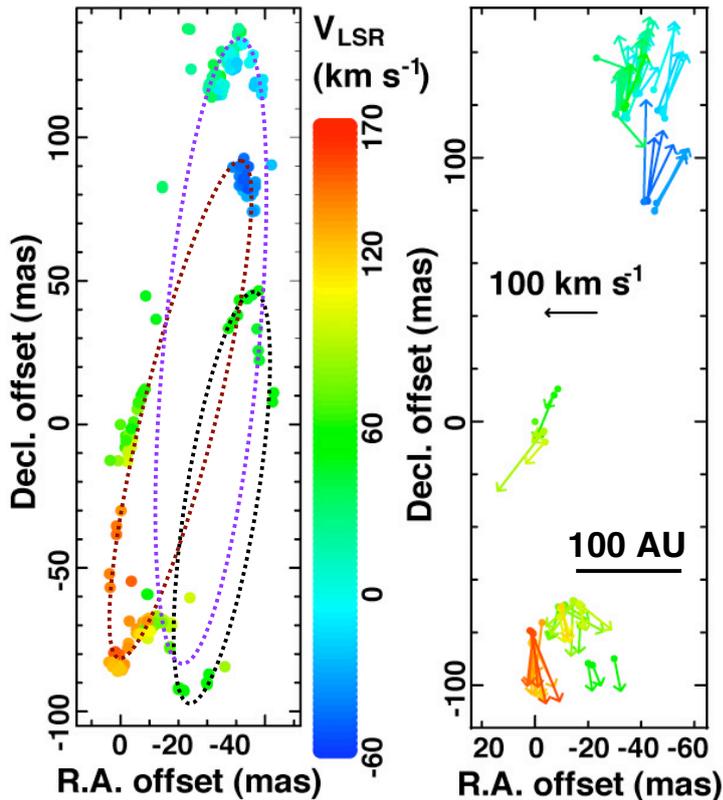


Spitzer/GLIMPSE image



NRO 45m spectrum
(Deguchi et al. 2007)

IRAS 18286-0959



- Jet velocity
~ 180 km/s
- Dynamical age
~15 years

Why
many velocity
components?

Single star?
Multiple star?
Repetitive events?

「宇宙の噴水」に関する考察・まとめ

- 力学的タイムスケール
 - < 星周エンベロープ半径($\sim 2000 \text{ AU}$) / ジェットスピード($\sim 200 \text{ km/s}$) $\sim 80 \text{ years}$
- 複数の弧状メーザースポット分布
 - ⇒ 間欠的(繰り返し)ジェット放射: $\Delta r \sim 40 \text{ AU} \Rightarrow \Delta t \sim 1.6 \text{ years}$
 - 間欠的(繰り返し)ジェット放射
 - 見かけの力学的年齢は100年未満だが、
宇宙の噴水が見られる期間はそれ以上?
- 双極ジェット中の点对称的メーザースポット分布
 - 力学中心は直線運動ではない?
 - 中心星脈動変光 / 連星系軌道周期と関係あり?
- 球対称的星周エンベロープから赤道流へ?
 - 宇宙の噴水と同時に良く見られる
 - 高速ジェットの副産物? 連星系主星 / 伴星から?
- これからもざくざく見つかるかもしれない
 - Spitzer/GLIMPSE, AKARI データの精査が必要

大学 VLBI 連携観測の現状

藤沢健太 (山口大学)

1. 研究グループ

2007年度から筑波大学が大学VLBI連携のメンバーとして参加し、5大学(北大、筑波大、岐阜大、山口大、鹿児島大)、4研究機関(天文台、宇宙研、NICT、GSI)の連携による研究となっている。

2. 2007年度の研究成果

2007年度は2006年度に引き続き、観測および論文発表を継続している。観測システムについては、22GHzでの観測が本格化したこと、1Gbps化を開始したことが特徴である。

2007年度に発表となった論文は以下の3つである。

- ・ 狭輝線セイファート1型AGN Doi et al. (2007) PASJ 59, 703
- ・ マイクロクエーサー Cyg X-3 の観測 Tsuboi et al. (2008) PASJ 60
(2008年2月25日発行予定) に掲載予定
- ・ メタノール・メーザの観測 Sugiyama et al. (2008) PASJ 60
(2008年2月25日発行予定) に掲載予定

また、22GHzの観測結果による次の2つの成果が学会等で報告されている。

- ・ 22GHz 晩期型星 永山・鹿児島グループ
- ・ 22GHz 星形成領域 元木・北大グループ

3. プロポーザル募集

大学連携による科学研究を促進するために、プロポーザルの募集を行った。光結合の提案も同時に募集した。その結果、15件、総要求時間がおよそ270時間の提案があった。内訳は大学連携(JVN)=9件・200時間、光結合=6件・約70時間である。これを「提案者の研究促進・各機関・大学連携の発展になるように」という視点に立ち、各機関のメンバーからなる委員でプロポーザルを検討し、観測計画を立てて実施する予定である。この検討会は1月20日に行われ、高い評価を得たものは既に観測が開始されている。

4. ワークショップ、その他の活動

大学連携の研究を促進するために、2007年度中に次の2つのワークショップを開催した。

- 1) 2007/08/11 光結合 VLBI サイエンス・ワークショップ 国立天文台
- 2) 2007/11/21 メタノール・メーザ小研究会 山口大学

また、研究参加者の成果報告の場として、ニュースレターの発行を計画している。

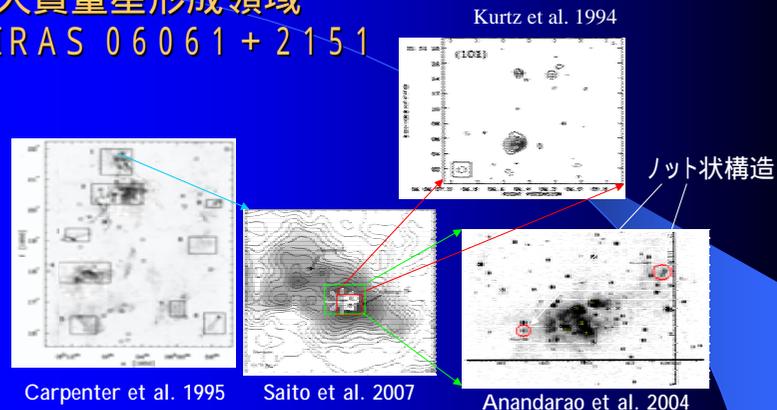
謝辞: この研究はNICT、JAXA/ISAS、GSIの協力を得て実施されているものです。

大学連携VLBIによる IRAS 06061+2151の H₂Oメーザーマッピング観測

北海道大学修士1年
元木業人

渡邊祥正、徂徠和夫、羽部朝男、南谷哲宏(北海道大理)、
本間希樹、小林秀行、柴田克典(国立天文台)、
藤澤健太(山口大理)、面高俊宏、今井裕(鹿児島大理)、
若松謙一、高羽浩、須藤広志(岐阜大工)、
村田泰宏(JAXA)、川合栄治、久保木裕充(情報通信研究機構)

大質量星形成領域 [IRAS 06061+2151]



- GeM OB1 分子雲複合体の最北端、天体までの距離は1.5 kpc
- 活発な星形成; CS、C¹⁸O、NH₃、Kバンド、サブミリ、3.6cm連続波
- メーザー源はUCHII領域の中心付近に位置。

目的: 大質量星形成のメカニズム解明

大質量星形成領域の描像

- 恒星風、輻射による正味のフィードバック効果
- 原始星、星周円盤、星間空間の各磁場の効果

個々の星形成メカニズムを知るには
局所的なダイナミクスを無視できない。

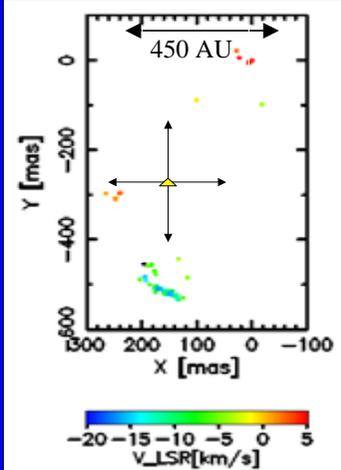
高分解能のVLBI観測で
局所的でタイムスケールの短い現象を見る。

観測

観測期間 2005年5月 2007年10月
 観測周波数 22.23508 GHz (H₂O 回転遷移 6₁₆ 5₂₃)
 波長 1.35 cm
 観測帯域 16 MHz
 分光点数 1024
 角度分解能 1.0 - 1.5 ミリ秒角 (1.5 - 2.3AU)
 速度分解能 0.21 km s⁻¹
 大学連携VLBI網 (JVN)
 VERA (水沢、入来、小笠原、石垣) : 20 m
 鹿島 : 34 m, 苫小牧 : 11 m, 岐阜 : 11 m
 データ解析 AIPS (Astronomical Image Processing System)

観測日程	観測時間 (hr)	参加局	参照速度 (km/s)	分解能 (mas × mas)
2005/5/13	9	VERA4局	-8.50	1.5 × 1.4
2006/1/30	9	全局	-7.77	1.1 × 0.9
2006/4/17	9	全局	-7.87	1.1 × 1.1
2007/1/29	8	小笠原、苫小牧除く	-8.08	1.5 × 1.4
2007/5/1	8	全局(岐阜含む)	-7.45	1.1 × 1.1
2007/10/21	10	苫小牧除く		データ待ち

マッピング結果



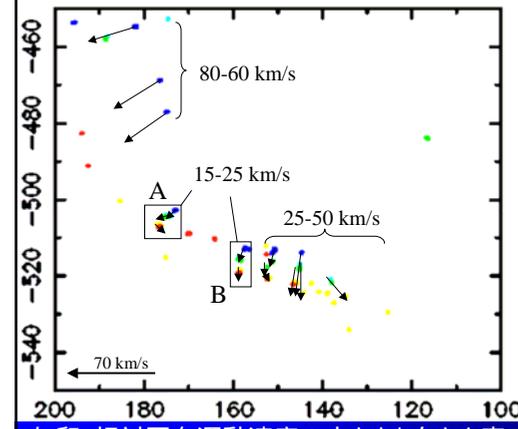
空間分布
 メーザー分布 400 × 600 ミリ秒角
 UCH 領域の広がり: 2秒角未満 (VLA)

視線速度分布
 系の系統運動 -1.0 km/s
 北側: Red Shift 成分 5.5 ~ -3.0 km/s
 南側: Blue Shift 成分 -5.0 ~ -20.0 km/s

強度分布
 北側: 0.3 - 15.0 Jy
 南側: 0.7 - 439 Jy

点の色は視線速度 (LSR) に対応
 : UCH 領域の中心

相対固有運動



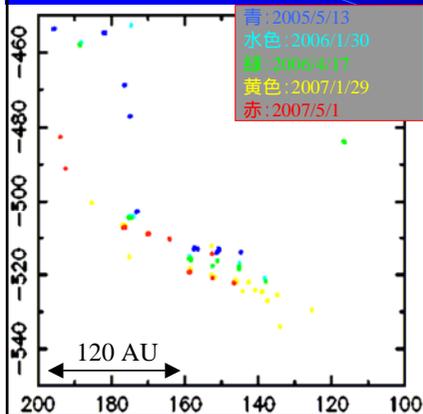
強度ピーク A, B で相対固有運動速度が最も小さい。

A より北側一律に 80 - 60 km/s 程度の大きな速度。

A より南側 B 点から西に遠ざかる程速度が大。

矢印: 相対固有運動速度の大きさと向きを表す
 A: エポック 2, 3, 5 の強度ピーク
 B: エポック 1, 4 の強度ピーク

南側拡大図



エポック 1
 Bow shock 状構造

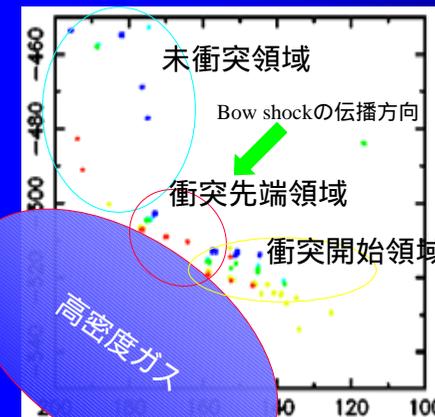
エポック 5 (717 日後)
 Bow 状構造が直線状に変化

固有運動に速度勾配が存在

南側 100 × 100 ミリ秒角の範囲を拡大
 各点の色はエポックに対応

考察 1: 衝突モデル

A, B 点を中心とした相対固有運動速度の分布
 衝撃波面がより高密度な中性ガスに衝突した結果と考えられる。



衝突先端である A, B 点は真っ先に衝突、密度差による減速を受ける。
 衝突開始領域では先端に近い部分から順次減速されていく。

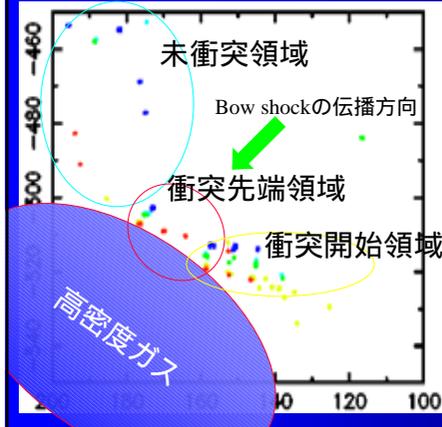
未衝突領域は減速を受けないため衝突領域に追いつく

結果的に全体は弓形から直線形へと変形していく。

考察2: メーザーの強度変動

- ポンピングされるH₂O分子の量の変化。
- コヒーレント長の変化。
- ビーミング方向と視線方向の重なり方。

衝突モデルで説明可能



•衝突個所ではショックによってポンピングが増加。

•減速によってメーザーが重なり、コヒーレント長が増加。

•ガス入射に対するショック面の角度によってはビーミング方向が変動。

波面が周期的に到達している場合、衝突、緩和、次の衝突の繰り返しで周期性が説明できる。

9

まとめ

•観測された固有運動の速度勾配はUCHII領域由来のBow Shockがより高密度のガスに進入したことによる減速の結果と推定される。

(単純に見積もっておよそ2~3倍の密度差)

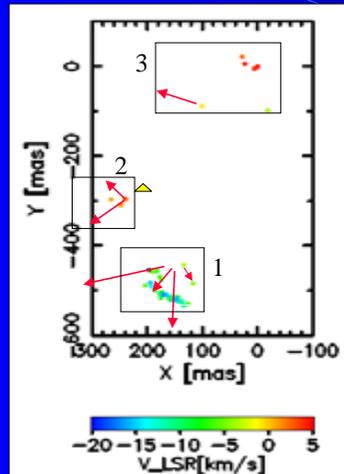
•衝突時の強度増加と、衝突後の緩和、次の衝突による強度増加の組み合わせによってメーザー強度変動の周期性が説明できる可能性がある。

•衝突先端で強度が増加する場合、強度ピークは時間と共に現在の衝突先端から衝突開始領域へ移ると予想される。

•固有運動ベクトルの収束点から二つ以上のDriving sourceの存在が示唆される。

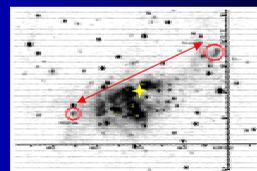
11

考察3: 固有運動の収束点



- 1群の収束点はかなり近傍
- 2群の収束点はUCHII領域中心付近
双方が別のdriving sourceに由来している可能性あり。
- 3群は固有運動の数が足りないため言及できない。

現在モデルフィッティング中
過去の観測は北西 - 南東のフローを示唆



10

矢印: 平均のベクトルの向き

今後の展望と課題

- モニタリングを継続 実際に減速が起こっているのか追う
- 減速による熱化が放射環境を崩さないか評価
- 衝突対象は具体的に何なのか?
元々の分子雲コアの密度ムラ?
UCHII領域の成長にともなって生まれたムラ?

12

Cepheus A における 6.7 GHz メタノールメーザの短期的強度変動検出

杉山 孝一郎、藤沢 健太、輪島 清昭、澤田-佐藤 聡子、磯野 靖子、石川 裕子、岸本 淳宏、城戸 美帆
隈本 晋太郎 (山口大学)、本間 希樹 (国立天文台)、村田 泰宏、望月 奈々子、土居 明広 (宇宙研)

1 概要

我々は、大質量星形成領域 Cepheus A の HW2 領域において、山口 32 m 電波望遠鏡を用いた 6.7 GHz メタノールメーザの強度変動探査を行った。観測は、短期的な強度変動を検出するため毎日継続している。その結果、各観測間で同定できた 5 つの成分 (-1.9 , -2.7 , -3.8 , -4.2 , -4.9 km s $^{-1}$) の 27 日間での短期強度変動を検出した。変動期間中に、赤方偏移成分 (-1.9 , -2.7 km s $^{-1}$) は強度減少変動を示し、対称的に青方偏移成分 (-3.8 , -4.2 , -4.9 km s $^{-1}$) は強度上昇変動を示していた。特に -4.9 km s $^{-1}$ の成分は 270% の強度上昇変動を示していた。この 5 成分の変動のタイミングは同期していることから、共通の励起源の強度変動に起因していると考えられる。また、その減少成分と上昇成分の変動傾向は逆相関の関係を示していた。減少成分と上昇成分はスペクトル上および空間分布上で分離して存在していることから、変動の逆相関性は、励起源からの距離の相違に伴う、励起に適当なダスト温度の変動に起因していると考えられる。

2 研究背景

6.7 GHz メタノールメーザは、水メーザや OH メーザとは異なり、大質量星形成領域においてのみ放射が行われている (Minier et al. 2003) 唯一のメーザである。また、この 6.7 GHz メーザは ultra-compact (UC) HII 領域よりも前の段階、即ち大質量原始星をトレース (Walsh et al. 1998) しており、その周りの星形成のダイナミクスを知る上で有用なプローブであると考えている。

このメーザは強度変動することが良く知られている (e.g., Szymczak et al. 2000)。Goedhart et al. (2004) の 4 年間に亘る 54 天体強度変動モニタリングにより、6 タイプの変動が検出されており、その中には一定の周期で変動する G 9.62+0.20 という、大質量星形成領域では非常に珍しい天体も存在している。Goedhart et al. (2005) により、G 9.62+0.20 の変動期間に合わせた 7 回の VLBI モニタリング観測が行われたが、空間分布の変動は全く見られなかった。その結果から、G 9.62+0.20 に見られる 6.7 GHz メタノールメーザの強度変動は励起源の強度変動に

起因しており、その周期性は連星系で解釈された。しかし、肝心の励起源の位置は精度良く求まっておらず、メーザスポットとの位置関係ははっきりしていない。もし 6.7 GHz メタノールメーザの強度変動が励起源の強度変動に起因しているのであれば、励起源との位置関係を知る必要がある。

我々は、大質量星形成領域 Cepheus A (Cep A) の HW2 領域 (Hughes & Wouterloot 1984) において、山口 32 m を用いた 6.7 GHz メタノールメーザの毎日の単一鏡観測を行った。本講演では、検出した短期的強度変動成分について、位相補償法を用いて取得した空間分布および励起源の位置との比較を行うことによって、その変動メカニズムを議論する。

3 観測

3.1 単一鏡強度変動モニタリング

2007 年 8 月 4 日から 10 月 24 日 (通算日 216-297) にかけて毎日観測を行った。ただし、アンテナトラブルや鏡面清掃などにより 20 日程度データ未取得の観測日がある。観測した天体の座標などのパラメータは表 1 に示している。山口 32 m 電波望遠鏡を用いて 6.7 GHz で達成される角度分解能は 5 分角であり、観測帯域幅 4 MHz を 4096 点分光することで 0.044 km s $^{-1}$ の速度分解能を達成している。検出感度 5σ としては、14 分積分で 6.0 Jy を達成している。

振幅・絶対フラックス密度較正としては、温度が既知のノイズソースを各スキャンの初めに注入することで行っている。また帯域通過特性の較正は、ターゲットから赤経方向 2° ズラした位置を OFF 点として観測・割り算することで行っている。システムの変動率の評価は、G 12.91-0.26 を毎日観測することで行っている。この天体は、Goedhart et al. (2004) の強度変動モニタリングによって比較的変動が小さいことが知られている。その変動率は、モジュレーションインデックス (標準偏差 ÷ 平均値) より約 5% であった。

3.2 VLBI 観測

観測は 2006 年 9 月 9 日に Japanese VLBI Network (JVN) を用いて行った。参加局は、山口 32 m, 白田

表 1: 単一鏡観測天体パラメータ

天体名	観測座標 (J2000)		S_p (Jy)	V_p (km s ⁻¹)	V_{ran} (km s ⁻¹)	Ref.
	RA (h m s)	Dec (° ' ")				
Cep A	22 56 18.095	+62 01 49.45	445.8	-2.7	-5.4, -1.3	2
G 12.91-0.26	18 14 39.50	-17 52 00.3	289.9	39.6	34.7, 41.5	1

Col. 4: 通算日 224 のピークフラックス密度; Col. 5: ピーク視線速度; Col. 6: メーザ放射の視線速度範囲;

Col. 7: 観測座標のリファレンス。

Ref. — (1) Goedhart et al. (2004); (2) Sugiyama et al. (2008).

64 m, VERA-水沢・石垣 20 m の 4 局である。観測した 16 MHz 帯域の内、Cep A が観測されている 6668-6670 MHz の 2 MHz を切り出し 512 点分光しているため、速度分解能は 0.176 km s⁻¹ に相当する。総オンソース時間は約 3 時間であり、イメージ感度 (1 σ) は 160 mJy beam⁻¹ を達成している。また、生成される合成ビームサイズは 9.0 × 3.5 mas であり、その Position angle (PA) は -70° であった。

この VLBI 観測では位相補償法を適用しており、その参照電波源としては連続波源 J2302+6405 を用いている。この天体は離角 2°.19 であり、the third VLBA Calibrator Survey (VCS3; Petrov et al. 2005) によって、0.62 mas の精度で絶対位置が測定されている。高速スイッチングを用いており、ターゲットに 120 秒、参照電波源に 100 秒のサイクルを、仰角 40° の時間帯に 23 回繰り返して観測している。16 MHz 帯域の連続波データではイメージ感度 (1 σ) 30 mJy beam⁻¹ を達成した。

4 結果

4.1 短期的強度変動

各観測日間で同定できたスペクトル成分は視線速度 -1.9, -2.7, -3.8, -4.2, -4.9 km s⁻¹ の 5 成分である。これ以降、これらの成分をそれぞれ I, II, III, IV, V と表記する。

各成分の強度変動の様子を図 1b に示す。まず、通算日 224-250 の 27 日の間に 5 成分全てが強度変動を示した。この期間に、I, II は強度減少変動を示し、その一方で III, IV, V は強度上昇変動を示していた。特に、成分 V は変動期間に約 270% もの強度上昇変動を示していた。通算日 250 以降は強度変動傾向が逆転しており、I, II は上昇傾向、III, IV, V は減少傾向を示している。

4.2 空間分布 & 励起源との位置比較

得られたメタノールメーザスポットの空間分布は、図 1c のように円弧状の構造を示していた。円弧構造

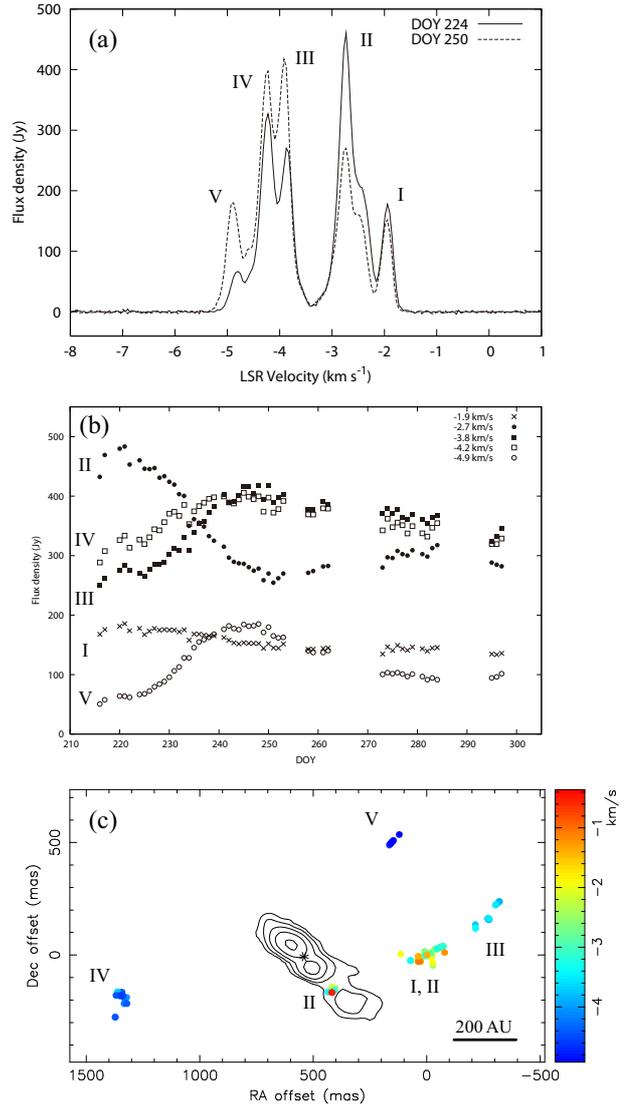


図 1: Cep A の 6.7 GHz メタノールメーザ。ローマ数字は各パネル間で共通。(a) 通算日 224 (実線) および 250 (点線) の単一鏡スペクトル。(b) 成分 I-V それぞれの強度変動。(c) 空間分布。等高線は 22 GHz の連続波 (Torrelles et al. 1998) に相当。また、アスタリスク (*) は 43 GHz 連続波のピーク位置を明記 (Curiel et al. 2006)。

表 2: Cep A-HW2 領域における各プローブの絶対位置座標

プローブ	絶対座標 (J2000.0)		位置精度		V_{ref} (km s^{-1})	Ref.
	RA	Dec	RA	Dec		
	(h m s)	($^{\circ}$ ' ")	(mas)	(mas)		
メタノールメーザ	22 56 17.9042	+62 01 49.577	0.86	0.68	-2.64	1
連続波 (43 GHz)	22 56 17.982	+62 01 49.57	10	10	...	2

Col. 6: 絶対位置座標に相当するメーザスポットの視線速度; Col. 7: 絶対位置座標のリファレンス。

Ref. — (1) 本講演; (2) Curiel et al. (2006).

表 3: 各成分間の相関係数

成分	スペクトル成分				
	I	II	III	IV	V
I	1.00				
II	0.89	1.00			
III	-0.65	-0.90	1.00		
IV	-0.08	-0.50	0.77	1.00	
V	-0.28	-0.68	0.84	0.92	1.00

の拡がりは 1900 mas で、725 pc の距離 (Johnson 1957) では 1400 AU である。強度変動成分 I-V とは図 1c のように対応している。相対位置で 450 mas 東、100 mas 南の位置に存在しているスポット群 (成分 II の一部) と、100 mas 東、500 mas 北の位置に存在しているスポット群 (成分 V) は、今回の VLBI 観測で初検出したメーザスポットである。

位相補償法を用いた結果、表 2 に示す 6.7 GHz メタノールメーザの絶対位置座標の測定に成功した。表 2 には、43 GHz 電波連続波のピークの絶対位置座標 (Curiel et al. 2006) も記載しており、これは Cep A-HW2 領域の励起源の位置を表していると考えられている。表 2 の絶対位置座標を元に重ね合わせた図を図 1c に示す。図 1c の等高線は 22 GHz 電波連続波を示しており、熱的ジェット (PA 45°) をトレースしていると考えられている (Torrelles et al. 1996, 1998; Curiel et al. 2006) が、メタノールメーザスポットの形成する円弧状分布は、これにほぼ垂直であるように見える。

5 考察

5.1 強度変動の同期

成分 I-V 間の相関係数を表 3 に示す。表 3 からは、成分 I と IV, I と V 間には明確な相関は見られないが、その他の成分間の相関係数からは、十分な相関関係が伺える。このように、5 つのスペクトル成分全ての変動のタイミングが同期していることがわかった。この変動の同期は、Cep A-HW2 領域の 6.7 GHz

メタノールメーザが励起源となる星からの赤外線放射によってポンピングされていることを表している。これは、従来の 6.7 GHz メタノールメーザポンピングモデル (e.g., Sobolev et al. 1997) に矛盾しない。また、この変動の同期は、共通の励起源の強度変動をトレースしていることも示唆している。

5.2 逆相関性

表 3 に示した相関係数の内、変動開始日の通算日 224 日の時点ではピーク成分であった成分 II とそれ以外の成分との相関関係を図 2 に示す。この図から、成分 I と II との間には明確な正の相関 (0.89) があり、成分 III, IV, V と成分 II との間には明確な負の相関 (それぞれ -0.90, -0.50, -0.68) が見てとれる。即ち、強度変動のタイミングは同期しているが、逆相関の関係にあることがわかる。このような逆相関な強度変動を説明する現象として、ライトトラベルタイムの相違に伴う位相遅延が考えられる。これを今回の観測に当てはめて考えると、6.7 GHz メタノールメーザの空間分布の全体的拡がり 1400 AU であり、これは 8 光日に相当するので、今回検出した 27 日の逆相関を説明することは不可能である。

強度変動成分を空間分布と対応させると図 1c のようになる。これより、各スペクトル成分は空間的に分離していることがわかる。またスペクトル上でも、成分 I, II と成分 III, IV, V とは視線速度的に分離し

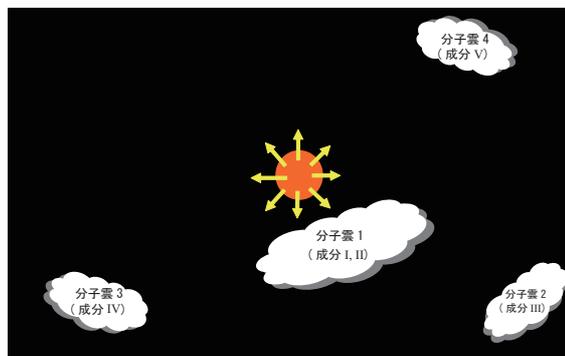


図 3: 真上から見た強度変動の逆相関解釈モデルの模式図。中央に位置する丸印は励起源に相当。

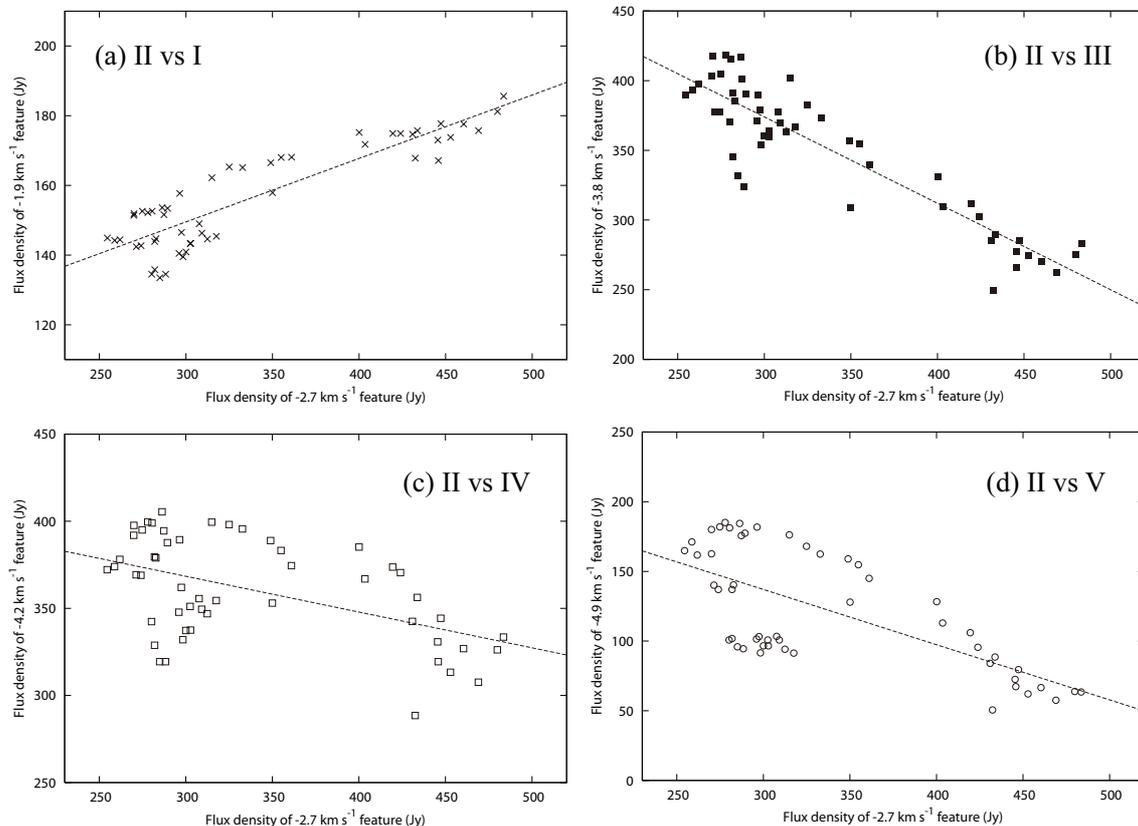


図 2: 成分 II と他の 4 成分との強度変動における相関関係。それぞれの記号は図 1b 内の記号と一致している。それぞれのパネル内の点線は、最小二乗フィッティングによる相関直線を明記。

ている (図 1a 参照)。これより、我々は図 3 のようなモデルを提案する。図 3 は、成分 I, II と成分 III, IV, V、即ち変動傾向の異なるメーザ雲は、励起源からの距離が異なることを表している。メーザ放射には反転分布を起こすための適温がパラメータとして与えられており、6.7 GHz メタノールメーザ放射は 100-200 K という比較的暖かいダスト領域で反転分布を生じると考えられている (Cragg et al. 2005)。ダスト温度は励起源からの距離の平方根に反比例するので、距離に近いほど、等方的な放射の強度変動の影響によるダスト温度上昇率は高い。これを考慮して図 3 を解釈すると、励起源との距離が近い分子雲 1 (成分 I, II) は励起源の強度上昇に伴いダスト温度も上昇するのだが、その結果適温である 100-200 K を超過してしまい、その結果 6.7 GHz メタノールメーザの反転分布形成に適さない環境となり、メーザ強度が減少すると考えられる。その一方で、分子雲 1 よりも励起源からの距離が遠い分子雲 2, 3, 4 (成分 III, IV, V) は、励起源の強度上昇に伴いダスト温度が上昇することによって、元々適温ではなかった温度が 100-200 K の適温に到達し、その結果メタノールメーザの反転分布形成に適した環境となり、メーザ強度が上昇すると考えられる。典型的なダスト粒子を考えると、ダスト温度が 200 K から 100 K に変化するのに要する時間は 1 秒未満であり、27 日間で

の強度変動は十分考えられる。ただし、励起源自身の強度が数日で変動するかどうかは定かではないため、調査が必要である。

今後は、強度変動のタイミングに合わせた VLBI モニタリング観測を行い、実際にメーザスポットがどの順番で強度変動しているのか、即ち変動の順番と励起源との距離関係の調査をする予定である。

< 参考文献 >

- Cragg, D. M., et al. 2005, MNRAS, 360, 533
 Curiel, S., et al. 2006, ApJ, 638, 878
 Goedhart, S., et al. 2004, MNRAS, 355, 553
 Hughes, V. A., & Wouterloot, J. G. A. 1984, ApJ, 276, 204
 Johnson, H. L. 1957, ApJ, 126, 121
 Minier, V., et al. 2003, A&A, 403, 1095
 Petrov, L., et al. 2005, AJ, 129, 1163
 Sobolev, A. M., et al. 1997, MNRAS, 288, L39
 Sugiyama, K., et al. 2008, PASJ, in press (Vol. 60, No.1)
 Szymczak, M., et al. 2000, A&AS, 143, 269
 Torrelles, J. M., et al. 1996, ApJ, 457, L107
 Torrelles, J. M., et al. 1998, ApJ, 509, 262
 Walsh, A. J., et al. 1998, MNRAS, 301, 640

VSOP-2ミッション概要・アップデート

村田泰宏 (JAXA/ISAS)

ASTRO-Gプロジェクト (JAXA/ISAS, NAOJ他)

(murata@vsop.isas.jaxa.jp, url: <http://wwwj.vsoc.isas.jaxa.jp/vsop2/>)

1. はじめに

VSOP-2 計画については、毎年 VLBI 懇談会シンポジウムにおいて、VLBI コミュニティに対して進捗を報告してきている。計画について簡単に述べると、1997年に打ち上げられ、初めて実現したスペース VLBI 計画を発展させ、現在、われわれは、次期スペース VLBI 計画である VSOP-2 計画を進めている。VSOP-2 衛星は、ASTRO-G 衛星 (図 1) として衛星の設計を始めている。



図 1 ASTRO-G 衛星

2. VSOP-2/ASTRO-G の目的

VSOP-2 計画は、VSOP と同様 1 機のスペース VLBI 衛星と地上電波望遠鏡群を組み合わせ、高解像度の VLBI 観測を行う観測装置である。最高周波数は 43 GHz、解像度は約 40 マイクロ秒となり、全波長域で最高解像度を実現する。さらに、22, 8 GHz の観測帯域ふくめて、偏波観測を行う。この装置を使って、活動銀河核のジェット根元、およびブラックホール周辺領域の空間構造および磁場の構造を明らかにする。

さらに、星形成領域のレーザー放射や、非熱的連続波放射を利用して星形成領域の構造や、ガス運動を調べ、星が生まれる領域の状態を明らかにする。

以上の目的を達成するために、VSOP-2 では以下の事項を目標とする。

・高分解能による撮像観測

ブラックホール周辺の構造を約 40μ 秒角程度の最高解像度で撮像観測を行い、ジェット根元の構造を直接撮像観測することにより、ジェットの発生、収束、加速機構としてその存在が予想されている降着円盤の温度やサイズ・形状など、これまで提案されてきた多様なモデルの検証が期待される。

・磁場構造の高解像度撮像観測

天体からの偏波情報の高解像度撮像観測、偏波情報を使って磁場構造を理解し、ジェットの生成・加速機構の解明を行う。

・高解像度でのスペクトル情報の取得

位相補償観測を行い、8GHz 帯、22GHz 帯、43GHz 帯の複数周波数帯域による多周波高解像度撮像観測およびジェットのプラズマ組成解明を行う。

・3次元ガス運動の高精度計測

水メーザ(22GHz)と SiO メーザ (43GHz) 輝線を使って、星形成領域や銀河でのガスの運動を3次元的に高精度での観測を行う。原始星へのガス降着の様子や、そこからのアウトフローの様子を詳細に捉える事で星形成領域の構造解明を行う。

3. ASTRO-G の特徴

3.1 VLBI 観測システム

観測用の大型展開アンテナは、ETS-8 のモジュール型の大型展開アンテナの技術を使い、各モジュ

ールについては、新しいのリブ・フープ方式の高精度モジュールを開発した。有効口径は、9.26m、目標鏡面精度は、0.4 mm rms である。

観測帯域は、8 GHz 帯 (8.0 – 8.8 GHz) , 22 GHz 帯 (20.6-22.6 GHz) および 43 GHz 帯 (41-45 GHz 帯) の 3 バンド。22GHz および 43 GHz 帯では、GaAs の MMIC HEMT 増幅器(LNA)を使い、冷凍機によって、約 30K まで冷却を行い、感度の向上を図る。8 GHz については常温受信機である。それぞれの帯域において、LHCP および RHCP の 2 つの LNA を持っている。

22 GHz 帯、43 GHz 帯については、8 GHz の IF 帯に周波数変換される。LNA からの 6 つの信号のうち、2 つのチャンネルを選択し、2 つの IF チャンネルに信号が導かれる。それぞれの IF チャンネルにおいて、さらに周波数変換を行い、1.1 GHz±0.128 のベースバンドに変換し、1Gbps で A/D 変換、デジタルフィルタリング (DF) される。これらの周波数変換および A/D 変換は、地上局から送信された原子時計から作られた基準信号により行われる、デジタル化された信号は、QPSK 変調の後、37.5 GHz にアップコンバートされ、地上局に送信される。(図 2)

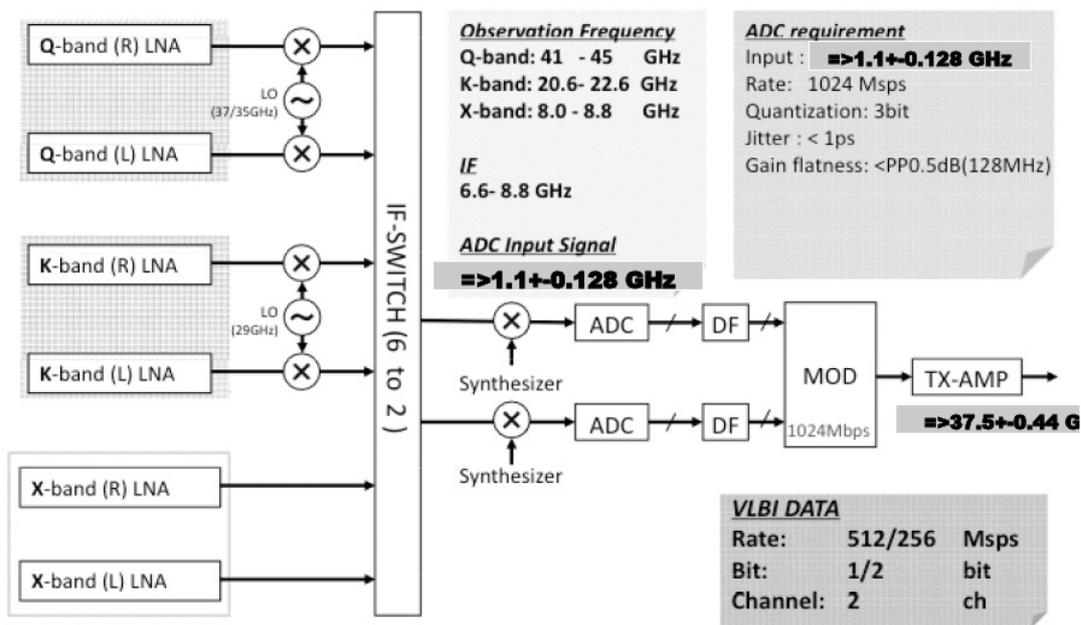


図 2 ASTRO-G VLBI 観測システム

3.2 姿勢制御

ASTRO-G は、干渉計特有の位相校正、特に位相補償観測を想定して、高速度で観測姿勢を変更できる機能を備えている。目標の目安として設定している 15 秒で 3 度離角の姿勢能力である。この機能により、衛星の太陽角制限の範囲で高速の姿勢変更を行うことができる。また、太陽角制限については、観測方向に対して、50 度より太陽が離れていれば観測は可能として検討を進めている。姿勢精度要求は、43 GHz でのビームサイズの 1/10 で 0.005 度である。

3.3 軌道決定

ASTRO-G での位相補償観測のために、もう 1 つ必要なものは基線ベクトルの決定精度である。そのために衛星の高精度軌道決定を行う必要があり、GPS 受信機と SLR(Satellite Laser Ranging 用)の反射鏡を装備している。

3.4 衛星の軌道および打ち上げロケット

ASTRO-G の軌道は、遠地点高度 25,000 km、近地点高度 1,000km、軌道傾斜角 31 度と今のところ変わっていない。打ち上げロケットも H2A であるが、相乗りになるかどうか、また、相乗りになった場合の相手の衛星については未定である。打ち上げは 2012 年度の予定となっている。

3.5 衛星の目標寿命

3年と設定した。ASTRO-Gの場合放射線の強い軌道を通るために、かなりきびしい要求となっている。一方で、3年以降の運用については、科学的に有用なデータが得られると判断される場合は、然るべきレビューを受け運用期間を運用することを想定している。

4. ASTRO-G プロジェクトの現状

4.1 衛星開発

ASTRO-G プロジェクトは、2007年3月19日にシステム定義審査 (SDR: System Definition Review) を終了した。SDRは、ミッション要求およびシステム要求に対して概念設計の結果衛星システムが条件を満たして設計されているかを確認する審査会である。SDRを受けてプロジェクト以降審査を2007年4月5日に終了し、プロジェクト移行がJAXAで承認された。実際のプロジェクト移行は2007年7月からである。プロジェクトマネージャは、宇宙研の齋藤宏文教授、プロジェクトサイエンティストに坪井教授が任命された。現在、衛星の基本設計をおこなっており、ここでは、衛星のサブシステム設計、I/F 確認とシステムの熱、構造モデルによって熱的、構造として衛星が成立していることを確認する。基本設計のレビューは、構造に関わる衛星の構造系、大型展開アンテナ (LDR: Large Deployable Reflector)、冷凍機のクライオスタット、広帯域通信用のKa帯アンテナについては、第一次の Preliminary Design Review(PDR)によりしんさされる。それは、2008年の2月から6月にかけて行われる。

第二次のPDRは、2009年3月に予定されており、それが終了してから、構造モデル試験 (PFMの振動試験)、熱モデル試験 (熱真空試験) を経て、フライトモデルの詳細設計に移行する。

観測システムの性能は従来目標値として非常に高い値が設定されていたが、基本設計の結果、どのくらいのシステム性能になりそうかの推定値が設定されたので表1に示す。ただしこれは中央値で今後の開発の状況で良くも悪くもなる可能性がある。

表1 ASTRO-Gの性能の予想値

観測帯域	最高解像度	予想 SEFD	従来の目標 SEFD	VLBA 25m との基線感度	
				予想	従来
8 GHz	205 μ as	6100 Jy	4080 Jy	32 mJy	23 mJy
22 GHz	75 μ as	3600 Jy	2200 Jy	72 mJy	50 mJy
43 GHz	38 μ as	7550 Jy	3170 Jy	188 mJy	107 mJy

(仮定)

$SEFD=2kT_{sys}/A_e$

観測帯域およびサンプリングビット数 128 MHz /2bit

7σ フリンジ検出感度

4.2 協力関係

各大学および研究機関とは、JAXA 宇宙科学研究本部のプロジェクト共同研究員の制度を積極的に利用するほか、必要な大学には協定を結ぶべく調整を進めている。各研究機関、2007年の6月に国立天文台との覚え書きを取り交わしたのをはじめとして、国土地理院、NICTともVLBIに関する研究協力を行うと言うことで、2007年の9月より研究協力に関する協定書を取りかわしている。

国際協力については、基本的には、VSOPで実現した協力体制を可能なところはそのまま継続したいと考えている。また、VSOP-1では、東アジア地域においては日本のほかは、中国の上海天文台の25mアンテナに参加してもらった。しかし、そのほかのアクティビティは無かった。しかし、VSOP-2のあがる頃には、国内でもVERAや大学連携VLBIネットワーク (JVN) がかなり大きなネットワークになっており、さらに韓国では、KVNが、中国も新たに北京、昆明のアンテナが作られており、これらを統合する東アジアVLBIネットワーク (EAVN) は、VSOP-1の頃に比べ、

非常に大きな流れになっている。VSOP-2 プロジェクトは、国立天文台の主導の元に EAVN および KVN のために作られるソウル相関器 (KJJVC) と協力し VSOP-2 の観測を進める予定である。

米国については、VSOP-1 の時にはすでに NASA がスペース VLBI に参加するための予算を獲得しており、3 つの DSN (Deep Space Network) およびグリーンバンクの計 4 つのトラッキング局の建設、VLBA 相関器および AIPS のスペース VLBI 対応、VLBA の運用経費、NASA/JPL の軌道決定の経費、JPL スペース VLBI プロジェクト室の運用経費を出していた。VSOP-2 でも、同様のサポートができるように、トラッキング局建設、VLBA や VLBA 相関器の参加のための経費、軌道決定支援、JPL プロジェクト室の運営経費の要求を NASA に対して行っている。

一方、欧州については、VSOP-1 の時は、EVN (European VLBI Network) および、個別にイタリアの NOTO、スウェーデンの Onsala が参加した。VSOP-2 についてはより積極的になっており、スペインの Yebes の 13m を VSOP-2 のトラッキング局として使用するとともに、JIVE 相関器および EVN 局を参加させるための予算要求を検討している。これらの提案を 2008 年の夏に行う予定である。

これらの国際協力を進めるために、VSOP-2 プロジェクトは多くの国際会合を持ってきた。米欧の予算獲得のための提案の大きな要素であるトラッキング局の地上設備の設計は、VSOP-1 の時のように各局がバラバラに行うのではなく、共通の設計を作ることになった。それを作製するためにラッキング局会議は、2006 年の 11 月に JPL で第 1 回目を行い、2007 年 2 月にスペインの Yebes、4 月に相模原、8 月に Greenbank、12 月に相模原で開催された。その結果、共通の設計を作り上げ、日本側は製作を開始するとともに、米欧はそれを元に予算要求を行っている。

また、そのほかの国際的なアクティビティとして、VSOP-1 Lessons and Learned 会議を 2007 年 4 月に箱根で、また、米国プロポーザルのサイエンス部分の提案内容について議論するための、VSOP-2 Japan-US KSP (Key Science Program) 会合が、10 月に三鷹で行われた。さらに、先週 12 月の 3 日～7 日の日程で、VSOP-2 シンポジウムが相模原で開催された。このシンポジウムには世界 16 カ国から 130 人余りの参加があり、多くの次期スペース VLBI に関する活発な議論が行われ、VSOP-2/ASTRO-G プロジェクトに対する国際的な関心の高さが示された。

今後の予定として主に欧州のグループとのサイエンスの議論を深めるために、2008 年の 5 月 14-16 日にボンの Max Planck Institute fuer Radioastronomie でサイエンス会合 + 1 日の技術会合を持つことになっている。

5. VLBA 2011 年問題と VSOP-2 プロジェクト

本シンポジウムで議論されているとおり、現在 VLBA については、2011 年度 (米国の 2011 年度は 2010 年 10 月から始まるために、本当は 2010 年問題である) の運営経費を NFS (米国 National Foundation of Science) 以外からのサポートが無い場合は、VLBA を閉鎖するというアナウンスがされている。そのために NRAO は、米国内では NASA、国外には欧州、日本などに対して運営経費支援の打診が来ている。打診額としては、Major Partner については、総額年間 \$6M の運営経費に対して、\$1-2M、それが難しい場合はさらに少額 (\$100-300k) でも出せないか打診が来ている。VSOP-2 プロジェクトとしては、まず米国の提案が NASA に承認され、そこから NFS 外部の資金として予算が獲得できるよう働きかけている。

6. 結び

ASTRO-G (VSOP-2) プロジェクトは現在どんどん設計が進んでおり、2009 年にはいよいよ構造モデル試験、熱モデル試験に進む。開発も徐々に本格的になっている。VSOP-1 前では小さかった VLBI 関係者も、多くの方々の努力で 1 桁以上大きくなっている (人の数、VLBI アンテナの数など...)。VSOP-2 では、さらにこのコミュニティをより広げ、よりすばらしい天文学的成果を出せるようプロジェクトを進めていきたい。

VSOP-2 Science Update 2007

『VSOP-2 Key Science Program の検討』

亀野誠二（鹿児島大学）
萩原喜昭（NAOJ）
土居明広（ISAS: 発表者）

&

サイエンスワーキンググループ

KSP とは？

- Key Science Program (KSP)
- VSOP-2 観測のうち、(一般公募観測とは別に) プロジェクト時間でおこなうというもの。
- その枠組、内容が議論されている。

VSOP-1 のときは。。。。

- ・ Key Science “Sources” が定義された
- ・ VSOPサーベイは “Key Science” ではなかったが、Project 主導でおこなわれた
 - ー 空き時間の有効利用
 - ー プロジェクトに多大な貢献のあった人へのデータ提供

活動履歴

- 8-9月：日本の VSOP-2 サイエンスワーキンググループでの議論
- 10月21-23日：Japan-US Key Science Meeting @三鷹
(NASA Mission of Opportunity proposal 対策※)
- 10月30日：KSP国際電話会議 “SAMURAI” 提案
- 11月16日：KSP国際電話会議
- 12月3-7日：VSOP-2 symposium @ 相模原
- (2008年5月：VSOP-2 Science Meeting@MPIfR)

KSP の枠組 (現在の案)

- 最も重要なサイエンステーマを、ミッションの責任でしっかりと実行し、歴史に残る仕事を後世に残す
- 運用上、一般公募観測では対応しづらいが、重要なテーマを充てる (例: 長期モニタ一、突発天体など)
- ミッションに多大な貢献をした人への観測時間を提供
- KSP は一般公募観測を妨げない程度・必要最小限の時間割合にとどめるべきか
- 観測テーマの最終的な選択は、国際的な組織 (VISC-2等) に委ねるべき

KSPs に参加できる人 (案)

- ミッションに貢献している人・グループ・機関 (案)
 - VSOP-2 チーム (ISAS/NAOJ)
 - 日本の大学VLBIグループ
 - 外国人もウエルカム
- KSP テーマごとにPIを設定すべき?

KSP のゆくえ

- KSP テーマの検討 (個別 + 国際的に)
- KSP テーマの選定は、国際組織 (VISC-2 等) でおこなわれるであろう
- 以上の作業は、第一回公募の前におこなわれるべきであろう
- VSOP-2 時間の 20-30 % が KSP に、という提案がある

KSP Subjects designed in Japan and US



US-led "SAMURAI"

- NASA の VSOP-2 サポートプロジェクト
 - Tracking station
 - 軌道決定など
- 提案には米国が主導するサイエンスチームが必要
 - メンバーは国際的に (米国人による占有ではない) ことを確認

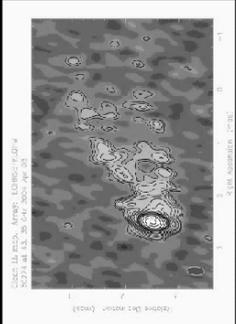
KSP : Active Galactic Nuclei (1)...accretion disks and jets

Candidates

Distinctly important sources

- M 87 (+M 84?) see Poster by Asada et al.
- $R_g \sim 3.8 \mu\text{s}$...resolution $\sim 10 R_g$
- The root of the jet
- Separated by 1.5° from M 84

C. Walker, in this symposium



Ly et al. (2007) M 87 image at 43 GHz with HSA

KSP : Active Galactic Nuclei (1)...accretion disks and jets

Candidates

Nearby Low-Luminosity AGNs see Poster by Doi et al.

Ranking of Apparent Diameters of Super-Massive Black Holes

VSOP-2 priority	Source name	M ₈₇ size (100 pc)	D_{app} (100 pc)	R_g (100 pc)	Comment, note
	M 87	100	100		
	M 84	100	100		
	M 87 + M 84	100	100		
	M 87 + M 84 + M 84B	100	100		
	M 87 + M 84 + M 84B + M 84C	100	100		
	M 87 + M 84 + M 84B + M 84C + M 84D	100	100		
	M 87 + M 84 + M 84B + M 84C + M 84D + M 84E	100	100		
	M 87 + M 84 + M 84B + M 84C + M 84D + M 84E + M 84F	100	100		
	M 87 + M 84 + M 84B + M 84C + M 84D + M 84E + M 84F + M 84G	100	100		
	M 87 + M 84 + M 84B + M 84C + M 84D + M 84E + M 84F + M 84G + M 84H	100	100		
	M 87 + M 84 + M 84B + M 84C + M 84D + M 84E + M 84F + M 84G + M 84H + M 84I	100	100		
	M 87 + M 84 + M 84B + M 84C + M 84D + M 84E + M 84F + M 84G + M 84H + M 84I + M 84J	100	100		
	M 87 + M 84 + M 84B + M 84C + M 84D + M 84E + M 84F + M 84G + M 84H + M 84I + M 84J + M 84K	100	100		
	M 87 + M 84 + M 84B + M 84C + M 84D + M 84E + M 84F + M 84G + M 84H + M 84I + M 84J + M 84K + M 84L	100	100		
	M 87 + M 84 + M 84B + M 84C + M 84D + M 84E + M 84F + M 84G + M 84H + M 84I + M 84J + M 84K + M 84L + M 84M	100	100		
	M 87 + M 84 + M 84B + M 84C + M 84D + M 84E + M 84F + M 84G + M 84H + M 84I + M 84J + M 84K + M 84L + M 84M + M 84N	100	100		
	M 87 + M 84 + M 84B + M 84C + M 84D + M 84E + M 84F + M 84G + M 84H + M 84I + M 84J + M 84K + M 84L + M 84M + M 84N + M 84O	100	100		
	M 87 + M 84 + M 84B + M 84C + M 84D + M 84E + M 84F + M 84G + M 84H + M 84I + M 84J + M 84K + M 84L + M 84M + M 84N + M 84O + M 84P	100	100		
	M 87 + M 84 + M 84B + M 84C + M 84D + M 84E + M 84F + M 84G + M 84H + M 84I + M 84J + M 84K + M 84L + M 84M + M 84N + M 84O + M 84P + M 84Q	100	100		
	M 87 + M 84 + M 84B + M 84C + M 84D + M 84E + M 84F + M 84G + M 84H + M 84I + M 84J + M 84K + M 84L + M 84M + M 84N + M 84O + M 84P + M 84Q + M 84R	100	100		
	M 87 + M 84 + M 84B + M 84C + M 84D + M 84E + M 84F + M 84G + M 84H + M 84I + M 84J + M 84K + M 84L + M 84M + M 84N + M 84O + M 84P + M 84Q + M 84R + M 84S	100	100		
	M 87 + M 84 + M 84B + M 84C + M 84D + M 84E + M 84F + M 84G + M 84H + M 84I + M 84J + M 84K + M 84L + M 84M + M 84N + M 84O + M 84P + M 84Q + M 84R + M 84S + M 84T	100	100		
	M 87 + M 84 + M 84B + M 84C + M 84D + M 84E + M 84F + M 84G + M 84H + M 84I + M 84J + M 84K + M 84L + M 84M + M 84N + M 84O + M 84P + M 84Q + M 84R + M 84S + M 84T + M 84U	100	100		
	M 87 + M 84 + M 84B + M 84C + M 84D + M 84E + M 84F + M 84G + M 84H + M 84I + M 84J + M 84K + M 84L + M 84M + M 84N + M 84O + M 84P + M 84Q + M 84R + M 84S + M 84T + M 84U + M 84V	100	100		
	M 87 + M 84 + M 84B + M 84C + M 84D + M 84E + M 84F + M 84G + M 84H + M 84I + M 84J + M 84K + M 84L + M 84M + M 84N + M 84O + M 84P + M 84Q + M 84R + M 84S + M 84T + M 84U + M 84V + M 84W	100	100		
	M 87 + M 84 + M 84B + M 84C + M 84D + M 84E + M 84F + M 84G + M 84H + M 84I + M 84J + M 84K + M 84L + M 84M + M 84N + M 84O + M 84P + M 84Q + M 84R + M 84S + M 84T + M 84U + M 84V + M 84W + M 84X	100	100		
	M 87 + M 84 + M 84B + M 84C + M 84D + M 84E + M 84F + M 84G + M 84H + M 84I + M 84J + M 84K + M 84L + M 84M + M 84N + M 84O + M 84P + M 84Q + M 84R + M 84S + M 84T + M 84U + M 84V + M 84W + M 84X + M 84Y	100	100		
	M 87 + M 84 + M 84B + M 84C + M 84D + M 84E + M 84F + M 84G + M 84H + M 84I + M 84J + M 84K + M 84L + M 84M + M 84N + M 84O + M 84P + M 84Q + M 84R + M 84S + M 84T + M 84U + M 84V + M 84W + M 84X + M 84Y + M 84Z	100	100		

still under selection
Pre-Launch survey needed → disk-like feature → deep observation
imaging survey
→ disk-like feature → deep observation

KSP : Blazar(2)

Imaging blazar emission region

Candidates

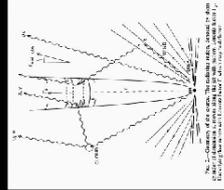
Mrk 421

Mrk 501

- TeV γ -ray blazar
- Rapid (\sim day) X-ray variability
- ... $R \sim 10^{16}$ cm
- Compact core-jet structure
- No superluminal motion
- ... Internal shocks?

Goal

- Fine structure inside the knot
- Target resolution = 10^{16} cm ... $10 \mu\text{as}$
- ✓ Coordination : High-energy telescope like HESS
- ✓ Bands : 43 GHz, 22 GHz, 8 GHz
- ✓ Time ~ 70 hr (= 10 epochs x 7 hr)



KSP : Masers (1)...Cosmology

Scientific Justification

- Disk megamasers are geometrical distance indicator
- Distant (> 40 Mpc) masers requires VSOP-2 resolution to obtain P-V diagram

The archetype: NGC4258

10 yrs monitoring
Small systematics
Error budget: 2-3%

AGN	V_{rot} (km s ⁻¹)	Map/ Accell	Notes
UGC3789	3325	Y	WMCP distance incomplete map
NGC6323	7771	Y	
Mk4(419)	4932	N	
UGC3618	10094	N	
CG11	14810	N	
NGC6264	10177	N	
NGC3393	3750	Y	incomplete map, 6-25"
NGCxxxx	~4000	N	Y

KSP : Masers (1)...Galactic Structure

Scientific Justification

- Precise rotation curve in wider galactic range
- Rotation curve in outer galaxy (10 kpc < R_G < 50 kpc) → Total mass of the Galaxy
Distribution of dark matter

Honma et al. 2007

KSP : Masers (1)...Galactic Structure

Candidates

- 10 - 20 kpc : Masers in Massive Young Stellar Objects
 - Mira variables
 - Water Fountain Sources
- 50 kpc : Masers in LMC/SMC

KSP : YSO magnetosphere

Scientific Justification

- Imaging magnetic structures in Young Stellar Objects
- Nonthermal continuum / X-ray flares ... indicator of magnetosphere

Tsuboi et al. (2000)
X-ray flare in YLW15

Bower et al. (2003)
Radio continuum flare in Orion GMR-A

Objects

Goal

- Angular momentum transfer

Montmerle (2000) : Magnetic reconnection between the disk and the protostar

ASTRO-G/VSOP-2衛星搭載用とVERA6.7GHz用多モードホーンの開発

氏原秀樹、本間稀樹(国立天文台)、木村公洋、利川達也、黒住聡文、城山典久、小川英夫(大阪府立大学)、春日隆(法政大)

1. 多モードホーンの原理と構造

通常の円錐ホーンでは円形導波管の基本モードであるTE₁₁が開口面での電磁界分布となり、ビームの交差偏波成分が大きい(図1)。多モードホーンでは、ホーン内部のテーパ角度を多段に変化させて高次モードを発生させ、開口面で合成して望ましいビーム特性を得る(図2)。VSOP2では、比帯域10%内で低交差偏波、かつ、ホーンの小型化が必要だったので多モードホーンを提案した。コルゲートホーンに比べると比帯域は狭いが、内壁に溝がないので外形が小さくなり、GFRP等での製作も容易になる。また、テーパ角が多段なのを利用して軸長も30%程度削減できた。

図1. 円錐ホーン(左)とコルゲートホーン(右)のビーム形状の計算例。コルゲートホーンE面とH面のビームの対称性がよく、交差偏波が低い。

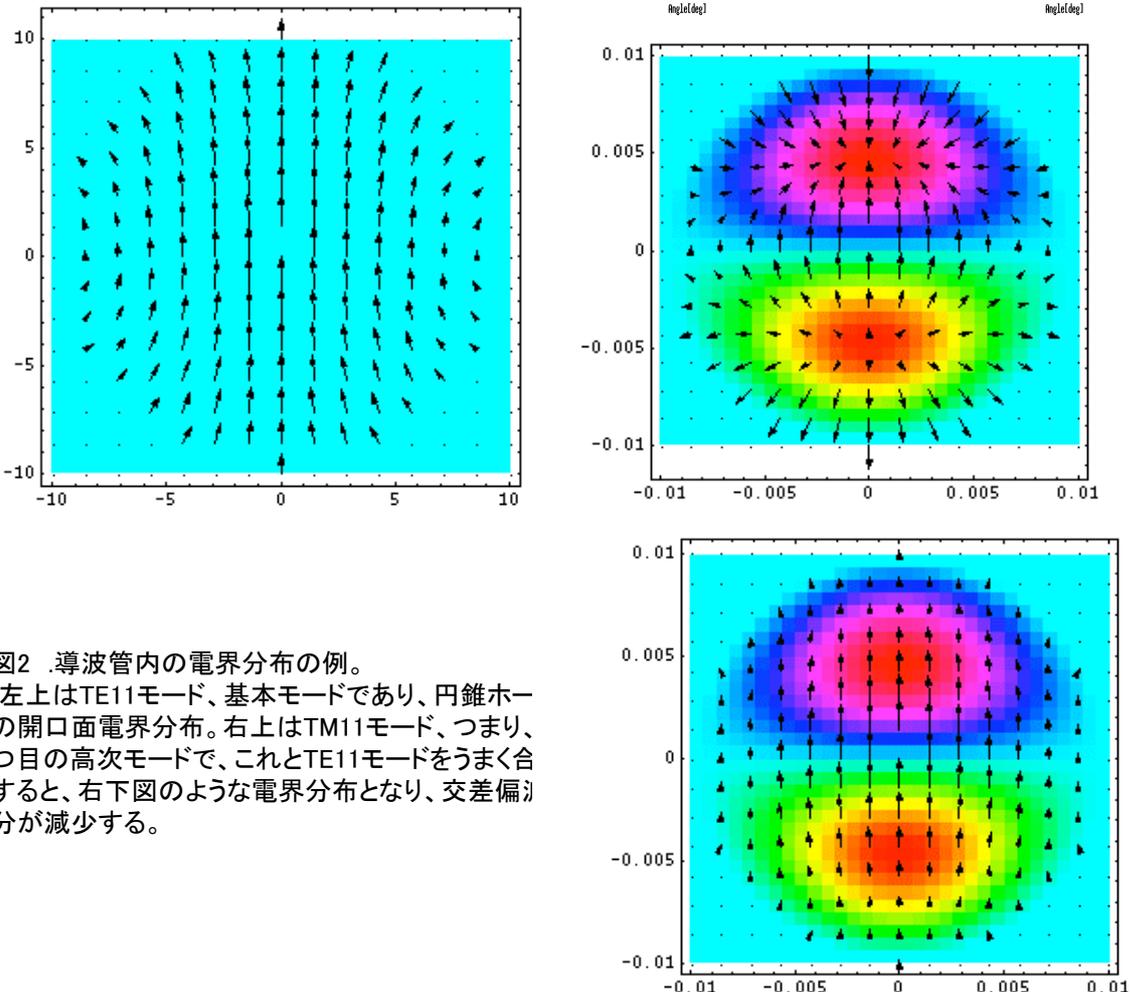
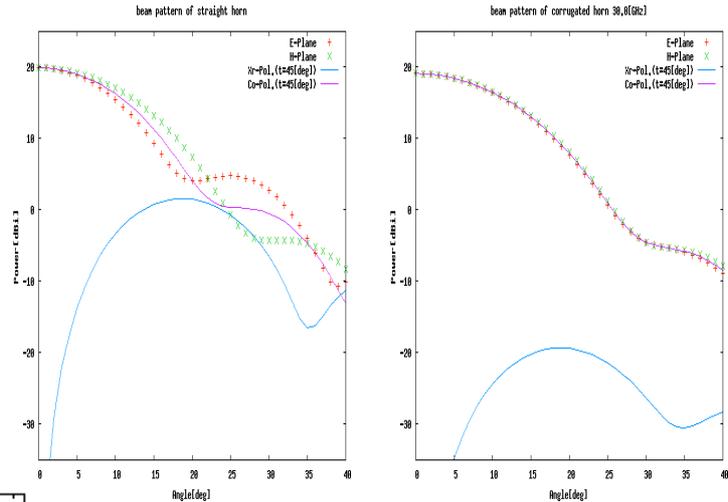


図2 導波管内の電界分布の例。
 左上はTE₁₁モード、基本モードであり、円錐ホーンの開口面電界分布。右上はTM₁₁モード、つまり、つ目の高次モードで、これとTE₁₁モードをうまく合すると、右下図のような電界分布となり、交差偏波成分が減少する。

2. 多モードホーン的设计

多モードホーンは形状が複雑で設計パラメータが多くなるため、数値計算による設計・評価が不可欠である。

効率よく設計するために、ホーンを高次モード発生部とビーム幅調整部にわけて設計し、合成して最適化することとした(図3)。本衛星の観測周波数帯は8GHz,22GHz,43GHzであり、副鏡と主鏡は共用するのでホーンのビーム幅はどれも約14度となるが、導波管と波長の比が若干異なる。そこで、大きさと加工精度の点で製作の容易な22GHzで基本設計を行い、これをもとに他の周波数用のホーンを設計した。

generalized telegraphist's equations[1]によるプログラムを作成しホーン管内の電界分布を確認しつつ、軸対称ホーン的设计ソフトのChampを利用して数値的に高次モード発生部の形状最適化を図るプログラムを作成してホーンを設計した。3次元電磁界シミュレータのCOMSOLでも、導波管の基本モードであるTE₁₁モードの線対称な電磁界分布にホーン管内で発生した高次モードが合成されて軸対称なビームになるのが確認できる(図4)。

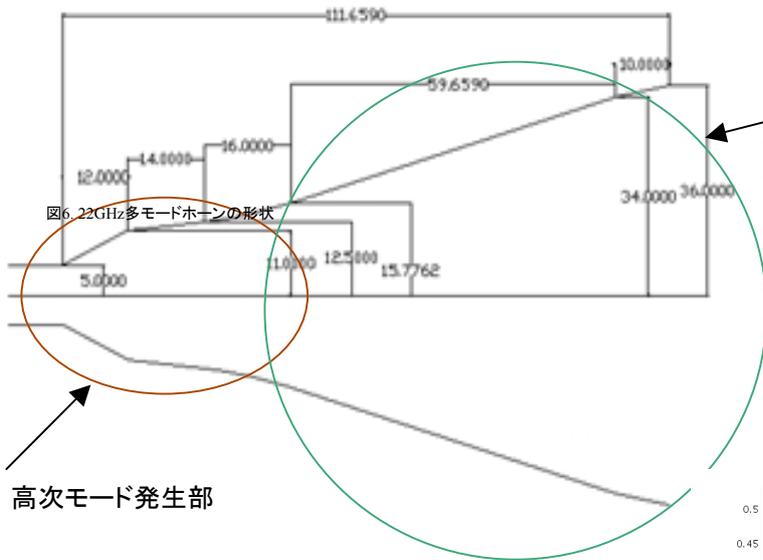


図6. 22GHz多モードホーンの形状

ビーム幅の制御部

図3. 22GHz多モードホーンの形状図

高次モード発生部

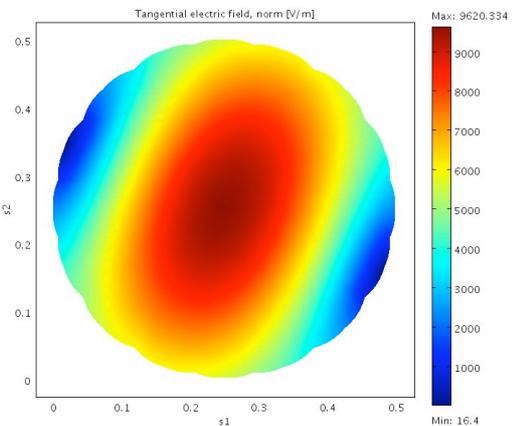
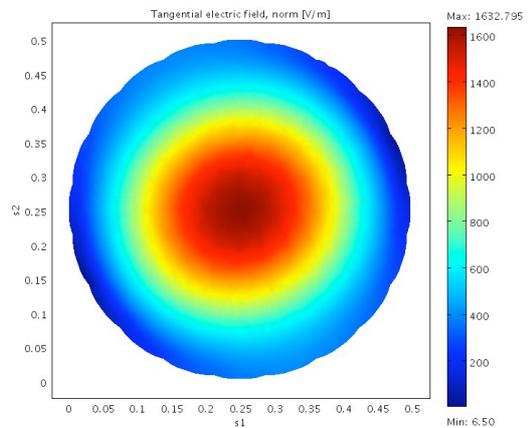
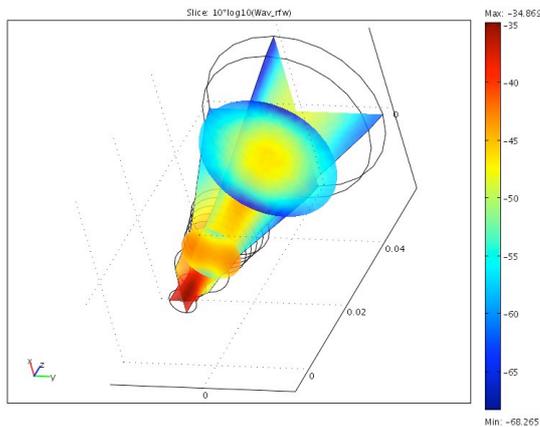


図4.
COMSOLによる43GHz帯多モードホーン内の電界強度分布。
72万自由度での解析。
左: ホーン断面。
右上: 導波管側端面側、右下: ホーン開口面側。

3. VSOP2用ホーンの開発状況

京大生存圏研究所(METLAB)のシールドルームで8GHz帯ホーンの近傍界測定(図3)、電波暗室で22GHz帯、43GHz帯で遠方界測定を行った(図5,6)。また、22GHz初期モデルではSMILESプロジェクトの西堀氏(JAXA)に近傍界測定を行っていただいた。BBMホーンについては、ほぼ計算どおりの特性だった(図5,6,7)ので、大阪府大と法政大でEMを製作中である。EMとFMにおいては、8GHz帯はアルミ削り出し、22GHz、43GHz帯は断熱性向上のため、内面を金メッキしたGFRPとなる。

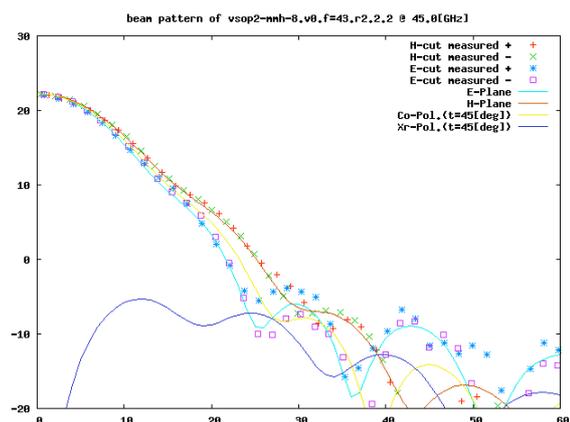
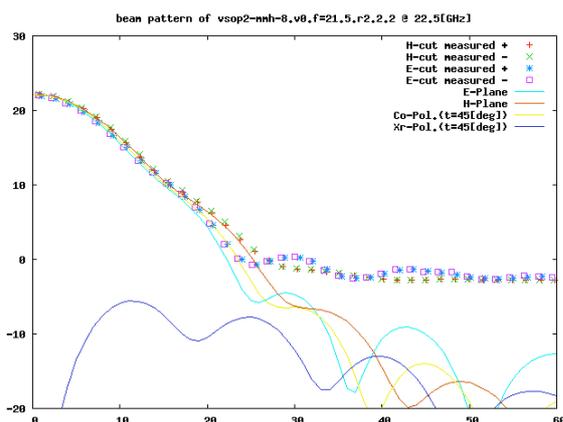
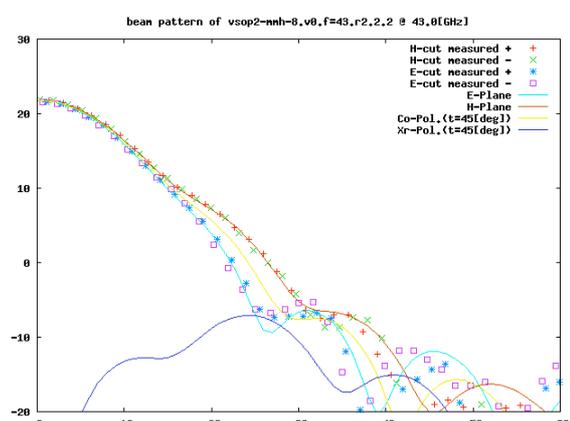
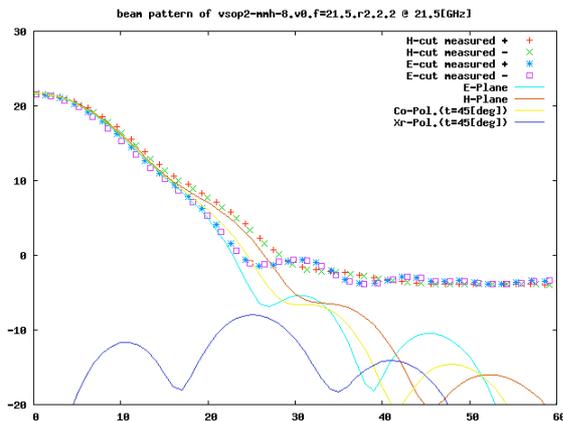
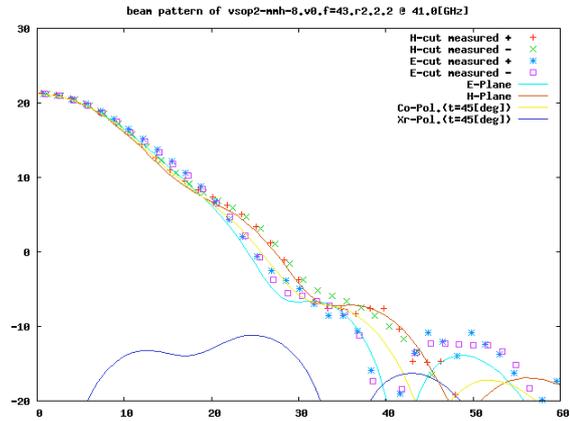
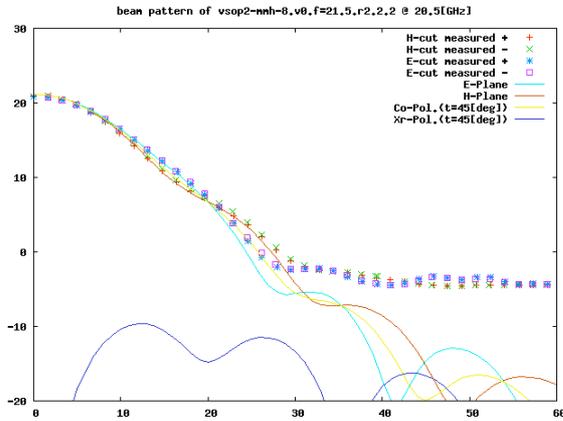


図5. 22GHz多モードホーン(BBM)のビームパターン(点線)。左から20.5GHz, 21.5GHz, 22.5GHz。実線はChampによる計算値。ホーン開口面間距離は5.6m。点線は測定値で、S/N改善のために7点で移動平均を取った。送信電力が低いため、測定は25度まで。

図6. 43GHz帯多モードホーン(BBM)のビームパターン(点線)。左から41.0GHz, 43.0GHz, 45.0GHz。実線はChampによる計算値。ホーン開口面間距離は5.6m。S/N改善のため、7点で移動平均を取った。遠方界測定。

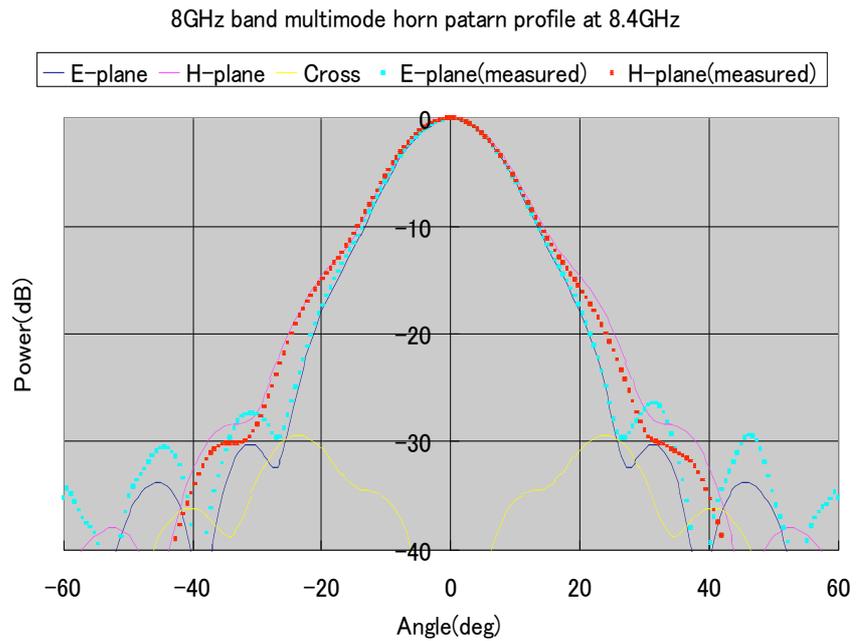
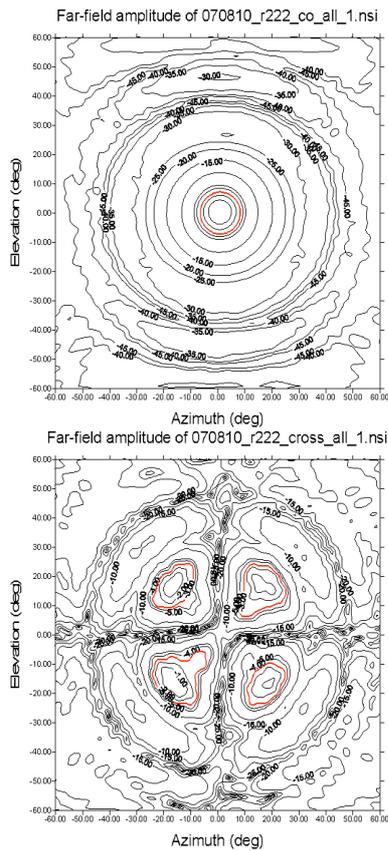


図7. 近傍界測定から得た8GHz多モードホンの遠方界ビームパターン。左上は主偏波、左下は交差偏波。右はそれらの断面図。

4. VERA用6.7GHz帯ホーン

フィードームによる寸法制限のため従来ホーンでは6.7GHz帯ホーンが設置不可能だったVERA用に、長さを460mmに抑えた多モードホーンを設計、試作設置した。交差偏波特性には留意したが、寸法制限のため、開口能率は60%程度である。設置場所によっては、K,Qバンドのビームに干渉が起きているので、今後、改善していきたい。

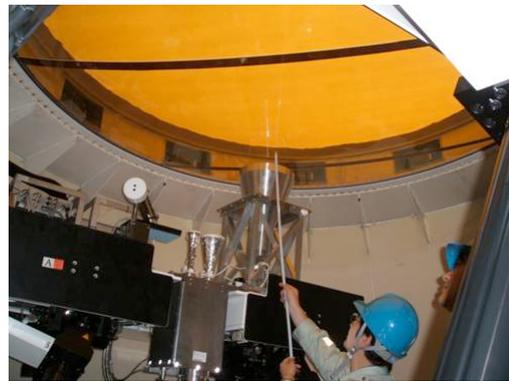
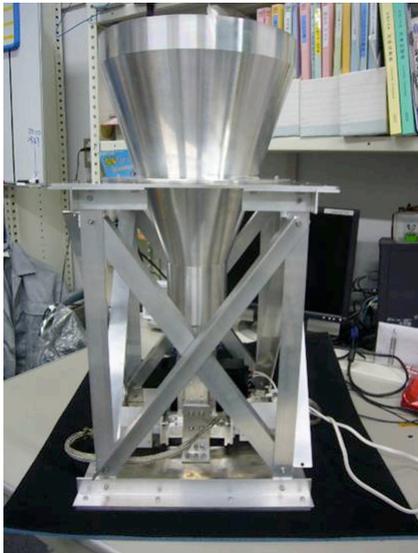


図8. 6.7GHz帯用多モードホーン(左)と、水沢VERA観測所への試験設置の様子(右)。

謝辞

近傍界・遠方界測定を行わせていただいた京都大学生存圏研究所(METLAB)に感謝します。

(主な参考文献)

- [1] “一般的な伝送方程式を用いたフレア形マルチモード円すいホーンの解析” 出口博之ほか
電子情報通信学会論文誌 VOL.J79-B-II No.1 pp.33-41
- [2] ”高能率複モードホーンアンテナ” 蛭子井 貴、片木 孝至。
電子情報通信学会論文誌,1982, Vol.J65-B-II, No.5, pp.664-665

1) VLBI-related research in Finland 2) Dark matter millilensing and VSOP-2

Kaj Wiik (kaj.wiik@utu.fi)¹, Erik Zackrisson^{1,2,3} and Theresa Riehm²

¹Tuorla Observatory, University of Turku

²Stockholm Observatory

³Department of Astronomy and Space Physics, University of Uppsala

2007-12-11
University of Hokkaido

1/18

K. Wiik, E. Zackrisson, and T. Riehm

1) VLBI-related research in Finland2) Dark matter millilensing

VLBI-related research in Finland

Metsähovi Radio Observatory

- 13.7 m ESSCO antenna, usable to ~ 150 GHz
- AGN monitoring & Planck CMB probe foreground source extraction
- VLBI observations with EVN (22 & 43 GHz) and GMVA (86 & 150 GHz)
- GeoVLBI in co-operation with Finnish Geodetic Institute, which operates also a laser ranging station in Metsähovi



1/18

K. Wiik, E. Zackrisson, and T. Riehm

1) VLBI-related research in Finland2) Dark matter millilensing

VLBI-related research in Finland

Tuorla Observatory

- Multiwavelength VLBI monitoring of AGN (with VLBA & GMVA)
 - Jet physics, binary black hole source OJ 287
 - Optical and TeV Monitoring (KVA & MAGIC, Canary Islands)
- Dark matter research
 - N-body simulations & cosmology
 - Dark matter subhalo millilensing detection probability statistics



2/18

K. Wiik, E. Zackrisson, and T. Riehm

1) VLBI-related research in Finland2) Dark matter millilensing

VLBI-related research in Finland

Technical development (A. Mujunen, J. Ritakari jr@kurp.hut.fi & J. Wagner)

- Software correlator for the Cell processor: 16 PS3 can correlate 10 stations at 1 Gbps in real time.
- 10 Gbps link from Metsähovi to Funet hub (summer 2007)
- Four recorder PCs connected via 10Gbps Ethernet
- Next generation sampler research with three Berkeley iBob/iADC systems
- Research project to connect Metsähovi and Onsala to eMerlin with 4Gbps connections
- Ultra-fast UT1 measurements with Kashima and Tsukuba
- Tsunami protocol now routinely used worldwide by many observatories in Geo-VLBI
- Mark5 true file system now in wide-spread use
- World-first 4 Gbps Tsunami transfers (Dec 2007)
- Data-pushing tsunamifs under development

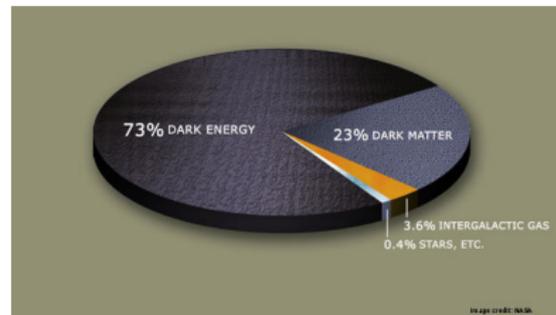
4/18

K. Wiik, E. Zackrisson, and T. Riehm

1) VLBI-related research in Finland2) Dark matter millilensing

Dark matter:

- Where it is?
- How to detect it?
- Can VSOP-2 detect it?
- How does it look like?



Current estimate of distribution of dark matter and dark energy in the universe (CMB, supernovae, galaxy dynamics, direct observations). 0/13

A DIRECT EMPIRICAL PROOF OF THE EXISTENCE OF DARK MATTER *

DOUGLAS CLOWE¹, MARIUSA BRADAC², ANTHONY H. GONZALEZ³, MAXIM MARKEVITCH^{4,5}, SCOTT W. RANDALL⁴, CHRISTINE JONES¹, AND DENNIS ZARITSKY¹

ApJ Letters in press

ABSTRACT

We present new weak lensing observations of 1E0657–558 ($z = 0.296$), a unique cluster merger, that enable a direct detection of dark matter, independent of assumptions regarding the nature of the gravitational force law. Due to the collision of two clusters, the dissipationless stellar component and the fluid-like X-ray emitting plasma are spatially segregated. By using both wide-field ground based images and HST/ACS images of the cluster cores, we create gravitational lensing maps which show that the gravitational potential does not trace the plasma distribution, the dominant baryonic mass component, but rather approximately traces the distribution of galaxies. An 8σ significance spatial offset of the center of the total mass from the center of the baryonic mass peaks cannot be explained with an alteration of the gravitational force law, and thus proves that the majority of the matter in the system is unseen.

Subject headings: Gravitational lensing – Galaxies: clusters: individual: 1E0657-558 – dark matter

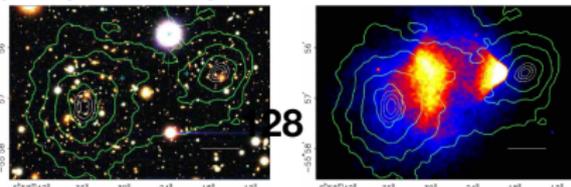
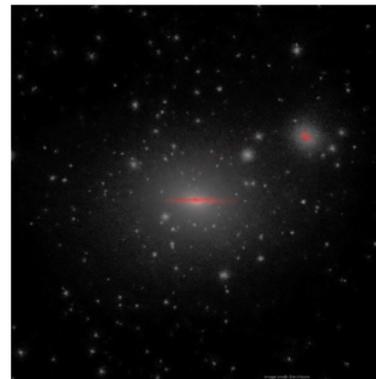


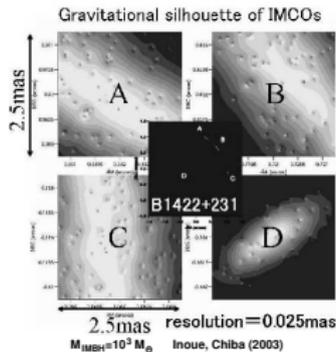
FIG. 1.— Shown above in the top panel is a color image from the Magellan images of the merging cluster 1E0657–558, with the white σ indicating 200 kpc at the distance of the cluster. In the bottom panel is a 500 kpc Chandra image of the cluster. Shown in green contours in both panels are the weak lensing σ reconstruction with the outer contour level at $\sigma = 0.16$ and increasing in steps of 0.07. The white contours show the errors on the positions of the x peaks and correspond to 68.2%, 95.0%, and 99.7% confidence levels. The blue ++ show a location of the centers used to measure the masses of the clusters (Table 1).

Dark matter halo (gray) and the visible galaxy (red) derived from a N-body simulation



How does DM look like in a VLBI image?

A very optimistic example



Optimistic case: $\Omega_{CDM} = \Omega_{IMBH}$.

9/13

Is detection possible?

Inoue & Chiba proposed to search already known multiply-imaged quasars (macrolensed objects) for substructures. If the true density profile of subhalos is shallow and leads to small image separations, perhaps the number of the known suitable lensed AGN is not enough even for a single detection?

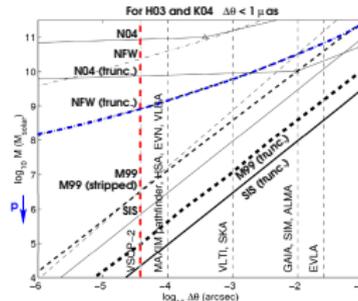
- We are going to investigate if detection probability would increase by targeting AGN with larger impact parameters by trying to estimate the average detectable area of AGN jets using data from the published surveys and compare that with the predicted optical depth of the subhalo objects.
- At lower frequencies the area of the sources are larger but resolution is worse \Rightarrow is there an optimum frequency (other than 43 GHz, perhaps 8.4 GHz)?

DM subhalo detection is **certainly possible but difficult**.

11/13

Image separations

Density profiles from N-body simulations



Massive subhalos are less frequent, optical depth and therefore probability of detection goes down. On average more than 100 suitable sources must be observed for a single detection...

10/13

Conclusion

- DM subhalos are harder to detect using gravitational lensing effects than was thought.
- Searching also AGN jets without evident macrolensing for perturbations might increase detection probability.
- All images that are produced by VSOP-2 should be looked at with this effect in mind!

12/13

VSOP-2 の地上協力体制について

国立天文台 井上 允

1. はじめに

VSOP-2 計画の地上観測局に対して、VSOP-2 関係者が観測局に何を期待しているか、また観測局などに関係する大学関係者とどのような協力を考えているか、等について概略を述べる。これらを今後の協力を検討・推進するに当たっての参考資料としたい。

2. 期待する役割

VSOP-2 計画は、国立天文台 (NAOJ) が宇宙科学研究本部 (ISAS) と密接に協力して推進している。両者の分担は、協定に基づき、大卒 ISAS が衛星 ASTRO-G の設計・製作と全体総括に当たり、NAOJ は地上系整備、科学運用にあたることとしている。

VERA を運用し、大学連携事業を推進している NAOJ は、これら地上系観測局との協力を推進することは重要である。

そこで、

- 1) 国際共同利用の地上系観測網の整備、特に国内、東アジア観測局の機器と運用体制の整備
- 2) サイエンス運用・実行体制の整備・充実

を重点に、協力を推進する。

以下に具体的な内容と、問題点などを述べる。

3. 望遠鏡システム整備

VSOP-2 観測は 8、22、43 GHz 帯の 3 波長帯について、広帯域・左右両偏波同時観測、および位相補償観測を想定している。従って両偏波化、高感度・広帯域化、などの検討が必要である。広帯域化については、さらに記録ターミナルの配備、または光伝送化が必要となる。国内の観測局は感度、基線、必要経費等の関係から、各周波数帯それぞれに重点的に必要な観測局が存在する (本集録 永井 参照)。これらの検討を、それぞれの観測局・大学連携グループと協力して進めたい。

4. サイエンス運用

サイエンスの成果を最大にするために、観測支援システムなどの環境整備と、サイエンス実行体制の整備・拡充が必要である。これらについて、特にサイエンス実行体制についての協力が重要であろう。

観測支援システムは、観測計画シミュレーター、データ処理ツール、アーカイブシステム、等があり、VLBI 関係者だけでなく一般の研究者が容易に観測データを取得出来るシステムが必要である。また共同利用観測の実行時に利用するスケジューラーの準備も必要である。サイエンス実行体制は、Key Science Program (KSP) などの準備検討、Pre-Launch Survey などの予備観測、があげられる。KSP など重要な科学テーマについては、観測検討チーム

を組織して検討を進める事が重要であろう。KSPやPre-Launch Surveyなどの検討は、サイエンスWGなどで検討されている。各グループの特徴などを活かした観測テーマの検討なども重要であり、積極的に推進したい。

これらのサイエンス運用を進める組織として、国立天文台に「サイエンスセンター（仮称）」を設置することを検討している。上記のような運用、検討を組織的に検討・実行するものであり、この内容検討についても大学連携グループとの協力が重要であろう。

5. 協力を進めるにあたって

以上の各種の検討・整備をすすめるにあたって、課題・問題となると思われる点について述べる。関係者内での検討をお願いするとともに、協力して議論を進めたい。

A) 機器の整備など

経費については、既に検討されているが、特別推進研究、特定領域研究などの大型科研費の獲得を目指したい。経費の配分や整備計画の実施等については、協力して検討をお願いしたい。

B) ネットワーク運用組織および運用

VSOP-2 観測に際して、望遠鏡時間はどのように提供されるか？ VSOP 観測の場合、GVWG (Global VLBI Working Group) に時間帯を出し、スケジューラーが割り振った。JVN は短基線が多く、衛星の長基線との組み合わせでは、個々の観測局との組み合わせを観測毎に個別に考慮する必要があるかも知れない。例えば茨城県内にある複数の大型観測局は同時に観測に参加するよりも、交替に参加してトータルの VSOP-2 観測時間への寄与を増やす方が得策かも知れない。また観測参加の形態も、それぞれの組織で異なるかも知れない。このような事を考慮すると、個別の観測局との対応が良いであろうか。これは当事者間で JVN か個別か、或は別の参加形態が有るか、検討をお願いしたい。

運用に当たっては、国際共同利用としての観測運用となるが、慣例の Best Effort として進められると想定される。これに関しても当事者の問題点の検討をお願いしたい。

以上、簡単に述べたが、大学など諸機関との多方面での協力が非常に重要である。大学連携 VLBI 網を、さらに新たに拡大していくステップとして行きたい。

VSOP-2の地上局構成

～ VSOP-2が期待する東アジア VLBI の役割と観測体制～

永井 洋
(国立天文台)

はじめに

はるか/VSOP では、14 カ国 32 観測局がスペース VLBI 観測に参加し、750 回を超える観測が行われ、約 300 本の論文が生み出されてきた。VSOP がスペース VLBI アレーとして機能し、これだけの成果を上げるに至るまでは、地上観測局の参加が不可欠であり、VSOP-2 でも同様に地上局の協力が必須になる。VSOP-2 の本観測に向けて、今後どういった地上局構成が必要であるかを概観し、特に東アジア VLBI (EAVN) の位置づけと、VSOP-2 サイドから期待する EAVN の役割について触れたいと思う。

1 VSOP-2 プロジェクト オーバービュー

現時点での JAXA の公式見解では、Astro-G/VSOP-2 衛星は 2012 年打ち上げで、3 年のミッションライフタイムを想定している。年間約 4000 時間程度の天文観測を行うことを予定している。表 1 に、現時点での予想スペックを示す。VSOP-2 の最大の武器である 43 GHz では、 38μ 秒角の空間分解能を達成することができ、これによって活動銀河核に潜む超巨大ブラックホール近傍とジェット生成領域の撮像、原始星磁気圏の撮像が可能になると期待されている。さらに、はるか/VSOP では涙を飲んだ 22 GHz 帯で、系内外水メーザー源の観測を行う。また両偏波観測機能や CMG 高速スイッチングによる位相補償機能追加によって、磁場構造の研究やアストロメトリー観測の強化を図る。現在、ミッション側では特に重要なサイエンス領域として Key Science Program の作成を行っている。KSP は国際的な組織 (e.g., VISC-2) によって最終的な選定を受けることとなるが、現時点で日本側は、以下のようなサイエンスを目指している。

1. AGN 分野

- M 87 (降着円盤撮像、Disk-Jet connection)
- 降着円盤 (M 87 以外のソース)
- Disk-Jet connection (M 87 以外のソース)
- TeV-Blazar のガンマ線放射領域 (内部衝撃波領域の撮像)

2. メーザー分野

- 遠方銀河メーザー観測とコスモロジー

- Local Group Galaxy の 3 次元ダイナミクス
- 銀河系内メーザー、LMC/SMC メーザーのダイナミクスとダークマター

3. 原始星磁気圏の撮像

Table 1: VSOP-2 の性能 (2007 年 12 月現在の推定値)

観測周波数	8 GHz	22 GHz	43 GHz
分解能	205	75	38
SEFD	6100	3600	7550
帯域	256 MHz		
偏波	左旋、右旋円偏波		

2 VSOP-2 ミッションが期待する地上局構成

VSOP-2 は VSOP 同様、VLBA, EVN の参加を前提に考えているが、大きな問題点として 2011 年をもって VLBA がシャットダウンする可能性があることである。状況は不透明であるが、NSF 以外の機関から運用経費を負担してもらおうことが、2012 年以降も VLBA を存続させる一つの方法と言われている。仮に VLBA が存続できた場合、VLBA が VSOP-2 のために割くことができる観測時間は、概算として年間 700-1000 時間程度と NRAO 側は見解を述べている (by J. Ulvestad @ Japan-US KSP meeting in Mitaka)。前節で述べたように、VSOP-2 の観測時間は年間 4000 時間程度を見込んでおり、VLBA 以外の地上局で 3000 時間の観測をカバーする地上局構成を考えなければならない。

VSOP 時代との大きな違いは、VERA や日本の大学を中心とした VLBI アレーが東アジアに形成され始めていることである。VLBA を除いた年間 3000 時間を EVN だけでまかなうのは現実的ではなく、東アジア VLBI ネットワーク (EAVN) の早急な構築と VSOP-2 観測に対応するための整備が重要となる。

Table 2: 各局の SEFD [Jy]

	VERA	KVN	山口/高萩	つくば	白田	野辺山	鹿島	上海	ウルムチ	VSOP-2
8 GHz	500	350	640	500	110	...	350	570	450	6100
22 GHz	2110	664	3430	3430	...	280	850	3090	2950	3600
43 GHz	4390	1400	720	2740	7550

3 EAVNで狙うサイエンスと整備計画

それではまず、EAVNでこういったサイエンスができるのかを考え、その後こういった整備計画を立てると良いかを検討していく¹。表2に各局のSEFD、表3, 4, 5にVSOP-2と各地上局間の検出感度表を、図1にKSP候補天体の43 GHzで期待される相関フラックス(メーザー天体は22 GHzの相関フラックス)とVSOP-2の検出感度を示す。図1を見てわかるように、東アジア地区で最高感度を誇る野辺山が参入しても、降着円盤撮像、Disk-Jet connection、原始星磁気圏撮像の候補天体の検出は難しい²。一方で、TeV Blazarは明るい天体が多いので検出の見込みは高い。しかし、EAVNで43 GHzに対応できる局は、野辺山、鹿島、VERA、KVNだけであり、uvの埋まりが悪いという問題がある。図2にTeV Blazarの代表天体である3C 273をEAVNとVSOP-2で観測した場合のuvカバーを示す。uvの埋まり具合は悪く、かつ時期によっては地上と衛星間に大きなuvギャップがあるのがわかる。TeV Blazarの研究は、TeVガンマ線が放射されると考えられているジェットの根元のノットを空間分解することが重要であり、その運動や時間変動、さらには磁場構造などを探ることが望ましい。このような観測はイメージング能力が求められ、図2に示したようなuvで目的が達成できるか不安が残る。参考までに、VSOP surveyで観測された3C 273のuv図とイメージを図3示す。この例からもわかるように、uvの埋まりが悪いために強いサイドローブが生じ、イメージの質が悪いことが見て取れる。

一方、22 GHz、8 GHzはどうかというと、大学連携VLBIネットワークが加わることで43 GHzに比べ参加局が増え、イメージング能力も増すであろう。43 GHzよりも空間分解能は落ちるものの、22 GHzでは依然としてMrk 421のような近傍Blazarのガンマ線放射領域のサイズ($\sim 10^{16}$ cm)に迫る空間分解能を発揮する。また、表3, 4に示すように、22 GHzでは40 mJy、8 GHzでは20 mJy程度の検出感度をもち、M 87、M 84、NGC 4261といった近傍の低光度AGNを検出することが可能となる。8, 22 GHzは分解能不足により、降着円盤を空間分

解することは難しいかもしれないが、依然として地上では達成できない空間分解能を持って低光度AGN観測に臨む意義は高い。ただし、地上と衛星との間のuvギャップを埋めるために、上海、ウルムチの参加が重要であることを注意しておきたい。図4に示したのは、比較的uvの埋まりが良い時期に3C 273を観測した場合のuvカバーで、上海・ウルムチが参加の有無の比較を示している。上海・ウルムチが参加することで、地上が作るuvと地上-スペースが作るuvとの間で重なる点(uv cross)ができることがわかる。uv crossがあることでイメージの質が向上することはすでにVSOPでも経験済みであり、また、ノイズダイオードを搭載しないAstro-Gにとって、uv crossがあることでビジビリティ振幅較正の信頼性を上げることができる。

これまではKSPに焦点を当てて議論してきたが、KSP以外にもEAVNの22 GHz帯が能力を発揮することができるサイエンスは多くある。詳細については割愛するが、先日行われたVSOP-2シンポジウムで発表・議論されたものを例にすると、ジェットの加速領域、IDV天体、GPS/CSOなど多岐にわたる。またVSOPサーベイに次ぐ「VSOP-2サーベイ」のような長期に渡る観測計画のためには、地上局コーディネイト・時間調整とネゴシエーションのしやすさといった観点から国内の地上局にその役割を期待したいところである。

まとめると、EAVNでは43 GHzでVSOP-2の重要なサイエンスをカバーすることは難しいが、8, 22 GHzではKSPの一端を担うポテンシャルを持っている。したがって、8, 22 GHzを重点的に整備していくことが重要であると考えられる。特に前述したサイエンスには両偏波化は必須であり、また高感度を誇る野辺山の参入と地上長基線を確保するために上海・ウルムチの参加が重要だ。

¹AGNのサイエンスについてのみ触れたいと思う。メーザーについてのサイエンスは永井の不勉強により割愛する。

²位相補償による長時間積分によって検出感度の向上はあり得るが、どの程度向上するかは定量的評価は現時点では不確定な要素が多い。また、M 87のようなジェットが明るい天体の円盤検出を狙おうとすると、高いダイナミックレンジが求められる。このようなターゲットの場合、位相補償観測をした場合の総積分時間はスイッチングによって短くなるため、かえって逆効果である。位相補償による感度向上の可能性を頭にとめつつも、ここではそれに頼らない形での整備計画を提案したい。

Table 3: 8 GHz フリンジ検出感度 (7σ) [mJy]

	VERA	KVN	山口/高萩	つくば	白田	鹿島	上海	ウルムチ	VSOP-2
VERA		32	44	39	18	32	41	37	135
KVN	32		11	10	5	8	10	9	34
山口/高萩	44	11		13	6	11	14	13	46
つくば	39	10	13		5	10	12	11	41
白田	18	5	6	5		5	6	5	19
鹿島	32	8	11	10	5		10	9	34
上海	41	10	14	12	6	10		12	43
ウルムチ	37	9	13	11	5	9	12		39
VSOP-2	135	34	46	41	19	34	43	39	

Note.—積分時間は 6 分、1 ビットサンプリング、量子化ロスファクター $\eta = 0.7$ を仮定。

Table 4: 22 GHz フリンジ検出感度 (7σ) [mJy]

	VERA	KVN	山口/高萩/つくば	野辺山	鹿島	上海	ウルムチ	VSOP-2
VERA		48	109	31	54	103	101	111
KVN	48		61	17	30	58	56	62
山口/高萩/つくば	109	61		40	69	131	128	142
野辺山	31	17	40		20	38	37	41
鹿島	54	30	69	20		65	64	71
上海	103	58	131	38	65		122	135
ウルムチ	101	56	128	37	64	122		131
VSOP-2	111	62	142	41	71	135	131	

Note.—積分時間は 2 分、1 ビットサンプリング、量子化ロスファクター $\eta = 0.7$ を仮定。

Table 5: 43 GHz フリンジ検出感度 (7σ) [mJy]

	VERA	KVN	野辺山	鹿島	VSOP-2
VERA		141	101	198	328
KVN	141		57	112	185
野辺山	101	57		80	133
鹿島	198	112	80		260
VSOP-2	328	185	133	260	

Note.—積分時間は 1 分、1 ビットサンプリング、量子化ロスファクター $\eta = 0.7$ を仮定。

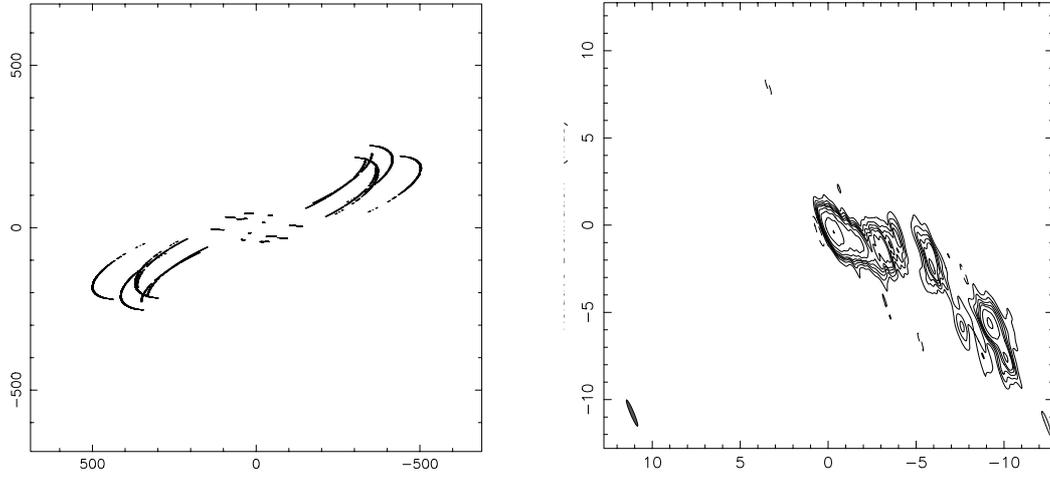


Figure 3: VSOP survey で観測された 3C 273 の uv カバーと CLEAN イメージ。

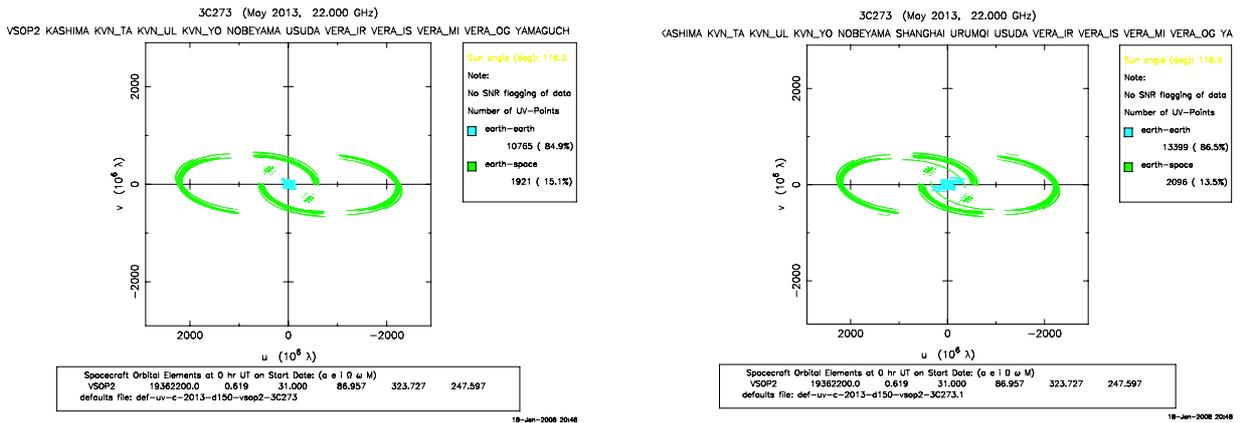


Figure 4: 3C 273 を観測したときの uv カバー。(a) 参加局は、VERA、KVN、野辺山、鹿島、つくばを想定。(b) 地上参加局に上海、ウルムチを含めた場合。

大学側から VSOP-2 ミッションへ期待すること

藤沢健太 (山口大学)

1. はじめに・・・大学における研究

大学における研究には、常に「学生」が念頭にある。研究のために学生とどのように協調するか、また学生の指導のために研究をどう行わせるか、常に意識することが求められている。大学の1研究室がVSOP-2のように大きな国際的研究に参加できることは大変素晴らしいことである。これは研究を推進するというだけでなく、学生の指導という重要な意義があるからである。もちろん、大きな研究に参画することは、大学内ではよい認識を得る。

2. 大学の研究者としてVSOP-2へ参画

大学に所属する者として、VSOP-2に参画するやり方は以下の3つが考えられる。

1) 開発への参加

大阪府立大学、法政大学のグループのように、一部を実質的に担当することも考えられる。ただしこの貢献は特殊な技能を有したグループでないと難しい。

2) サイエンス

自分自身の研究に対する内的動因は、AGN・メーザ天体などについて、一つでも宇宙の真の姿の解明に寄与したい、ということである。これが研究者としての基本的な立場であり、VSOP-2を道具として研究に役立てさせることができれば、それはVSOP-2を推進する側にとっても望ましいことである。

一方、鹿児島大学のグループに見られるように、VISC2などを通じて、プロジェクト推進の役割を果たすこともできる。

3) 大学連携の立場

大学VLBI連携は既に大きな広がりを持ち始めており、研究成果も出つつある。東アジアとの協力の基礎ともなる予定であり、将来はVSOP-2の地上観測網としての役割を果たすことにもなるだろう。つまり大学連携を着実に育てることがVSOP-2への大きな貢献なのである。また、大学連携は天文VLBI研究の大きなユーザー団体でもある。ユーザー団体の立場としては、VSOP1→VERA→VSOP2という大きな研究の流れをぜひ成功させることが必要である。そのための個々人の研究促進、研究交流、研究体制の確立、システムの整備などにおいて、大学連携が果たす役割は大きい。

3. 研究方法の提案

VSOP-2で観測・研究すべきテーマは既によく検討されている。すなわちジェット構造、ジェット加速、降着円盤の研究などである。問題はそれをどのように実施するかである。これまでの研究の取り組みは、ほとんど個々人の考えに任されていたといってよい。この方法がうまくいくケースもあると思われるが、VSOP-2に関する現状では、散発的に研究が行われているという印象をぬぐえない。

そこで、組織化した研究の試みを提案したい。例えばA大学はXのテーマ、B大学はYについて、1年間しっかりと研究することを宣言し、1年後に研究成果を報告する。Aさんは天体X、Bさんは天体Yでもよい。研究は、

- ・ 問題の定義 (現象、作用する物理機構)
- ・ 研究の現状と課題、今後数年の発展見込み
- ・ 具体的な研究提案 (何をどこまで解明できるか)
- ・ JVN/VLBA/EVN/EAVN・・・へ提案、観測実施
- ・ 研究のフィードバック

などを行うことになると考えられる。

例えば、山口大学はAGNジェットのWigglingについて研究をすると仮定する。これまでの研究をレビューすると、

- ・ VSOP-1、VLBAによって普遍的な現象であることが見出された
- ・ VSOP-2ではより発展した研究ができるはず
- ・ 作用する物理＝流体力学、磁場、KH不安定、・・・

といった研究を順に展開し、VSOP-2のプロポーザルを書く際ににわか勉強をすることが無いようにしたいと考えている。

このような研究の方法を強制することはできない。しかしある程度組織化した研究の推進体制をとらないと、再び個々人の能力と努力に頼りすぎることになるだろう。研究に効率を求めすぎはいけませんが、工夫は必要だと考えている。逆に、うまく工夫して準備すれば、現段階で学生という人でも、VSOP-2によって一気に世界の舞台で活躍できると考えられる。

VLBA問題の検討状況

VLBA問題ワーキンググループ (2007年10月より)

今井 裕 ・ 村田泰宏 ・ 三好 真 ・ 輪島清昭

<http://vlba.blogspot.com/2007/11/vlbavlbi.html>

アウトライン

- VLBA問題とは? --- 現状説明 ---
- VLBA問題の解釈:
VLBAがもたらす恩恵と今後予測される影響
 - VLBI天文学への恩恵
 - 多様な観測への対応: VSOP-2との関係
 - VERA, EAVNとの関係
- 私たちのパワー(人材・資金)を
いつ・どこに・どれだけ投資する?
 - 世界のVLBI天文学の情勢を見据えた
VLBIアレイ整備ロードマップの必要性

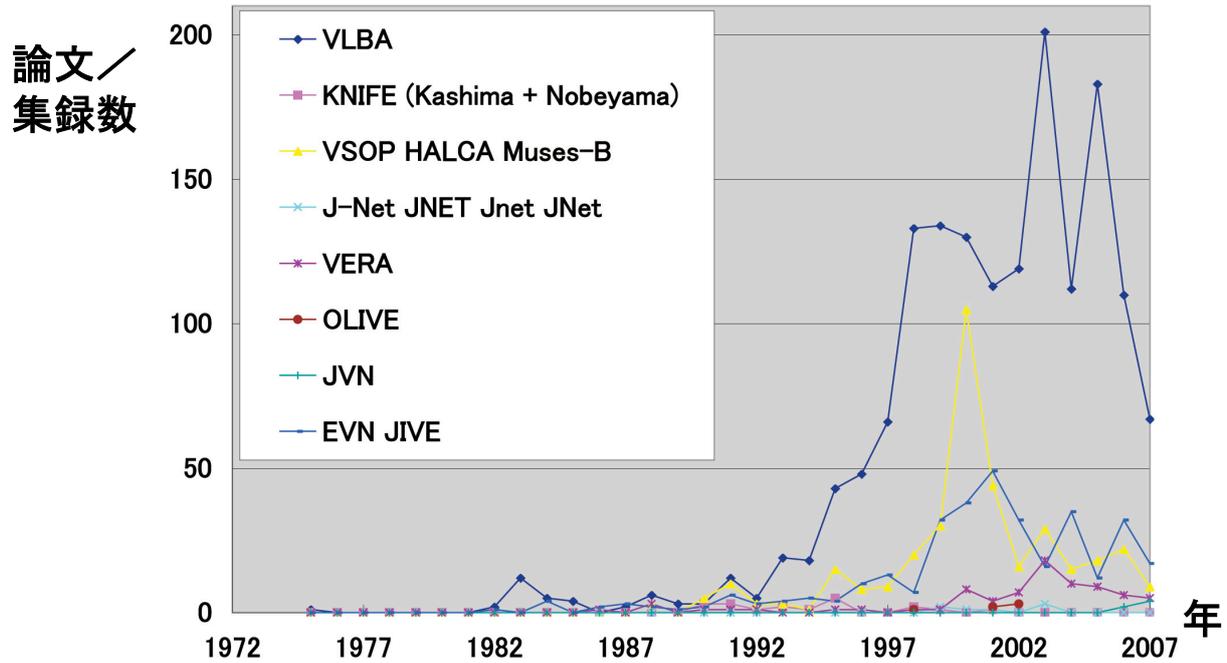
NFS(全米科学財団)による Senior Review (2006年10月22日)

- 新規大型プロジェクト (ALMA等)推進経費捻出のための既存観測装置の経費見直し
- アレシボ300m鏡とVLBAが閉鎖/規模縮小の対象
(参考: Kitt Peak 14m鏡のアリゾナ大学への移譲を既に行っている)
- VLBAに対する勧告 (Chap. 6.2.5-7)
 - NSFが運用に必要なと認めた直接経費: **\$6M**
 - 2011年までに半分の経費をNRAO海外研究機関が負担する予算措置がなされた場合:
NFSが残り半分を負担して現状運用を継続
 - 上記のようにできない場合: **2011年にVLBAを閉鎖**
 - **天文学上最高の角分解能が得られ、かつ世界に開かれた装置が当面失われることを、
覚悟の上での勧告**

NRAO(VLBA)から期待されていること

- 世界をリードするVLBI装置であり続けたい
 - NRAO以外から **\$3M/年**のサポート
 - **NASA/ ISASに対しては名指しでサポートが期待されている(by NSF SR)**
 - **Major (~\$1M/年)** 及び **minor (\$100-300K/年)** partnersの創出
- 既にpartnerとして名乗り出ている機関があるらしい
- 2008年以内に名乗りを挙げないと間に合わない

各VLBIアレイによる観測に基づく論文／集録の数



VLBAがあってこそそのVLBI天文学の存在感

VLBAのVLBI天文学への恩恵

- VLBAがあってこそそのVLBI天文学の存在感
 - 自分の論文を引用してくれるユーザー層の大半
 - 自分の研究成果の評価：論文引用率
 - 科研費予算配分を思い出そう
(応募が多い分野により多く配分)
- Open sky policy:
 - 45%のPIが米国外の研究機関在籍
 - その多くは自前の電波望遠鏡を持たない
 - 新規参入研究者の大部分が米国外から

※競争倍率: 1.5倍

現在低下傾向、他の研究分野へ研究者が流れているらしい
実はVERAのそれとほぼ同じ。
ただしVERAの場合は共同利用観測へのオープン時間／周波数帯が
抑圧されていることに注意

多様な観測への対応

- 周波数帯域: **300MHz--86GHz**
- 単独アレイとしては最高感度
- **結合アレイとの感度比較 VLBA < EAVN << HSA (high sensitivity array)**
- 最高の観測効率 (c.f. VERA観測成功率~75%)
- 両円偏波同時受信・偏波データに対する高い信頼度
- **現状唯一VSOP-2観測に対応がとれたネットワーク**
- **汎用型:VLBI天文学という1つの分野をリードしている**
(c.f. VERAは希少種天体のアストロメトリのみ)

VERA, EAVNとの関係

- ライバル関係である:
 - **だからVERAの研究も研究者コミュニティに一目置かれる**
- 日本の研究者を育てた(30歳以上)
 - 学位論文・査読論文(別資料あり)
 - **(日本で)VLBI天文学で研究が続けられる素地を作った(業績の積み上げ)**
- 協力関係にもある
 - 米国研究者等との共同研究
 - VLBA calibrator survey VSOP/VSOP-2 pre-launch survey

VLBAが現状通りの運用ができなくなると...

- VSOP-2がうまくいかなくなる
 - 得られる成果が半減する(**特に偏波観測**)
 - Key Science Program に十分な時間を割けない
 - VLBI天文学の研究者層の大半が失われる
 - 論文を引用してくれる人が失われる
 - 国際的な共同研究の機会を大半を失う
 - (他分野に比べて)研究進行が大きく鈍る
 - 希少種天体の研究のみで我慢しなければならない
 - VLBI天文学そのものが見放される
 - 米国では「過去の研究分野」とみなされる?
 - 国内／海外での知名度も落ちる
 - 現状でさえ他分野に比べて圧倒的に低い論文生産率がさらに落ちる
- 高い業績評価の獲得・将来計画立案が難しくなる**

私たちのパワー(人材・資金)を
いつ・どこに・どれだけ投資する？

世界のVLBI天文学の情勢を見据えた
VLBIアレイ整備ロードマップの必要性

JAXA/ISASはどうする？

NASA/VLBAと協力してMission of Opportunity へ応募
マージンなしで**\$27M**要求
Tracking stations 運用コストが高い
ASTRO-G打ち上げ(2012年)以降
2012年一打ち上げまでの運用コストは含まず
JAXA/ISASは直接VLBAを支援できる？

国立天文台はどうする？

ALMAにつき込む予算が大変だとは言われるが....

どこまで目指す、大学連携VLBI?

- 既に11局存在(一度に全部使えるかはともかく)
- KVN+中国とも連携:どこまで、何のために拡張する？
- KDDI高萩局整備の位置付けは？
- 将来誰にオープンされるの？望遠鏡を持つ機関だけ？
- 本当に世界をリードするの？
- 投資 v.s. 効果の評価(やりたくないだろうけれども.....)

投資 v.s. 効果を検討したら

**NAOJはVLBAにも協力しなければいけないはず。
鹿島34m鏡問題も忘れてはいけない。**

まとめ

- これからの投資を考える上で判断材料をまとめてみた
 - VLBAはあと10年は必要
 - そうすると、2008年中にコスト支援を表明する必要がある
- 関連研究機関の意思表示／そのための意見集約が必要
JAXA/ISAS・NAOJ・VLBI懇談会(ユーザー)

それぞれの立場は？

付録： 討論

講演直後から羽田空港到着までの間に、この集録原稿の執筆責任者(今井)との間の問答を、記憶がある範囲で以下まとめてみた。また同時に、ただしここでは、各質問についての返答を整理したものを掲載している(発言内容をひるがえしている訳ではないことに注意)。

• 評価・投資について

- (質問)KDDI 32m鏡を山口大に移管するという話の当初、多くの人が反対の立場をとっていた。しかし今日では、科学的成果が多く挙っている。当初こんなことを想定したのだろうか？評価と言うのは難しいことである。評価に基づいて投資を考えるのはおかしいことではないか？
- (今井)確かに評価は難しいことだろうし、投資したらどうなるか分からないこともある。しかし、VLBAについては誰もが認める高い評価があり、また投資をすればそれなりの成果を最も確実に期待できる。こういうVLBAに対する投資をまず考えるべきではないだろうか。
- (今井追加)評価というものは、昨今否応無く行われている。目前にあるものは各大学における中期計画に対する評価である。自分たちの活動がどう評価されるのか、どう評価されるべきか、それらを踏まえて今後何を特長として活動を進めるのか、VLBAに対して我々WGが行ってきたことと同等の検討が必要であろう。
- (質問)自分がやりたいことに投資するのが本来の姿であり、成果を挙げられるからといって投資先を選択するのは本末転倒では？
- (意見)国民の税金によって研究を進めているのだから、国民に対して意味があると説明付けができることをしなければならない。自分の好き勝手という訳にはいかない。
- (今井追加)上記2者の意見はどちらも重要である。実際、研究者がやりたい事を計画化し、それを審査して財源を提供する機関が存在する。後者を説得する上でも、自分がやりたいことと多くの人から求められている事の合致点を見出す必要がある。「自分勝手にやっていない」と本人が思っている、外から見るとそう見えるとは限らない。動く金額・マンパワーが大きいので、研究者・組織間の合意形成が必須であり、その過程で評価と投資のリンクは避けられない。

• VLBA自身の状況・評価について

- (意見)VLBAがもっと早くMark IV(オープンリールテープ)から脱却しMark V(HDD)へ移行するための投資をしていれば、もっとコストを軽減できたはず。
- (今井試算)少なくとも、VLBA各局のオペレータの数を3人から1-2人に減らす事に繋がるはずで、人件費を単純試算で\$50kとすると、\$0.5-\$1Mは軽減できたかも。
- (質問)汎用アレイだから素晴らしい／投資すべきという訳にはいかないだろう。

(今井追加) 汎用が素晴らしいというのはともかく、実際に我々は、VERA・大学連携VLBI・East Asian VLBI Network (EAVN) ではできない観測波長・テーマについてはVLBAを用いて研究を進めている。例えば1つの天体の探求において、VERAで水メーザー源だけを観測すれば良いという訳にはいかないことが、多々ある。またプレゼンにも示したように、VERAによる研究が大きな意味を持つためには、同様なテーマについてVLBAでも研究を進める(あるいはそうする研究者を支援する)必要がある。

(質問) VLBAと大学連携VLBIを並べて議論するというやり方がまずいのでは？

(今井補足) VLBAサポートのための資金獲得へ向けた議論・運動の正当性、重要性、緊急性を示すのに、大学連携VLBI/EAVNの性能や特長、現状と比較した方が分かり易い。また、大学連携VLBIについても、VLBA同様に国際連携の元で進められているVSOP-2や世界におけるVLBI天文学の将来を意識したグローバルな視点に基づいて、自らを分析し、将来進むべき道を示すべきである。もはや、個別の大学の発展という観点を超えた大きな規模でお金やマンパワーが流れている。大学連携VLBIは別という訳にはいかないだろう。

• VLBAをサポートする方法について

(意見) 既に認められているVERAや大学連携VLBIの運用予算をVLBAに回す事はできない。むしろ直接JAXAや文部科学省へ要望を出すように運動を起こさなければならない。実際、(VLBAを必要とするVSOP-2観測のための)ASTRO-G打ち上げを予定通りに行う(それによってVLBA出費増額を抑えられるはず)ように働きかけを既に始めている。

(意見) 運用経費を渡す事は無理でも、VLBAにおける新規開発には(モノを買うなどして)資金的に協力できるかも。

(質問) そのようにお金を出すのであれば、新規開発に口を出す必要も出てくる。そういうことをVLBA側が受け入れるのであろうか？

(質問) 2008年にはVLBAサポートの意思表示をしなければいけない時期に、どうしてVLBAサポートの必要性の議論にこだわり、VLBAサポートのための具体的な方法の検討に移らないの？

(今井) 「VLBAをサポートすべし」というのは、必ずしも自明とは言えない。反対する人もまだいるはず。サポートの問題は、単なるお金の問題に留まらない。資金獲得のためにもマンパワーが必要。

マンパワー供出の必要性を共有する、少なくともVLBA支援を進める運動に妨害が伴わないように、合意形成がまず必要と感じている。

(質問) NRAOの言い値に惑わされているのでは？

(今井) プレゼンにあるように、Major/minor partners というカテゴリ分けがある。JAXAにも日本ユーザーにも、どちらのカテゴリに入るべきかまでは言及されていない。実際は、観測時間をお金で買う事になる(お金がなくともNFSからサポートされる分からはopen sky policy が守られる)。少なくとも、我々が実際に必要とする望遠鏡時間に相応する費用の負担はしなければならないだろう。

(今井補足) minor partner 程度の寄与ならば、大型科研費を獲得するという道もある。ただし、例えば、鹿児島大にいる今井が(今井でなくとも他の人が)VLBAのための大型科研費申請をするという風に動いた場合、VERA/大学連携VLBIとの兼ね合いでその動きを妨害されることもあり得ない。こうならないように、コミュニティーによる議論を経た同意が必要だと強く信じる。

• VLBA問題検討WGの今後の活動について

(意見) VLBAサポートの具体的な方法については、JAXA/NAOJ等の研究機関で議論すべき事で、VLBI懇談会ではVLBAをサポートするように意見をまとめるように議論を進めるべきでは？

(今井) JAXA/NAOJによってVLBAをサポートすべしという風にまとまれば、そういう流れになる。しかし実際は、VLBAをサポートするという意見をまとめること自体容易ではないと想定してきた。VLBI天文学に掛けられる資金やマンパワーが限られている以上、それらを将来どのように振り向けていくのか、コミュニティーの中で厳しい議論を避ける事ができない。

(質問) WGは何時まで、どうなるまで、何処に向かって活動するの？

(今井) 2008年に迫るNRAOへのVLBA支援の表明にむけて、VLBA, 大学連携VLBI, EAVNについての分析を進め判断材料を揃えていきたい。同時に、ブログに寄せられた意見も集約して、方向性を見出したい。差し迫った問題なので、とりあえずVLBAを支援するという方向でWGは活動を進める。なので、具体的なVLBA支援方法も含んだ提言にまで踏み込む事になるかもしれない。しかし提言は、できればVLBI懇談会の総意としてなされるべきである。

VERA 晩期型星プロジェクト

中川亜紀治、面高俊宏、柴田克典、倉山智春、今井裕、亀野誠二、澤口真弓、松本尚子、松井真、丹生大輔、荒尾孝洋、（鹿児島大学、国立天文台水沢 VERA 観測所、VERA グループ）

●概要

鹿児島大学では銀河系内のミラ型変光星の周期光度関係を求めることを目的として、VERA20m電波望遠鏡と鹿児島大学 1m 光赤外線望遠鏡を用いた観測を行っている。VERA による位置天文観測では年周視差を利用した距離計測を行い、1m 赤外線望遠鏡でのモニター観測により Kバンド（波長=2.2 μ m）による変光周期を求める。2007 年に入り、2つの晩期型星 S Crt と R UMa の年周視差が得られ、距離がそれぞれ 430pc、577pc と求められた。現在も複数のミラ型変光星を中心とした晩期型星の VLBI 観測を続けている。また 1m 光赤外線望遠鏡にて周期が決定された天体の水メーザー探査も 2007 年から始められ、これまでに約 200 天体の探査を終了し、いくつかの天体で水メーザーが検出された。

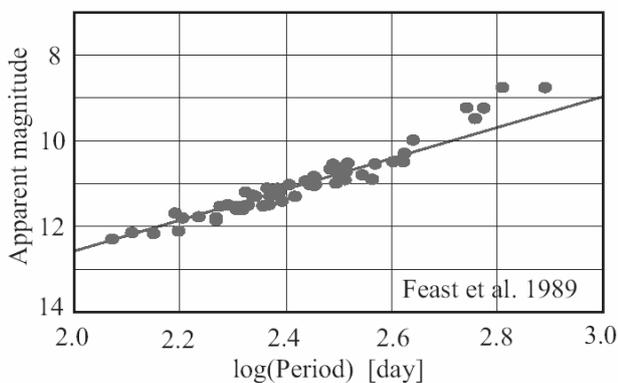


図 1

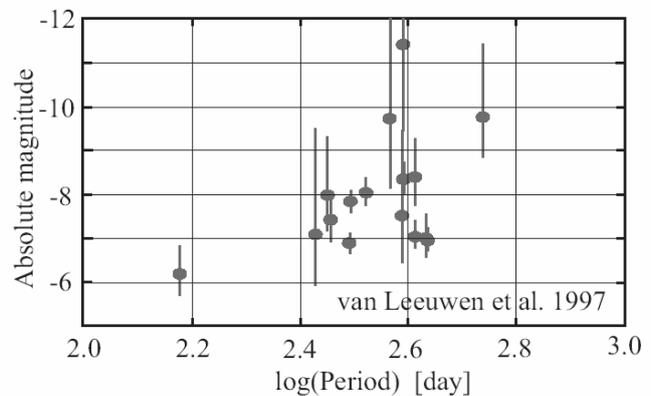


図 2

●目的

ミラ型変光星は 100~1000 日程度の変光周期を持ち、大マゼラン雲内のミラ型変光星に関しては図 1 に示されたように Feast(1989)らによるきれいな周期光度関係が得られている。大マゼラン雲の厚みはその距離に比べて薄く、大マゼラン雲中の星までの距離をすべて同じとして見積もった絶対等級をもとに得られた関係である。一方で銀河系内のミラ型変光星を用いた周期光度関係は図 2 に示すように非常に大きな不定性を持つ結果となっている。これは銀河系内ミラ型変光星の絶対等級が Hipparcos 衛星による年周視差計測から見積もられていることによる。Hipparcos 衛星の位置決定精度は 1mas（ミリ秒角）であり、得られる距離の誤差が大きく等級の不定性をもたらすからである。

我々は VERA を用いた相対 VLBI の手法により星までの距離をより正確に決定し、銀河系内のミラ型変光星に対する周期光度関係を調べることを目指す。VERA は 10 μ 秒角の位置決定精度を目指し、これにより 10kpc の遠方にある天体の距離を 10%の誤差で決定することが出来、銀河系サイズの領域に渡る星の距離決定が可能となる。

● 研究活動状況

<VLBI 観測>

ミラ型変光星の脈動周期は 100 日から長くて 1000 日程度まで分布する。そこで周期 1000 日程度までのミラ型変光星のサンプルを選定する必要がある。晩期型星の星周メーザーの寿命は 1～数ヶ月と短いため VLBI 観測は月に一度の頻度で行っている。図 3 は周期光度関係の図であり、現在 VERA で観測している天体の変光周期に該当する位置に縦線を書き入れている。短い変光周期の天体数が少ないため、2008 年から新たに観測天体を追加することを検討している。

VERA で VLBI 観測を行っている（または過去に行った）主な天体を以下に示した。

- ・ 年周視差が計測された天体
S Crt、R UMa
- ・ 位相補償イメージが得られている天体
WX Psc、T Lep、
W Hya、SY Scl、など

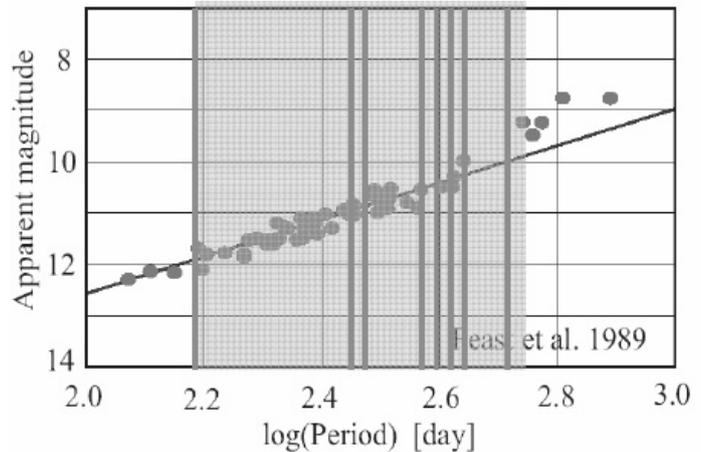


図 3

<S Crt の VLBI 観測結果>

2005 年の 10 月から半規則変光星 S Crteris の位相補償観測を行ってきた。これまでに 9 観測のデータを用いて年周視差を決定することに成功した。図 4 は S Crt のスペクトルである。年周視差計測のために動きを追跡したメーザースポットは 34.9km/s の速度成分である。図 5 に天球面上でのメーザースポットの動きと、図 6 にはそれを赤経、赤緯方向に分け、その時間変化を示した。両図とも曲線はフィッティング結果である。これらの結果から年周視差は $2.33 \pm 0.13 \text{ mas}$ となり、距離 $430 (+25 - 23) \text{ pc}$ が得られた。この結果は過去に周期光度関係を用いて得られた距離や HIPPARCOS による年周視差を用いた距離計測結果の精度を大きく上回り、それらの結果と良い一致を見せている。

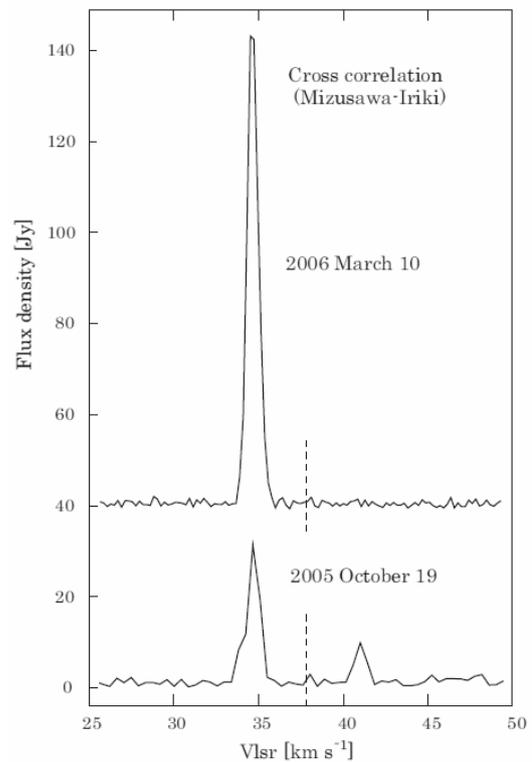


図 4 : 入来—水沢基線で得られた相互相関スペクトル。

VLBI 観測により S Crt に付随する水メーザーの分布と運動も明らかになった。特に S Crt のメーザー内部固有運動が検出されたのはこの結果が初めてとなる。メーザーは $30 \text{ mas} \times 30 \text{ mas}$ ほどの領域に円状の分布している (図 7)。同天体の Bowers et al. (1994) による VLA での観測結果と

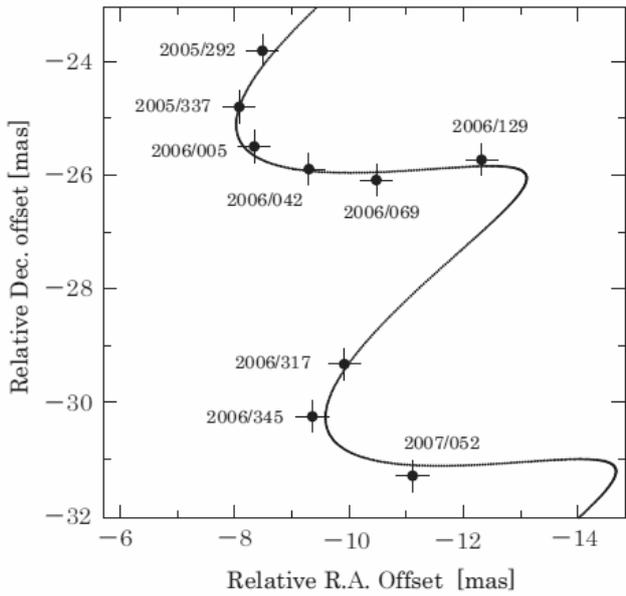


図 5

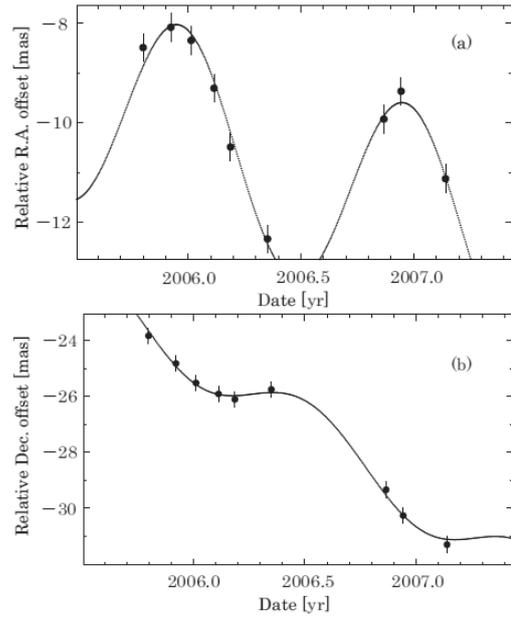


図 6

比べると、メーザーの分布領域の広がりによく一致するが、Bowers et al. (1994)の結果では領域全体にわたりメーザーが分布しているのに対して、我々の結果では中心付近のメーザー分布が確認できなかった。この違いの原因としては、VERA の小さな合成ビームサイズによる分解、時間変動によるメーザーの消失、アレイの感度の違いによる未検出など、複数の要因が考えられるが特定することは難しい。

赤外線領域のスペクトルを黒体近似して得られた光球の温度は Aringer et al.(1998)によると $3097 \pm 100\text{K}$ であり、我々はこの値と実視等級及び距離を利用することで光球のサイズを見積もった。光球の半径は $1.81 \times 10^{13}\text{cm}$ ($=1.21\text{AU}$) となり、ミラ型変光星の典型的なサイズと比較すると下限に近い値となっている。図 7 には光球のサイズを Shaded Circle で示している。また水メーザーが分布する領域の半径は $9.72 \times 10^{13}\text{cm}$ ($=6.5\text{AU}$) であり、これもミラ型変光星の典型的な値と比べるとコンパクトである。

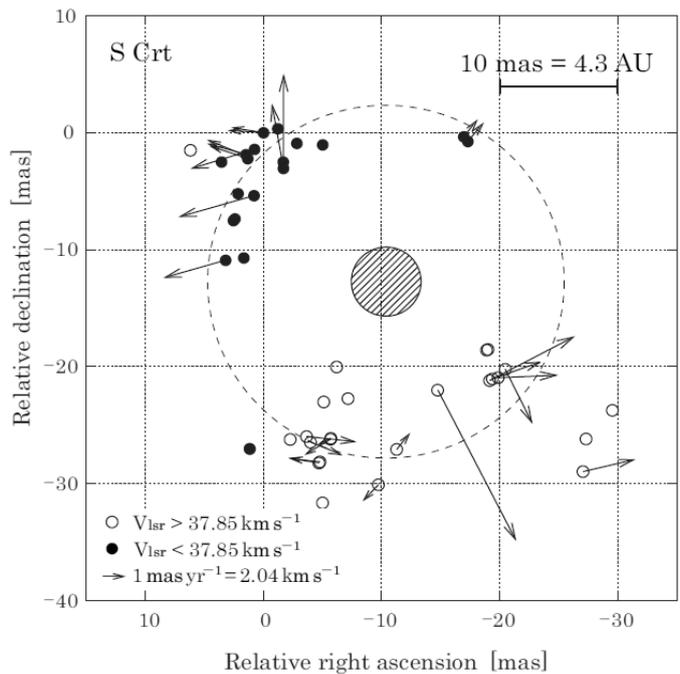


図 7

< 赤外線測光観測と水メーザー探索 >

IRAS の二色図上の分布で、質量放出が大きくメーザーの検出が期待される IIIa, IIIb 領域を中心として 約 600 天体を選び、赤外 J,H,K バンドでのモニター観測を 2003 年 12 月から月に一回の頻度で定期的に行っている。これまでに約 200 天体の変光周期が決定されたが、これらの天体に

いて水メーザーの探査を 2007 年 5 月より始めた。また同時に、SiO メーザーは付随するが水メーザーが検出されていない天体（約 130 天体）についても併せて探査を始めている。データの積分時間は典型的に 20 分程度であり、 $1\sigma = 0.05\text{K}$ を下回るデータで 3σ 以上を検出とみなす。周波数帯域は 32MHz で速度幅約 400km/s をカバーする。月に 30 天体ほどのペースで探査を行い、これまでに 191 天体の探査及び解析を終了し、6 つの水メーザー天体を新たに検出した。図 8 は探査天体(+印)と検出天体(■印)のを IRAS 二色図上に示したものである。図 9 は検出された天体の一例であり、4.9Jy の強度を示す。こうした新検出天体は今後定期的にモニターしてゆく。

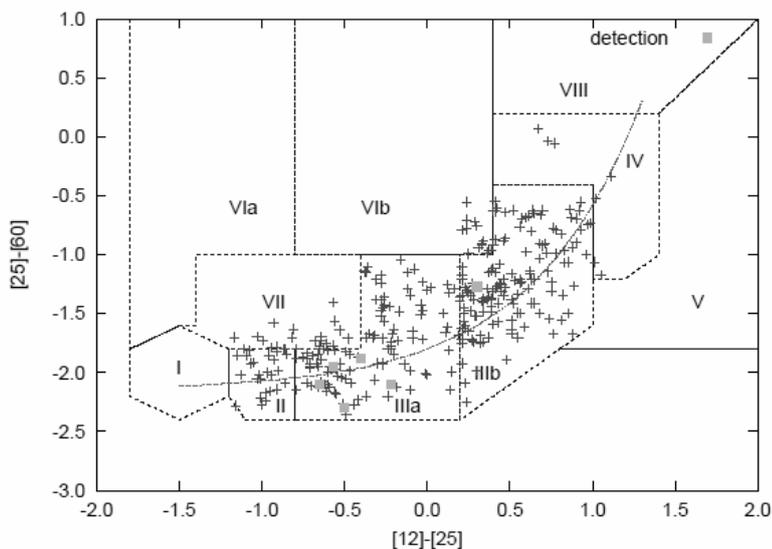


図8: IRAS二色図上の探査天体分布

横軸 $[12]-[25]=2.5\log(F_{25}/F_{12})$

縦軸 $[25]-[60]=2.5\log(F_{60}/F_{25})$

II: 若いO-richの星周ダストシェルを持つ変光星

IIIa: 発達したO-richの星周ダストシェルを持つ変光星

IIIb: 厚いO-richの星周ダストシェルを持つ変光星

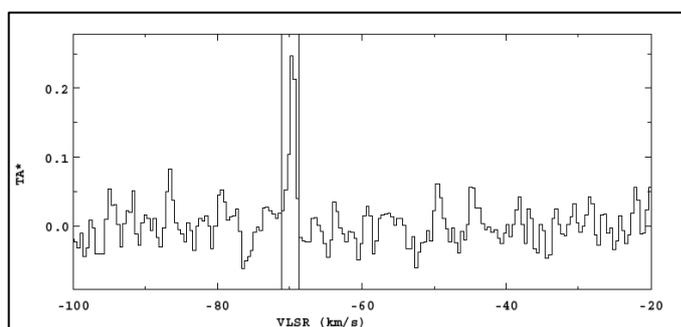


図7: 新検出天体 03038+5046

● まとめ

<VERA による成果と今後>

S Crt, R UMa の 2 天体について年周視差が得られたが、今後も多くの晩期型星周メーザーを観測するにあたり、メーザーの空間的構造の時間変動や寿命(1~数ヶ月)の問題など、年周視差計測の障害となる星周メーザー特有の困難を解決する手法を確立する必要がある。また、多くの天体を最小限の時間で効率的に観測するためのスケジューリングの工夫、データ解析手法の確立・改善などが必要である。

<AGB 星の水メーザー探査の継続>

2007 年 5 月より、新たに変光周期が決定された天体の水メーザー探査を始めている。VLBI の合間に入来局のアンテナを利用する形で進めている。現在までに約 200 天体の探査を済ませ、6 天体で新たに水メーザーを検出した。またこの他にも野辺山 45m 鏡で SiO メーザーが検出された天体に対する水メーザー探査も行っており、これらの探査は今後も継続してゆき、VERA による観測対象を増やしたい。

VERA によるミラ型変光星 R UMa の年周視差計測

鹿児島大学大学院 理工学研究科 物理科学専攻

松井 真

Abstract

我々は、銀河系内のミラ型変光星の周期光度(P-L)関係の確立を目指し、VERA(VLBI Exploration of Radio Astrometry)を用いてミラ型変光星に付随する水メーザー源の年周視差を高精度で計測している。今回は、ミラ型変光星 R UMa に付随している水メーザーを観測して得られた年周視差について報告する。

過去に求められた R UMa までの距離は 620~750pc という値が求められているが、減光量や大マゼラン星雲(LMC)の P-L 関係、ヒッパルコスによって得られた太陽近傍の P-L 関係を利用したものなど直接距離を求めたものではない。唯一、ヒッパルコスによって年周視差が計測されているが $3.22 \pm 4.69\text{mas}$ と誤差が 100%を越えている。しかし、我々は 2006 年 4 月から同天体に付随する水メーザーを VERA で約 1 ヶ月おきに観測し、三角視差によって直接距離を計測した。今回得られた年周視差は $1.73 \pm 0.10\text{mas}$ と誤差が約 6%の精度で年周視差を計測することができた。また、得られた年周視差を距離に換算すると 581^{+36}_{-32}pc という結果になった。得られた距離と実視等級 1.37 等から絶対等級 $-7.45^{+0.12}_{-0.13}$ 等を P-L 図上にプロットすると fundamental mode で脈動していることがわかった。また、距離を求めることによって推定される R UMa の半径は $356R_{\odot}$ 、有効温度は 2755K、絶対光度は $5859L_{\odot}$ となった。脈動定数から求める質量は $2.96M_{\odot}$ となった。

Introduction

ミラ型変光星やセファイド型変光星は P-L 関係があることから「宇宙の距離はしご」として考えられてきた。LMC までの距離に比べ、星雲内の星々までの距離の差は非常に小さいので、LMC 内の星までの距離はすべて等距離とみなせるため、星々の間における推定相対光度の誤差の発生から逃れることができる(Ita et al. 2004)。一方、銀河系内では星までの距離を無視できないので距離を測定する必要がある。ヒッパルコスのデータを用いて太陽系近傍の P-L 関係を求めている(van Leeuwen et al. 1997)ものもあるが距離の不定性が大きく銀河系内のミラ型変光星の P-L 関係が得られたとは言い難い。幸いミラ型変光星の星周にはメーザーが見つかったので VLBI 観測で距離を高精度で決定できる(セファイドには残念ながらメーザーは今のところ発見されていない)。そこで VERA を用いてミラ型変光星に付随するメーザーを観測し、距離を高精度で求め、銀河系内の P-L 関係の確立を目指す。

また今までは距離を正確に決定することができなかったので、ミラ型変光星の半径や絶対光度は大まかな値でしか得られていなかったが VERA で距離を高精度で決定することでこれらを求める。

Observation & Data analysis

観測は VERA4 局(水沢、小笠原、入来、石垣)の 2 ビーム観測。解析は NRAO が開発した Astronomical Image Processing System (AIPS)を使用。解析方法は位相補償解析。今回用いたデータは 2006 年 4 月から 2007 年 5 月までのデータで、計 12 観測中メーザスポットが検出できたのは 8 観測で 38km/s と 39km/s、42km/s の視線速度成分のメーザスポットが検出された。表にまとめると以下ようになる。

観測コード	速度成分 1 (km/s)	フラックス 1 (Jy/beam)	速度成分 2 (km/s)	フラックス 2 (Jy/beam)	速度成分 3 (km/s)	フラックス 3 (Jy/beam)
r06101a	38.39	1.3	39.44	5.0	42.38	7.4
r06134a	38.49	1.1	39.54	2.5	未検出	未検出
r06302b	38.49	1.1	39.54	2.0	未検出	未検出
r06327a	38.36	1.7	39.41	3.3	42.14	1.4
r06355a	38.38	3.8	39.43	4.0	未検出	未検出
r07020b	38.40	4.8	39.45	2.5	42.18	1.8
r07054a	38.57	3.1	未検出	未検出	未検出	未検出
r07094a	38.39	1.5	未検出	未検出	未検出	未検出

Result

このうち 38km/s の成分が 8 観測で検出できているので、このメーザスポットで年周視差を求めようとしたが構造を持っていたので上手く求められなかった。そこで 39km/s の成分が 6 観測で検出できていて、構造も持っていないようなので 39km/s の成分で求めた。

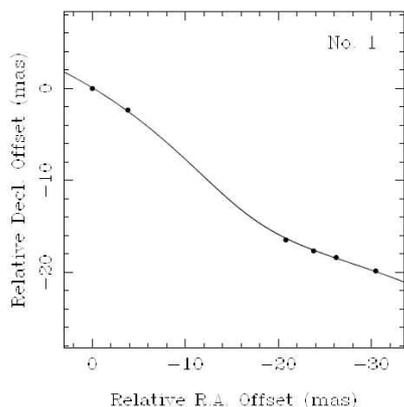


図 1 : 39km/s のスポットの動き

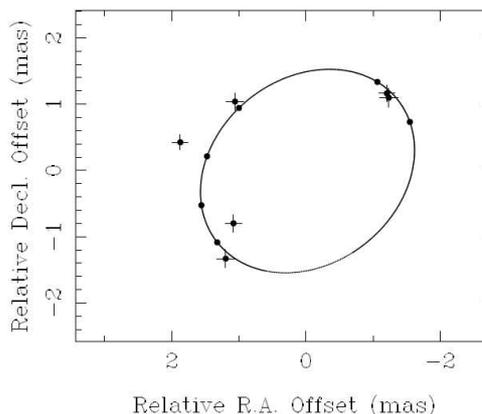


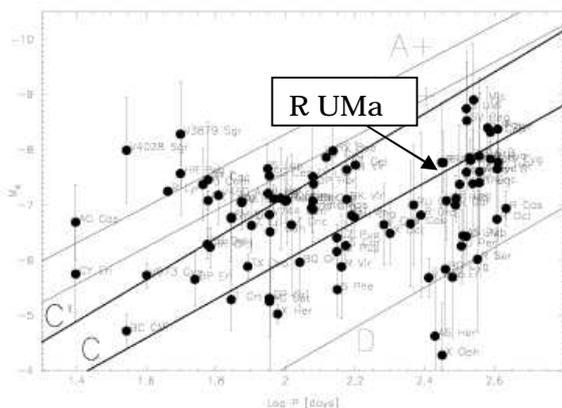
図 2 : 39km/s のスポットの視差楕円

その結果、年周視差 $1.73 \pm 0.10 \text{ mas}$ 、距離にして $581^{+36}_{-32} \text{ pc}$ と約 6%の精度で求めた。

また、赤経方向の固有運動は $-42.09 \pm 0.29 \text{ mas/yr}$ 、赤緯方向の固有運動は $-25.35 \pm 0.19 \text{ mas/yr}$ となった。

Discussion

1. 周期光度関係について



左図は Ita et al. 2006 から引用。

直線は LMC の距離指数を 18.50 としたときの P-L 関係で C が fundamental、C' が 1st-overtone。

黒丸はヒッパルコスで年周視差が 44% 以内の精度で決定されている天体。

赤丸(エラーバー含む)が今回 VERA で年周視差を求めた R UMa。

図 3 銀河系の周期光度関係

R UMa の VERA で得られた距離と実視等級 1.37 等 (South African Astronomical Observatory SAAO) から絶対等級を求めると $-7.45^{+0.12}_{-0.13}$ 等となった。これを P-L 図上にプロットすると図 3 のようになった。これから R UMa のように VERA で多くのミラ型変光星の距離を正確に決定することで精度良く銀河系におけるミラ型変光星の P-L 関係を導出することができる。

2. ミラ型変光星 R UMa の物理パラメータ

距離を正確に求めることができたので星の半径と有効温度を以下の式から求めた。

$$4\pi d^2 F_v = 4\pi R^2 \pi B_{(T)}$$

$$F_v = \pi \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{\exp\left(\frac{hc}{\lambda kT}\right)} \frac{\lambda^2}{c} \left(\frac{R}{d}\right)^2 \dots (1)$$

ここで h はプランク定数、c は光速、k はボルツマン定数、 λ は観測波長、d は R UMa までの距離、R は R UMa の半径、T は有効温度、F はフラックス密度で以下の式で与えられる。

$$F_v = F_{0v} \times 10^{-\frac{2}{5} m_{J,H,K}}$$

ここで F_0 は実視等級からフラックス密度への変換係数、 $m_{J,H,K}$ は鹿児島 1m 光赤外線望遠鏡で観測した J,H,K バンドでの実視等級である。

これで(1)式を用いて R と T を最小二乗法によって求めると $R=356R_{\odot}$ 、 $T=2755K$ となった。

また絶対光度を $L = 4\pi R^2 \sigma T^4$ で求めると $L=5859L_{\odot}$ となった。

次に脈動定数 Q から R UMa の質量を推定してみる。

脈動定数 Q は変光周期 P を freefall-time τ_{ff} で規格化したもので定義され、

$$Q = P \left(\frac{M}{R^3} \right)^{\frac{1}{2}} = 5.13 \times 10^{-12} P M^{\frac{1}{2}} T_{\text{eff}}^{-3} L^{\frac{3}{4}}$$

という式で表される(Wood 1990)。

ここで Q は脈動定数で単位は日、 P は変光周期で単位は日、 M は質量で単位は太陽質量、 R は半径で単位は太陽半径、 T_{eff} は有効温度で単位は K、 L は絶対光度で単位は太陽光度。

図 3 から R UMa は fundamental mode で脈動していると考えられる。

現在のところ fundamental mode で脈動している星については以下の式が与えられている。

$$\log P = 1.94 \log R - 0.9 \log M - 2.07 (Q = 0.0085) \text{ (Vassiliadis \& Wood 1993)}$$

この関係式に R UMa の変光周期 301 日、 $R=356R_{\odot}$ を代入し M を求めると $2.96M_{\odot}$ となった。

これは漸近巨星分枝(AGB 星)になる天体の質量 $1\sim 8 M_{\odot}$ から考えると平均的な質量だと考えられる。

Summary

1.R UMa の距離について

R UMa の年周視差は $1.73 \pm 0.10 \text{mas}$ 、距離にして $581^{+36}_{-32} \text{pc}$ と誤差が約 6% という高精度で求めることができた。

2.銀河系におけるミラ型変光星の周期光度関係について

まだ 1 天体しか正確に距離を計測できていないのでなんとも言えないが、得られた絶対等級と LMC の周期光度関係を用いて LMC の距離を推定すると $46.34^{+2.64}_{-2.69} \text{kpc}$ となり、現在様々な方法で測定されている LMC の距離と大きな差は無い。

3.R UMa の物理パラメータについて

半径は $356R_{\odot}$ 、有効温度は 2755K 、絶対光度は $5859L_{\odot}$ 、質量は周期-半径-質量の関係から $2.96M_{\odot}$ となった。

References

Ita, Y., et al. 2004, MNRAS, 347, 720

Ita, Y., Deguchi, S., Matsuinaga, N., & Fukushi, H. 2006,
Memorie della Societa Astronomica Italiana, 77, 85

Wood, P. R. 1990, Confrontation Between Stellar Pulsation and Evolution, 11, 355

van Leeuwen, F., Feast, M. W., Whitelock, P.A., & Yudin, B. 1997, MNRAS, 287, 955

Vassiliadis, E., & Wood, P. R. 1993, ApJ, 413, 641

VERA を用いた SiO メーザー観測で探る ミラ型変光星 IK Tau の星周の様子

松本 尚子、清水 理絵、今井裕、亀野誠二、面高 俊宏 (鹿児島大学)
小林 秀行、柴田 克典、倉山 知春 (国立天文台) 他 VERA グループ

平成 20 年 1 月 30 日

1 Abstract

我々はミラ型変光星 IK Tau のまわりの SiO メーザー ($J = 1 - 0$, $v = 1$ と $v = 2$) を 2003 年 11 月から 2005 年 4 月にわたり 9 回観測した。メーザーの分布は楕円のリング構造でその長軸は南東-北西から南西-北東に変化する様子が観測された。中には四角形に分布して見える時期もいくつかあり、不規則な方向への非対称な質量損失を示唆している。そして、今回の結果のメーザーの速度場は、星周のエンベロープの回転が示唆されていた以前の VLBA による観測結果と異なっていた。また、SiO メーザー ($J = 1 - 0$, $v = 1$ と $v = 2$) の放射はミリ秒単位で互いが一致しており、メーザーは純粋な放射による励起よりも、より複雑な機構によって励起されていると予測される。

2 Introduction

ミラ型変光星は HR 図上の漸近巨星分枝に位置する中小質量星である。その質量放出率は比較的大きく、宇宙の物質の起源や星間物質の存在量などを知るのにこの天体の質量放出の過程を理解することは重要である。よって、今回我々は脈動に伴う質量放出の様相を SiO メーザーを用いて調べた。SiO メーザーは質量放出の源である星の最も近くを調べるのにダストを透過し、高い速度/空間分解能をもつ強力なツールの一つである。よって、SiO メーザーを調べることで、質量放出の様相をある程度予測できることが期待されたため、今回ミラ型変光星 IK Tau に付随する SiO メーザーの速度/空間分布を調べた。また、今後 SiO maser をトレーサーとして晩期型星のまわりの星周ガスの温度や密度を定量的に明らかにするには励起機構の理解が鍵であるため、今回のデータを用いて励起機構の観点から SiO maser の位置の比較を行った。

今回対象としたミラ型変光星 IK Tau は変光周期 470 日で、距離は 250pc (Olofsson 1998, PL relation より)、星の視線速度 V_{LSR} は ~ 35.4 km/s (Bowers et al. 1993 より) である。過去の D.A. Boboltz et al. (2005) の SiO メーザー ($J = 1 - 0$, $v = 1$) の VLBA による 1 epoch 観測 (1996 年) は、速度構造は北西に blue-shift、南東に red-shift というように完全にわかっていた。そして、D.A. Boboltz et al. (2005) では回転モデルとの比較から、NML Tau のメーザーシェルは回転しているのではないかという解釈をしている。今回のモニター観測の結果から上記の回転を示唆する速度構造が再現されるかを調べた。

3 Observation and Analysis

2003 年 11 月から 2005 年 4 月までの 1 年半にわたって、ミラ型変光星 IK Tau に付随する SiO メーザーのモニター観測が VERA によって 9 回行われた。ただし、1 観測目のみ鹿児島 34m 鏡が参加した。図 1 に観測時期と可視光/SiO メーザーの変光曲線の関係が示してある。観測は DIR1000 系 (128Mbps) の 1 ビーム観測で、SiO メーザー ($J = 1 - 0$, $v = 1$ と $v = 2$) の 2 輝線同時観測である。

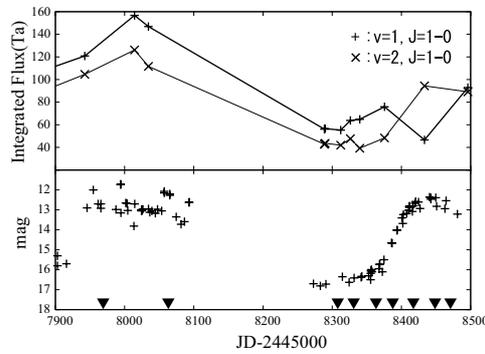


図 1: 上:AAVSO より V-band の変光曲線, 下:VERA 入来局の単一鏡観測より SiO メーザーの強度変化, \blacktriangledown :VERA の VLBI 観測時期

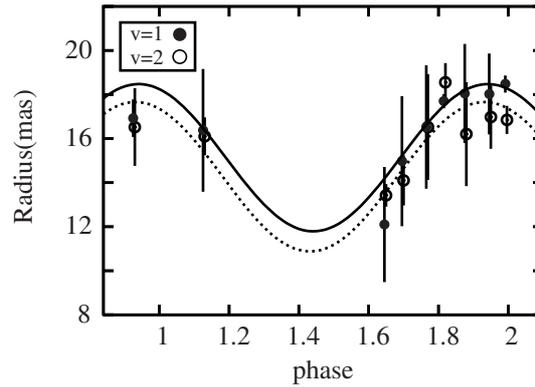


図 2: SiO メーザーの空間分布に対してリングでモデル化したときの脈動に対するリングの半径の変化。縦線はリングの厚み。

解析は一般的な手法で AIPS と difmap を使用して行った。ただし、difmap はメーザーのクリーンコンポーネントを求めるためのみに使用した。

4 Results and Discussion

4.1 空間分布

図 2 中の得られた IK Tau の空間分布は極大付近で楕円構造がよりはっきりとみられる。時期によっては四角形に分布しているように見える時期もあった。また、リング状の分布よりも北西-南東方向に広がる成分がみられた。一般的にミラ型変光星で見られる SiO メーザーは星の半径の 2-3 倍あたりにリング状に分布していると言われているが、今回の結果から、IK Tau では Monnier et al.(2004) で得られた光球の半径 10.1[mas] の 2-3 倍よりも近くにメーザーが分布していた。

SiO メーザーの空間分布に対してモデル化されたリングサイズの変化を図 3 に示している。これより、 $v = 1$ と $v = 2$ の SiO メーザーのリングサイズはほぼ変わらず、純粋な放射によるメーザーの励起モデルは当てはまらないことがわかった。しかし、どちらかというとも $v = 1$ のほうが大きい傾向がみられ、過去の晩期型星に付随する SiO メーザーの結果とは矛盾しなかった。

4.2 速度分布

今回の結果からは過去に見られたようなはっきりと回転を示唆するような速度分布にはなっておらず、複雑な速度分布になっていた。そこで、今回の複雑な速度分布の中からより系統的な速度構造を知るため、リング状に分布する SiO メーザーに対して、反時計回りに 45 度ずつ区切った領域

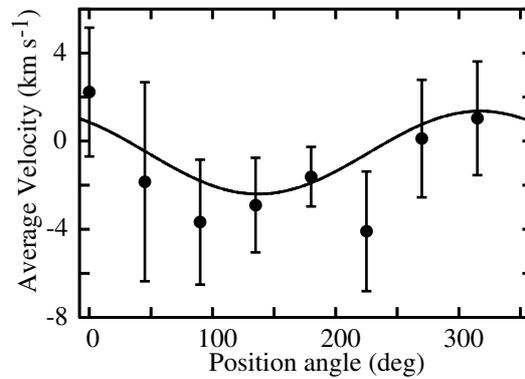


図 3: メーザーの平均速度。縦線:速度分散

ごとの平均の速度を求めて図 4 にプロットした。これにより、ランダムな成分は打ち消しあい、傾向があればそれが見えてくるはずである。

その結果、P.A.=47–227 度の領域が青化成分、反対側が赤化成分というように別れた。これより、過去の VLBA の観測結果と軸の方向はほぼ変わらないが、速度が青化と赤化で、過去のものとは正反対になっていた。よって、過去から回転が正反対になったとは考えにくい。今回の観測結果からは、シェル全体の系統的な回転の可能性は否定された。

5 Summary and conclusion

我々は VERA を用いてミラ型変光星 IK Tau の SiO メーザー ($J = 1 - 0$, $v = 1$ と $v = 2$) の 2 輝線同時観測を 2003 年 11 月から 2005 年 4 月の間に 9 回行った。

1. SiO メーザーの空間分布は北東-南西および北西-南東に伸びる楕円状で時に四角形に分布しているように見える時期もあった。これより、IK Tau の SiO メーザーは非対称かつ不均一な質量放出の可能性が示唆された。
2. 今回と過去と速度構造を比較すると、赤化成分と青化成分の分布が全く正反対であったため、SiO メーザーシェル全体の系統的な回転の可能性はないと考えられる。
3. 励起機構の観点から同じ速度の SiO メーザースポットを $v = 1$ と $v = 2$ 間で比較してみると、ほとんどが同じ場所に存在している。そのため、放射による励起だけでは説明できず、衝撃波もしくは line overlap による励起の効果が効いていると考えられる。

参考文献

- [1] Boboltz, D. A., & Diamond, P. J. 1005, ApJ, 625, 978
- [2] Bowers, P.F., Claussen, M. J., & Johnston, K., J. 1993, AJ, 105, 284
- [3] Monier, J.D., et al. 2004, ApJ, 605, 436
- [4] Oloffson, H., Lindqvist, M., Nyman, L. -A., & Winnberg, A. 1998, A&A, 329, 1059

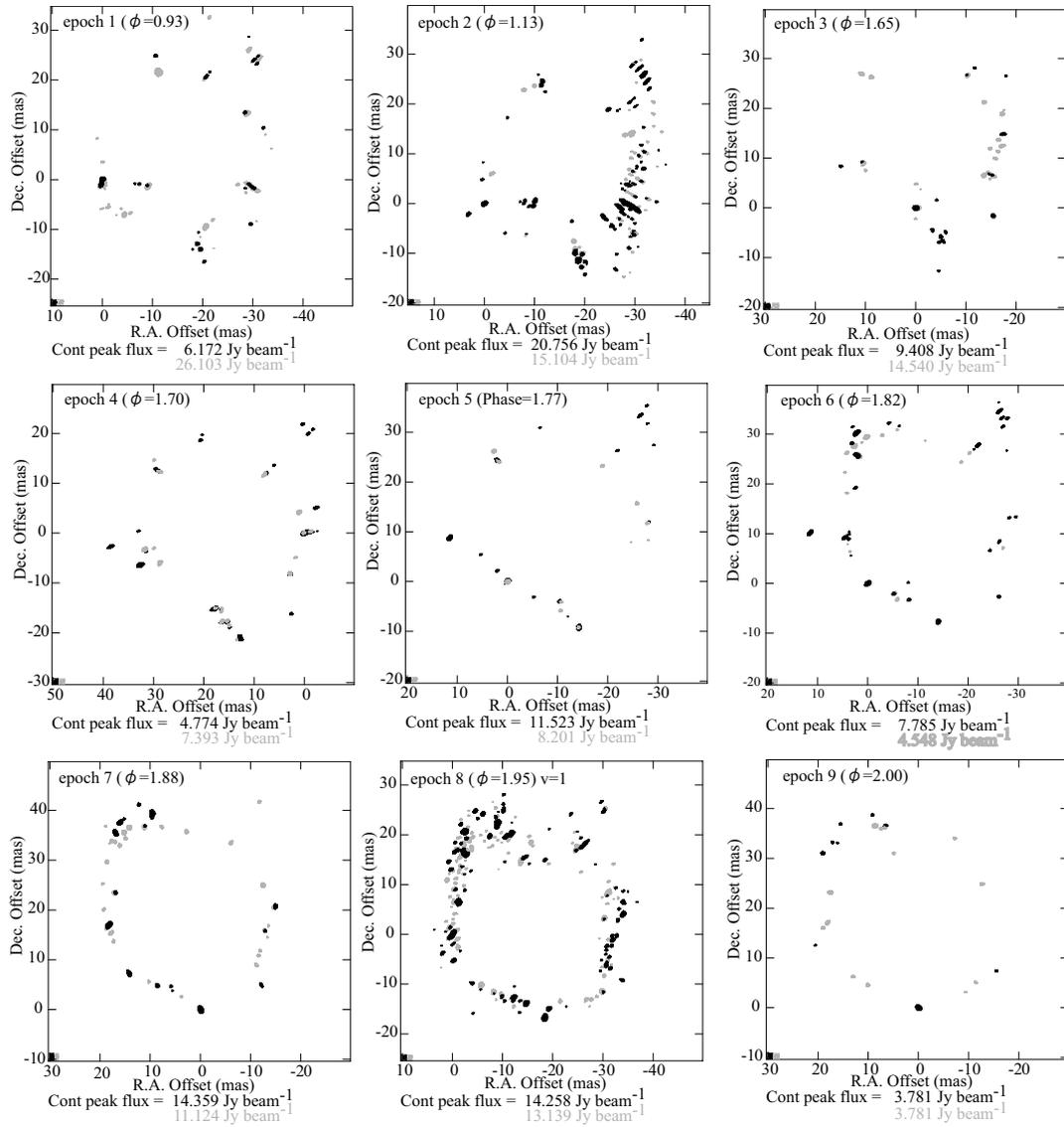


図 4: IK Tau に付随する SiO メーザー ($J = 1 - 0$, $v = 1$ と $v = 2$) の全速度チャンネルを積分した全強度 VLBI マップ。 $v = 1$ が黒色の等高線で $v = 2$ が赤色の等高線。等高線の間隔はそれぞれの図中に明記された積分されたフラックス密度のピーク強度の 1, 1.6, 2.6, 4.1, 6.6, 10.5, 16.8, 26.8, 42.9, 68.7 %。それぞれの図の左下隅には $v = 1$ と $v = 2$ のマップの合成ビームを示している。

Observations of H₂O and SiO Masers in the M Giant IRC-10414

上田耕佑 今井裕 面高俊宏 前田利久 (鹿児島大学)
蒲原龍一 (VERA観測所) 出口修至 (野辺山宇宙電波観測所)
VLBI懇談会シンポジウム 2007/12/10-12@北海道大学

2006年3月4日に行われたIRC-10414 (SiOメーザー) の共同利用観測の結果を、関連する結果と交えて報告する。

1、IRC-10414について

IRC-10414は別名IRAS18204-1344、OH17.55-0.13、AFGL2139などを持つ、スペクトル型M型(Lockwood 1985)の巨星であるということがわかっている。座標は、RA 18h23m17.854s DEC -13d42m48.55sで、その距離はJura,Kleinman(1989)の710pcとMaeda et al.(2008)の2kpcのふたつが言われている。また質量は1.4M_⊙(Imai et al. 1999)で、質量放出率が $4 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{year}^{-1}$ (Jura,Kleinman 1989)である。

2、背景

1999年、SiOメーザーのVLBA観測において、回転ガス円盤の存在を示唆する構造が発見された(図1左上: Imai et al. 1999)。また2004-2005年にかけてVERAで行われたH₂OメーザーのVLBI観測では、固有運動が南北方向に激しく、双極流を示唆する構造が発見されている(図1右下: Maeda et al. 2008)。これらの結果から、特にH₂Oメーザーの中心部の視線速度とSiOメーザーの回転に注目した。これは非球対称な質量放出の一例であり、回転ガス円盤構造が非球対称な質量放出の原因のひとつではないか、と考えられる。

またSiOメーザー源がよく見られるAGB星において、2つのメーザー輝線 $v=1$ 及び $v=2$ の強度比は、典型的には1に近いと報告されている(Nakashima Deguchi 2003)。しかし、1997-1999年と2005年にNRO45m鏡で単一鏡観測が行われ、 $[v=1] \gg [v=2] \approx 0$ であることが分かった(図2,3)。このことから考えてもIRC-10414はAGB星の中でも非典型的な存在ではないか、と考えられる。

3、観測

この観測は、Japan VLBI Network(JVN)の共同利用観測で行われた。観測に参加した望遠鏡はVERA20m電波望遠鏡(水沢局・入来局・小笠原局・石垣局)と野辺山45m電波望遠鏡、鹿島NiCT34m電波望遠鏡である。観測周波数: Q-band (43GHz帯: J=1-0, $v=1,2$)で、得られる速度分解能は約0.21km/sである。記録方式は16MHz帯域(速度幅で約110km/s)を2ch128Mbpsで磁気テープに記録した。観測日時の詳細は以下に示す。

r06080b 観測: 03/21-22 UT 18:10~01:05

r06117b 観測: 04/27 UT 15:24~22:24

4、結果

1999年の観測と比べるとスポットの分布が異なっており、大きな偏りは見られない。ここでは $v=1$ の強度図を示す(図4左：r06080b 右：r06117b)。また $v=2$ の分布に関しても、スポット数は少ないものの、 $v=1$ の分布とよく一致しており、想定していた結果とは違うものとなった。

2観測の結果から固有運動を検出した。その結果IRC-10414までの距離を2kpcと仮定した場合、 $\sim 100\text{km/s}$ までの固有運動が検出された(図5左： $v=1$ 右： $v=2$)。距離を710pcと仮定した場合でも、 $\sim 30\text{km/s}$ となった。それに対して視線速度幅が約5km/sであることを考えても、この固有運動は大き過ぎるものであり、2観測からでは実際のガスの動きを捉えられていないのではないかと考えられる。

5、考察

ある程度の数を得られた $v=1$ の固有運動から明らかに大きなもの(40km/s \sim)を除き、固有運動について考える(図6)。東西南北方向の成分で考えると、東西方向成分が大きいが南北方向成分もある。北側のより実際のガスの動きを反映している可能性のある3点の固有運動から、1999年と同様にケプラー回転を仮定し、回転速度と質量を求めてみた。その結果、IRC-10414の質量は約3.4 M_{\odot} 、回転速度約18km/sと求めることができた、この値自体は十分に考えられる値であるが、しかし今回の結果だけでは回転ガス円盤の存在を言及できない。

もうひとつの注目点であった $v=1$ と $v=2$ の強度比は、今回の観測では以下の様になった。

r06080b 観測 [$v=1$]=4.37Jy/beam [$v=2$]=5.32Jy/beam

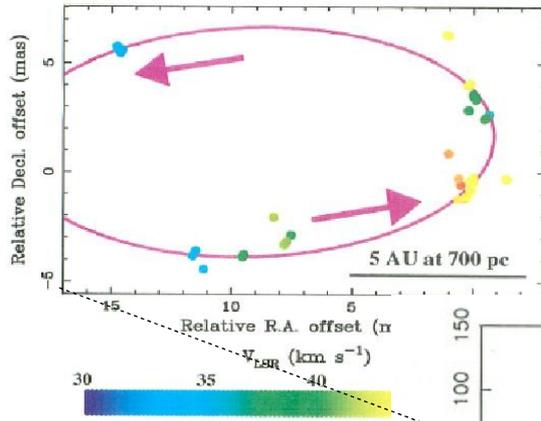
r06117b 観測 [$v=1$]=5.79Jy/beam [$v=2$]=4.31Jy/beam

強度比はほぼ1で、典型的なAGB星の値であった。この2観測の前後の強度は、VERA水沢局で行っているSiOメーザーの単一鏡観測のデータより、図7の様になっている。2006年以降、激しい変動が確認できる。これは星周ガスの状態に変化があったのではないかと考えることもできる。また $v=1,2$ のスポットの分布がよく一致したのは、その強度比が1に近いからではないかと考えることもできるが、今回の結果だけでは十分な議論ができない。

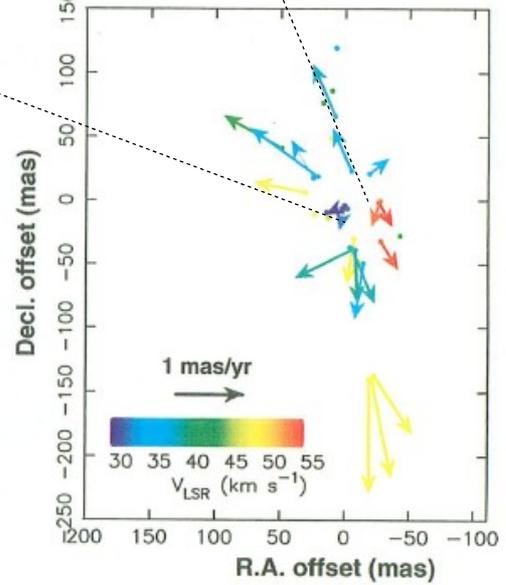
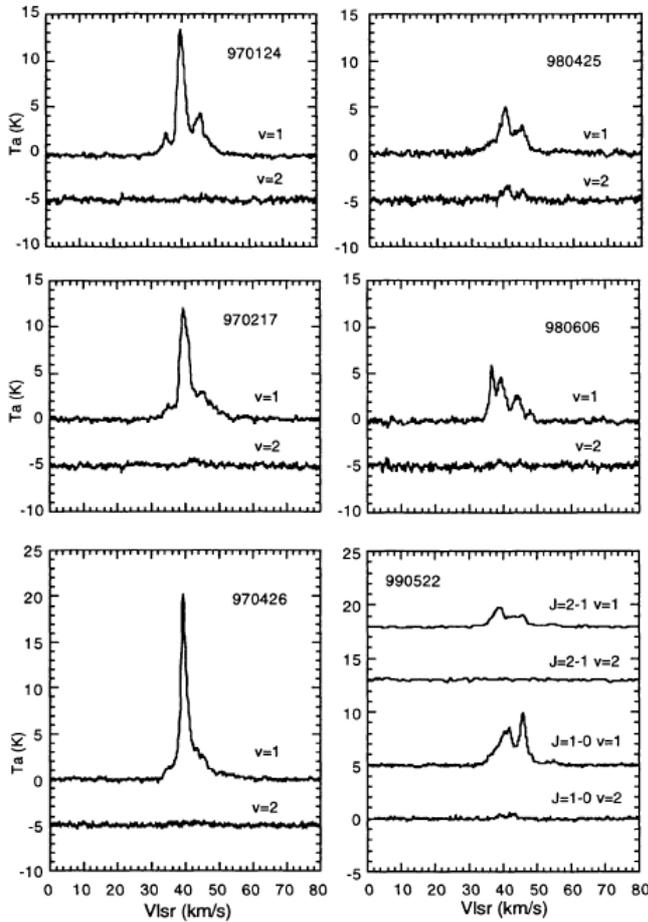
6、推測

推測の域を出ないが、H₂Oメーザーの双極流的な構造を作るメカニズムがより内側の領域にあると考えると、WX Psc(Inomata et al.2007)やW43A(Imai et al.2002,2005)に見られるような、SiOメーザー領域の「ノズル」のような働きが参考になるかもしれない。IRC-10414のSiOメーザー領域で、これからノズルのような働きをする構造が表れるとすると、post-AGBまたはpre-PNeの前段階にいる星である、と考えることもできるかもしれない。

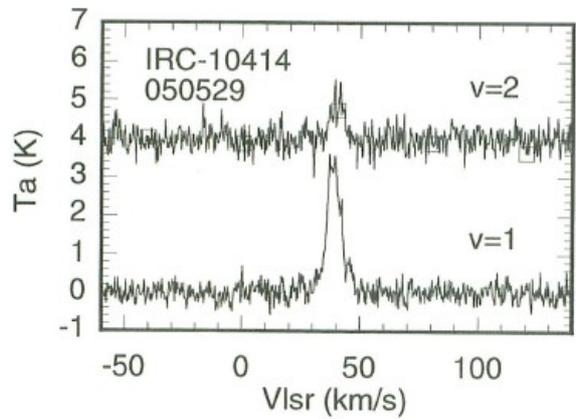
☒ 1



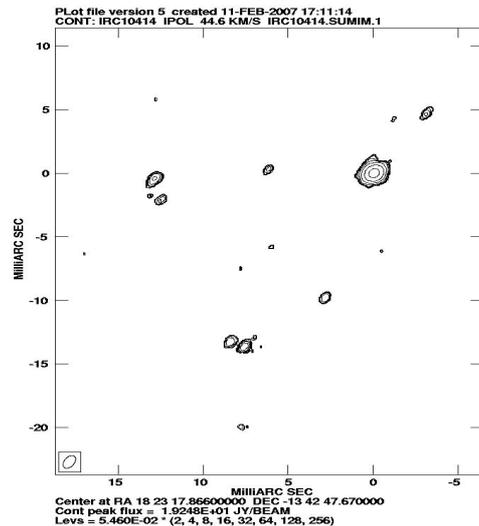
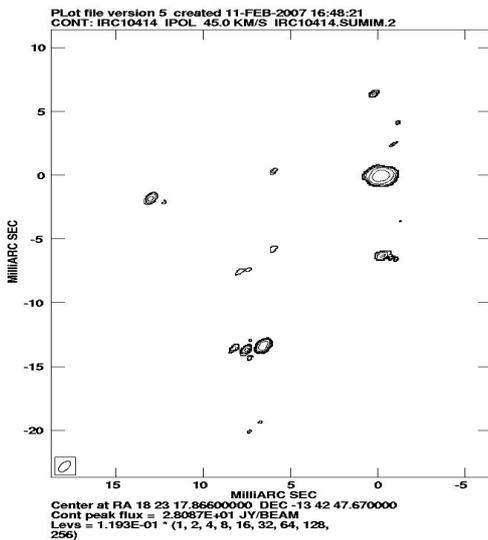
☒ 2



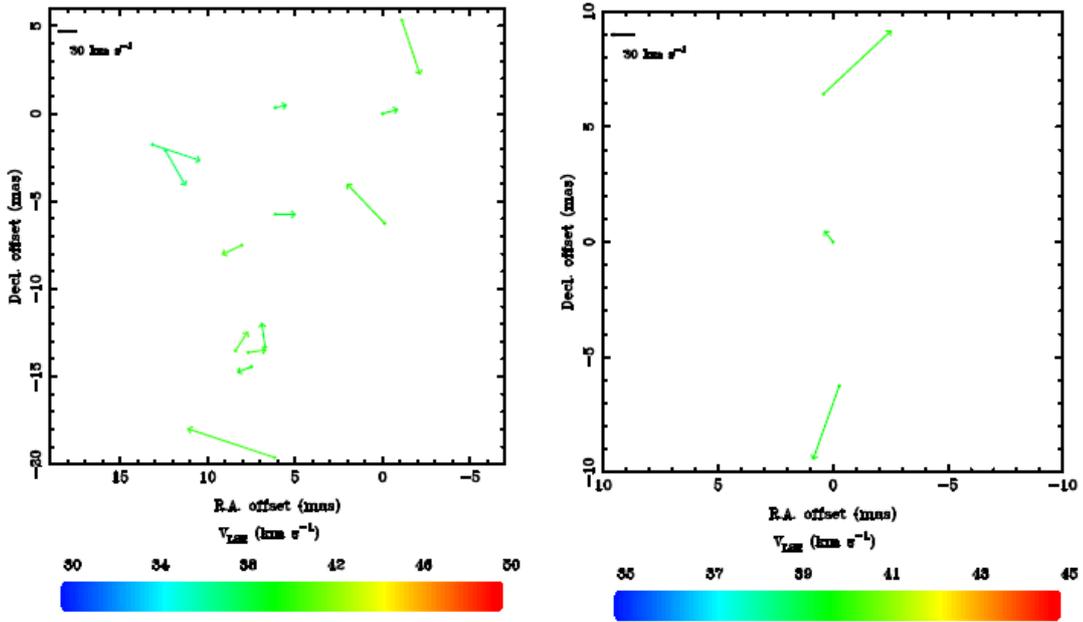
☒ 3



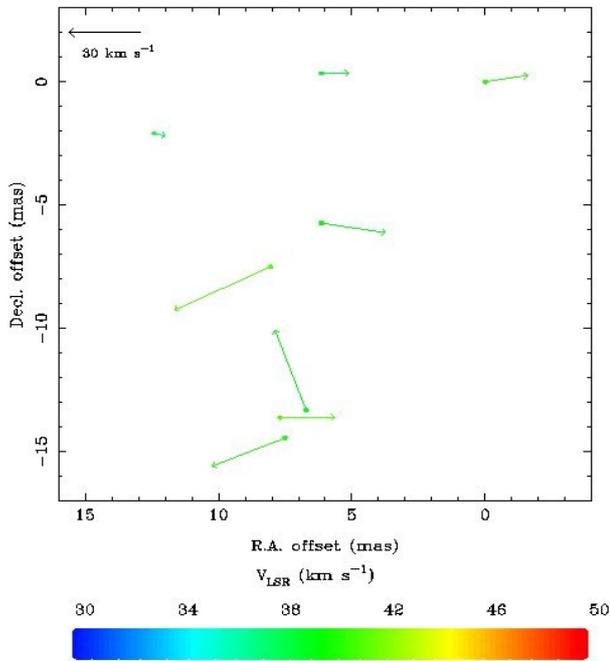
☒ 4



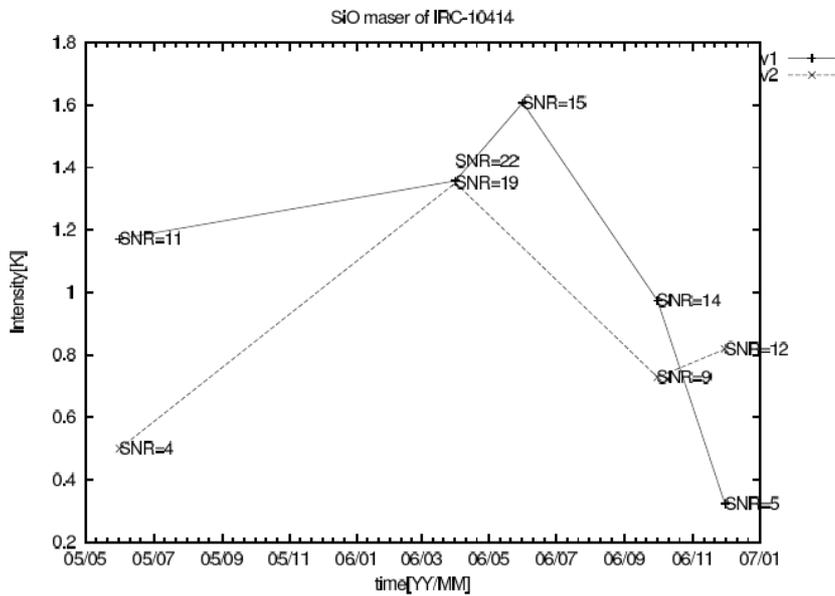
☒ 5



☒ 6



☒ 7



VERA で行った K 帯を用いた測地 VLBI について

寺家孝明、 VERA グループ (水沢 VERA 観測所)

VERA は、10 マイクロ秒角級の精度で、銀河系の 3 次元構造と運動を明らかにするプロジェクトである。この位置天文観測の計測精度を維持するために、測地観測は VERA プロジェクトの中で重要な位置にあり、数ミリの精度で基線ベクトルとその変化をモニタすることを目的としている。2002 年遅くに開始された VERA 内部測地 VLBI 観測は、1Gbps 記録で行われる定常観測としては初めてのケースであり、アンテナのメンテナンス期間を除く月に 2 回の頻度で行われている。

VERA 内部測地 VLBI 観測は、開始当初は S/X 帯を用いた観測であった。しかし、携帯電話からの混信により S 帯観測システムの受信性能は悪化の一途を辿っている。将来的には S 帯での観測をあきらめる状態になりそうな気配である。また、S 帯の受信帯域の狭さが 1Gbps 記録による感度増加の恩恵を十分には受けていない。一方、K 帯は VERA が観測する周波数帯の中で最も受信性能の良い帯域であり、現在のところ外部混信も少ない。我々は、この帯域を用いた測地 VLBI 観測の可能性の確認と、S/X 帯から新しい測地観測周波数への移行を目指して、2006 年から実験的な K 帯 (23GHz 帯) 測地 VLBI 観測を開始した。表 1 に S,X,K 帯の観測性能を表す。

表 1 観測性能

Frontend

	観測帯域幅 (MHz)	開口効率 (%)	Trx (K)	受信機タイプ	偏波	Feed
S-band	2240-2304	0.25	<100	HEMT	RHCP	ヘリカル
X-band	8208-8576	0.4	100	HEMT	RHCP	ヘリカル
K-band	22800-23296	0.47	39	HEMT(冷却)	LHCP	ホーン

Backend

	記録モード	フィルタ	記録機
S-band	4ch-2bit-16MHz	デジタルフィルタ	DIR2000
X-band	12ch-2bit-16MHz		
K-band	16ch-2bit-16MHz		

K 帯の観測は 2006 年の秋までに 4 回観測し、それらは S/X 帯の観測と連続して行われた。S/X 帯と K 帯の比較では、観測の測地解析から得られた座標推定値に明瞭なオフセットは見られなかった。K 帯の観測は単一ビームであり、電離層遅延の影響を除去できないが、

VERA ネットワーク位の大きさでの K 帯観測では、電離層の変化による測地解への影響は小さいと期待される。しかし、今後ネットワークの拡大を目指す場合には、電離層遅延の影響を考慮した解析を行う必要がある。また、低仰角での観測で位相安定度が悪くて長時間積分を行い難い点、雨天や夏場の高湿度で観測能力が大幅に落ちる点については、今後のスケジューリングに対する課題である。

2006 年の後半から、我々は VERA 内部測地 VLBI 観測に S/X 帯と K 帯を交互に用い始めた。また、2007 年の秋からは、国土地理院が行う JADE 観測へ VERA の 1Gbps 記録ネットワークが参加するジョイント観測以外は、全て K 帯で測地 VLBI 観測を実施している。図 1 は、2004 年秋から 2007 年秋までの凡そ 3 年間に行われた VERA 内部測地 VLBI 実験から求められた VERA 小笠原局の地平座標でのアンテナ位置の時間変化である。S/X 帯から得られた座標値と K 帯から得られた座標値は重なっており、解の安定度は K 帯の方が良く見られる。また、比較のための GPS 観測から得られた座標の変化とも、長い時間間隔における変化としては凡そ一致している。

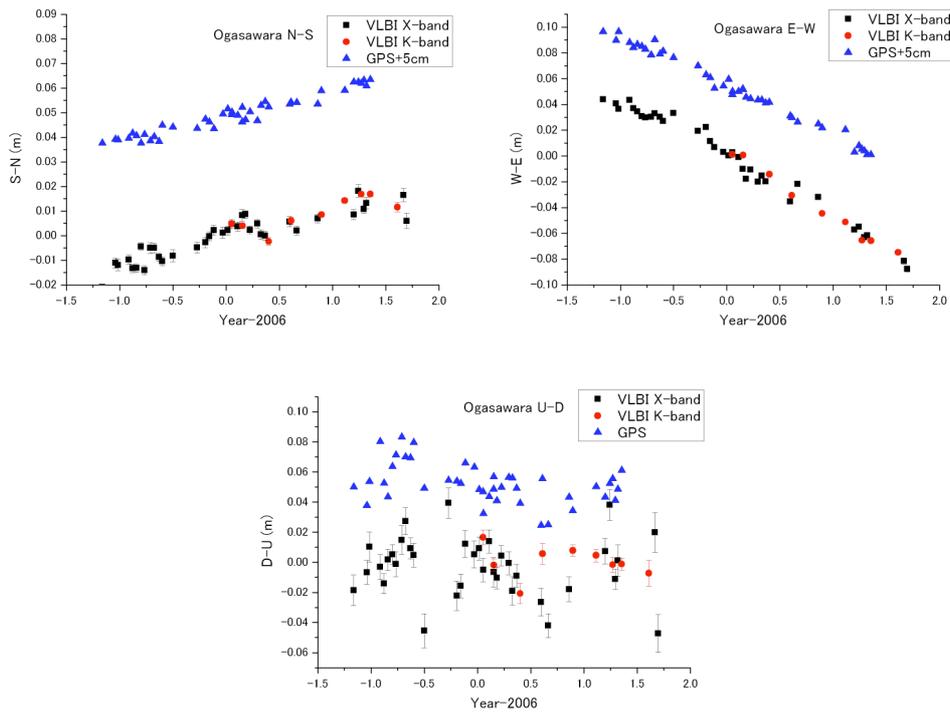


図 1 VERA 小笠原アンテナの位置地平座標での位置変化。GPS のデータには 5cm のバイアスを加えてある。

VERA論文検証

2007.12.11

三好 真

VLBI天文学

知らない人は知らないが、 2ビームは技術問題満載

(1998年秋～1999年春ころは議論)

建設前にまともな検討が実はなされていない:

- 「2ビームアンテナがいい」、と強くいう人は2人。
- 「較正ができない・複雑すぎ・観測源少なすぎ。」が複数の識者の意見。そして多くの問題点が指摘された。
- その後、うやむやです。

注)問題となっていた点、当時の検討を改定して「**対VLBI法による銀河メーザ位置天文学の問題点 (in press)**」にまとめた。ポスタあり。

基線2千キロでは 遅延1cmがほぼ1masに対応

- 1cmの遅延精度は多分OK (通常の測地VLBIでも容易にできる)。
- オリオン(500pc)なら年周視差で遅延は4cmも変動する。この程度の測定はまあ正しい。
- D=5kpcでは、遅延変動0.4cm(4ミリ)
- 質問状でも述べたが、電波源法の精度はせいぜい1, 2ミリではないですか？

2ビームの精度検証は？

- 「作りたい」、と主張した人が作って終わり？
- 率先して精度検証を示す、という仁義を果たしてほしい。

技術検証らしい論文は1本だけ、いつのまにか位置測定観測論文が、、、

- 疑問: 技術の議論もできないのに、どうして結果がでるのだろうか？ (よく見ると各測定の誤差がついてないけど)。
→ (論文になったから) 精度が出ている、と考えることもできるだろうし、
→ (解析過程詳細がわからないので) 本当かな？ と考えることもできる。

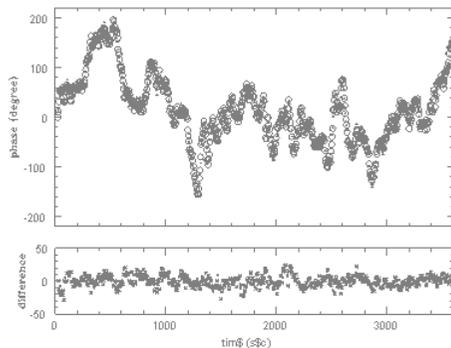
忙しくて、技術の議論を進める 余裕もないようなので、論文 「検証」を独自に始めました。

- 生visibilityを見れば、わかることはわかる。
- まず2003年(PASJ, 55, L57)から調べました。
(=大気位相補償の1時間のコヒーレンス維持効果と装置性能が確認されたと結論する、論文)

ここから調べるには理由があって、実は02-03年ころ、□結果がおかしい□と幾人かの責任者には報告が体よく無視されたといういきさつがある。

そこで、論文「検証」を始めました。

- 生visibilityを見れば、わかることはわかる。
- まず2003(PASJ, 55, L57)から調べました。
(=大気位相補償の効果と装置性能を示す、論文)

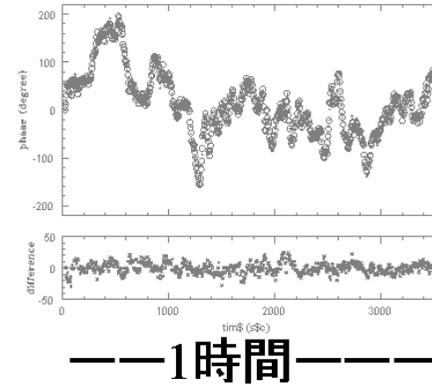


個々の天体の位相
(W49N、OH43.8の
ピークチャンネル)

位相差
平均 0°
±30° の変動
コヒーレンス1
時間維持OK。

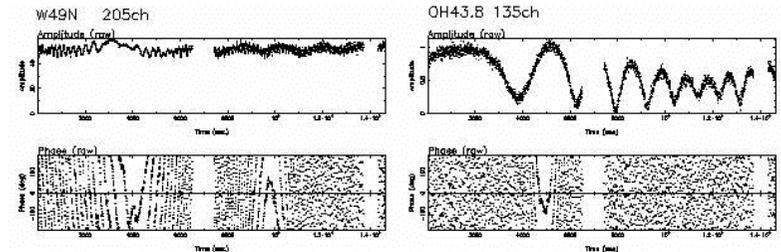
がその主張

- 2003(PASJ, 55, L57)によると、(相関処理時の)天体の位置ずれを修正、位相差をとると、図のような結果になるはず。
- これがホントに再現できるか、やってみる。すると、、、



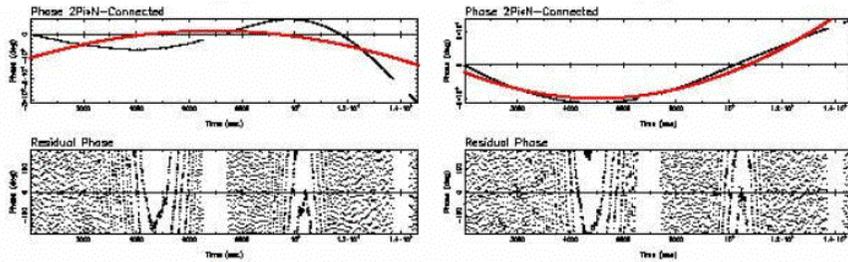
個々の天体の位相
(W49N、OH43.8の
ピークチャンネル)

位相差分



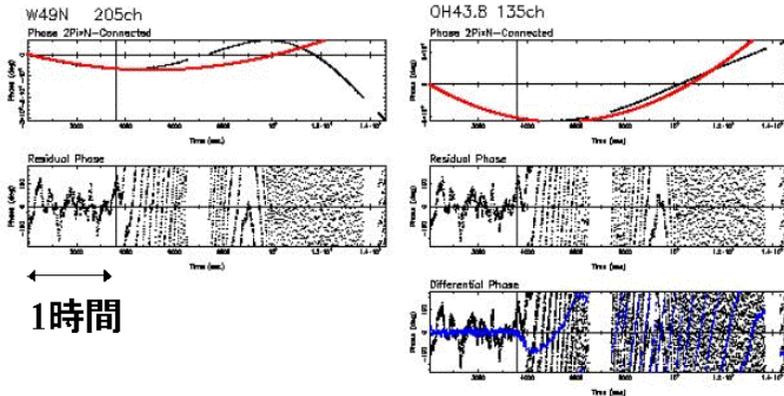
観測時間は6時間あった。
振幅の大きな変動(特にOH43.8)
...1点源ではない...
位相は急回転する(土砂降の雨)
...位置の間違いか...

位相の $2\pi n$ つないで、
位置ずれを取り除いてみる。
1) W49Nは周期24h変動はしない！
2) 無理にフィット、引いても位相急回転。



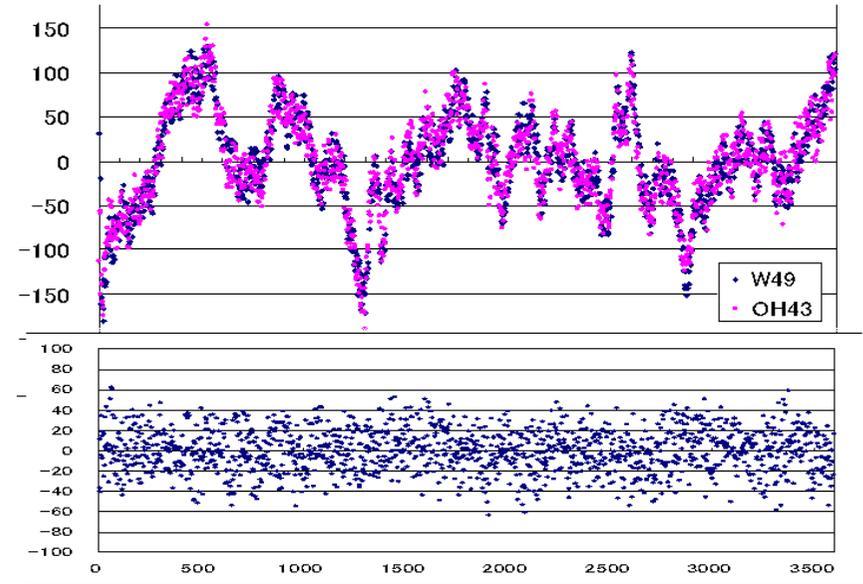
2003 (PASJ, 55, L57) はこの方法では再現できない！

そこで試しに最初の1hデータにP=24hフィット

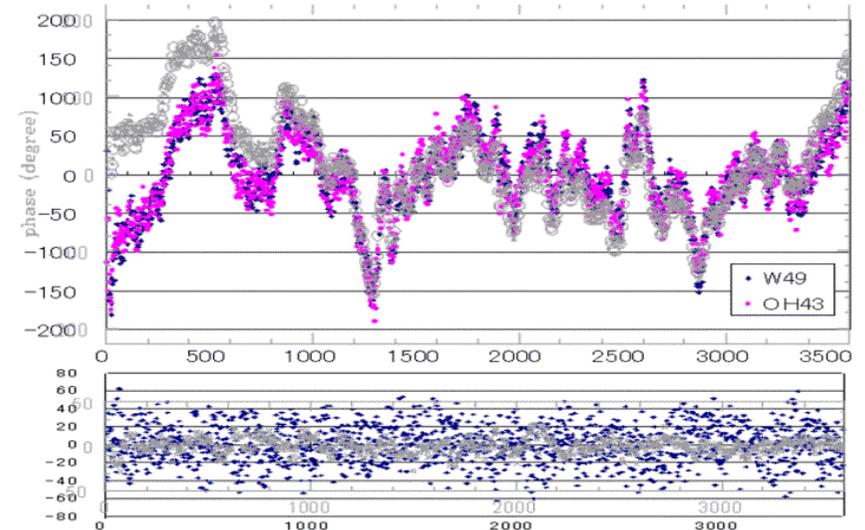


短時間だけなら良くフィット。
最初の1時間を見ると。。

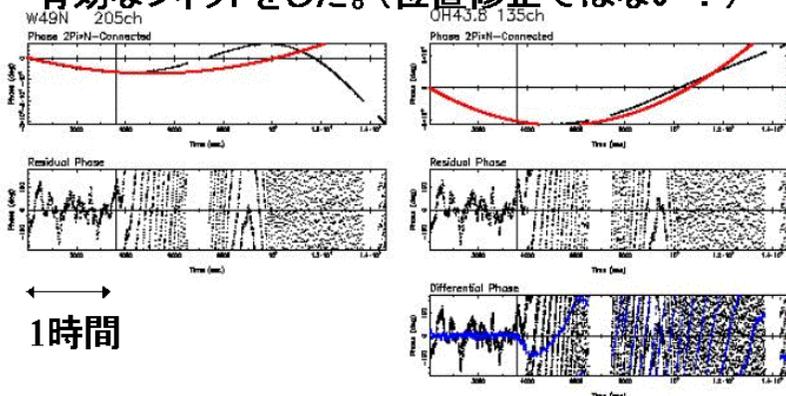
• こうなりました(但し1hデータに24h周期正弦波フィットし除去)



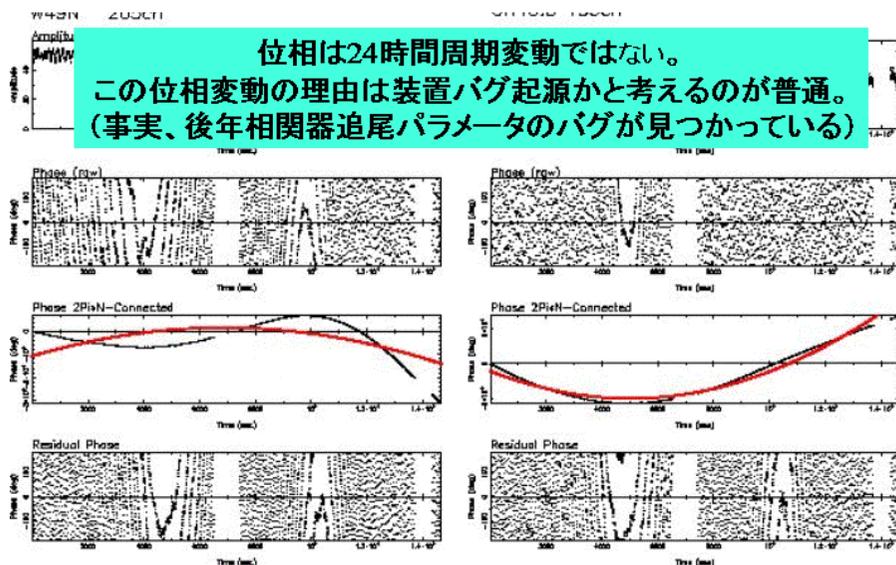
重ねると2003 (PASJ, 55, L57)とほぼ一致する。



つまり2003 (PASJ, 55, L57)は1hのデータにのみ有効なフィットをした。(位置修正ではない!)



1時間だけ残差が小さいことは、相対VLBIの位相補償効果を意味しているわけではない。



つまり2003 (PASJ, 55, L57)は装置性能が出た!
と、取り繕った論文である。

2003 (PASJ, 55, L57)は「装置性能が出た！」
と、取り繕った論文である。

- “相関処理時の位置ずれを修正した“のではなく、”1h規模の大きな位相トレンド”を調子良く除去して位相差残差を0にみせただけ!
- これでは位相補償の効果(=長時間のコヒーレンス改善)を示したことにはならない。
- 位相変化はむしろ、装置に問題(バグ)があることを示す。
- 装置性能・大気位相補償効果を実証するデータとしては不適切。

以上の追試結果は先週論文にまとめる。他の論文データも調べ始めています。

これは技術及びプロジェクト責任者の責任問題。責任ある行動(反論するならする、認めるなら認める)を求む!

2007年度VLBI懇談会シンポジウム

VERAによる近傍星形成領域の 位置天文観測

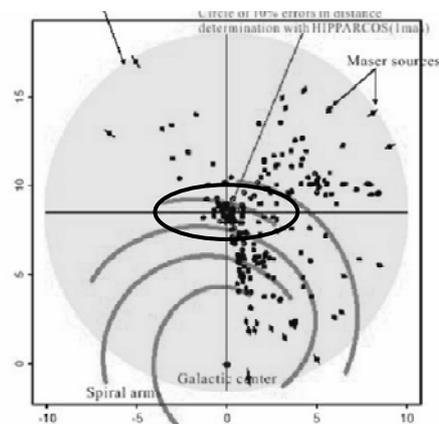
Tomoya HIROTA (VERA, NAOJ)

1

Nearby star-forming regions

- H₂O masers in SFRs within 1 kpc (3260 ly) from the Sun
- One of the initial projects of VERA (since 2004 January)
- Aim of this project
 - Distance measurements
 - 3-D structure of molecular clouds
 - Structure of Local Arm
 - Refine the physics of star-formation

Distribution of spiral arms
and H₂O maser sources

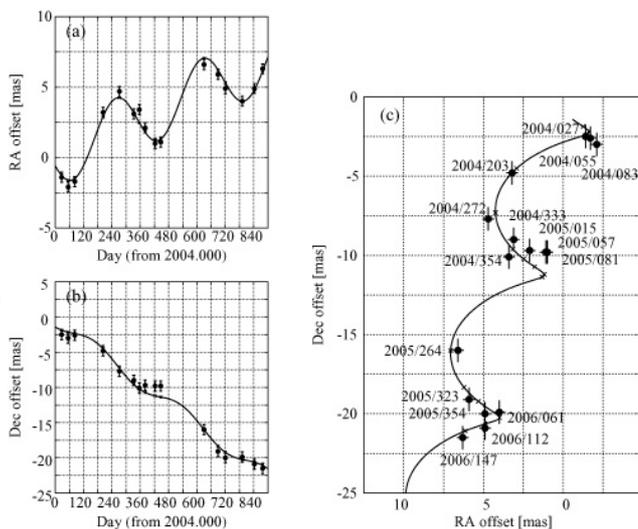


Distance to Orion KL

- Hirota et al. 2007, PASJ, 59, 897

- 2.29 ± 0.10 mas
= 437 ± 19 pc

- Well known value:
 480 ± 80 pc
(Genzel et al. 1981)



Distance to Orion KL

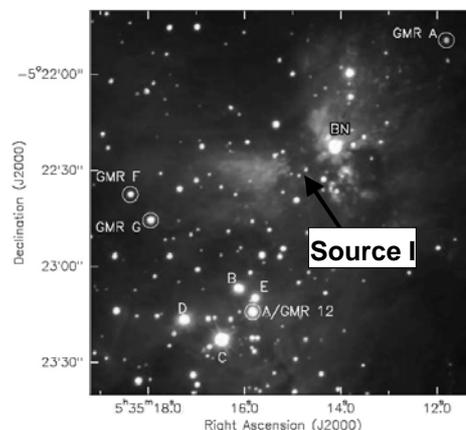
- Radio continuum source in Orion Nebula Cluster

- GMR-A: $389 \pm 24 \pm 21$ pc
(VLBA 15 GHz: Sandstrom et al. 2007, ApJ, 667, 1161)
 - Average of 4 non-thermal radio sources in ONC: 414 ± 7 pc
(VLBA 8 GHz: Menten et al. 2007, A&A, in press)

- SiO masers in Orion KL

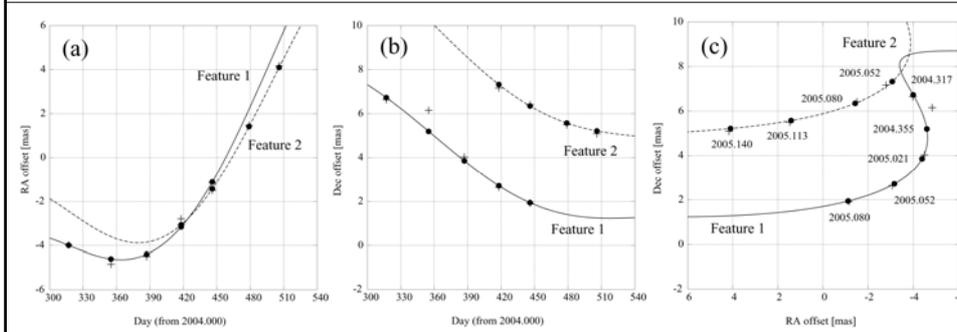
- 419 ± 6 pc (VERA: Kim et al. 2008, in preparation)

Position of radio sources
(Menten et al. 2007)



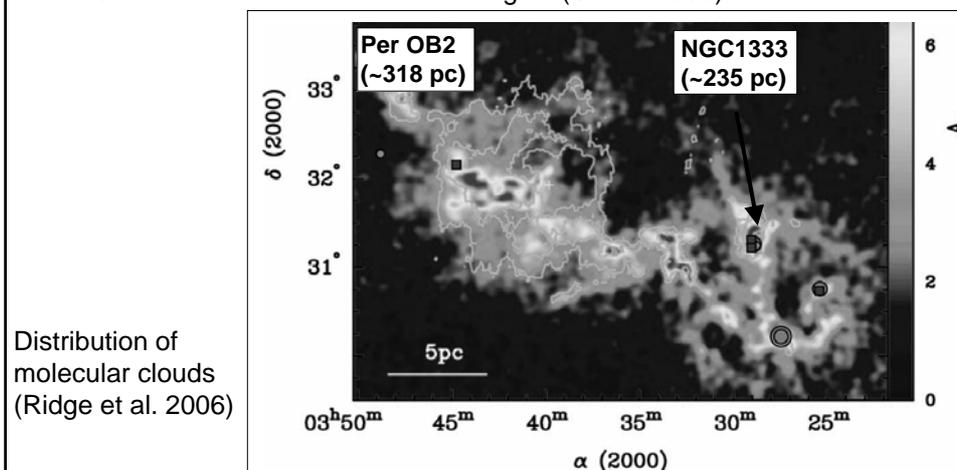
Distance to NGC1333

- Hirota et al. 2008, PASJ, in press
 - 4.25 ± 0.32 mas = 235 ± 18 pc
 - Consistent with the photometric distance ~ 220 pc (25% accuracy), rather than parallactic distance of Per OB $\sim 318 \pm 27$ pc



Perseus Molecular Cloud Complex

- Chain of dark clouds, HII regions, and OB clusters
 - Gradient of the distance to each region (Cernis 1993)



Other researches

- Radio continuum sources in Taurus (VLBA 8 GHz)
 - T-Tau Sb: 147.6 +/- 0.6 pc (Loinard et al. 2007)
 - Hubble 4: 132.8 +/- 0.5 pc (Torres et al. 2007)
 - HDE283572: 128.5 +/- 0.6 pc (Torres et al. 2007)
 - Distance and depth of Taurus Molecular Cloud: 137 +/- 20 pc
- Radio continuum sources in Ophiuchus
 - Distance of Ophiuchus Molecular Clouds:
~120 and ~160 pc (Loinard et al. 2007, in IAUS248)
- 3-D structure of molecular clouds can be revealed for Taurus, Ophiuchus, Perseus, and Orion

7

Summary

- Parallax distances to Orion KL, NGC1333 and IRAS 16293-2422 were reported.
- Annual parallax of Orion KL will be refined based on the observations of the SiO masers.
- New observations and further data analyses will be conducted to reveal 3-D structure of molecular clouds and the local arm.
- Similar studies are rapidly developed through the radio continuum observations of YSOs.
→ Future development of optical-linked VLBI network in Japan

8

VERA を用いた Orion-KL 領域の SiO メーザー観測

金美京 (東京大学)、廣田朋也、本間希樹、小林秀行、他 VERA メンバー (国立天文台)

Abstract

Orion-KL 領域では大質量星がクラスターで形成されており、活発な out flow が観測されている。これまでに out flow でのメーザーを VLA や VLBA で観測し、原始星付近の物質の運動や構造の研究が行われている。しかし、これまでは絶対位置に準拠した固有運動は測定されていないため、メーザーの励起源の特定や固有運動の測定などに仮定が含まれ、同じようなデータでも、解釈が変わりうるという問題がある。そのため、VERA によって、メーザーや連続電波源の絶対位置を高精度で測定することが Orion-KL 付近の星間物質の構造や運動の総合的な理解のため重要である。

そこで、2006 年 9 月から VERA を用いて Orion-KL 領域の Source I 付近の SiO メーザー ($J=1-0$ $v=1, 2$) と連続電波源 J0541-0541 の同時観測を行っている。その結果、2006 年 11 月から 2007 年 5 月までの約 7ヶ月間の観測結果、7ヶ月間の観測で追尾できた一つのメーザー放射源 (スポット) で年周視差が検出され、 419 ± 6 pc の距離測定に成功した。SiO メーザーは視線速度 $-10 \lesssim V_{\text{lsr}} \lesssim 25 \text{ km s}^{-1}$ の範囲で検出され、北西方向の赤方偏移、南東方向の青方偏移の構造が確認された。さらに、 $v=2$ のメーザーが中心星により近い領域に分布していることが分かった。メーザーの固有運動は中心から遠ざかる方向に平均 13 km/s の速度で動いており、視線速度は原始星 source I から遠いほど速度が減少する傾向が見えている。メーザーの視線速度分布と固有運動はメーザースポットが北東 - 南西軸で回転/膨張していることを示唆している。

1 Orion-KL 領域

Orion-KL 領域は太陽から最も近い大質量星形成領域として、CO 分子輝線やメーザーで活発な out flow が観測される。特に、out flow の中心部の電波源 source-I を中心として H₂O、SiO メーザーが分布されており、VLBA や VLA などの高分解能の装置を用いたアウトフローにおけるメーザー観測によって、source I 付近の物質の運動や構造の研究が行われている。

しかし、これまでの VLBA の一酸化珪素メーザー観測では、天球面上でのメーザー放射源の相対的な固有運動は測定しているものの、VLBI 観測の観測的な問題により、絶対的な位置基準に準拠した固有運動は計測できていない。そのため、同じようなデータにもかかわらず、その解釈が変わりうるという問題がある (Greenhill et al. 1998, Greenhill 2004, Doeleman et al. 1999)。

そこで、本研究では VERA を用いて Orion KL 領域の原始星 Source I 付近の一酸化珪素メーザーのモニタリング観測を行っている。VERA による観測では、絶対位置に準拠した位置計測が可能のため、Orion KL 付近の星間物質の構造の解明、ジェットやディスクの運動の直接計測を通して、大質量星形成過程の総合的な理解につながると期待できる。さらに、一酸化珪素メーザーの高精度な位置天文観測によって、三角測量の原理を利用した年周視差計測により、Orion KL 領域までの距離を精密に測定することも可能になる。これは、Orion KL で観測されるメーザーの運動や原始星周辺のジェットやディスクの大きさ、星自身の質量を正確に決定するために必要不可欠な情報である。

2 観測

2006 年 11 月から約 1ヶ月の間隔で VERA 4 局を用いて Orion-KL 領域の SiO メーザー観測を行っている。ターゲットは Orion-KL 領域の $v=1$ $J=1-0$ SiO メーザー (43122.027MHz) と $v=2$ $J=1-0$ SiO メーザー (42820.542MHz) を同時観測し、位相参照源として J0541-0541 を観測している。ターゲットと位相参照源の間の離角は 1.66° である。

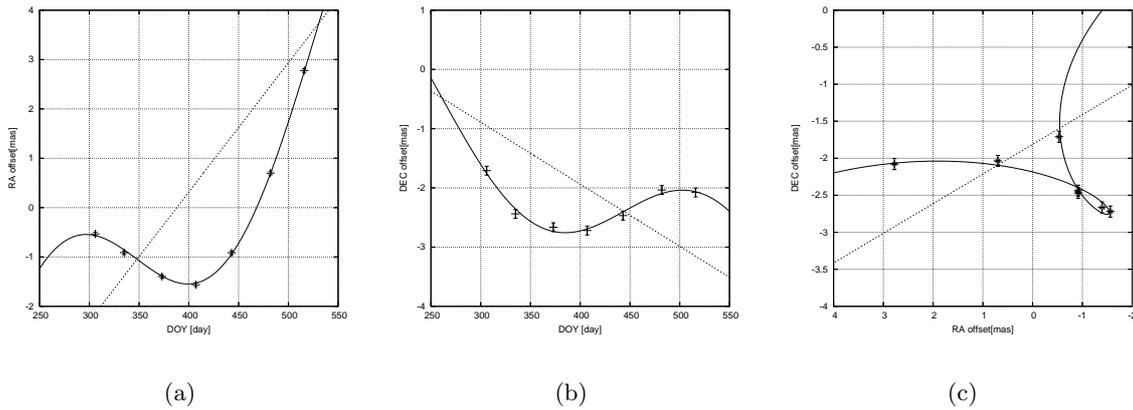


Figure 1: (a) 7 epoch 間のメーザスポットの RA 方向での動き。(b) 7 epoch 間のメーザスポットの Dec 方向での動き。(c) 7 epoch 間のメーザスポットの電球面上の動き。(a), (b), (c) で、実線は年周視差成分と固有運動成分の和のモデル、破線は固有運動のモデルを示す。

観測データは SONY DIR2000 系により記録され、Mitaka FX Correlator で相関処理を行っている。得られた速度分解能は 0.21 km s^{-1} であり、AIPS software によりデータ解析を行った。

3 結果

3.1 Orion-KL の年周視差

2006 年 11 月から 2007 年 5 月までの約 7 ヶ月間の観測結果、7 ヶ月間の観測で追尾できた $v=2$ $J=1-0$ SiO メーザーの中、 $V_{lsr} \sim -9 \text{ km s}^{-1}$ の一個のメーザスポットで年周視差が検出された。7 epoch 間のスポットの動きからスポットの固有運動と年周視差成分を最小自乗法でフィッティングした結果、 $419 \pm 6 \text{ pc}$ の距離測定に成功した (Fig 1)。これまで Orion-KL 領域の年周視差計測による距離は Hirota et al. (2007) の水メーザーでの結果 ($437 \pm 19 \text{ pc}$), Sandstrom et al. (2007) の GMR A での結果 ($389^{+24}_{-21} \text{ pc}$), Menten et al. (2007) の GMR A, 12, F での結果 ($414 \pm 7 \text{ pc}$) が報告されており、本研究での結果はこれまでで最も精度の高い計測である。

3.2 SiO メーザーの分布と運動

メーザーの絶対位置 (精度 $\sim 1 \text{ mas}$) による $v=1, 2$ $J=1-0$ SiO メーザーのマッピングを行った。Fig 3(a) で示すように、メーザーは Source I を中心とした X 字の領域に分布しており、SiO $v=2$ メーザーのほうが $v=1$ メーザーより中心に近い領域に分布していることがわかった。ここで、Source I の位置は VLA により観測された 2002 年 3 月での Source I の位置と固有運動から推定した位置である (Rodriguez et al. 2005)。SiO $v=1$ メーザーの分布半径は 419 pc の距離を仮定すると $35 \pm 8 \text{ AU}$ 、SiO $v=2$ メーザーの分布半径は $26 \pm 6 \text{ AU}$ であり、エラーの範囲では重なる領域はあるが、その分布領域が重なっていないことが分かった。

また、複数のメーザスポットの絶対位置と絶対位置に準拠した固有運動を計測し、Source I 付近のガスの詳細な運動を明らかにした。3 epoch 以上連続して検出されたスポットの固有運動を計測し、その固有運動から VLA で計測された Source I の固有運動 $(\mu_{\alpha}, \mu_{\delta}) = (3.5 \pm 0.7 \text{ mas yr}^{-1}, -4.4 \pm 0.7 \text{ mas yr}^{-1})$ (Rodriguez et al. 2005) と比較し、Source I からの固有運動を検出した。Fig 2(b) は各スポットの Source I に対しての固有運動を示している。各スポットは中心の原始星 source

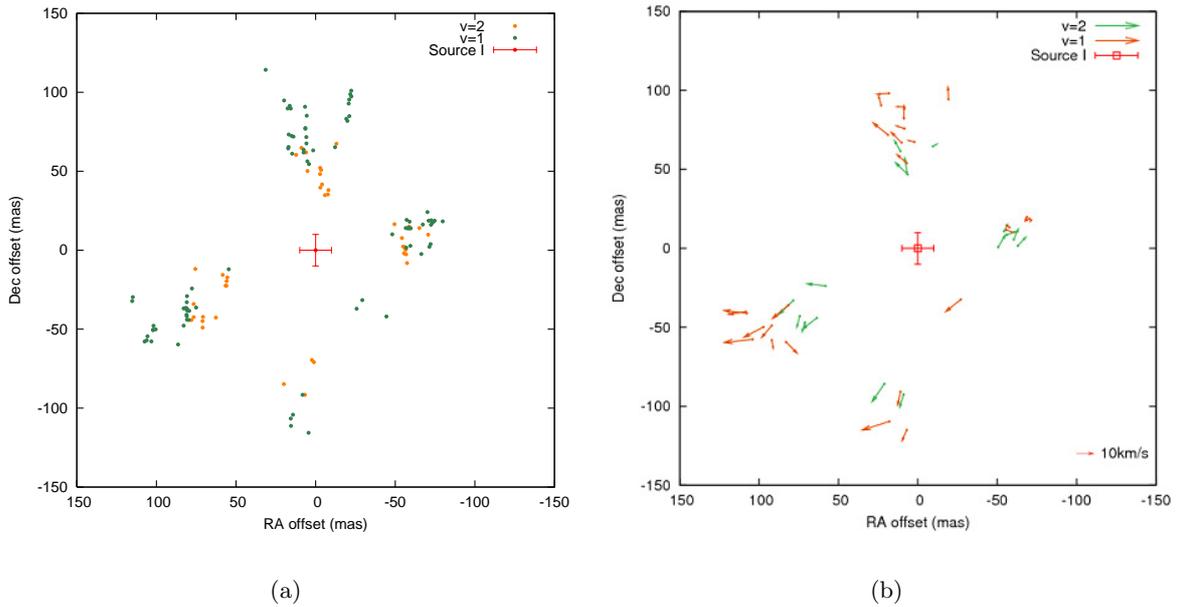


Figure 2: (a) $v=1$ & 2 $J=1-0$ SiO メーザーの分布 (2007/117)。黄色の点が $v=2$ $J=1-0$ メーザー、緑色の点が $v=1$ $J=1-0$ メーザーを表している。(0, 0) は 2007/117 での Source I の位置。(b) $v=1$ & 2 $J=1-0$ SiO メーザーの固有運動。各メーザースポットの固有運動から Source I の固有運動 $(\mu_{\alpha}, \mu_{\delta}) = (3.5 \pm 0.7 \text{ mas yr}^{-1}, -4.4 \pm 0.7 \text{ mas yr}^{-1})$ (Rodriguez et al. 2005) を引いた Source I からの固有運動を示す。

I から遠ざかる方向に平均 13 km/s の速度で動いていることがわかった。固有運動では距離に対する速度の減少などの傾向は見えない。視線速度の分布は約 $10 \sim 25 \text{ km/s}$ で、北西領域には赤方偏成分が、南東領域には青方偏成分が分布している。Fig 3(b) は X 字の長軸 (北西-南東方向) に沿ったスポットの原始星 source I からの距離と視線方向の速度の関係を表すプロットである。原始星 source I から遠いほど速度が減少する傾向が見えており、その視線速度分布は $v \propto r^{-0.5}$ のケプラー回転曲線に近似できる。

4 議論

このようなメーザーの分布と運動を説明するモデルとして、円盤に垂直な軸 (北東-南西方向) の周りを回転する円盤表面から回転軸に沿って噴出される disk wind という解釈が考えられる。Fig 3(b) の P-V 図を $v = (GM/r)^{1/2}$ の単純なケプラー回転に近似すると、中心質量は $\geq 7 M_{\odot}$ に推定される。一方、Reid et al. (2007) では Source I に対しての 43 GHz の連続波観測結果はイオン化された降着円盤からの放射モデルと合っており、Source I の質量は $\sim 10 M_{\odot}$ と見積もっている。この結果とケプラー回転から推定された質量は大体一致しており、Reid et al. (2007) の連続波ソースと SiO メーザーがイオン化された降着円盤とその表面の disk wind をトレースしているなら、Source I は降着による大質量星の形成を示唆する。

しかし、このモデルは回転運動から推定される中心星の質量が太陽の 7 倍程度あり、Source I が大質量星というこれまでの予想より小さい。また、このモデルでは、Source I からの一酸化珪素メーザーが付随するジェット (北東-南西方向に噴出) とこれまでに他の観測で得られている大規模アウトフロー (北西-南東方向に噴出) の向きが垂直になるという問題がある。そのため、一酸化珪素メーザーが北西-南東方向の減速するジェットに分布している可能性も排除できない。そのた

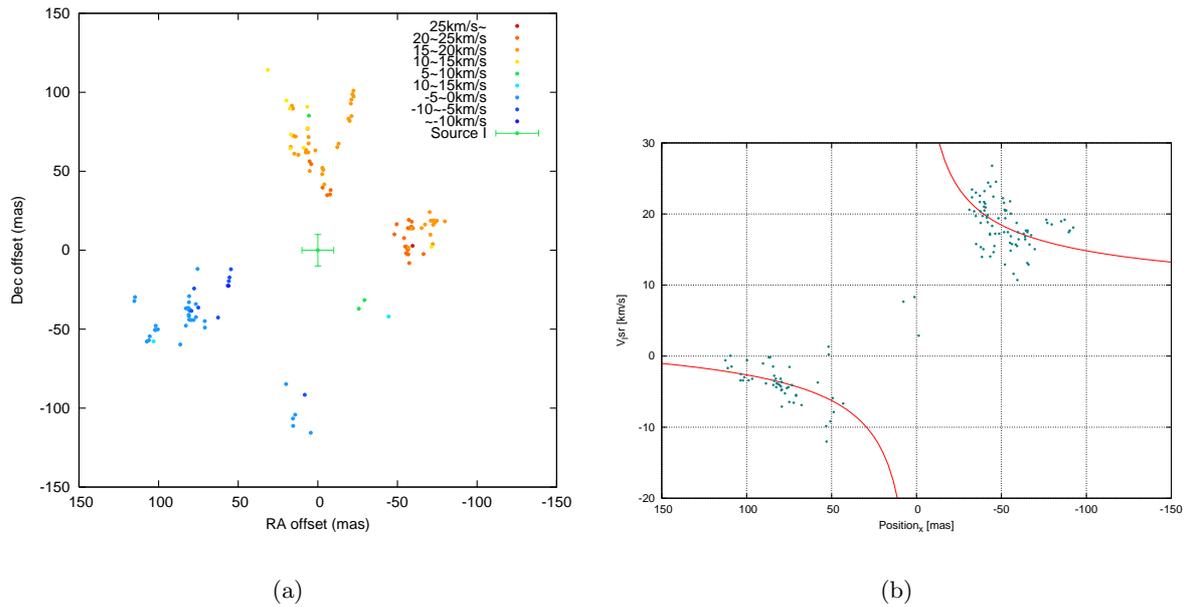


Figure 3: (a) $v=1$ & 2 $J=1-0$ SiO メーザーの視線速度分布 (2007/117)(b)X 字の長軸に対しての星からの距離-視線速度のプロット。

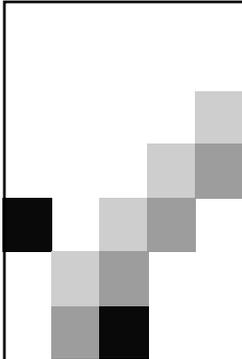
め、メーザーの強度や分布、運動の長期間にわたる変化をさらに観測し、より詳細なモデルを考案し検証するが必要である。

5 結論と課題

今までの研究では原始星 Source I 付近の一酸化珪素メーザー観測により、Orion KL まで 419 ± 6 pc の距離を測定することに成功した。しかし、これまでの研究でも年周視差が検出されているものの、検出された多数のスポットのうちの 1 個の、7ヶ月間のデータによるものである。この結果を継続観測の結果とあわせ、年周視差を求めるスポットの数を増やすことにより、さらに正確な距離測定ができると期待される。

また、本研究ではメーザーの絶対位置を測定することにより原始星周辺の高スの詳細な運動を計測した。その結果、SiO メーザーは $v = 1$ 、 $v = 2$ 共にメーザーは視線速度 $-10 \lesssim V_{\text{lsr}} \lesssim 25 \text{ km s}^{-1}$ の範囲で検出され、北西方向の赤方偏移、南東方向の青方偏移の構造が確認された。さらに、 $v = 2$ のメーザーが中心星により近い領域に分布していることが分かった。メーザーの固有運動は中心から遠ざかる方向に平均 13 km/s の速度で動いており、視線速度は原始星 source I から遠いほど速度が減少する傾向が見えている。

今までの観測結果は、メーザーが回転円盤からのジェットに分布している可能性を示唆しているが、一酸化珪素メーザーが北西-南東方向の減速するジェットに分布している可能性も排除できない。二つの仮説を見分けるため、メーザーの強度や分布、運動の長期間にわたる変化をさらに観測することにより、中心星付近の物理状況の変化やガスの回転、放出の様子をより詳細に調べることが必要である。その結果から、Orion KL 領域の大規模構造やメーザーの励起メカニズム、メーザーの 3次元構造と運動を考慮したモデルを構築し、大質量星形成過程の解明に寄与することを目指す。



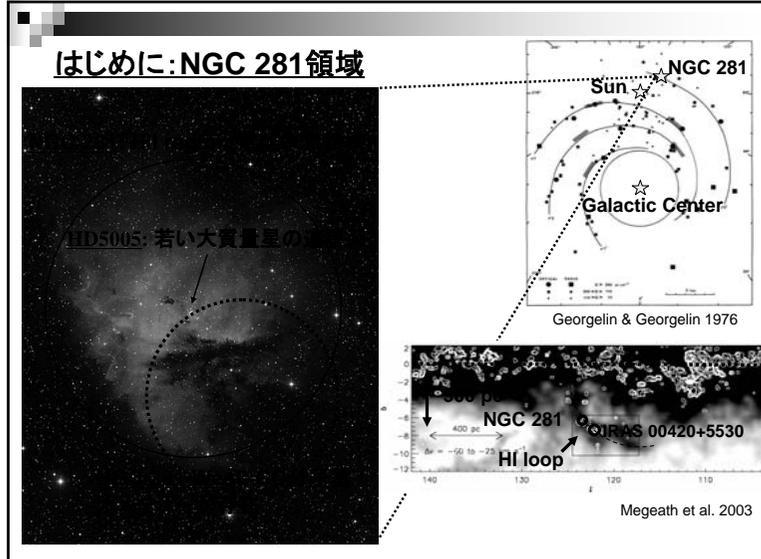
VERAによる NGC 281領域 水メーザー一年周視差計測

東京大 M2 佐藤真弓

指導教官: 小林秀行
(国立天文台水沢VERA観測所)

2007年12月12日
VLBI懇談会シンポジウム@北海道大学

はじめに: NGC 281領域



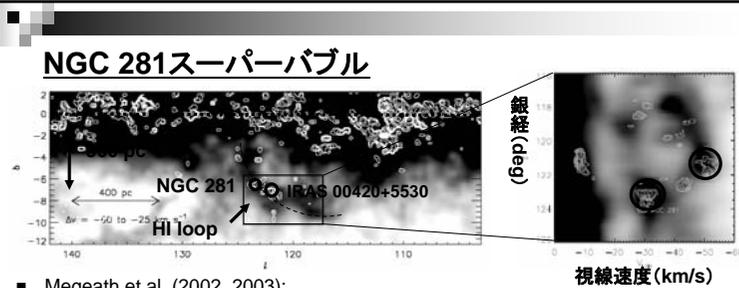
HD5005: 若い大質量星の

Georgelin & Georgelin 1976

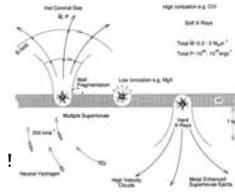
Megeath et al. 2003

©T.A. Rector/University of Alaska Anchorage and WIYN/AURA/NSF

NGC 281スーパーバブル

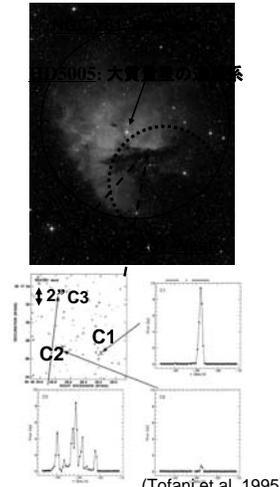


- Megeath et al. (2002, 2003):
 - NGC 281 molecular cloud complex on a large-scale HI loop (l,v)図⇒ 直径270 pcの分子雲リング – a fragmenting superbubble? 銀河面に平行に~22 km/sで膨張 ⇒ dynamical age ~6 Myr
- スーパーバブルの理論モデル
 - Norman & Ikeuchi (1989): “銀河の煙突” モデル
 - 銀河の円盤からハローへの物質輸送? (→重要!)
- バブル膨張の直接計測
 - ⇒高い位置天文精度が必要! (位相補償VLBI)
 - 水メーザーが存在: VLBIによる高精度位置天文観測が可能!



NGC 281: 水メーザーと距離(先行研究)

- HII領域: 励起源=O型星: HD 5005
 - ヒッパルコス衛星による固有運動 (HD 5005)
 - $(\mu_x, \mu_y) = (-2.95 \pm 1.37, -3.22 \pm 1.00)$ mas/yr
- 分子雲(NGC 281 West): 水メーザーが存在
 - Tofani et al. (1995) with the VLA
 - ⇒ Components C1, C2 & C3
- NGC 281までの距離(先行研究)
 - 測光的距離:
 - 2 kpc (Sharpless 1954)
 - 3.5 kpc (Henning et al. 1994)
 - 2.94 ± 0.15 kpc (Guetter & Turner 1997)
 - 運動学的距離:
 - 2.2 kpc (Georgelin & Georgelin 1976; Roger & Pedlar 1981)
- 距離の不定性⇒年周視差計測、直接決定が重要!



(Tofani et al. 1995)

VERAによる観測: NGC 281 Westの水メーザー

目的

- NGC 281 West分子雲の水メーザーの年周視差/固有運動計測
=> NGC 281までの距離および天体の系統運動を求め、スーパーバブル(中性水素ループ)の運動を調べる

VERAによる観測

- 現在までに11エポック(2006年5月~2007年7月、継続観測中)

- 周波数~22 GHz (波長 $\lambda=1.3$ cm)

- VERAの最長基線 $D=2270$ km

=> 空間分解能 $1.2\lambda/D \sim 1.2$ mas (ミリ秒角)

同時観測天体リスト

- メーザースペクトル速度分解能: 0.21 km/s

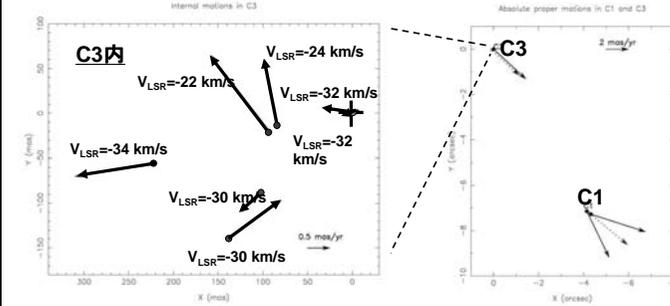
- 2ビーム同時観測

- 2つの位置参照源(系外クエーサー)を独立に使用
J0047+5657 (reference 2; 離角 $0.^{\circ}84$)
& J0042+5708 (reference 1; 離角 $1.^{\circ}50$)

Aビーム	Bビーム
(Calibrator) CTA 102	J2238+12
J2238+12	CTA 102
(メーザー)	(Reference 1)
NGC 281	J0042+5708
(メーザー)	(Reference 2)
NGC 281	J0047+5657

昨年の報告: 水メーザー固有運動計測

- 前半 6エポック => Mayumi Sato, et al. (2007), PASJ 59,p.743
 - C3内の内部(相対)運動
 - 絶対固有運動



$d=2.9$ kpcを仮定 $\rightarrow 1$ mas/yr=14 km/s

- 内部運動速度~10-20km/s; 膨張方向
- 平均運動からの分散 <10 km/s
- C3m: $(\mu_x, \mu_y)=(-2.43 \pm 0.38, -2.23 \pm 0.40)$ mas/yr
- C1m: $(\mu_x, \mu_y)=(-3.43, -2.83)$ mas/yr @2.9kpc
- 南西方向の系統運動: HII領域のHD5005と同じ

昨年の報告: 水メーザー固有運動計測

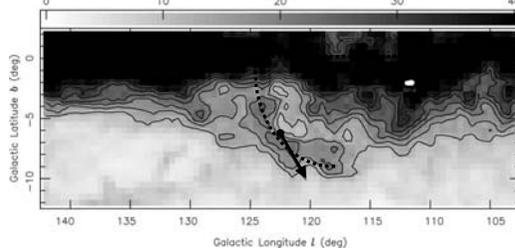
NGC 281水メーザーの平均(系統)運動: $(\mu_x, \mu_y)_{sys}=(-2.93, -2.53)$ mas/yr

銀河系回転と太陽運動の効果を差し引く

=> NGC 281水メーザーの銀河回転に対する運動: $(\mu_x, \mu_y)_{sys-GR}=(-0.99, -1.77)$ mas/y

NGC 281の位置 R.A. // 銀河面

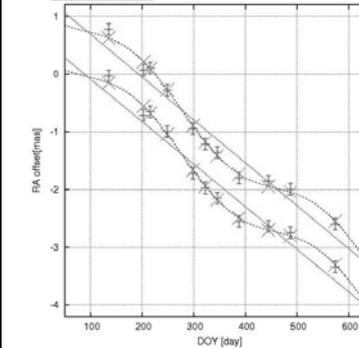
=> 銀河面に垂直に(Dec.方向)遠ざかる運動: 1.77 mas/yr~24 km/s @2.9kpc



今回の結果: 年周視差計測

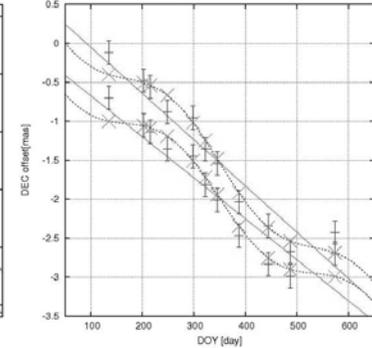
- 最も明るい1スポット(feature #4ピーク)のみを使用
- 参照源J0042+5708, J0047+5657で独立計測

R.A.方向:



■ $\pi=0.327 \pm 0.028$ mas
=> $d=3.06 \pm 0.26$ kpc

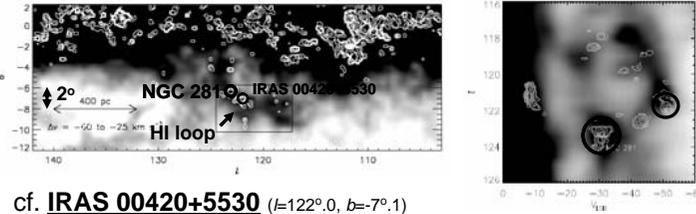
Dec.方向: 相互相関スペクトルの例



■ $\pi=0.330 \pm 0.070$ mas
=> $d=3.03 \pm 0.64$ kpc

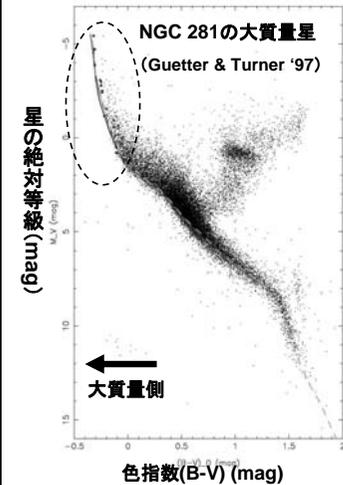
距離決定⇒議論1: バブルの奥行きと規模!

- 年周視差計測結果 ⇒ $d=3.06 \pm 0.26$ kpc (R.A.)
 $d=3.03 \pm 0.64$ kpc (Dec.)
- 測光学的距離と一致... $d=2.94 \pm 0.15$ kpc (Guetter & Turner 1997)
cf. 運動学的距離: $d=2.2$ kpc (Georgelin & Georgelin 1976; Roeger & Pedlar 1981)



- cf. IRAS 00420+530 ($l=122^\circ.0, b=-7^\circ.1$)
 - 水メーザ一年周視差: $d = 2.17 \pm 0.05$ kpc (Moellonbrock et al. 2007)
- 800 pcの奥行き距離!
⇒NGC 281領域ループ: 1kpc規模のスーパーバブル?

距離決定⇒議論2: H-R図、大質量星側の補完!



- 距離(年周視差)の高精度直接計測
⇒星の絶対等級が正確に求まる!
 - H-R図(色等級図):
 - 星の絶対等級vs.色指数のプロット
 - 星の形成・進化の研究に重要!
- しかし...
- 年周視差計測に基づくH-R図:
 - ヒッパルコス衛星:
 - ・距離決定精度10%⇒約2万個の星
 - ・距離範囲~太陽から数百pc以内が限界!
 - ⇒大質量星が非常に少ない!!
 - NGC 281:大質量星団が存在!
 - (測光研究例: Guetter & Turner '97)
 - VERAによる年周視差計測⇒
 - ・H-R図の大質量星側を補完!
 - ・大質量星の形成・進化の研究に役立つ!

NGC 281まとめと課題

- ・NGC 281水メーザ一年周視差計測($d=3$ kpc):
 - ・誤差10%以内の高精度での計測に成功! $d=3.06 \pm 0.26$ kpc
 - ・Sato et al. (2007)の銀河面から遠ざかる運動~25km/sを支持(距離が正確)
 - ・測光学的距離とよく一致、運動学的距離は不正確
 - ・1kpcスケールのスーパーバブルを示唆!
 - ・H-R図(色等級図)、正確な距離(→絶対等級)で大質量星プロットが可能に!
→大質量星の形成・進化の研究においても重要!
- ・今回の結果(+2エポック?)はPASJに投稿予定(Sato et al. 2008)

VSOP-2 Key Science Program Proposal

Deep Exploration of the Dynamics of the Milky Way Based on High Precision Water Maser Astrometry

Hiroshi Imai (Kagoshima University) and VSOP-2 Science Working Group

Introduction

- ★ 22 GHz band in VSOP-2: Study on water masers and their accompanying sources should be one of the key scientific themes in VSOP-2.
- ★ Although most of the Galactic water masers are resolved out with ground-radio-telescope (GRT) baselines, some of important maser sources will be still observable with ASTRO-G - GRT baselines (size ≤ 0.1 mas, see figure 1).
- ★ Extremely high angular resolution of VSOP-2 is ideal for precisely investigating maser feature proper motions with acceleration, which may reflect in detail the dynamics of outflows and jets from young stellar objects and dying stars and circum-protostellar disks.
- ★ High precision astrometry for water masers to measure their trigonometric parallax distances on a kpc scale (see figure 2, 3), which may extend to 10-kpc scale in near future. VSOP-2 should also lead such astrometric study.
- ★ In order to lead the science made with VSOP-2 in limited observation hours and to push the VSOP-2 observations on the highest priority (VSOP-2 Key Science Program), our Japanese working group has discussed to select a few of the most important scientific themes that should provide great impact on astronomy.

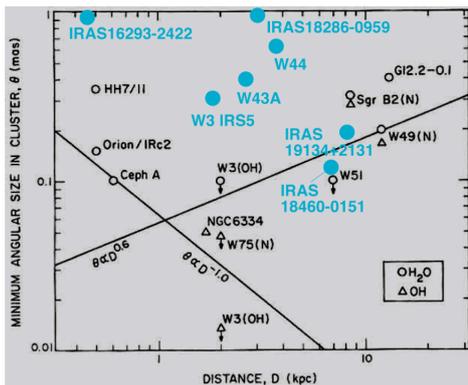


Figure 1 Dependence of (minimum) water maser spot angular size on the distance from the Sun. The spot sizes recently measured are plotted on the plot published by Gwinn (1988).

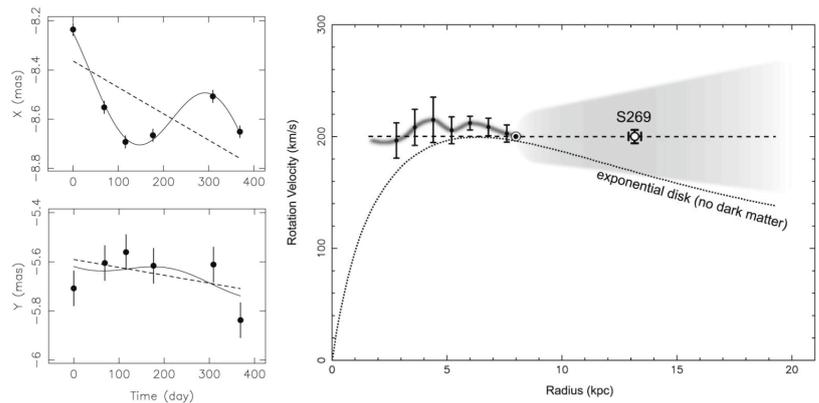


Figure 2 (Left) Measurement an annual parallax and a secular motion of a water maser feature in the star-forming region S269. (Right) Derived Galactic rotation at S269 (Honma et al. 2007).

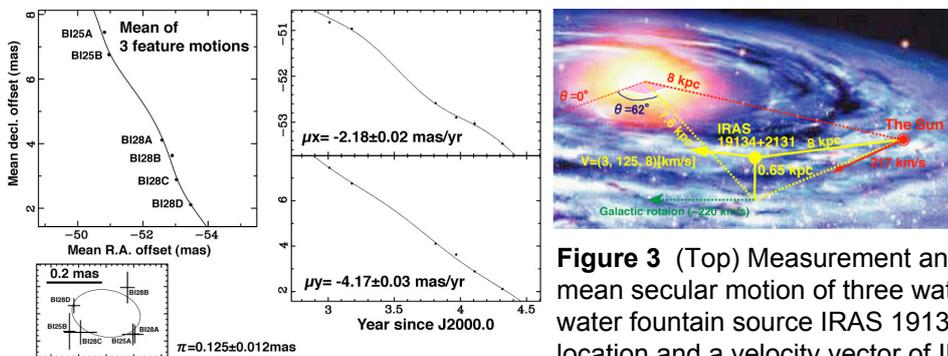


Figure 3 (Top) Measurement an mean annual parallax and a mean secular motion of three water maser features in the water fountain source IRAS 19134+2131. (Bottom) Derived location and a velocity vector of IRAS 19134+2131 (Imai, Sahai & Morris 2007).

- Selection criteria of the highest priority scientific themes
- ★ Scientific themes in which ASTRO-G - GRT baselines are really dispensable.
- Distant ($D > 1-2$ kpc) sources whose location, kinematics, and physical condition are quite unique.
- ★ Sources in the southern hemisphere ($\delta < -35^\circ$) where they are visible from a small number of VLBI telescopes but ASTRO-G efficiently provides good (u,v) plane coverage. In the same reason, sources near the celestial equator ($\delta \sim 0^\circ$) should be also the targets.
- ★ Proper motions of water maser proper motions in the level of $100 \mu\text{as yr}^{-1}$ or shorter within a time baseline of ~ 3 years.
- ★ The Galactic Center region cannot be selected due to expected scattered maser images.
- ★ SiO maser sources cannot be selected due to insufficient information on their spot sizes and correlated flux.

- The Galactic dynamics: selected scientific themes for the VSOP-2 Key Science Program
- ★ Dark matter distribution on the 50 kpc scale in the Galactic system.
- ★ Deep exploration of the Galactic dynamics including the interaction of the satellite galaxies with the Galaxy and of the Galactic spiral arms and the Galactic warp.
- 1/2 Astrometry (annual parallax and secular motion measurements) for the Galactic water maser sources ($R_{\text{GAL}} = 2-30$ kpc). Measurement of the Galactic rotation from ~ 20 sample sources. Source selection is still opened issues (see below). 2-3 maser sources in each of the spiral arms, especially in the obscured region (see figure 4).
- 2/2 Astrometry for the water masers in the Large and Small Magellanic Clouds (LMC/SMC, $R_{\text{GAL}} \sim 50$ kpc) in a time baseline of 3 years. Annual parallax distances to LMC/SMC ($\sim 20 \mu\text{as}$): a challenging goal achieved by monitoring the brightest maser source. Relative motions of the maser sources for estimating rotation parallax distance to LMC and the internal dynamics of LMC/SMC: a few maser sources should be monitored. Secular motions /orbits of LMC/SMC ($\sim 400 \mu\text{as yr}^{-1}$), easily detectable. 7-10 sample sources should be monitored in LMC/SMC (see table 1 and figure 5, 6).

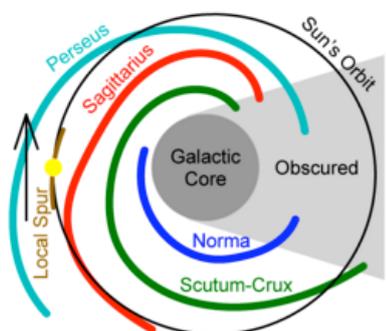


Figure 4 Schematic face-on view of the Galaxy, which is referred to decide a suitable minimum number of target water maser sources (~ 20 sources) for our proposed VSOP-2 KSP observations.

- Future action items for KSP planning
- ★ Selecting water masers for the astrometry, which should be most interesting in stellar evolution as well as in the Galactic dynamics.
- ★ Measuring precise coordinates ($\sigma < 0''.1$) and angular sizes of the water masers using GRTs.
- ★ Checking maser flux stability for long-term astrometry.
- ★ Finding suitable extragalactic reference sources around the LMC/SMC water masers on the basis of 863 MHz sources in the Sydney University Molonglo Sky Survey (SUMSS) (~ 100 radio sources (1 843MHz > 100 mJy/beam, Size $< 70''$, Separation $< 2^\circ$).

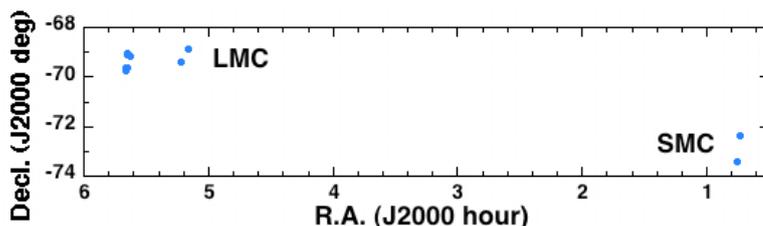


Figure 5 Locations of water masers in LMC/SMC.

Table 1. H₂O masers in LMC and SMC identified before 2007 December.

Maser source	V_{helio} (km s^{-1})	Flux (Jy)	Coordinates ¹		Ref. ²
			RA(J2000)	Dec(J2000)	
in LMC					
N105A	257	1.1–2.5	05 ^h 09 ^m 50 ^s .70	–68°53′28″.6	2
	260	1.5–1.8	05 ^h 09 ^m 50 ^s .70	–68°53′23″.0	3, 4
N113	248–258	82.0	05 ^h 13 ^m 25 ^s .21	–69°22′45″.9	3
	253.0	73.8	05 ^h 13 ^m 23 ^s .10	–69°22′34″.0	4
	254.5	19.4			4
	249–252	3.3–4.6	05 ^h 13 ^m 17 ^s .67	–69°22′21″.4	3, 4
	258.0	2.0			4
0539–691a	269.5	2.7	05 ^h 38 ^m 49 ^s .90	–69°04′34″.0	4
0539–691b	261.0	0.4	05 ^h 38 ^m 55 ^s .20	–69°04′12″.0	4
N157A (30 Dor)	266–272	0.7–3.7	05 ^h 38 ^m 46 ^s .65	–69°04′45″.5	2, 3
0539–691C	266.0	1.0	05 ^h 38 ^m 47 ^s .10	–69°06′06″.0	4
0539–691B	194.0	0.4	05 ^h 39 ^m 04 ^s .30	–69°07′52″.0	4
N160A	245–261	0.6–3.8	05 ^h 39 ^m 43 ^s .92	–69°43′36″.0	2, 3
	251–255	5.0	05 ^h 39 ^m 39 ^s .05	–69°39′10″.8	3
	253.0	3.3	05 ^h 39 ^m 42 ^s .70	–69°38′26″.0	4
N159	245–251	3.7	05 ^h 39 ^m 29 ^s .41	–69°47′18″.9	3
in SMC					
S7	120.8	7.4	00 ^h 43 ^m 48 ^s .00	–72°22′48″.0	1
S9, N19	120.9	4.2	00 ^h 45 ^m 42 ^s .00	–73°24′42″.0	1

¹Cited from either Lazendic et al. (2002) or Oliveira et al. (2006).
²References (duration of observations). 1: Scalise et al. (1983)(1978–1980), 2: Whiteoak et al. (1983)(1981 December–1982 April), 3: Lazendic et al. (2002)(1996–1998), 4: Oliveira et al. (2006)(2001 June–July).

VSOP-2 Key Science Program Proposal:

Extra-galactic Water Maser

Yoshiaki Hagiwara
NAOJ

ASTRO-G 22GHz Fringe detection levels

22GHz Line sensitivities (Velocity resolution = 1 km/s)

Telescope	T _{sys}	SEFD
ASTRO-G 9m	30K	3600 Jy
VLBA 25m	60K	650 Jy
GBT 100m	38K	21 Jy

Coherent integration time	120 sec	240 sec	600 sec
ASTRO-VLBA baseline r.m.s sensitivity (res=1km/s, η=0.8)	0.44 Jy (7σ=3.1 Jy)	0.32 Jy (7σ=2.2 Jy)	0.20 Jy (7σ=1.4 Jy)
ASTRO-GBT baseline r.m.s sensitivity (res=1km/s, η=0.8)	0.08 Jy (7σ=0.56 Jy)	0.05 Jy (7σ=0.35 Jy)	0.04 Jy (7σ=0.28 Jy)

Introduction

- The space-ground baselines of VSOP-2 will achieve 75 microarcsec angular resolution at 22GHz band, which will result in approximately factors of 3, compared with those of ground-only baselines
- Space-VLBI observations of luminous water megamasers are potentially productive science area
- VSOP-2 with increased resolutions would refine the measurements of proper motions, accelerations, distances, and other physical parameters of these megamasers toward active galaxies, particularly, towards AGN (see tables in next pages).
- Water megamaser study with VSOP-2 has thus been proposed for the Key Science Program and discussed on its future prospects in VSOP-2 Science Working Group.

Potential key sources with resolved disc(-like) structure

NOTE: Some other unpublished sources by the GBT survey

galaxy	D (Mpc)	Flux density (Jy)	Linear-scale at 75μas resolution (pc)	Acceleration observed	Requirement of GBT?
NGC 4945	4.0	8	0.0015	?	
(Circinus)	4.2	10	0.0015	No	
NGC 4258	7.2	4	0.0026	Yes	
NGC 1068	14.5	0.4	0.0054	No	Yes
NGC 1386	17	0.9	0.0064	?	Yes
UGC 3789	30	0.1	0.011	Yes	Yes
IC 2560	35	0.3	0.013	Yes	Yes
NGC 6323	104	0.03	0.039	Yes	Yes

Potential proposals of water megamaser observations

- **Disc imaging** to explore sub-parsec scale structures of AGN
To image more masering discs in NGC-4258 like objects at the highest possible angular resolution of 75 microarcsec and derive physical parameters of the discs (e.g. disc thickness)
- **Fueling/mass accretion process**
To detect proper motion of the maser spots on the disc for tracing accretion flows and this may enable us to estimate the mass accretion rates into the central engine
- **Distance measurement**
The locations of the maser spots, measurement of their proper motions, and line of sight velocities of the masers will provide a distance to galaxies. VSOP-2 observations at higher resolution will enable more accurate modeling of maser disc structure, which leads more accurate distance measurement and indirect H α determination for distant megamasers (> 10 Mpc)

Advantages and disadvantages of water megamaser observations

■ Disadvantages

- Poorer sensitivities than ground-only VLBI observations
- Larger baseline errors would affect positional accuracies of water maser spots and phase-referencing: smaller orbit errors would be critical for measuring the locations of maser spots (below)
- Positional Error (first order) is expressed as $\Delta\theta = (\Delta B/B) \Delta\Theta$
(B:baseline length, ΔB : baseline error, $\Delta\Theta$: angular separation)
 $\Delta B/B$ (VLBA) = 2-3mm/8,000 km is attained, but it is expected that $\Delta B/B$ (VSOP-2) will be 20-60mm /30,000 km > $\Delta B/B$ (VLBA)

Advantages and disadvantages of water megamaser observations

■ Advantages

- To enable mapping in distinguished source structures with the higher angular resolution
- To image more distant (> 10 Mpc) megamasers of which discs cannot be resolved
- Some megamasers in lower source declinations observable with VSOP-2, in conjunction with large telescopes in southern hemisphere

Possible types of observations

- Single-epoch observations for resolving structures of AGN at the better angular resolution
- Multi-epoch observations to detect proper motions of maser spots on a disc (40 microarcsec/year reported in NGC4258 (Herrnstein et al. 1999)):
+10 possible megamaser sources including promising sources from the GBT surveys



Future action items for the Key Science Project

- To conduct single-dish water megamaser surveys in southern hemisphere, particularly in LMC/SMC
- To search for phase-referencing calibrator sources $< 2\text{-}3^\circ$ from target megamaser sources
- To support or encourage K-band VLBI capabilities in Southern hemisphere
- To estimate required observing time within available KSP time throughout mission period

VSOP-2 observation of M 87: A proposal for VSOP-2 Key Science Program

Keiichi Asada*, Akihiro Doi*, Motoki Kino*, Hiroshi Nagai†
Masanori Nakamura‡, Seiji Kamenos§ & VSOP-NAOJ Science WG

Abstract

We report that advantages and potentials of VSOP-2 observations for studying the central engine of M 87. Extremely high angular resolution of VSOP-2 of 38μ -arcsecond will provide us the unique opportunity to observe M 87 with spatial resolution of 0.0031 pc. It corresponds to around 10 times of the Schwarzschild radii so that VSOP-2 can be a powerful tool to reveal the accretion disk and jet launching site, and discuss the formation, acceleration and collimation of the jet in connection with the physics of the accretion disk. A polished plan based on these studies will be proposed as one of the Key Science Programs¹ of VSOP-2 mission in category of Active Galactic Nuclei.

1 Introduction

Taking images of the central engine of the Active Galactic Nuclei (AGN) would be powerful tool for understanding its physics. The image would contain much information on an accretion disk as the central engine, the launching, acceleration and collimation site of the ultra-relativistic jets. Moreover, a multi-epoch observation would provide us to probe its evolution. Detailed analysis of the images provide us important clues to understand those unsolved issues; how the gravitational energy of the accreting matter are convert to radiation energy?, how jets are formed, accelerated and finally collimated?, and so on. This challenge has not been achieved since the region we should observe is much smaller than the angular resolutions of the telescopes we have already had. However, VSOP-2 observations enable us to access to the region using (see figure 1.), and we study the feasibility for this, especially, in the case of M 87.

ISAS/JAXA

†NAOJ

‡LANL

§Kagoshima univ.

¹Key Science Programs (KSPs) are researches in important science area performed under the responsibility of the VSOP-2 mission. VSOP-2 Science Working Group begins to investigate potential KSPs. KSPs will be peer-reviewed by VSOP-2 International Science Council (VISC-2).

2 Previous VLBI observations of M 87

M 87 is the closest AGN ($D = 16$ Mpc), and have been a primary target of VLBI astronomers. At this distance, one milli-arcsecond (mas) corresponds to 0.08 pc, and the proper motion of 1 mas yr^{-1} corresponds to 0.25 c. There is a precise measurement of the mass of the central black hole by Hubble Space Telescope observations, it has directly determined the mass of the central black hole of $3.2 \times 10^9 M_{\odot}$ (Ford et al. 1994, Harms et al. 1994, Macchetto et al. 1997). These give precious measurement of Schwarzschild radii, r_g , of μas . The angular resolution of VSOP-2 corresponds to $10 r_g$.

Global VLBI observations revealed jet having a very complex brightness distribution with strongly limb brightening structure (Reid et al. 1989). This limb brightening jet has also detected at inner most region with VLBA observation at 43 GHz (Junor et al. 1999, Biretta et al. 2002.). Though it is pointed out that an “opening angle” of 60° at inner most jet is remarkably broad in comparison with the “opening angle” for the structure located about 10 mas from the core observed by VSOP (Junor et al. 1999), It is suggested that the jet is strongly collimated at 30 to $100 r_g$ from the core (Junor et al. 1999, Biretta et al. 2002.). Moreover, possible counter feature has been detected with VLBA observations at 43 GHz and 15 GHz (Ly et al. 2004, 2007, Kovalev et al. 2007), and mainly two possibilities; “counter jet” or “self-absorbed core” are suggested for the origin of this counter components. It is still open issue

Subluminal motion of 0.28 c is detected for the component at 70 mas from the core (Reid et al. 1989), but VSOP observation does not detect any proper motion within inner 30 mas region (Junor et al. 2000, Dodson et al. 2006). Kovalev et al. (2007) also reported that no evidence for motions faster than 0.07 c within the inner 20 mas based on VLBA observation at 15 GHz. Though, recent VLBA observations at 43 GHz shows possible apparent motions between 0.25 c and 0.40 c for three transient features located about 3 mas from the nucleus (Ly et al. 2004, 2007, Walker et al. in this

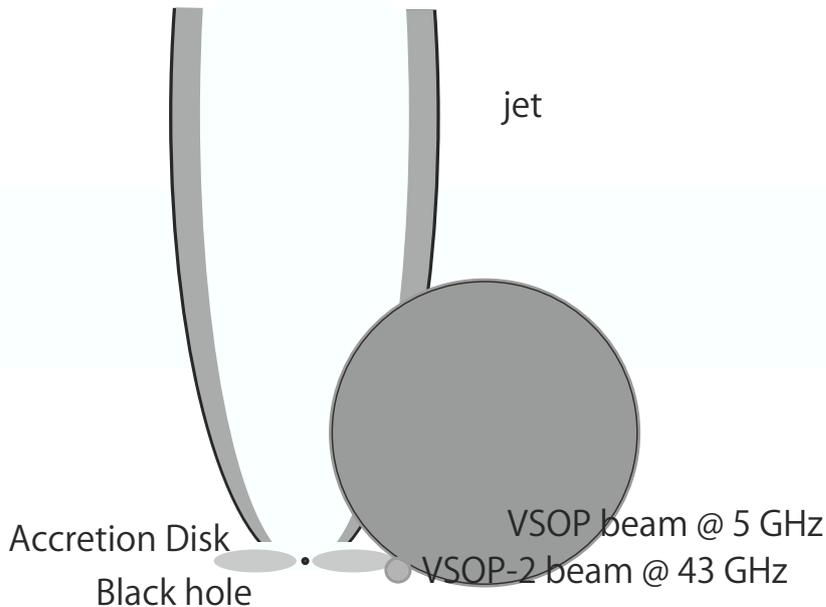


Figure 1: Cartoon of M 87 in comparison with the synthesized beam size of VSOP at 5 GHz and VSOP-2 at 43 GHz.

proceeding), On the other hand, HST observations detected several superluminal features within the first 6 arcsec of the jet with apparent proper motion in the range $4c - 6c$ (Birreta et al. 1999), and superluminal motions of radio features at this region are also detected by VLBA observation at 1.6 GHz (Chueng et al. 2007).

3 As the target for the VSOP-2 observations: A plan

3.1 Required fringe sensitivity

With VLBA observation at 43 GHz, it is expected to have a correlated flux density of 120 mJy at the longest baseline of VLBA (see figure 2). On the other hand, an expected fringe detection limit of the baseline between VSOP-2 and VLBA is expected to be 239 mJy at 43 GHz (Tsuboi et al. in this proceedings). Therefore it requires a contribution of the large telescope such as Green Bank telescope, Effelsberg, or phased VLA in order to detect certain fringes, but no need phase referencing technique in order to improve the sensitivity.

3.2 Required image sensitivity and dynamic range

3.2.1 For the accretion disk

The expected brightness temperature of the accretion disk is 10^{9-10} K (Doi et al. in this proceedings). At

the distance of M 87, the angular resolution of VSOP-2 corresponds to $13 r_g$, so that the total intensity of $2.4 - 24 \text{ mJy beam}^{-1}$ is expected for the accretion disk at 43 GHz. An expected standard deviation of the image sensitivity for 7.5 hrs observation with VLBA is $0.23 \text{ mJy beam}^{-1}$. Therefore, the accretion disk would be detectable in terms of the image sensitivity.

On the other hand, the peak intensity at VLBA observation at 43 GHz is $610 \text{ mJy beam}^{-1}$ (Ly et al. 2004). Assuming the total intensity of $2.4 - 24 \text{ mJy beam}^{-1}$ as mentioned above, dynamic range of 180 - 1800 is required. The averaged dynamic range obtained for M 87 with VLBA observations at 43 GHz is around 1200. Therefore, in order to achieve the high dynamic range of 1800 to detect the accretion disk, we may require support of the ground telescopes to improve the uv -coverage and need consideration on the optimization of the observation. It might be also required to develop a new method of the data reduction.

3.2.2 For the jet

From previous VLBA observations at 43 GHz (e.g., Ly et al. 2004), the total flux density larger than 3 mJy beam^{-1} is expected for the innermost jet region. As is the same to the case for the detection of the accretion disk, VSOP-2 observation for 7.5 hrs observation with VLBA would be achieve the required image sensitivity.

As is the same to the case of the accretion disk, dynamic range of 180 - 1800 is required. Therefore, it also require the support of the ground telescopes.

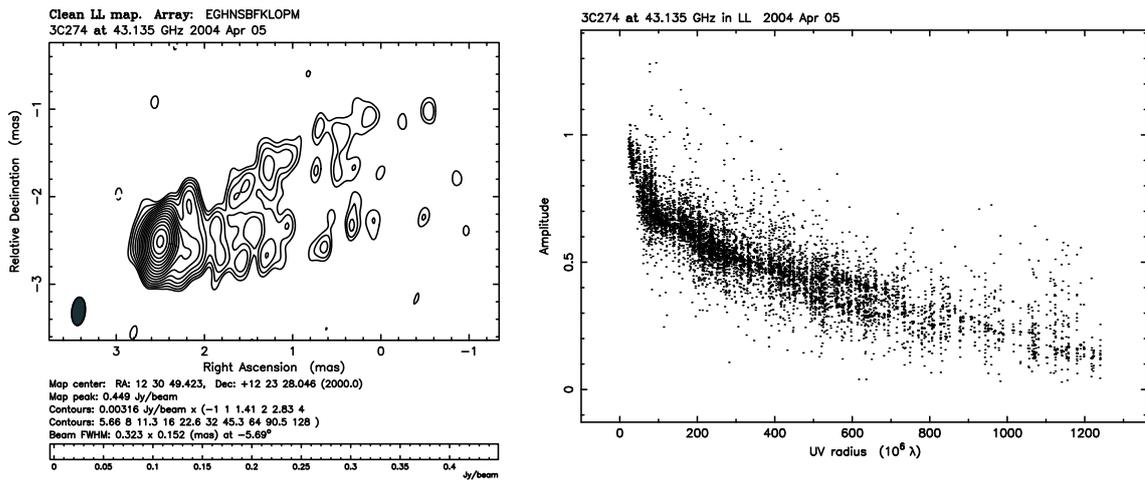


Figure 2: (left) VLBA image of M 87 at 43 GHz. (right) Radial plot of the visibility of M 87.

3.3 Required epochs

3.3.1 For the accretion disk

In order to discuss the time variability of the accretion disk, we need to consider two time scale. One is the time scale of the Keplerian rotation and the other is the times scale of ten rotation of the accretion disk. Former is expected to be the time scale of the growth of the Magneto Rotation Instability (MRI) (Hawley & Balbus 1991) and later is expected to be the time scale for the saturation of MRI (e.g., Machida & Matsumoto 2003). VSOP-2 at 43 GHz will observe the accretion disk at $10 r_g$, then these time scale are 3 and 30 months, respectively. Therefore we need the monitoring time scale of 1.5 month (Nyquist rate) is required.

3.3.2 For the jet

From VLBA observations at 43 GHz, the apparent proper motions between 0.25 - 0.4 c are observed (Ly et al. 2007). In order to trace the proper motions, we need the monitoring time scale of 15 days. If we continue the monitoring observation during the mission life time of 3 yrs (at least), we would be able to detect the proper motion of 3×10^{-3} c. Although faster possible motion are reported using VLBA observations (Walker et al. in this proceedings) so that we need further pre-launch studies in order to determine the monitoring time scale.

Reference

Biretta, J. A., Junor, W., & Livio, M. 2002, *NewAR*, 46, 239
Cheung, C. C., Harris, D. E. & Stawarz, L. 2007, *ApJ*, 663, L65

Dodson, R., Edwards, P.G., & Hirabayashi, H. 2006, *PASJ*, 58, 243
Doi et al. in this proceedings
Ford, H. C., Harms, R. J., Tsvetanov, Z. I., et al. 1994, *ApJ*, 435, L27
Harms, R. J., Ford, H. C., Tsvetanov, Z. I., et al. 1994, *ApJ*, 435, L35
Hawley, J. F. & Balbus, S. A. 1991, 376, 223
Junor, W., Biretta, J. A., & Livio, M. 1999, *Nature*, 401, 891
Kovalev, Y. Y., Lister, M. L., Homan, D. C et al. 2007, 668, L27
Ly, C., Walker, R. C., & Wrobel, J. M. 2004, *AJ*, 127, 119
Ly, C., Walker, R. C., & Junor, W. 2007, *ApJ*, 660, 200
Macchetto, F., Marconi, A., Axon, D. J. et al. 1997, 485, 579
Machida, M. & Matsumoto, R. 2003, *ApJ*, 585, 429
Reid, M. J., Biretta, J. A., Junor, W., et al. 1989, *ApJ*, 336, 112
Tsuboi et al. in this proceedings
Walker et al. in this proceedings

VSOP-2 Observations of Accretion Disks in Active Galactic Nuclei. A proposal for a Key Science Program

Akihiro Doi, VSOP-2 Science Working Group

*Institute of Space and Astronautical Science, Japan Aerospace
Exploration Agency, 3-1-1 Yoshinodai, Sagami-hara, Kanagawa
229-8510, Japan*

Abstract. We report that advantages and potentials of VSOP-2 observations for research on accretion disks, and a polished plan based on this studies may be proposed as one of the Key Science Programs of VSOP-2 mission in category of Active Galactic Nuclei (AGN). A radiative inefficient accretion flow, a possible model of accretion disks on low-luminosity AGNs, predicts electron temperatures of about 10^9 K at radii within several tens of Schwarzschild radius. The region should be optically thick at the observing frequencies of VSOP-2. Hence, the shape of accretion disks could be imaged with the sensitivity and angular resolutions of VSOP-2 for some nearby low-luminosity AGNs. We show a list of candidates to be targets in terms of their apparent Schwarzschild radius and radio properties. A pre-launch ground-based survey would be needed in order to determine the priority order, which will be useful for preparing an effective VSOP-2 observation plan.

1. Introduction

The very-long-baseline-interferometry Space Observatory Programme-2 (VSOP-2) is a next-generation space VLBI project with a new radio telescope satellite, the pre-launch name ASTRO-G, to be launched on 2012 by Japan Aerospace Exploration Agency (JAXA). Its expected apogee height is 25,000 km, providing us a 38 micro-arcsecond (μas) angular resolution at an observing frequency of 43 GHz. In the case of a nearby (20 Mpc) active galactic nucleus (AGN), the apparent diameter of Schwarzschild sphere of super-massive black hole (SMBH) of 10^9 solar mass correspond to $\sim 2 \mu\text{as}$. Therefore, the extremely high spatial resolution of VSOP-2 would be given the opportunity to make direct imaging of accretion disks in the vicinity of SMBHs.

Almost all of the nearby AGNs are low-luminosity AGNs with $L_{\text{H}\alpha} < 10^{40} \text{ erg s}^{-1}$, corresponding to the bolometric luminosity of $< 10^{42} \text{ ergs s}^{-1}$ (Ho et al. 1997). As one of solutions of accretion models, an advection-dominated accretion flow (ADAF; e.g., Narayan & Yi 1994) is very radiatively inefficient. The ADAF is a promising model for accounting for the unusual low-luminosities given relatively abundant accretion rate, and has been applied to explain the low luminosities of low-luminosity AGNs. This is because almost all of viscously dissipated energy is stored in the flow and advected beyond the event horizon rather than radiated away. The dissipated energy is mainly transferred to ions, and subsequently electrons are heated, up to $\sim 10^{10}$ K, due to Coulomb collisions with the hot ions and advection of electrons themselves. For cooling on

the electrons, mainly three radiation mechanisms are assumed: Bremsstrahlung, synchrotron radiation, and Comptonization of the synchrotron photons. The accretion flow is optically-thin, but optically-thick only at a radio band. Hence, the self-absorbed synchrotron emission is expected to achieve $\sim 10^{9.5}$ K in brightness temperature (T_B), which is detectable with VLBI. From the theoretical point of view (Narayan et al. 2000) and the numerical simulations (Igumenshchev & Abramowicz 2000; Hawley & Balbus 2002), it has been shown that radiatively inefficient flows of low accretion rates tend to stimulate strong convective instabilities and powerful outflows. The ADAF model cannot deal with such dynamical phenomena. Hence, a term ‘radiatively inefficient accretion flow (RIAF)’ has been often used in recent papers, instead of ‘ADAF’, when such dynamics in disks are considered. In other words, ADAF is an analytically-motivated model for the dynamics of RIAFs.

2. Low-luminosity AGNs as VSOP-2 targets

The extremely high angular resolutions, $\sim 38 \mu\text{as}$ at 43 GHz, of VSOP-2 enables us to resolve the shapes of accretion disks of nearby LLAGNs if their sizes are more than 10–100 times the Schwarzschild diameters. The sizes of optically-thick regions estimated by an ADAF model are several tens of Schwarzschild diameter. The image sensitivity of VSOP-2 in brightness temperature is expected to be $\sim 10^8$ K, sufficient for detection of the optically-thick accretion flows with $\sim 10^{9.5}$ K. We selected candidates of VSOP-2 targets in terms of the apparent angular diameter of SMBHs, from nearby low-luminosity AGNs (Table 1).

The largest angular diameter of SMBH is expected in M 87 (Virgo A). Its expected diameter of SMBH of $7.5 \mu\text{as}$ means that its accretion disk can be resolved with VSOP-2 if the diameter of accretion disk is more than only 5.1-times the diameter of the SMBH. A correlated flux density for M 87 in space baselines could be 100 mJy or less at 43 GHz, which requires very large telescopes, such as Green Bank Telescope 100 m, Effelsberg 100 m, or phased VLA, etc., to detect fringes in VSOP-2 observations for M 87. M 87 has prominent, complex jet structures (e.g., Ly et al. 2007). It might be a concern to finding out the features of disk structure around a bright jet base in a image with a limited dynamic range. Additionally, a disk diameter in Schwarzschild unit might strongly depend on some properties of each source. Although M 87 should be the most encouraging candidate in terms of black hole diameter, other LLAGNs also have to be observed with the greatest imager that ever existed. It is also worth finding out the second and third evidence of accretion disks from the other LLAGNs in order to observationally prove the existence of accretion phenomena around SMBHs.

In Table 1, we have 11 LLAGNs with apparent black hole diameters of more than $1.3 \mu\text{as}$, in which we can resolve their accretion disks if their diameters are more than 30-times the SMBHs. Most of them have already been detected with the ground-based VLBI arrays, with correlated flux densities of ~ 1 –100 mJy. A phase-reference technique, which is also available in VSOP-2 observations, can provide us to observe these candidates. Unfortunately, Sgr A* should not be a candidate for a VSOP-2 target even with the largest expected diameter, because of interstellar broadening.

Table 1. Ranking of apparent diameter of black hole.

Name (1)	D (Mpc) (2)	$\log M_{\text{BH}}$ (M_{\odot}) (3)	$S_{15\text{GHz}}^{\text{VLA-A}}$ (mJy b^{-1}) (4)	$2R_s$ (μas) (5)	$\theta_{43\text{GHz}}^{\text{VSOP}^2}/2R_s$ (6)	Past VLBI obs. (7)
SgrA*	0.008	6.6	1030	13	2.9	heavily resolved <3000 km
NGC 4486 (M87)	16.1	9.5	2725.7	7.5	5.1	VLBA 43 GHz 100 mJy/b
NGC5128 (CenA)	4.2	8.4	2500.0	5.9	6.4	VSOP
NGC 4594 (M104)	9.8	9.0		4.5	8.5	VLBI 8 GHz \sim 70 mJy/b
IC1459	27.0	9.4	1000	3.7	10	VLBA 8.4 GHz 100 mJy/b
NGC 4374 (M84)	18.4	9.2	180.7	3.5	11	VLBA 43 GHz 71 mJy/b
NGC 4472	16.3	9.0	3.7	2.7	14	VLBA 8.4 GHz 3.6 mJy/b
NGC 4552	15.3	8.8	58.1	1.8	21	VLBA 5 GHz 99.5 mJy/b
NGC 3998	14.1	8.8	57.0	1.6	24	EVN 5 GHz 78.2 mJy/b
NGC 1161	25.9	9.0		1.6	24	VLBA 5 GHz undetected
NGC 4278	16.1	8.7	88.3	1.3	30	VLBA 43 GHz 8.2 mJy/b
NGC 777	66.5	9.3	<1.5	1.3	30	VLBA 8.4 GHz non-detection
NGC 5353	37.8	8.9	18.3	0.8	46	VLBA 5 GHz 13.1 mJy/b
NGC 5846	24.9	8.7	6.3	0.8	49	VLBA 5 GHz 0.6 mJy/b
NGC 3607	22.8	8.6	1.6	0.7	57	...
NGC 4261 (3C270)	31.6	8.7	300.0	0.7	57	VLBA 43 GHz, VSOP 1.6&5 GHz
NGC 3031 (M81)	3.9	7.8	164.1	0.6	60	VLBI 22 GHz, many VLBI obs
NGC 3147	40.9	8.8	8.0	0.6	61	VLBA 5 GHz 6.0 mJy/b
NGC 315	65.8	9.0	470.0	0.6	63	many VLBI obs
NGC 524	24.0	8.5	1.5	0.6	64	VLBA 5 GHz 0.9 mJy/b
NGC 4636	14.7	8.3	1.6	0.5	70	...
NGC 4143	15.9	8.3	3.3	0.5	71	VLBA 5 GHz 8.1 mJy/b
NGC 2841	12.0	8.2	1.1	0.5	74	...

Col. (1) Source name; Col. (2) Distance; Col. (3) Black hole mass; Col. (4) Peak intensity measured with VLA A-array at 15 GHz;
Col. (5) Apparent angular diameter of Schwarzschild sphere; Col. (6) Apparent angular diameter of Schwarzschild sphere in VSOP-2's
beam size of 38 μas ; Col. (7) Past VLBI observation.

3. Proposal of pre-launch studies for VSOP-2 targets

The priority order of candidates is very important for an effective investment of the VSOP-2 time. However, the priority order still cannot be determined based on available our experiences. The nuclear components of LLAGNs have been still unresolved, implying less than ~ 1 mas (10^3 – $10^4 R_S$), mainly by 5 or 8.4-GHz VLBA imaging (e.g., Falcke et al. 2000; Ulvestad & Ho 2001; Nagar et al. 2002, 2005; Anderson & Ulvestad 2005). There have been only a few VLBI observations at 22 or 43 GHz so far (e.g., Anderson et al. 2004; Ly et al. 2004). We also have relatively insufficient experiences in southern sky. We have to do all the studies we can make with the abilities of ground-based VLBI arrays before the launch.

We propose complete imaging studies for the candidate at 8.4, 22, and 43 GHz (VSOP-2 bands) with ground-based VLBI arrays, including southern sky. These data would provide us very important information to determine the priority order of targets for resolving accretion disks, studying disk–jet connection by multi-band (X-ray, submm, etc.) monitoring, and polarimetric imaging.

4. Proposal of accretion disk imaging with VSOP-2 as a Key Science Program

We propose to make accretion disk imaging as one of Key Science Programs (KSP) for VSOP-2. The extremely high angular resolutions that ever existed will give us opportunities to achieve direct imaging of accretion phenomena for the first time, which is befitting a KSP to devote substantial antenna resources. To find a disk-related feature, such as intensity structures perpendicular to jets and magnetic structures in accretion flows, the best uv -coverages at 43 GHz for high dynamic ranges to distinguish from jet’s ones.

References

- Ho, L. C., Filippenko, A. V., & Sargent, W. L. W. 1997, *ApJ*, 487, 568
Narayan, R., & Yi, I. 1994, *ApJ*, 428, L13
Narayan, R., Igumenshchev, I. V., & Abramowicz, M. A. 2000, *ApJ*, 539, 798
Igumenshchev, I. V., & Abramowicz, M. A. 2000, *ApJS*, 130, 463
Hawley, J. F., & Balbus, S. A. 2002, *ApJ*, 573, 738
Ly, C., Walker, R. C., & Junor, W. 2007, *ApJ*, 660, 200
Falcke, H., Nagar, N. M., Wilson, A. S., & Ulvestad, J. S. 2000, *ApJ*, 542, 197
Ulvestad, J. S., & Ho, L. C. 2001, *ApJ*, 562, L133
Nagar, N. M., Falcke, H., Wilson, A. S., & Ulvestad, J. S. 2002, *A&A*, 392, 53
Nagar, N. M., Falcke, H., & Wilson, A. S. 2005, *A&A*, 435, 521
Anderson, J. M., & Ulvestad, J. S. 2005, *ApJ*, 627, 674
Anderson, J. M., Ulvestad, J. S., & Ho, L. C. 2004, *ApJ*, 603, 42
Ly, C., Walker, R. C., & Wrobel, J. M. 2004, *AJ*, 127, 119

Stellar Molecular Jets Traced by Water Maser Emission

Hiroshi Imai

*Department of Physics, Faculty of Science, Kagoshima University, 1-21-35 Korimoto,
Kagoshima 890-0065, Japan*

Summary

Highly collimated jets found in AGB and post-AGB stars are expected to play an important role for shaping planetary nebulae. Recent VLBI observations of water maser sources have revealed that some of the spatio-kinematical structures of water maser sources exhibit stellar jets with extremely spatially and kinematically high collimation. Such stellar water maser jets, so-called "water fountain" sources, have been identified in about 10 sources to date. Table 1 summarizes recent VLBI observations and relevant observational results of the water fountain sources. They have revealed a typical dynamical age and the detailed kinematical structures of the water fountains, possibility of the existence of "equatorial flows", and the evolutionary status of the host stars. The location and kinematics of one of the water fountain sources (IRAS 19134+2131) in the Galaxy has also been revealed, implying that the progenitor of the water fountain source may be an intermediate- or low-mass star ($M_* \leq 9 M_{\text{sun}}$).

Table 1 Parameters of "water fountain" sources.

IRAS name	Other name	Length (arcsec)	$\Delta V_{\text{los}}^{(1)}$ (km s^{-1})	$t_{\text{jet}}^{(2)}$ (year)	Distance (kpc)	Reference ⁽³⁾
15445–5449	OH 326.5–0.4		91			4
15544–5332	OH 325.8–0.3		40			4
16342–3814	OH 344.1+5.8	2.4	240	~100	2	3,15,16,17,18
16552–3050	GLMP 498		170			19
18043–2116	OH 0.9–0.4		204			4
18139–1816	OH 12.8–0.9	0.11	55	70	?	1,2,10
18286–0959		0.24	200	~15	3.1	5,11
18450–0148	W43A, OH31.0+0.0	0.8	190	50	2.6	6,8,13,15,16,20
18460–0151	OH 31.0–0.2	0.11	290	~5	6.8	5,11
18596+0315	OH 37.1–0.8		59			4
19134+2131		0.15	100	40	8.0	12,14,16

⁽¹⁾Full range of the line-of-sight velocities of maser emission.

⁽²⁾Dynamical age of the jet.

⁽³⁾See the references listed in Imai (2008). 1: Baud et al.(1979), 2: Boboltz & Marvel (2005), 3: Claussen et al. (2004), 4: Deacon et al. (2007), 5: Deguchi et al. (2007), 6: Diamond et al. (1985), 7: Engeles (2002), 8: Genzel & Downes (1977), 9: Engeles et al. (1986), 10: Gomez et al. (1994), 11: Imai et al. 2008 in preparation, 12: Imai et al. (2007), 13: Imai et al. (2005), 14: Imai et al. (2004), 15: Imai et al. (2002), 16: Likkell et al. (1992), 17: Morris et al. (2003). 18: Sahai et al. (1999), 19: Suarez et al. (2007), 20: Vlemmings et al. (2006).

References

Imai, H. 2008, in Proceedings of the IAU Symposium 242, Astrophysical Masers and their Environments, eds. Baan, W., Chapman, J., in press

ASTRO-G/VSOP2 衛星主鏡用メッシュの反射率測定

氏原秀樹、武士保健 (国立天文台 VSOP-2 推進室)、木村公洋、利川達也 (大阪府立大学)

1 衛星主鏡用メッシュの反射率測定

本衛星のアンテナ光学系はオフセットカセグレン方式を採用し、主鏡は7セグメントを組み合わせた展開構造の放物面鏡となっている。この表面には金メッキを施したモリブデン繊維で編んだメッシュを反射面として用いるが、メッシュの穴のサイズは1mm弱であり、最短観測波長の6.7mmに対して無視しえない大きさである。また、メッシュは織物であり、網方向によって電気的特性が異なる上、入射偏波や角度によって反射率が異なる。そこで、アンテナ光学特性の精密な評価、および、反射特性への張力の影響を調べ、適切な張力を選択するために、反射特性の測定を行った。

2 測定結果と今後の計画

張力を200g/m,350g/m,500g/m(表1)に設定したメッシュを各3枚用意し、(株)関東応用電子開発にて、43GHz帯での反射・透過特性の測定を行った。素材は図1のような状態で入手し、図2の治具で等方的に張力をかける。図3は張力350g/mのときのメッシュの表面である。直入射での透過率・反射率測定装置を図5、斜め入射での反射率測定装置7に示す。どちらもレンズつきホーンで2波長程度のビームウエストの収束ビームを作り、ビームウエストに試料を置いて、ネットワークアナライザで複素数透過率・反射率を測定する。

今回の測定の周波数範囲は37Hzから45GHzまで、入射角度は垂直入射($t=0[\text{deg}]$)と、主鏡面で電力がほぼ最大となる入射角度として $t=25[\text{deg}]$ の斜め入射を選択した。局所的な特性差を均すに、メッシュを、その法線に対して $\pm 7\text{mm}$ 移動させて反射率・透過率を平均している。垂直入射では中央と左右の3点、斜め入射では上下も加えて5点を平均した。また、偏波方向とメッシュの軸のなす角度は $b=0[\text{deg}], 45[\text{deg}], 90[\text{deg}], 135[\text{deg}]$ ($t=25[\text{deg}]$ のみ)について測定測定した。メッシュの反射率はアルミ板に対する比で示してある。

垂直入射時($t=0[\text{deg}]$)の測定結果を図4,6,8に、斜め入射($t=25[\text{deg}]$)でTE入射時の測定結果を図9,11,13、斜め入射($t=25[\text{deg}]$)でTM入射時の測定結果を図10,12,14に示す。反射特性はメッシュの軸と偏波方向のなす角度($b=0[\text{deg}], 45[\text{deg}], 90[\text{deg}], 135[\text{deg}]$ ($t=25[\text{deg}]$ のみで測定))に対して変化し、また、周波数特性を持つのがわかる。

メッシュ張力が強すぎるのは構造上の負荷となり、弱すぎると平面度への影響が懸念される。入射偏波方向やメッシュ軸との角度で変わる反射率を観測周波数となる41Hz-45GHzで平均し、メッシュ張力としては350g/mを選択した。

今後はアンテナ光学系のシミュレータソフトのGRASPへの入力データを得るために、反射角度の範囲を広げ、偏波と軸のなす角度の刻を細かくした測定を行っていく予定である。

HALCAのときに、軌道上で測定した開口能率は4.85GHzで35%である[1]。今回の結果からVSOP2での43GHzでの開口能率を、鏡面精度やホーンの効率などを含めて概算すると40%と見込まれる。もちろん、周波数の低い22GHz帯や8GHz帯では、メッシュの反射率も向上し表面精度の影響も小さくなるので、開口高能率は向上する。

メッシュ試料番号 No.	1,2,3	4,5,6	7,8,9
メッシュ張力	200g/m	350g/m	500g/m
入射角度:t=0[deg]での測定	all	all	all
入射角度:t=25[deg]での測定	No.2	No.4	No.8

表 1: 測定を行った試料

参考文献

[1]”Characteristics of the Large Deployable Antenna on Halca Satellite in Orbit”
Shinji KURODA ,et.al, IEICE trans. commun VOL.E100-A No.9

謝辞

治具の加工においては、国立天文台先端技術センターにアドバイスをいただいた。治具の製作と測定においては、VSOP2 アンテナ系 WG の方々にも有益な議論と協力をいただいた。それぞれに感謝を捧げる。



図 1: メッシュ素材

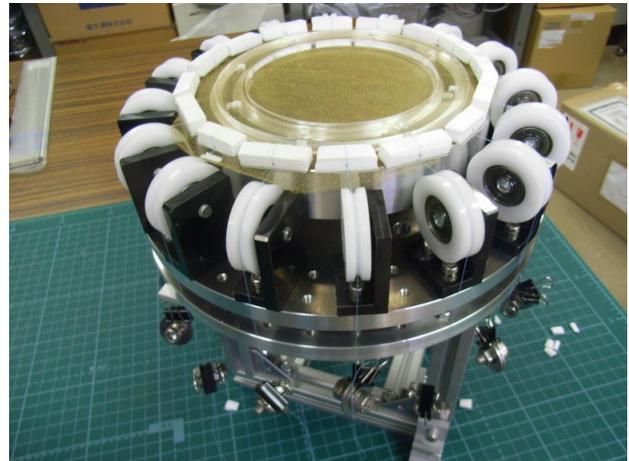


図 2: メッシュ張力設定治具

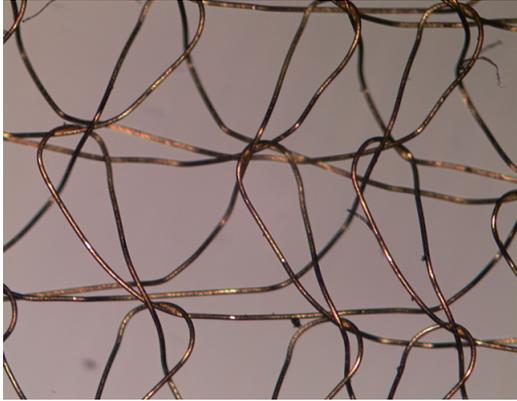


図 3: 張力 350g/m でのメッシュ表面

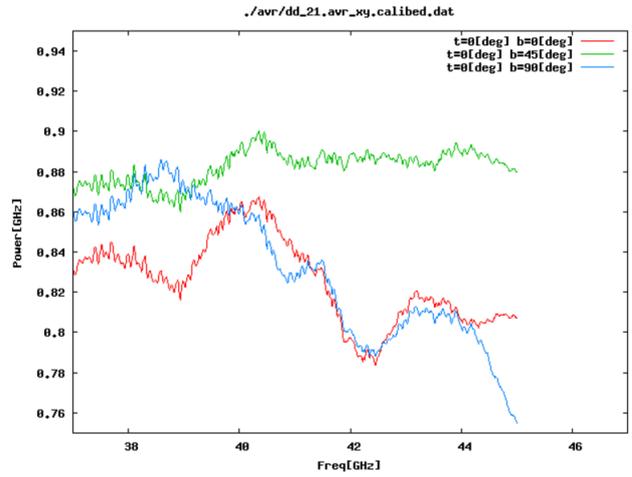


図 4: メッシュの電力反射特性 No.2, $t=0[\text{deg}]$

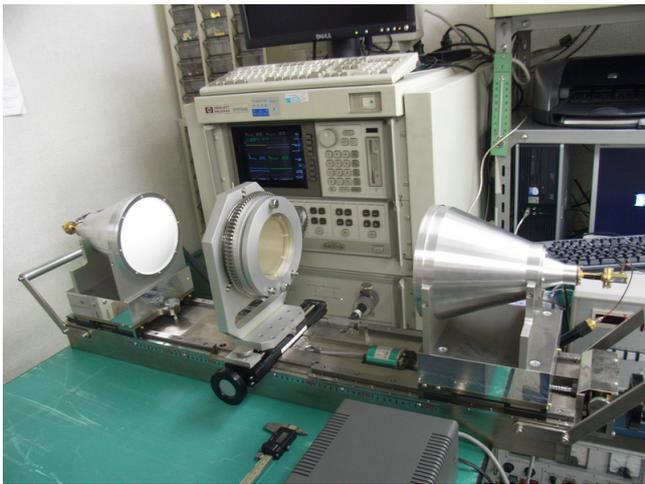


図 5:
垂直入射 ($t=0[\text{deg}]$) 用測定装置。中央の枠内にメッシュを固定する。

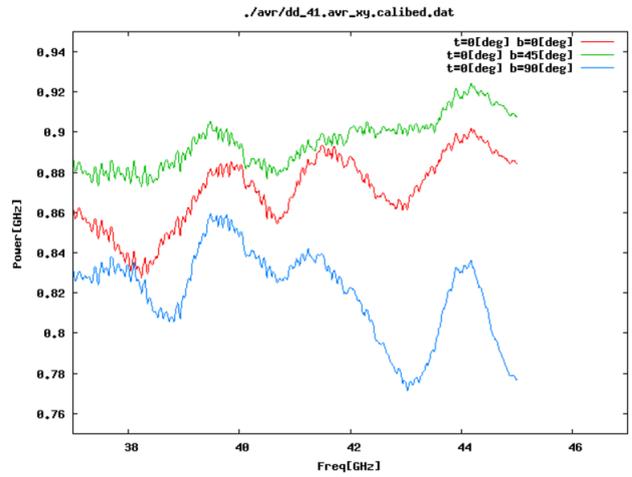


図 6: メッシュの電力反射特性 No.4, $t=0[\text{deg}]$



図 7:
斜め入射 ($20 < t < 40[\text{deg}]$) 用測定装置。反射率の基準となるアルミ板を置いた状態。

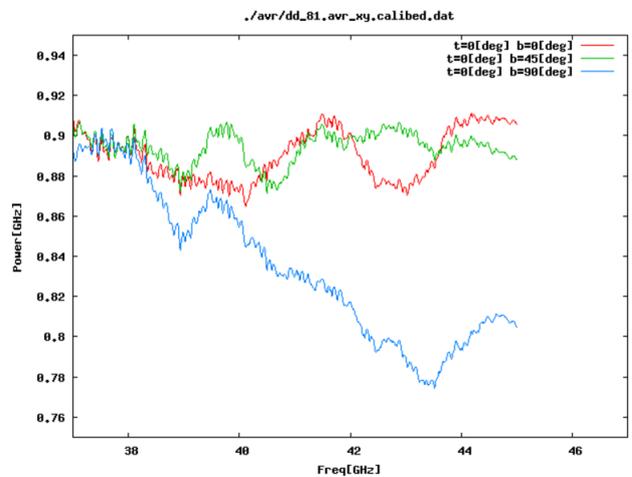


図 8: メッシュの電力反射特性 No.8, $t=0[\text{deg}]$

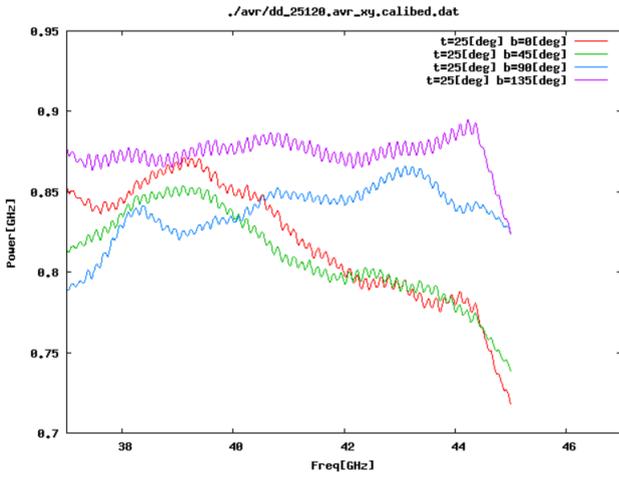


図 9:メッシュの電力反射特性 No.2,t=25[deg],TE

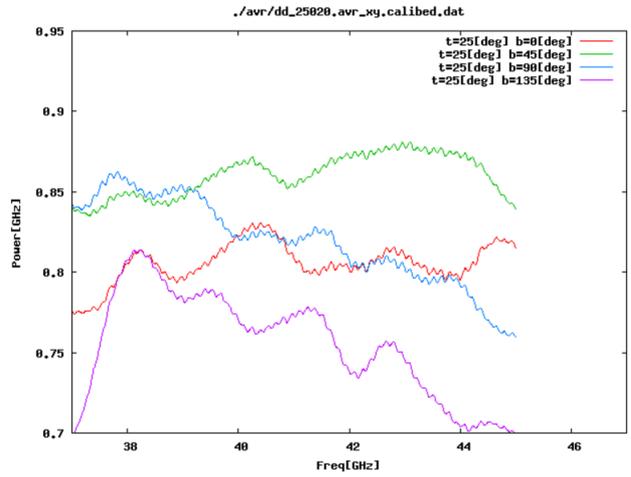


図 10:メッシュの電力反射特性 No.2,t=25[deg],TM

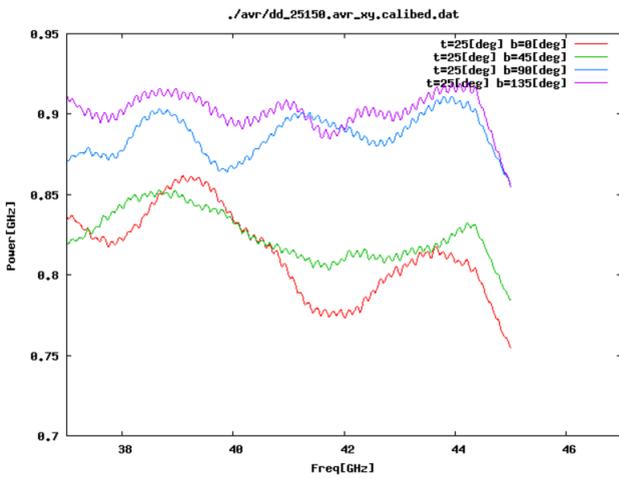


図 11:メッシュの電力反射特性 No.5,t=25[deg],TE

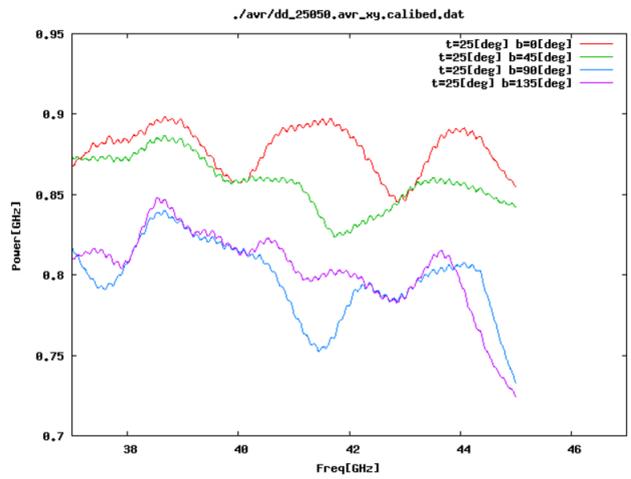


図 12:メッシュの電力反射特性 No.5,t=25[deg],TM

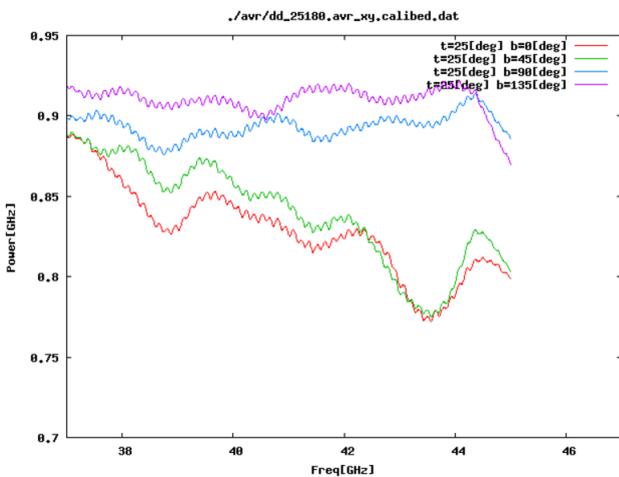


図 13:メッシュの電力反射特性 No.8,t=25[deg],TE

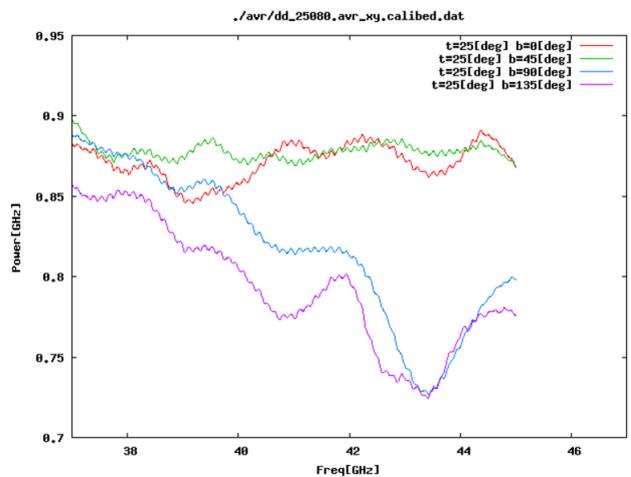


図 14:メッシュの電力反射特性 No.8,t=25[deg],TM

大学 VLBI 連携による NML Cygni の水メーザー観測

- 永山匠、武田考司、今井裕、亀野誠二、面高俊宏、祖父江義明（鹿児島大）、大学 VLBI 連携チーム

Abstract

Japanese VLBI Network (JVN) を使用した赤色超巨星 NML Cygni (以下 NML Cyg) の H₂O メーザーの相対固有運動計測について報告する。観測は 2006 年から 2007 年まで 3 回実施した。各観測で約 15 個のメーザーフィーチャーを検出し、そのうち 2 回以上検出した 13 個の固有運動を計測した。メーザーの 3 次元の運動は双極流の存在を示している。アウトフローの軸はポジションアングル 105°、視線方向に対するインクリネーションアングル 14° である。H₂O メーザーから求められたインクリネーションアングルと SiO メーザーリングの視線方向の回転速度 11.0 km s⁻¹ を使用して、NML Cyg の星の質量を 62±17 M_☉ と見積もることができた。

Introduction

NML Cyg は太陽系からの距離 2 kpc に位置し、光度 $5 \times 10^5 L_{\odot}$ 、質量 50 M_☉ の赤色超巨星である (Morris & Jura 1983)。SiO、H₂O、OH メーザーを放射する。これらはスペクトルは速度 20—40 km s⁻¹ 離れたダブルピークを示すが、違う運動に付随することが示唆されている。SiO は回転するリング構造、H₂O と OH は膨張するアウトフローの分布を示している (Diamond, Norris, & Booth 1984; Richards, Yates, & Cohen 1996; Boboltz & Marvel 2000)。H₂O メーザーの固有運動計測にもとづく 3 次元運動の解析は、回転リングと膨張アウトフローの軸の比較のためにもっとも良い方法である。リングとアウトフローのインクリネーションを明らかにすれば、視線方向の速度から回転速度を正確に計算し、星の質量を求めることができる。

Observations

2006 年 1 月 30 日、2007 年 1 月 29 日、4 月 30 日に NML Cyg に付随する H₂O メーザーの VIBI 観測を実施した。VERA 4 局、鹿島 34m、苫小牧 11m の計 6 つの望遠鏡を使用した。観測の情報を Table 1 に示す。解析には AIPS を使用した。

Results

Figure 1 に水沢 20m で得られた H₂O メーザーのスペクトルを示す。水メーザーは視線速度で -25—17 km s⁻¹ の範囲に広がっている。過去に見られる大部分の成分を検出することができた。もっとも強度が強く、ブルーシフトした成分は速度のドリフトがある。この成分の視線速度は、1981 年に -17.8 km s⁻¹、1994 年に -20.6 km s⁻¹、2006 年に -21.8 km s⁻¹ である。これらは星の速度 -6.6 km s⁻¹ (Boboltz & Marvel 2000) から加速度 $a = -0.2$ から -0.1 km s⁻¹ yr⁻¹

でシフトしている。入来局の単一鏡観測によると、NML Cygでは5つの速度成分($V_{\text{LSR}} = -21.4, -17.9, -16.7, 2.4, 5.6 \text{ km s}^{-1}$)で加速度 $|a|=0.09\text{--}0.26 \text{ km s}^{-1} \text{ yr}^{-1}$ が計測されている(Shintani et al. 2008)。

Figure 3 にNML CygのH₂Oメーザーの分布と相対固有運動を示す。H₂Oメーザーは220×160 mas (440×320 AU)の範囲に広がっている。ブルーシフト成分 ($V_{\text{LSR}} = -22.2$ から -12.5 km s^{-1}) は北に、レッドシフト成分 ($V_{\text{LSR}} = 3.0$ から 15.5 km s^{-1}) は南に分布する。これは過去のMERLINの観測結果と一致する(Richards, Yates, Cohen 1996)。MERLINのイメージでは北西と南東に約 600 mas離れたフィーチャーが見えるが、これらは今回のVLBI観測では検出できなかった。

固有運動は2回以上検出した13個のフィーチャーで求めた。固有運動は双極流の構造を示す。双極流のダイナミカルセンターは $(X, Y) = (26 \pm 8, -8 \pm 14) \text{ [mas]}$ で、Figure 3 に十字で示している。 x, y, z 方向の平均速度と速度分散はそれぞれ、 $(|v_x|, |v_y|, |v_z|) = (6.8, 3.8, 13.6) \text{ [km s}^{-1}\text{]}$ 、 $(\sigma_{v_x}, \sigma_{v_y}, \sigma_{v_z}) = (7.8, 4.1, 13.9) \text{ [km s}^{-1}\text{]}$ で、 z 方向が一番大きい。これは、アウトフローが z 方向(視線方向)に最も卓越していることを示唆する。

Discussion

アウトフローの軸を求めるために velocity variance-covariance matrix (VVCM)にもとづいた解析を行った(Bloemhof 2000)。最大の固有値に対応する固有ベクトルはアウトフローの軸を与える。速度分散から計算される VVCM とその対角化は

$$\begin{pmatrix} \sigma_{xx} & \sigma_{yx} & \sigma_{zx} \\ \sigma_{xy} & \sigma_{yy} & \sigma_{zy} \\ \sigma_{xz} & \sigma_{yz} & \sigma_{zz} \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} 66.18 & 5.26 & 37.83 \\ 5.26 & 18.31 & -14.74 \\ 37.83 & -14.74 & 209.98 \end{pmatrix} \Rightarrow \begin{pmatrix} 15.66 & 0 & 0 \\ 0 & 58.64 & 0 \\ 0 & 0 & 220.17 \end{pmatrix}$$

となる。この解析からアウトフローのポジションアングルの $105 \pm 4^\circ$ 、インクリネーションアングル(視線方向に対して) $14 \pm 2^\circ$ と見積もることができた。得られたポジションアングルは、OHメーザーの広がる方向と一致している。

NML Cygではサイズ $33 \times 27 \text{ mas}$ ($66 \times 54 \text{ AU}$)、視線方向の速度 $11.0 \pm 0.1 \text{ km s}^{-1}$ の $v = 1, J = 1\text{--}0$ のSiOメーザーリングの回転が示唆されている(Boboltz & Marvel 2000)。この回転の軸($\sim 141^\circ$)はH₂Oメーザーのアウトフローのポジションアングル($105 \pm 4^\circ$)と概ね一致している。SiOメーザーリングの回転軸とH₂Oメーザーのアウトフローの軸が同じと仮定すると、星の質量を $M_* \sim V^2 r / G$ から求めることが可能である。ここで、 V は回転速度、 $r = 27 \text{ AU}$ は軌道半径、 G は重力定数である。アウトフローにインクリネーションアングル ($i = 14 \pm 2^\circ$)と視線方向の回転速度 ($V_z = 11.0 \pm 0.1 \text{ km s}^{-1}$)を使用すると、回転速度は $V = V_z / \sin i = 45 \pm 6 \text{ km s}^{-1}$ と計算できる(Figure 5を参照)。よって、星の質量を $M_* = 62 \pm 17 M_\odot$ と計算することができた。これは光度 $5 \times 10^5 L_\odot$ から見積もられる質量 $\sim 50 M_\odot$ と良く一致する(Morris & Jura 1983)。

Table 1. Status of the telescopes, data reduction, and resulting performances in the individual epochs of the JVN observations.

Epoch	Date	Duration (hr)	Used telescopes*	1- σ level noise (Jy beam ⁻¹)	Synthesized beam [†] (mas)	Number of detected features
1 ...	2006 Jan 30	10	MZ, IR, OG, IS, KS, TM	0.040	1.2 × 1.0, -16°	16
2 ...	2007 Jan 29	8	MZ, IR, IS, KS	0.052	2.9 × 0.9, -39°	13
3 ...	2007 Apr 30	8	MZ, IR, OG, IS, KS, TM	0.039	1.6 × 1.1, -75°	14

* Telescopes that were effectively operated and whose recorded data were valid: MZ: the VERA 20-m telescope at Mizusawa, IR: the VERA 20-m telescope at Iriki, OG: the VERA 20-m telescope at Ogasawara Is, IS: the VERA 20-m telescope at Ishigakijima Is, KS: the NiCT 34-m telescope at Kashima, TM: the Hokkaido University 11-m telescope at Tomakomai.
[†] The synthesized beam made in natural weighted visibilities; major and minor axis lengths and a position angle.

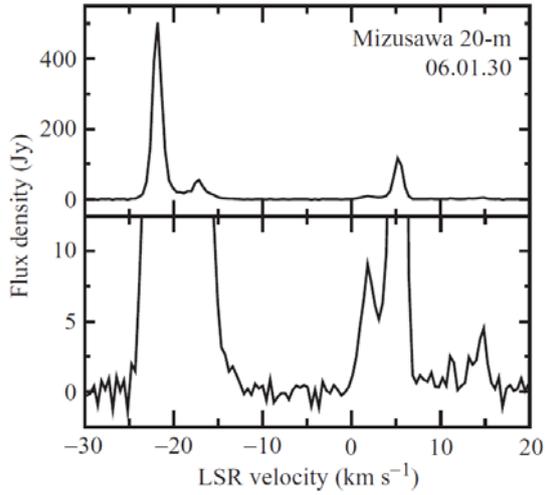


Fig. 1. H₂O maser spectrum in NML Cyg obtained with the Mizusawa 20-m telescope.

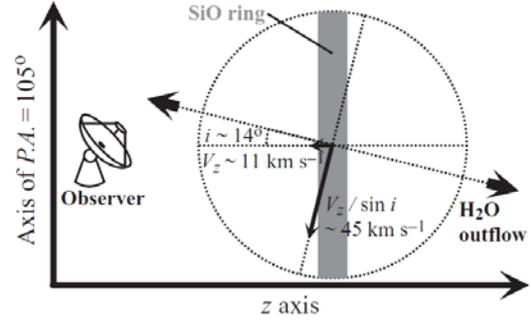


Fig. 5. The relationship between the inclination angle (i), the rotation velocity (V), and the rotation velocity in the z axis (V_z). The $i = 14 \pm 5^\circ$ is obtained by the present work. The velocity of $V_z = 11.0 \pm 0.1$ km s⁻¹ in the line of sight was obtained in the $v=1, J=1-0$ SiO maser observation (Boboltz & Marvel 2000).

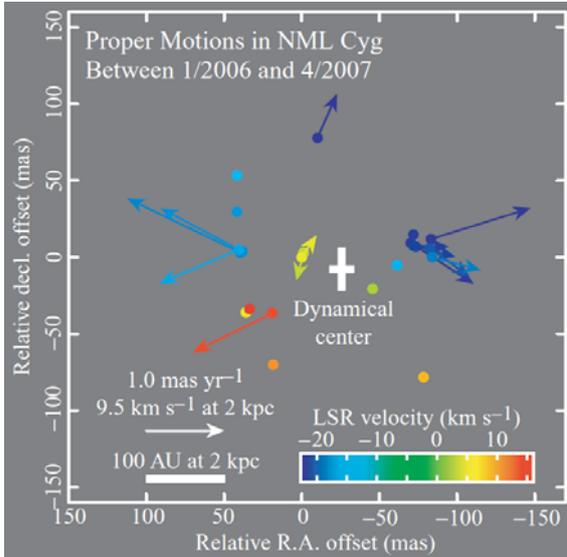


Fig. 3. Distributions and proper motion vectors of H₂O masers in NML Cyg. The color index denotes the LSR velocity range from -22.2 to 15.5 km s⁻¹, where 22 features are located. The map origin is located at the position of the reference maser feature at $V_{\text{LSR}} = 5.6$ km s⁻¹, which is estimated to be $\alpha(\text{J2000}) = 20^{\text{h}}46^{\text{m}}25^{\text{s}}543 \pm 0^{\text{s}}008$ and $\delta(\text{J2000}) = 40^{\circ}06'59''.42 \pm 0''.10$ from fringe rate analysis. The displayed proper motion vector is that subtracted by a velocity bias $(\mu_x, \mu_y) = (0.19, -0.28)$ [mas yr⁻¹] from the original vector to cancel out the average motions of all features.

References

- Bleomhof, E. E. 2000, ApJ, 533, 893
 Boboltz, D. A., & Marvel, K. B. 2000, ApJ, 545, L149
 Diamond, P. J., Norris, R. P., & Booth, R. S. 1984, MNRAS, 207, 611
 Morris, M., & Jura, M. 1983, ApJ, 267, 179
 Richards, A. M. S., Yates, J. A., & Cohen, R. J. 1996, MNRAS, 282, 665
 Shintani, M. et al. 2008, PASJ, submitted

半規則型変光星W Hydraeのアストロメトリ観測

鹿児島大学大学院理工学研究科 M1 丹生大輔

概要

W Hydrae(以下 W Hya)は、半規則型変光星(Semi-regular a)に分類される漸近赤色巨星分枝(以下AGB星)の星である。銀河系内におけるミラ型変光星の周期光度関係を確立するため、2003年10月から2006年5月までVERAを用いて水メーザーのモニター観測を行い、年周視差を求めようとしている。またW Hyaは水メーザーが検出される脈動変光星として最も近い(約114pc)天体である。AGB星における質量放出、脈動変光によって生じる衝撃波の伝播のメカニズムを調べるのに理想的な天体である。しかし解析をした結果、W Hyaに付随する水メーザースポットが検出されたが、空間的に分解されているため、過去にVLAとKNIFEにより観測された結果との比較は難しい。ここでは解析を行った2005年の観測結果を紹介する。

観測目的

大マゼラン星雲(LMC)内のミラ型変光星の周期光度関係は距離の不定性が小さいため精度良く決まっているのに対し、太陽近傍のミラ型変光星は距離の不定性を無視出来ないため、正確な星までの距離を決定する必要がある。VERAは10kpcまでの距離を10%の精度で測定できるため、太陽近傍のミラ型変光星までの距離を精度良く決めることが出来る。

観測

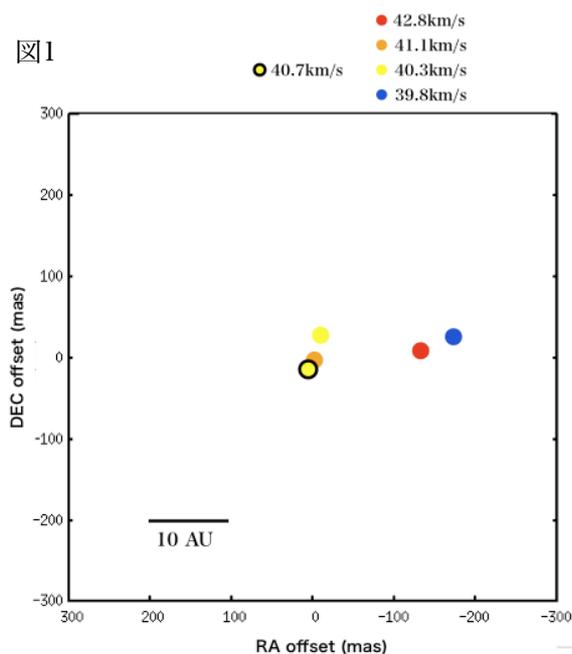
観測期間：2003年10月~2006年5月 計21回
対象天体：W Hydrae ~半規則型変光星(SRa)-
RA : 13h 49m 01.9980s (J2000)
DEC : -28d 22' 03.488" (J2000)
変光周期：361日
スペクトル型：M7e
距離 : 114 pc [1]
参照電波源：J1342-2900
RA : 13h 42m 15.345608s
DEC : -29d 00' 41.83114" (J2000)
離角 : 1.6 [deg]
観測周波数：K-Band(22.2235GHz)
速度分解能：0.21 km/s
記録：16MHz帯域
磁気テープ DIR2K1024Mbps

Epoch	観測日
1	2004/12/22
2	2005/01/20
3	2005/05/17
4	2005/09/21
5	2005/11/06
6	2005/12/02
7	2006/01/11
8	2006/05/08

表1：解析中の観測コード

解析結果

2005年12月2日と2006年1月11日の観測についてマッピングした結果、図1に示す水メーザースポットの分布が得られた。VLA,KNIFEの観測において検出された水メーザースポットは、300mas以上の範囲にわたって分布しているが(図2・3)、VERA4局における観測ではメーザースポットの分布も狭く、検出されたメーザースポットも少ない。



観測日	Peak Flux [Jy/Beam]	RMS [Jy/Beam]	スポット数
2005/12/02	15.5	0.29	1
2006/01/11	53.4	0.27	4

↑表2: VERAによるW Hyaの水メーザースポットの分布.

←図1: VERAによるW Hyaの水メーザースポットの分布.
◎:2005/12/02. ○:2006/01/11.

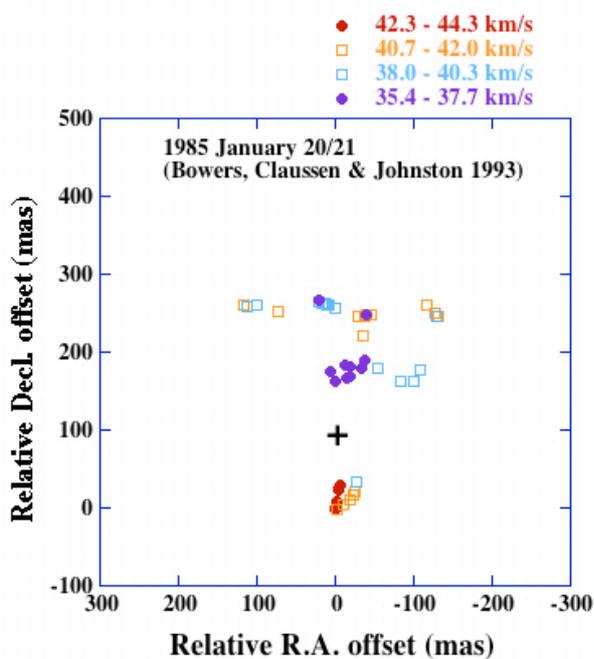


図2:VLAによって観測されたW Hyaの水メーザースポット分布.(1985年)[2]

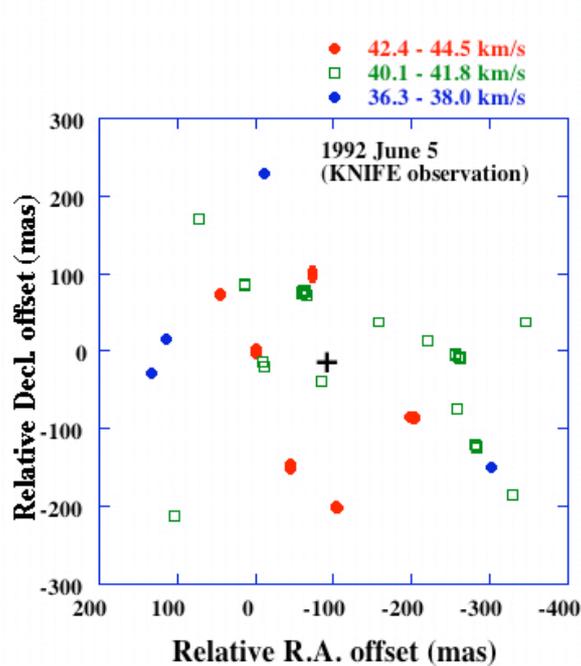


図3:KNIFEによって観測されたW Hyaの水メーザースポット分布.(1992年)[2]

2005年1月20日の観測についてのW Hyaの位相補償マップと参照電波源の1ビームイメージングの結果を示す。位相補償解析を行った結果(図5)、2つのスポットが見えたが1ビームイメージング(図4)をすると1つのメーザースポットしか検出されなかった。W Hyaは赤緯が低く、大気の影響を受けていることから像を結んでいないと考えられる。

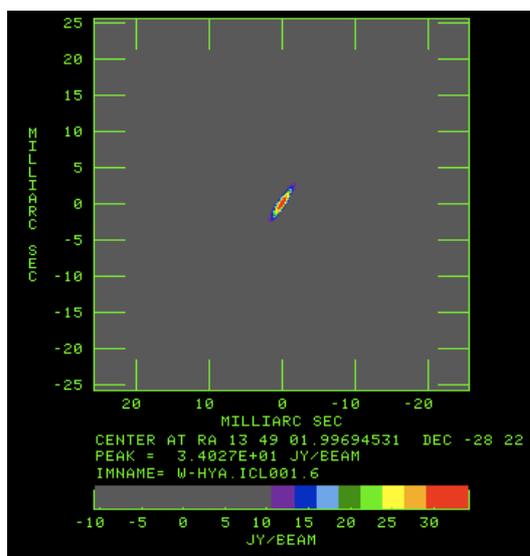


図4 :41km/s成分の1ビームイメージング
Peak Flux =33.3Jy/Beam,RMS = 0.5Jy

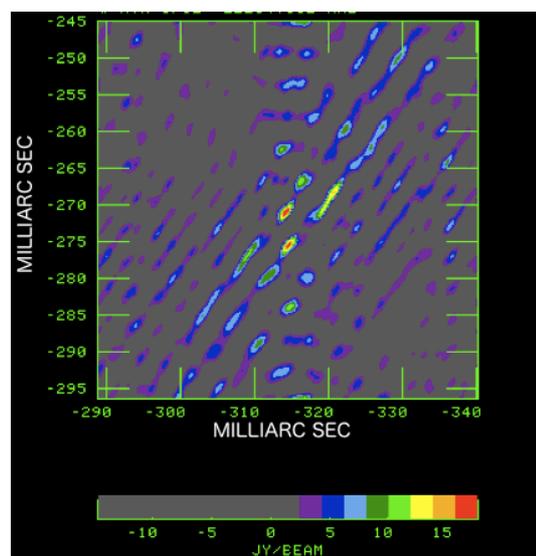


図5 :41km/s成分の位相補償マップ
Peak Flux =23.7Jy/Beam,RMS = 2Jy

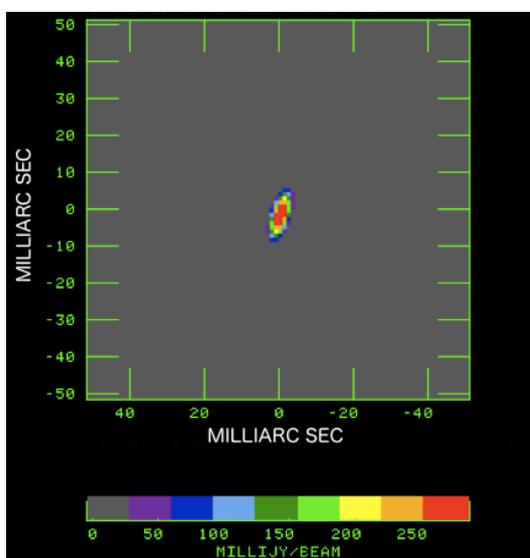


図6 :参照電波源J1342-29
Peak Flux =337mJy/Beam

まとめと今後

位相補償解析の結果、41km/sの速度成分を持つメーザースポットが継続的に検出されている。これから年周視差を得るためには、内部固有運動・バンチセル処理、天頂大気の影響を推定する必要がある。真の位相補償マップを描きだし、銀河系内におけるミラ型変光星の周期光度関係において、Semi-regularの系列との位置関係を求める。解析結果より、VERA4局だけではW Hyaの星周の様子を探ることは難しい。淡く広がった水メーザー放射を余すことなく検出するためには、より短い基線を含む多基線のアレイによる高画質モニター観測が必要となる。

参照論文

- [1]Perryman M.A.C et al.1997,A&A323:L49-52
- [2]M.J.CLAUSSEN&K.J.JOHNSTON,1993AJ,105,284.
- [3]新谷元信.2007,修士論文.

VERA Observation of SiO maser around R Aqr

蒲原 龍一 (国立天文台 水沢 VERA 観測所)
国立天文台 VERA グループ
鹿児島大学 VERA グループ

1 紹介

R Aqr はミラ型変光星だが、その周囲にはすでに惑星状星雲のようなガス雲が形成されている非常に珍しいタイプのミラ型変光星である。普段は 387 日周期で規則正しく変光しているが、約 44 年に一度、変光の振幅が乱れることがあり、また、惑星状星雲の内側でジェットが見つかることから連星系を構成していることが示唆されている。しかし、距離が 200pc と太陽系から離れており、さらに、公転運動から考えられる視線速度の変化よりミラ型変光星の脈動による視線速度の変化が大きいため、この星の連星系の軌道要素はまだ正確には分かっていない。この星の周りには非常に明るい一酸化ケイ素メーザーが分布していることが知られている。また、この星から約 1.6 度離れたところにある系外銀河、J2348-1631 は電波で非常に明るい銀河で、VERA で観測できる一酸化水素メーザーと系外電波源ペアの中でも観測の行いやすい天体のうちの一つである。この天体ペアを利用し、43GHz 帯での VERA の性能評価と、R Aqr の年周視差の計測を行った。

2 観測とデータ解析

2.1 観測

R Aqr に付随した一酸化ケイ素メーザーの相対 VLBI 観測を行うために、2004 年 12 月 23 日と 2005 年 12 月 24 日に VERA4 局を利用し、約 7 時間の観測を行った。R Aqr の光度曲線と観測日の関係を図 1 に示す。記録には DIR-2000 を利用し、16 MHz×16 IF のうち、 $v=1$ と $v=2$ の 2 つの振動遷移を同時に観測するために、2 IF で R Aqr を観測し、残りの 14IF を利用して参照電波源、J2348-1631 の観測を行った。一酸化ケイ素メーザー観測した 2 IF は速度分解能をあげるために、16 MHz の中の 8 MHz のみを 512 天分光で相関処理した。その結果、速度分解能は約 0.2 km s^{-1} になった。

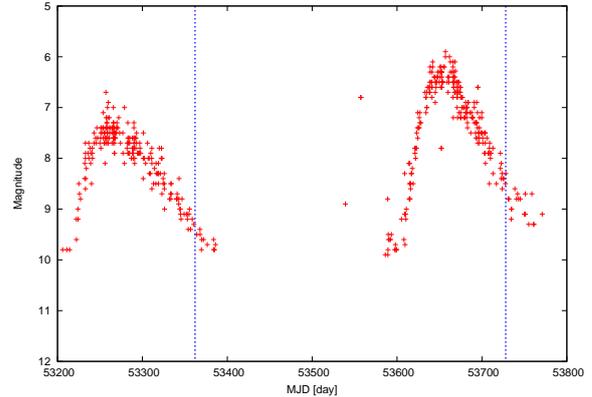


図 1: R Aqr の変光曲線

(光度曲線のデータは AAVSO のアーカイブデータを使用)

2.2 データ解析

まず、従来の解析方法に従い、いちばん明るいスポットを基準に解析を進めた。解析には VLBI データの解析に一般的に利用されている、Astronomical Image Processing System (AIPS) を利用し、解析後の空間分解能は $0.4 \times 0.9 \text{ mas}$ で PA は -25 度になった。ノイズフロアの rms は $\sigma_{\text{noise}} = 34 \text{ mJy Beam}^{-1}$ で強度が $3\sigma_{\text{noise}}$ 以上のスポットのうち 2 チャンネル以上に渡り連続して同じ場所に見えるスポットのみを取り出した。

次に、相対 VLBI 観測による測定結果を紹介する。self-calibration を行って作成したイメージに比べて、参照電波源を利用した相対 VLBI 観測の解析結果では、像の収束度がよくない。これは、観測天体と参照天体の間の離角に依存し水蒸気層などによる天頂大気遅延量の差の補正が上手く行われていないことと、基準にした一酸化ケイ素メーザーに比べて参照電波源の強度が弱いことが影響していると考えられる。そこで、参照電波源を利用していくつかの明るいメーザースポットの位置を位置を測定し、その平均値をオフセット量としてセルフ・キャリブレーションしたイメージに与えることで、参照電波源に対する個々のメーザースポットの位置を特定した。その結果を図 2 に示す。

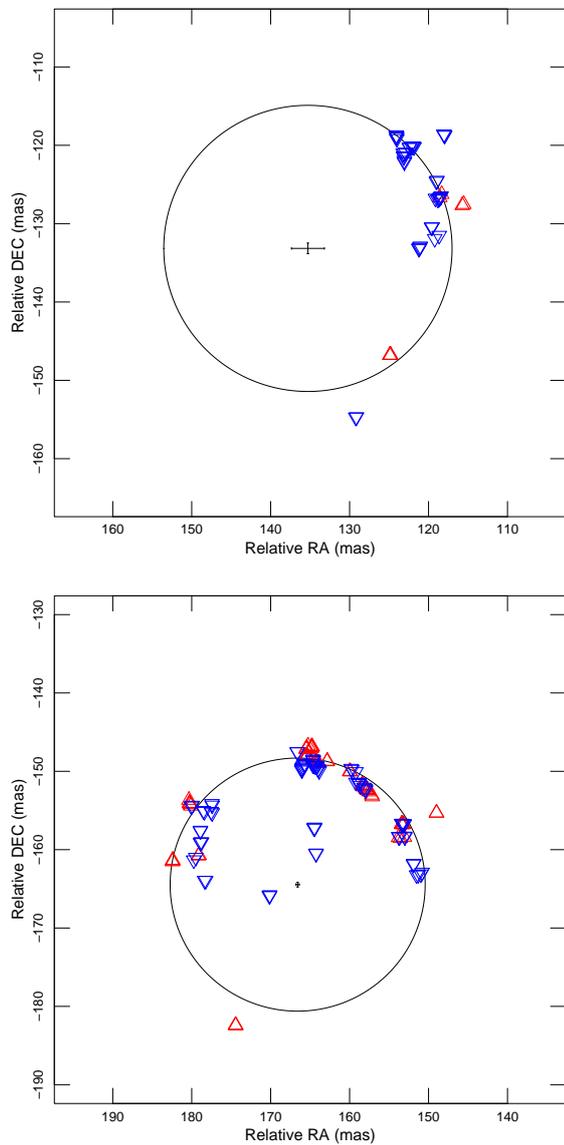


図 2: 相対 VLBI 観測の結果

2004 年の観測結果 (上) と 2005 年の観測結果 (下) を示す。赤と青色の三角は、それぞれ、 $v=1, J=1-0$ と $v=2, J=1-0$ の一酸化ケイ素レーザーの分布を表している。座標の値は観測時に与えた R Aqr の座標からのずれを示している。

一般的に一酸化ケイ素レーザーは星を円状に囲むように分布している事が知られている (Reid & Menten 2007)。図 2 を見ると、R Aqr 星周の一酸化ケイ素レーザーも円状に分布している事がわかる。そこで、各エポックの一酸化ケイ素レーザーを円でフィッティングして星の位置を推定した。各エポックにおける星の位置を表 1 に示す。

表 1 各観測における R Aqr 本体の位置

Epoch	RA [mas]	Dec [mas]
2004.98	135.3(2.09)	-133.2(0.68)
2005.98	166.6(0.21)	-164.5(0.30)

3 考察

今回、我々は 2 つの観測データの解析を行った。この 2 つの観測はちょうど 1 年離れているので、年周視差の影響を考慮することなく、固有運動の大きさを求める事ができる。この 2 つの観測から求められた固有運動の大きさは $(\mu_x, \mu_y) = (31.24 \pm 2.09, -31.24 \pm 0.74)$ [mas yr⁻¹] であった。これは、過去に HIPPARCOS 衛星で測定された値 $(32.98 \pm 1.46, -32.61 \pm 1.13)$ [mas yr⁻¹] とほぼ等しく、その差は $(\Delta\mu_x, \Delta\mu_y) = (-1.74 \pm 2.55, 1.37 \pm 1.35)$ [mas yr⁻¹] しかなかった。

この星の公転運動は未だによく分かっていないが、近年、Hollis et al. (1997) や McIntosh & Rustan (2007) により、この星の軌道要素が提案されている。この 2 つの軌道要素のうち、どちらの方が我々の観測結果によくあっているか検証をおこなった。ここで、McIntosh & Rustan (2007) の測定では昇交点経度 (Ω) が求められていなかったため、 $\Omega=90^\circ$ と仮定した。また、これらの論文では公転運動の向きについての説明もなかったため、時計回りと反時計回りの両方の場合を考えて検証を行った。

表 2 Hollis et al.(1997) の軌道要素

ELEMENT	VALUE	$M_1 + M_{LPV}$	
		$2.5 M_\odot$	$3.0 M_\odot$
P	44 yr
a	2.54×10^4 cm	2.69×10^4 cm
e	0.8
T	2,442,100.0 JD
i	70°
Ω	$\sim 90^\circ$
ω	$\pm 90^\circ$
K_{LPV}^2	7.2 km s^{-1}	6.4 km s^{-1}

^a Assumes $M_1 \sim 1 M_\odot$ (see eq. [1]).

表 3 McIntosh & Rustan (2007) の軌道要素

Element	Value with No Elements Fixed
Period (yr).....	34.6 ± 1.2
Periastron passage.....	1980.3 ± 0.8
System radial velocity (km s^{-1}).....	-26.5 ± 0.3
Velocity amplitude (km s^{-1}).....	3.5 ± 0.6
Eccentricity.....	0.52 ± 0.08
$a \sin i$ (AU).....	3.5 ± 0.4
Angle from node to periastron (deg).....	110.7 ± 18.4

位置

HIPPARCOS の観測結果と我々の観測結果を重ね合わせてから公転運動の影響を補正して直線近似を行い、その残差の変化をみた。その際、この星までの距離を 197 pc と仮定した。その結果を表 4 にまとめた。

表 4 各軌道要素ごとの直線からのずれ

		x_{rms} [mas]		y_{rms} [mas]	
Hollis (1.5M _☉ :1M _☉)	clock	0.11 ± 0.18	0.70 ± 0.23		
	counter-clock	0.13 ± 0.18	0.70 ± 0.23		
Hollis (2M _☉ :1M _☉)	clock	0.10 ± 0.18	0.67 ± 0.23		
	counter-clock	0.12 ± 0.18	0.67 ± 0.23		
McIntosh	clock	0.62 ± 0.18	0.71 ± 0.23		
	counter-clock	0.12 ± 0.18	0.76 ± 0.23		

McIntosh & Rustan (2007) の時計回りの軌道要素以外、どの軌道要素を採用しても残差の大きさに大きな変化はなかった。

速度

上記で述べた固有運動の差が公転運動により発生したと仮定し、どちらの軌道要素の方が今回の観測結果にあっているか比較した。その結果を表 5 にまとめる。

表 5 予想される固有運動の変化量

		2004.98		2005.98	
		δv_x	δv_y	δv_x	δv_y
Hollis (1.5M _☉ :1M _☉)	clock	-0.185	1.070	-0.260	1.164
	counter-clock	0.185	1.070	0.260	1.164
Hollis (2M _☉ :1M _☉)	clock	-0.163	0.942	-0.229	1.025
	counter-clock	0.163	0.942	0.229	1.025
McIntosh	clock	-1.509	1.202	-1.815	1.277
	counter-clock	-1.193	1.243	-1.107	1.368

McIntosh & Rustan (2007) の軌道要素では、赤経と赤緯方向にそれぞれ (-1, 1) [mas] 程度の固有運動の変化が予測されるが、測定誤差が大きいため今回の観測だけではどちらの軌道要素の方が観測結果にあっているか判断する事はできなかった。

今後は VERA の観測結果のみを利用して軌道要素の推定を行いたい。

この研究を遂行するにあたり、AAVSO に登録されている可視の変光データを利用させていただきました。

参考文献

- Hollis, J. M., Pedelty, J. A., & Lyon, R. G. 1997, ApJL, 482, L85
 McIntosh, G. C., & Rustan, G. 2007, AJ, 134, 2113
 Perryman, M. A. C., et al. 1997, A&A, 323, L49
 Peid, M. J., & Menten, K. M. 2007, ApJ, 671, 2068

VERA による大質量星形成領域 G34.4+0.23 の観測

倉山 智春 (国立天文台)

概要

年周視差と固有運動の測定を目標として、VERA を用いて大質量星形成領域 G34.4+0.23 の観測を行った。4 つの赤外線暗黒星雲に対して観測が行われ、水メーザーがそのうち 2 つの暗黒星雲、MM1 と MM4 から検出された。MM1 においては、メーザースポットの分布は「V 字型」の構造を示し、大部分のスポットはこの構造に沿って動いている。位相補償画像にはいくつかのピークが存在するものの、その運動は期待される年周視差よりもはるかに大きくばらつきも大きい。年周視差測定のためには解析過程を再確認する必要がある。

1 はじめに

赤外線暗黒星雲 (Infrared Dark Clouds, IRDCs) は大質量星形成領域で観測され、星形成の初期段階であると考えられている。G34.4+0.23 もその中の 1 つである。この領域では、4 つの赤外線暗黒星雲 (MM1–MM4) が観測されており、これらは南北方向に一直線に分布している。MM2 には、IRAS 点源である IRAS 18507+0121 とコンパクト HII 領域が付随している。水メーザーはこの IRAS 源から検出されたとされている。(Scalise, Rodríguez & Mendza-Torres, 1989)

Rathmorne et al. (2005) は絶対光度と黒体温度から赤外線暗黒星雲の質量を求めたが、絶対光度は距離に依存するため距離の情報が非常に重要である。また、メーザー源の内部運動自体からも、回転していれば質量を求めることができ、放射状の運動が観測されれば 3 次元的なアウトフローの様子を直接観測することも可能となる。これらの目的のために VERA で観測を行った。

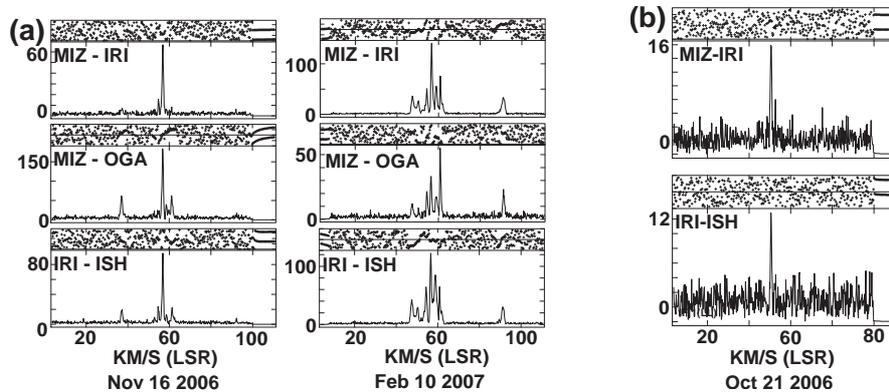


図 1: (a) MM1 での相互相関スペクトル。(b) MM4 での相互相関スペクトル。(b) は位相補償後のデータであるが、(a) は位相補償前のデータである。

2 観測

VERA 4 局で $22\text{GHz} = 1.3\text{cm}$ の水メーザーの観測を行った。年周視差と固有運動を求めるために位相補償 VLBI 観測が行われ、位相補償の参照天体は J1855+0251 である。2007 年 6 月までの時点で 6 回観測を行っており、モニター観測は継続中である。各回の観測は 9 時間であり、これまでの観測日は 2006 年 10 月 21 日、2006 年 11 月 16 日、2007 年 1 月 4 日、2007 年 3 月 25 日、2007 年 5 月 4 日である。

3 結果

図 1a に MM1 での相互相関スペクトルを示す。視線速度 40 km/s と 90 km/s 付近の成分が時間変化していることが分かる。G34.4+0.23 の系全体のシステム速度は約 60 km/s であるので、大部分の成分が青方変位成分であることが分かる。図 1b は位相補償後の MM4 のスペクトルである。MM4 は位相補償なしでは検出できず、位相補償によって検出可能となった。

図 2 にメーザースポットの分布と直線運動を示す。分布は「V 字型」になっており、直線運動は大部分がこの「V 字型」の構造に沿った運動になっている。

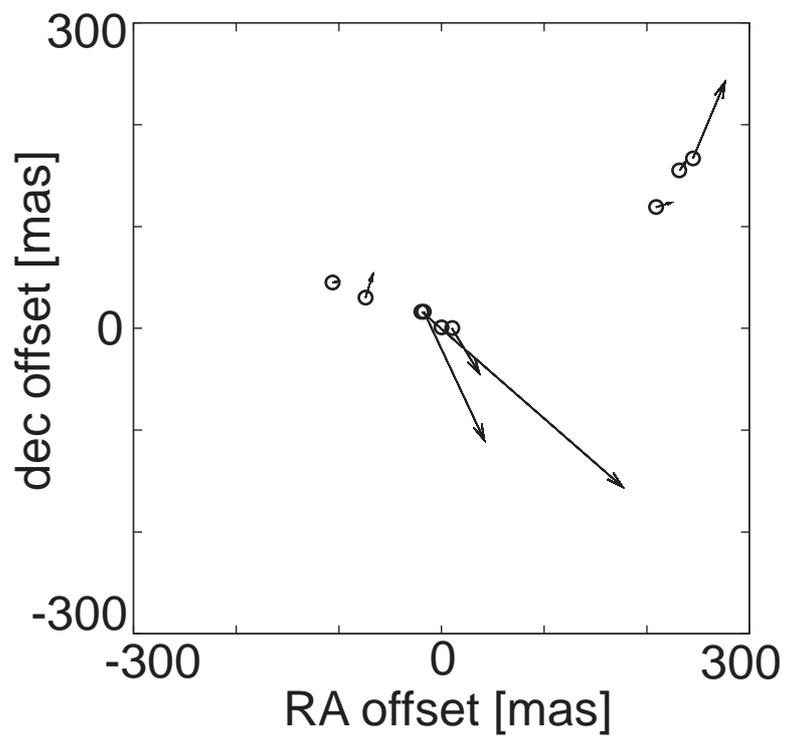


図 2: の水メーザーの分布と直線運動。直線運動は矢印で 10 年分の運動が示されており、2006 年 10 月 21 から 2007 年 2 月 10 日までの間のものである。

4 年周視差の測定に向けて

系外の位相補償の参照天体を位置基準とした位相補償画像では、メーザーらしいピークが見られる。しかしながら、その動きは期待されるものよりもはるかに大きく、年周視差測定のためには解析方法を再検討する必要がある。

参考文献

Rathmorne, J. M. et al. 2005, *ApJ*, **630**, L181

Scalise, E. Jr., Rodríguez, L. F. & Mendoza-Torres, E. 1989, *A&A*, **221**, 105

山口 32m 望遠鏡による局部銀河群内の 6.7GHz メタノールメーザ源探査

澤田-佐藤聡子, 藤沢健太, 輪島清昭, 杉山孝一郎, 石川裕子, 岸本淳宏, 城戸美帆, 隈本晋太郎
山口大学理学部, 山口市吉田 1677-1
E-mail: sss@yamaguchi-u.ac.jp

ABSTRACT

局部銀河群内の渦巻銀河 M33 の 6.7 GHz メタノールメーザ源探査観測のネガティブ結果を報告する。我々は山口 32m 望遠鏡を用いて M33 内の水メーザ検出報告領域 4 箇所と Ultra Dense HII 領域 14 箇所を観測した。達成した感度は 0.044 km s^{-1} 速度幅のチャンネルで 0.3 Jy であり、これは銀河系内の典型的なメタノールメーザ源のルミノシティとほぼ同等である。

Key words : galaxies: individual(M33)—galaxies:ISM—ISM: HII region—ISM: methanol maser—surveys

I. 背景

6.7 GHz メタノールメーザ放射は 1991 年の発見以来 (Menten *et al.* 1991) 銀河系内の IRAS 源や Ultra Compact HII 領域等を対象に精力的な探査が行なわれ、現在 6.7 GHz メタノールメーザ源は少なくとも 700 天体以上検出されている。

6.7 GHz メタノールメーザは大質量星の原始惑星系円盤に付随していると広く考えられており、OH メーザや水メーザと比較し変動性が小さくメーザの寿命が数年以上に渡る (石川 2007, 本シンポジウム集録参照)。そのため、メーザ源を用いた相対 VLBI 観測によるアストロメトリの観測指標として期待されている。

近年、局部銀河群内の銀河 M33 と IC10 の HII 領域の水メーザ源を用いた相対 VLBI 観測により、これらの銀河の距離や 3 次元運動が求められている (Brunthaler *et al.* 2005, Brunthaler *et al.* 2007)。これらの結果は局部銀河群内での動力学や進化の理解に繋がりが大変興味深い。距離 730 kpc にある M33 の銀河回転に付随する水メーザ源の固有運動は約 $30 \mu\text{as yr}^{-1}$ であり、この運動の検出には数年に渡って安定した観測指標が必要になるが、一般に水メーザ放射は強度変動が大きく、より安定した観測指標が望まれる。メタノールメーザ放射が局部銀河群から検出されれば、より適した観測指標としてこの研究分野に有用となるはずである。

これまでに検出された系外のメタノールメーザ源は、主としてオーストラリアのグループによって発見された大マゼラン雲内の 4 天体のみである (Sinclair *et al.* 1992, Ellingsen *et al.* 1994a, Beasley *et al.* 1996, Green *et al.* 2008)。系外銀河の中心核を探査対象としたメタノールメーザ源探査では非検出との結果が報告されている (Ellingsen *et al.* 1994b, Phillips *et al.* 1998, Darling *et al.* 2003)。北天の局部銀河群のメタノールメーザ探査の報告は Goldsmith *et al.* (2007) からの NRAO アレシボ 望遠鏡 (ビームサイズ 44 秒角) によるものが初めてである。彼らは M33 の中心 4 kpc 内の大質量分子雲 ($2-7 \times 10^5 M_{\odot}$) 14 箇所を選択し、 $3\sigma = 9 \text{ mJy}$ の検出限界で探査したが、有意な検出はなかった。このように北天の局部銀河群のメタノールメーザ探査はまだまだ手つかずであり、十分に探査が行なわれているとは言えない。

II. 観測諸元

観測は山口 32m 望遠鏡を用いて 2007 年 8 月に 16 日間かけて行なった。観測対象は M33 内の 100 天体以上ある HII 領域のうち、水メーザが既に検出されている領域 4 箇所 (Viallefond *et al.* 1986) と Ultra Dense HII (UDHII) 領域 14 箇所 (Johnson *et al.* 2001) を選んだ。ここで V001 は Viallefond *et al.* (1986) の観測天体リストの 1 番目、UD01 は Johnson *et al.* (2001) の UDHII 領域リストの 1 番目の天体を指す。水メーザ源 V028 と V033 はそれぞれ IC133 および M33/19 という名前でも知られている。

観測データは IP-VLBI 観測システムで左右両円偏波を同時取得し、それぞれ帯域 4 MHz を 4096 点数に分光した。このスペクトルチャンネル 1ch での検出感度は典型的に $\sigma = 0.3 \text{ Jy rms}$ である。これは M33 の距離でルミノシティ $4 \times 10^{-6} L_{\odot}$ に相当し、系内の典型的なメタノールメーザ源とほぼ同等である。ビームサイズは 5 分角で、その結果 UD06 と UD07、UD12 と UD13 は同一ビーム内に含まれる。その他の観測時のパラメータは Table 1。

Table 1. 観測パラメータ

観測周波数	6.668 GHz
ビームサイズ	5 分角
速度分解能	0.044 km s^{-1}
各領域オンソース時間	5 時間

III. 観測結果

各領域の位置、達成した検出感度、検出非検出の結果を Table 2 に、各領域のスペクトルを Figure 1 に示す。どの領域でも感度 $\sigma = 0.3 \text{ Jy}$ のレベルで非検出であった。

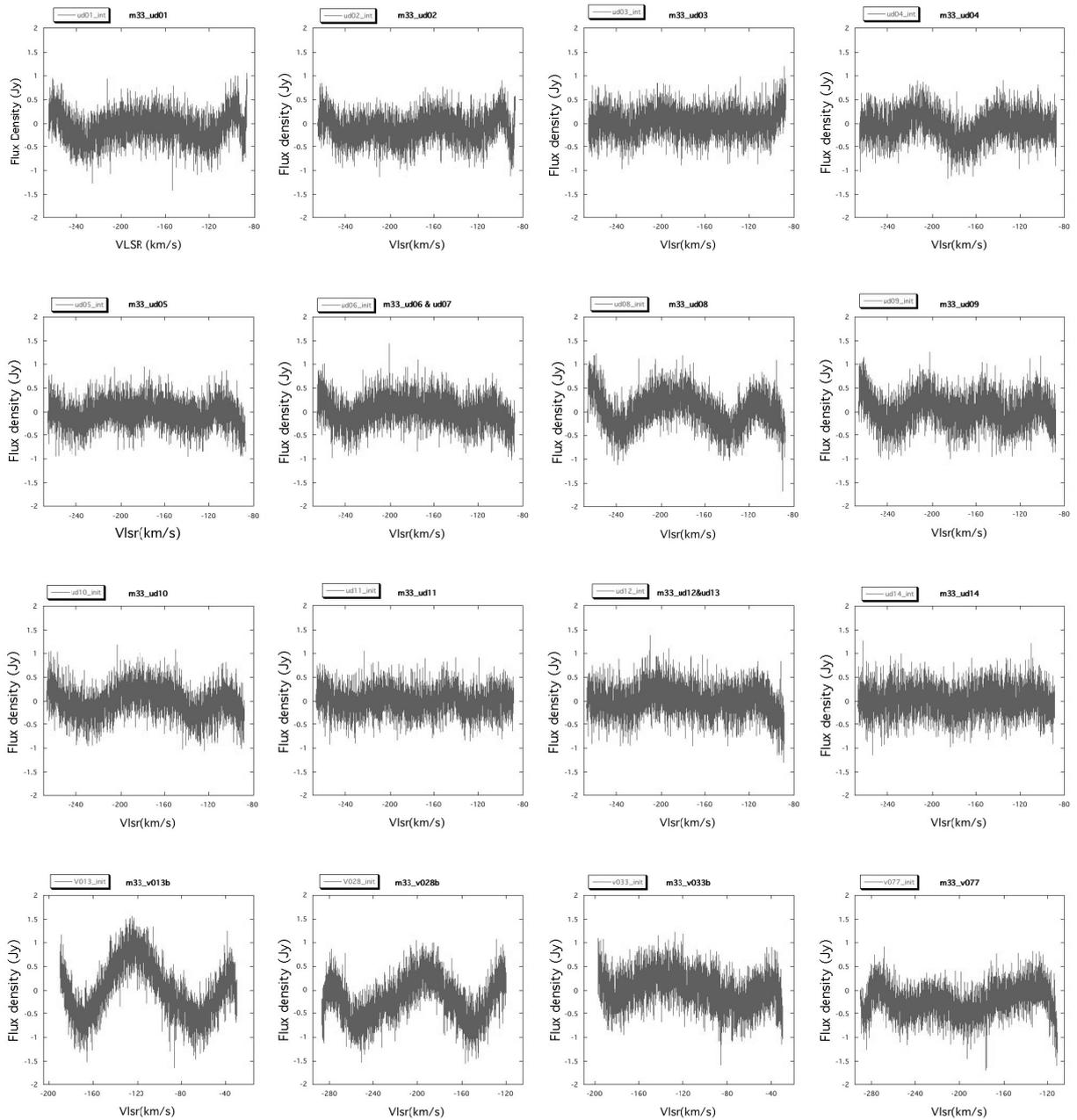


Fig. 1.— 山口 32m 望遠鏡で得られた M33 の各領域の 6.7 GHz のスペクトル。UD06 と UD07、UD12 と UD13 は同一ビーム内に含まれる。いずれの領域でもネガティブ結果。

IV. 考察

今回の観測の達成感度 0.3 Jy は、仮に銀河系内の明るいメタノールメザ源が M33 の距離に存在しても十分に検出可能な値である。Goldsmith *et al.* (2007) がまとめた銀河系内のメタノールメザ源の M33 の距離でのフラックス密度の個数分布により、この感度で現在知られている系内メタノールメザ源のほぼ半分が検出可能なことが分かる。しかし、大マゼラン雲内のメタノールメザ源 4 天体のルミノシティの値は (Table 2)、

Goldsmith *et al.* (2007) の個数分布の中では暗い方に位置し、仮にこれら大マゼラン雲内のメタノールメザ源が M33 に存在しても今回の観測では検出限界ぎりぎり、あるいは検出限界以下であった。従って、次回の観測ではさらに高い感度で観測したい。

観測感度の問題以外に、我々や Goldsmith *et al.* (2007) の探査で M33 のメタノールメザ源が未検出である理由はいくつか考えられる。まず M33 の星形成活動が銀河系と比較し非活発である可能性がある (Hippelein *et al.* 2003, Diehl *et al.* 2006)。メタノールメザ放射は

Table 2. 観測対象天体の位置、検出感度、結果

天体	R.A.	DEC	rms (Jy)	結果
V013	01:32:56.8	+30:23:30.0	0.56	N
V028	01:33:16.5	+30:38:53.2	0.48	N
V033	01:33:28.3	+30:31:43.3	0.38	N
V077	01:34:00.3	+30:40:44.4	0.38	N
UD01	01:33:02.4	+30:46:42.9	0.32	N
UD02	01:33:16.0	+30:56:45.9	0.30	N
UD03	01:33:16.5	+30:52:50.3	0.27	N
UD04	01:33:37.5	+30:47:19.3	0.31	N
UD05	01:33:39.2	+30:38:06.9	0.28	N
UD06	01:33:43.6	+30:39:07.1	0.30	N
UD07	01:33:48.2	+30:39:17.8	0.30	N
UD08	01:33:59.8	+30:32:45.3	0.35	N
UD09	01:34:00.2	+30:40:47.7	0.33	N
UD10	01:34:02.2	+30:38:40.7	0.32	N
UD11	01:34:06.4	+30:41:45.6	0.27	N
UD12	01:34:13.7	+30:34:51.4	0.30	N
UD13	01:34:17.3	+30:33:43.3	0.30	N
UD14	01:34:38.9	+30:43:59.7	0.30	N

大質量星形成領域に付随するため、星形成活動の活発な銀河ほどメタノールメーザ源の数が多いと推測される。また Goldsmith *et al.* (2007) が考察しているように、メタノール分子を構成する酸素原子の存在量が M33 では銀河系と比較し小さいことが指摘されており、このことがメタノールメーザ放射の非検出に影響している可能性も否定出来ない。

Table 3. 大マゼラン雲のメタノールメーザ源

天体	ピークフラックス (Jy)	ルミノシティ (L_{\odot})
MC18/N11	0.3	2.1×10^{-6}
MC28/N105a	0.2	4.8×10^{-7}
MC76/N160a	0.2	4.8×10^{-7}
IRAS 05011-6815	4	9.6×10^{-6}

REFERENCES

Beasley, A. J., Ellingsen, S. P., Claussen, M. J., Wilcots, E., 1996, ApJ, 459, 600.
 Brunthaler, A. J., Reid, M. J., Falcke, H., Greenhill, L. J., Henkel, C., 2005, Science, 307, 1440.
 Brunthaler, A., Reid, M. J., Falcke, H., Henkel, C., Menten, K. M., 2007, A&A, 462, 101.
 Darling, J., Goldsmith, P., Li, D., Giovanelli, R., 2003, AJ, 125, 1177.

Diehl, R., Halloin, H., Kretschmer, K., Lichti, G. G., et al. 2006, Nature, 439, 45.
 Ellingsen, S. P., Norris, R. P., Whiteoak, J. B., Vaile, R. A., McCullch, P. M., Price, M. G., 1994a, MNRAS, 267, 510.
 Ellingsen, S. P., Whiteoak, J. B., Norris, R. P., Caswell, J. L., Vaile, R. A., 1994b, MNRAS, 269, 1019.
 Goldsmith P.F., Pandian, J.D., Deshpande A.A., 2007, arXiv:0710.1677v1
 Green, J. A., Caswell, J. L., Fuller, G. A., Breen, S. L. et al., 2008, MNRAS, in press.
 石川裕子, 2007 年度 VLBI 懇談会シンポジウム集録
 Hippelein, H., Haas, M., Tuffs, R. J., Lemke, D., Stickel, M., Klaas, U., V?lk, H. J., 2003, A&A, 407, 137.
 Johnson, K. E., Kobulnicky, H. A., Massey, P., Conti, P. S., 2001, ApJ, 559, 864.
 Menten, 1991, ApJ, 380, L75
 Phillips, C. J., Ellingsen, S. P., Rayner, D. P., Norris, R. P., 1998, MNRAS, 294, 265.
 Sinclair, M. W., Carrad, G. J., Caswell, J. L., Norris, R. P., Whiteoak, J. B., 1992, MNRAS, 256, 33.
 Viallefond, F., Goss, W. M., van der Hulst, J. M., Crane, P. C. 1986, A&AS, 64, 237.

6.7 GHz メタノールメーザの統計的な長期的変動の研究

石川裕子、藤沢健太、輪島清昭、澤田-佐藤聡子、杉山孝一郎（山口大学）

1 概要

強度変動の研究は Goedhart et al. (2004) などによって行われているが、長期間（8年）にわたって100天体以上を用いた統計的研究をした例は未だにない。そこで我々は観測パラメータがほぼ同じである Szymczak et al. (2000) の観測（観測期間：1999/1～8, 検出天体数：184）を元にして、山口 32 m 電波望遠鏡を用いた4年間（2004～2007）の強度変動の研究を行った。複数の天体の強度変動を統計的に扱うことで、6.7 GHz メタノールメーザが発生している領域の物理的現象を解明することが目的である。この研究より、6.7 GHz メタノールメーザの変動のタイムスケールは約2.5年で、その寿命の平均は、8年よりも長いということがわかった。

2 観測

山口 32 m 電波望遠鏡での観測期間は 2004/7/22～9/1, 2005/8/8～9/12, 2006/9/4～9/13, 2007/8/25～9/1 である。システム雑音温度は 200～250 K で、観測帯域幅 4 MHz を 4096 点分光することで 0.044 km s^{-1} を達成している。フラックス校正精度は約 10%、検出限界を 5σ とした 840 秒の積分時間では約 4.5 Jy を達成している。

観測条件は Szymczak et al.(2000) と同じで、以下の3点の条件を満たした天体を用いた。

1. $S_{60\mu\text{m}}$ $S_{60\mu\text{m}}$...IRAS 波長のフラックスの関係を示していて、大質量星形成領域を選出
2. $S_{60\mu\text{m}}$ 100 Jy ...強度が強い天体を選出
3. δ -20° ...北半球で観測可能

3 結果

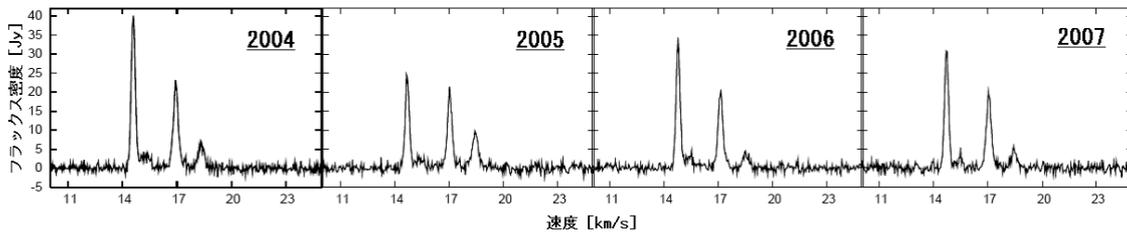


図 1: 観測天体の例、IRAS 18265-1517。山口 32 m 電波望遠鏡による4年間のモニタリング。

図 1、図 2 のようにフラックス密度が変動している様子がほぼ全ての天体で見ることができた。Szymczak et al.(2000) の観測から8年経過した2007年までに観測したコンポーネントは、速度とライン幅がほぼ一致していることから同一のコンポーネントを見ていると断定できる。このことから6.7 GHz メタノールメーザの寿命は平均8年以上であることがわかった。

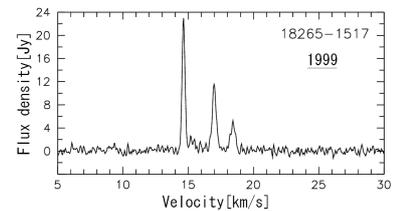


図 2: Szymczak et al.(2000) の Torun 32 m 望遠鏡での観測。

以下の強度変動指数 S を定義し、観測された変動の分布を示したのが図 3 である。

$$S = \frac{X - Y}{X + Y}$$
$$\left\{ \begin{array}{ll} X = Y & S \rightarrow 0 \\ X \gg Y & S \rightarrow 1 \\ X \ll Y & S \rightarrow -1 \end{array} \right.$$

この結果から、観測スパンが増加するにつれて強度変動指数 S のヒストグラムが幅を持つようになっていくことが見て取れる。これは強度変動が大きくなっている事を示している。

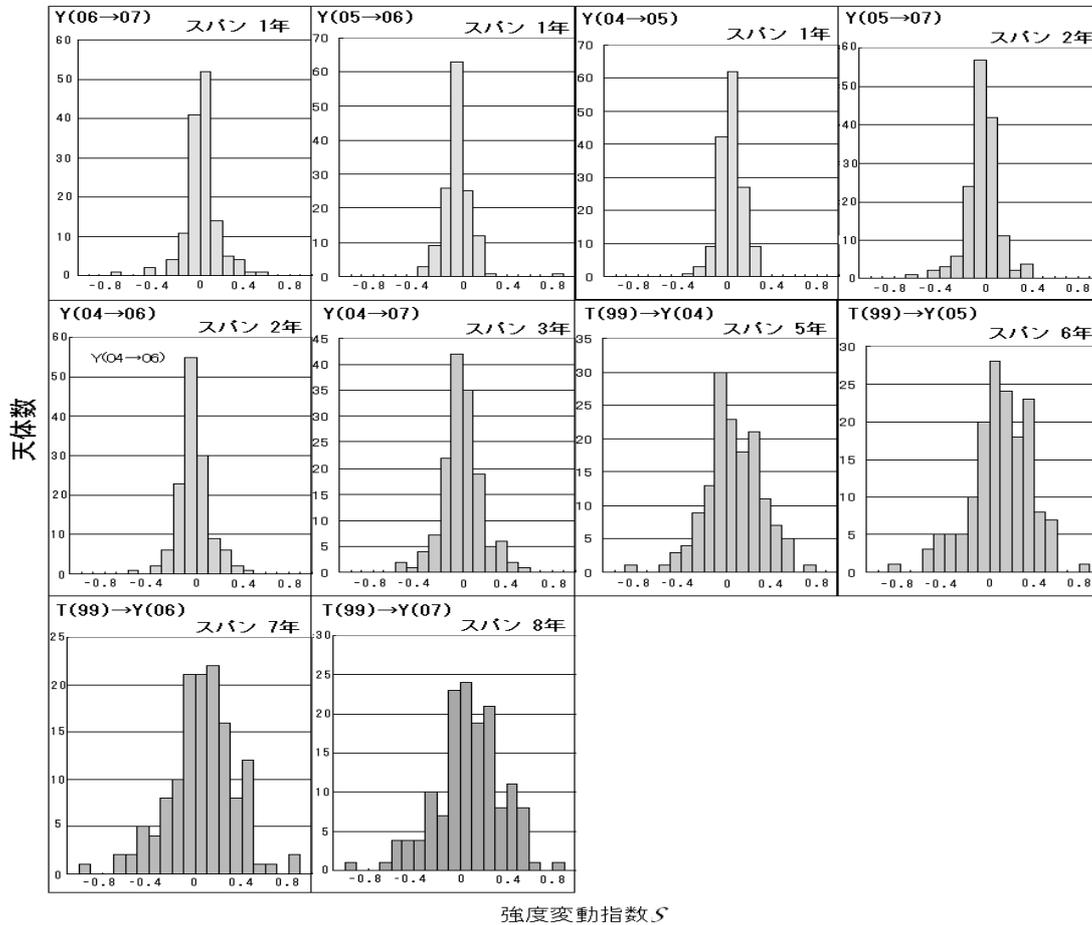


図 3: 各スパンにおける強度変動指数と天体数のヒストグラム

表 1: 天体数と強度変動指数 S の標準偏差

	1年		2年				3年		5年	6年		7年		8年			
	06	07	05	06	04	05	07	04	06	04	07	T(99)	05	T(99)	06	T(99)	07
天体数	136	140	153	152	135	146	147	147	158	136	147	158	136	147	158	136	147
標準偏差	0.15	0.13	0.10	0.14	0.15	0.19	0.25	0.27	0.29	0.29	0.29	0.29	0.29	0.29	0.29	0.29	0.29

表 1 より強度変動指数 S の分布を正規分布として得られる標準偏差は増加しているのが見て取れる。我々は標準偏差の値から、その値が一定値に近づいていくと推測し、図 4 に示した式を用いてフィッティングを行った (ただし、観測スパン 0 年の変動を 0 と仮定する)。すると、近似曲線は観測スパンが 10 年以上で標準偏差が約 0.3 の一定値に近づいているという結果が得られた。このことは、強度変動の幅が $S = \pm 0.3$ で、その変動が 2 倍、あるいは 1/2 倍になることを示している。同時に、「観測スパンが 10 年以上過ぎると昔の状態を忘れていく」ということを示しており、その変動のタイムスケールは $1/b \sim 2.5$ 年である。

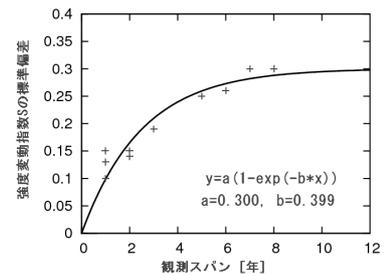


図 4: 観測スパンと強度変動指数の標準偏差のプロットと近似曲線。

4 まとめ

- メーザスポットの寿命は 8 年以上
- 短期的変動は典型的タイムスケールが ~ 2.5 年で、変動幅が 2 倍または 1/2 倍

参考文献

Szymczak et al. 2000, A&AS, 143, 269
Goedhart et al. 2004, MNRAS, 355, 553

超新星残骸の形状の非対称性

城戸 美帆 藤沢 健太 輪島 清昭 澤田-佐藤 聡子 (山口大学)

1 概要

我々は山口 32m 電波望遠鏡を用いて 8.38 GHz という高周波数での単一鏡観測を行い、過去に SNR15 天体について高精度なマッピングに成功している。本研究では、超新星残骸の形状を定量的に表し、その非対称性の原因の 1 つとして銀河面付近の星間物質との相互作用を挙げて、SNR の形状との関係を議論した。銀河系内の物質は銀河面付近に集中しており、面から離れると物質の密度は小さくなっていく。そのため、銀河面に近いところに位置する SNR ほど銀河面方向がへこんだいびつな形状をしていることが予想される。しかし今回の我々の結果では、銀河面までの距離と超新星残骸のいびつさには規則性が見られなかった。

2 超新星残骸について

超新星残骸は電波～X線領域でシンクロトロン放射を行っている天体である。構造は大まかに、放出される物質による星間物質の圧縮によって外層部が明るく輝く“シェル型”と、中心付近で強い輝度を持つ“中心充密型”、さらに両方の特徴をあわせ持つ“複合型”に分けられる。進化過程は4段階あり、まず爆発直後で星間物質との衝突による減速を受けることなく膨張する“自由膨張期”に始まり、掃き集められた物質の質量が放出質量を上回って膨張速度が減速し始める“断熱膨張期”、放射冷却が強まり高密度なシェルが形成される“放射冷却期”を経て、膨張速度が音速程度に減少し SNR が星間物質の中に散逸・消滅する“消滅期”に至る。今回の観測天体のほとんどは断熱膨張期にあり、Sedov 解を適用できるものである。年齢は約 $10^3 \sim 10^4$ 年、サイズは約 3～20 pc 程である。その多くは外部環境からの影響を受けいびつに変形している。我々はこの形状のいびつさを定量的に評価する方法を研究し、形状と進化過程と周囲の物質との相互作用について調べた。

3 観測

観測はラスタースキャンによって行った。観測範囲は対象天体を中心として $1^\circ \times 1^\circ$ としている。1 天体当たりの観測時間は 2～6 時間である。

1. 輝度 (1GHz) ≥ 0.02 Jy arcmin⁻²
2. サイズ ≥ 10 arcmin
3. Dec $\geq -20^\circ$
4. 天体までの距離が決定している

この条件に当てはまるのは 20 天体である。このうち背景からの放射と SNR との区別が出来たものは 10 天体であった。表 1 に観測対象の 10 天体についてのパラメータを、表 2 に観測装置のパラメータを示す。

表 1: 観測天体のパラメータ

天体名	角直径 (分角)	距離 (kpc)	年齢 (10^4 yr)	参考 文献	天体名	角直径 (分角)	距離 (kpc)	年齢 (10^4 yr)	参考 文献
G18.8+0.3	15	14	1.6	1	G34.7-0.4	28	2.8	2.4	3
G20.0-0.2	14	5.4	-	-	G46.8-0.3	16	7.7	-	-
G21.8-0.6	18	11.2	-	-	G94.0+1.0	24	5.2	2.5	4
G22.7-0.2	26	3.9	-	-	G109.1-1.0	31	3.0	0.88	5
G33.6+0.1	12	7.8	5	2	G189.1+3.0	49	1.5	3	6

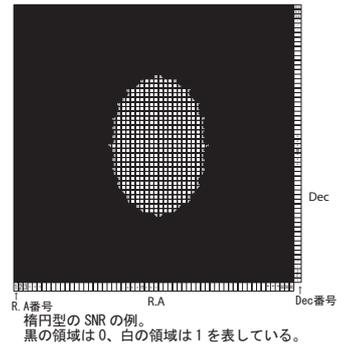
表 2: 観測装置のパラメータ

観測局	山口 32m 電波望遠鏡
観測期間	2005 年 10 月～2007 年 1 月
周波数	8.38 GHz
帯域	400 MHz
HPBW	4.1 arcmin
T_{sys}	41～50 K
偏波	両円偏波

4 形状の定量的な評価方法

1. 形状重心の算出

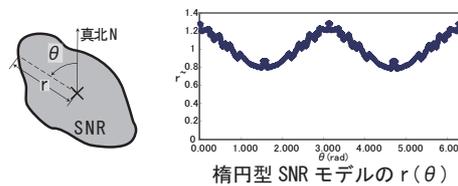
SNRの形状について議論するためには、まずその爆発の中心位置を決定する必要がある。我々は、形状の重心を爆発源の位置と仮定した。まず輝度温度の閾値を決め、それより高い値を持つ領域をSNRとみなし、SNRの領域を“1”、その他の領域を“0”とする“1-0マップ”を作成した。右図のように、R.A、Dec方向それぞれピクセルに番号を割り当てた。そして、以下の式からR.A方向、Dec方向の形状重心の位置を算出した。



$$\begin{cases} R.A \text{ 重心} = \sum_{n=1}^{60} (R.A \text{ 番号 } n) \times (n \text{ 列目に含まれる } 1 \text{ の数}) / (1 \text{ のコマ数}) \\ Dec \text{ 重心} = \sum_{m=1}^{60} (Dec \text{ 番号 } m) \times (m \text{ 行目に含まれる } 1 \text{ の数}) / (1 \text{ のコマ数}) \end{cases}$$

2. $r(\theta)$ の算出、フーリエ級数展開

真北から東回りの角度 θ と、形状重心からSNRの端までの距離 r との関数 $r(\theta)$ を求めた。 r の値がほぼ一定であればSNRは球形に近い形状であり、方向によって大きく値が異なるのであれば、その形状はいびつであると判断できる。この関数をフーリエ級数展開することで、いびつさの度合い・どの方向に大きく広がっているかを定量的に表現した。



・フーリエ級数展開の結果について

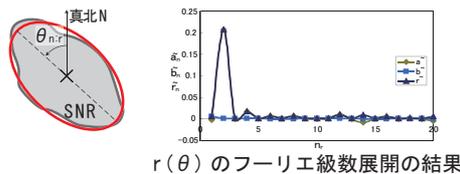
波数 n の \cos 波の係数を a_n 、 \sin 波の係数を b_n とし、各波数ごとに合成波を作成する。この合成波のうち、係数が最大となる波 R_n がSNRの形状をよく再現していると仮定する。 R_n の式は以下の通り。

$$R_n = r_n \cos[n(\theta - \theta_{n,r})]$$

r_n ; 合成波の係数

$\theta_{n,r}$; 真北の方向と R が最大値となる方向とがなす角度

r_n を平均値 a_0 で規格化した値 \tilde{r}_n によって形状のいびつさを、 $\theta_{n,r}$ によってSNRが大きく広がっている方向を表現する。



3. $F(\theta)$ の算出、フーリエ級数展開

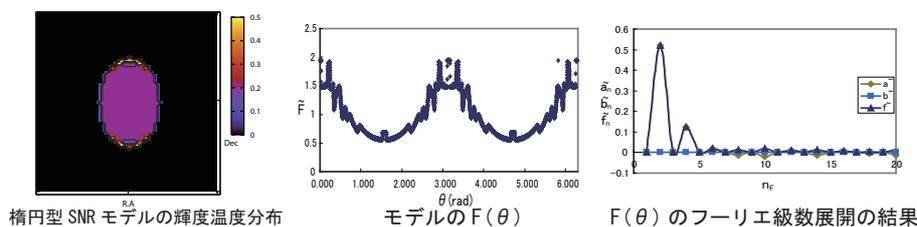
SNRのどの方向・形状重心からどれだけ離れた位置で明るく輝いているのかを知りたい。そのために、形状重心からの距離に輝度温度の重み付けを施しその方向について積分した“輝度重み付け関数 $F(\theta)$ ”を作成した。式は以下の通り。

$$F(\theta) = \int_0^r B_\theta(x) x d\theta dx$$

r ; SNRの端までの距離

B_θ ; 方向 θ 、形状重心からの距離 x に位置する微小部分 $x d\theta dx$ の輝度温度

2. と同様にフーリエ級数展開を行い、合成波 F_n の係数 f_n 、 $\theta_{n,F}$ を得た。



5 結果

一例として G34.7-0.4 の輝度温度分布 (図 1 左)、 θ に対する形状重心からの端までの距離 r のグラフ (図 1 中)、 $r(\theta)$ のフーリエ級数展開の結果 (図 1 右) を示す。

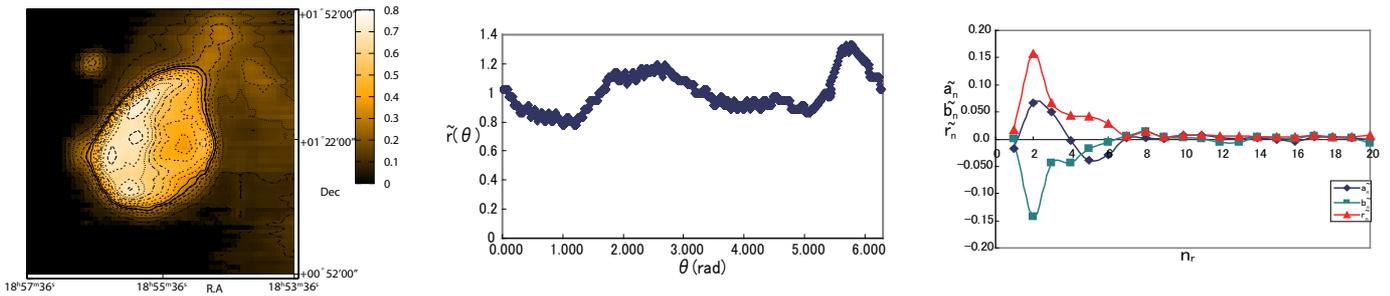


図 1: (左)G34.7-0.4 の輝度温度分布。単位は K、rms noise は 9.14 mK である。太い点線の内側 ($T_b \geq 0.3$ K) を SNR としてみなしている。図中央付近の \times 印は形状重心の位置である。(中)G34.7-0.4 についての $r(\theta)$ グラフ、(右) $r(\theta)$ のフーリエ級数展開の結果

観測天体の $r(\theta)$ および $F(\theta)$ のフーリエ級数展開の結果から以下のパラメータが得られた。

表 3: 観測した 10 天体におけるフーリエ級数展開の結果

天体名	n_r	\tilde{r}_n	$\theta_{n:r} (^{\circ})$	$e - \theta_{n:r} (^{\circ})$	n_F	\tilde{f}_n	$\theta_{n:F} (^{\circ})$	$e - \theta_{n:F} (^{\circ})$
G18.8+0.3	2	0.19	17,200	101	2	0.35	18,200	100
G20.0-0.2	2	0.12	11,190	287	2	0.38	11,190	287
G21.8-0.6	1	0.45	130	166	3	0.39	11,200,320	213
G22.7-0.2	2	0.070	69,250	229	1	0.28	77	221
G33.6+0.1	3	0.11	69,190,290	48	3	0.18	69,190,310	48
G34.7-0.4	2	0.16	150,330	148	2	0.33	150,330	149
G46.8-0.3	2	0.084	160,330	143	2	0.23	160,340	140
G94.0+1.0	1	0.30	100	38	1	0.47	90	43
G109.1-1.0	2	0.13	170,360	164	2	0.45	8.6,190	273
G189.1+3.0	2	0.10	36,220	24	1	0.36	63	179

図 2 に SNR の半径 r と r_n との関係を示すパラメータ r_n との関係を示す、図 3 に銀河面までの距離 b と r_n との関係を示す。

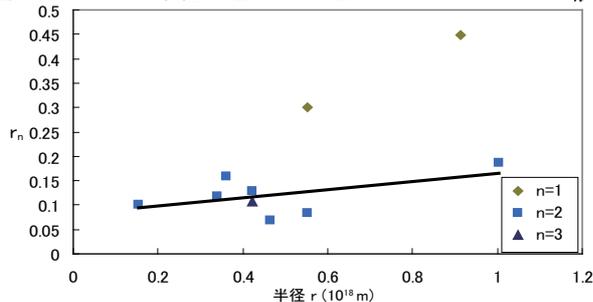


図 2: SNR の半径 r と r_n との関係。近似直線は波数 2 の波のデータについて引かれている。

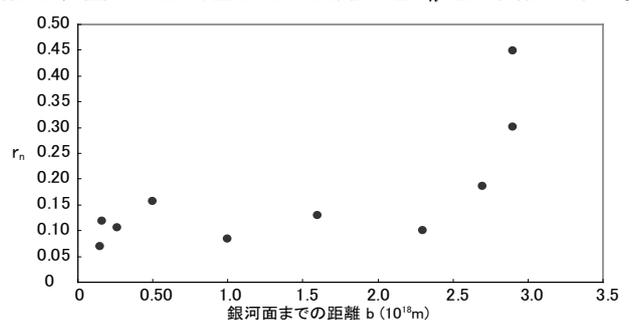


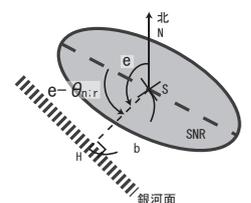
図 3: 銀河面までの距離 b と r_n の関係

・ 図 4 について

形状と銀河面との関係の評価するパラメータとして、銀河面までの距離 b および $e - \theta_{n:r}$ を使用する。 e は、形状重心から銀河面に降ろした垂線 SH と真北の方向 SN とがなす角度である (右図参照)。 $e - \theta_{n:r}$ が次の値に近くなれば、SNR の形状が銀河面の影響を大きく受けていびつになっていることになる。

$$\begin{cases} n=1 \text{ の場合、} e - \theta_{1:r} = -180, 180 \\ n=2 \text{ の場合、} e - \theta_{2:r} = -90, 90, 270 \\ n=3 \text{ の場合、} e - \theta_{3:r} = -180, -60, 60, 180, 300 \end{cases}$$

もし、SNR の形状が銀河面までの距離 b に依存しているならば b の値が小さい時ほど上記の傾向が強くなるのが期待できる。



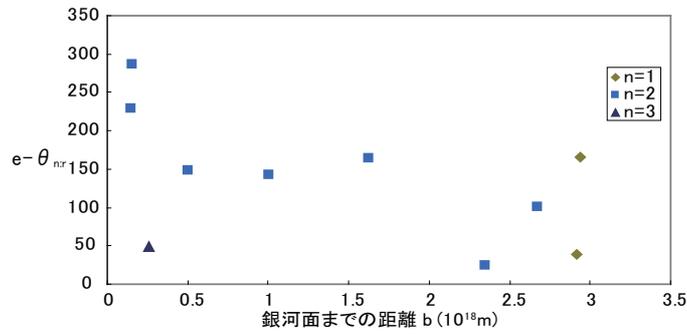


図 4: 銀河面までの距離 b 対 $e^{-\theta_{n,r}}$ の関係

G34.7-0.4 を除く 9 天体の電波アトラスを以下に示す。

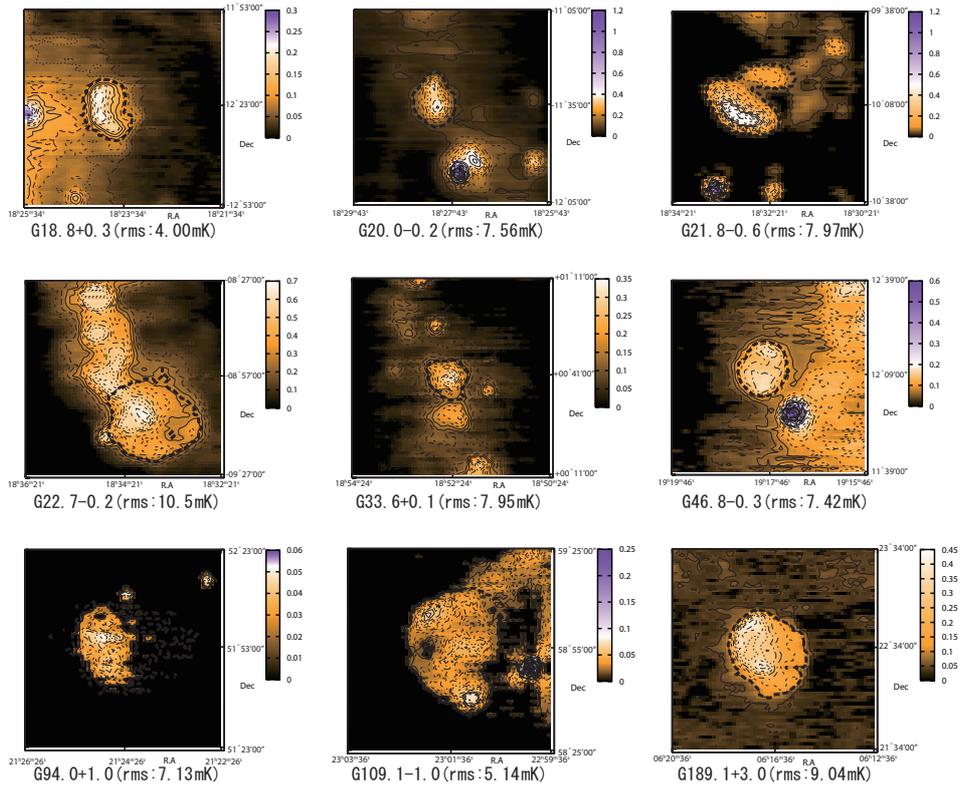


図 5: 各天体の輝度温度分布 (単位:K)。太い点線の内側を SNR としてみなしている。

6 考察・今後の展望

図 2 に示された SNR の半径と r_n の関係より、SNR は膨張するほど外部環境との相互作用が強くなり、形状がいびつになると考えられるが、あまり明確な傾向は見られなかった。図 3 に示された銀河面までの距離 b と r_n の関係においては、銀河面までの距離が近いほど星間物質の密度が高くなるため SNR の形状がよりいびつになることが予想されたが、結果からはその傾向が見られなかった。また図 4 に示された銀河面までの距離 b と $e^{-\theta_{n,r}}$ の関係からも、SNR が大きく広がる方向と銀河面との規則性が見られなかった。図 3 および図 4 の結果を踏まえると、銀河面までの距離に依存する星間物質の密度分布と SNR の形状には関連性が見られないと言える。しかし、今回の結果は統計的な議論を行うためにはデータが不足している。より正確な結果を得るために、現在新たな天体について追観測を行いデータを増やしている最中である。また、今回は形状のみに着目したが輝度温度の分布や爆発後の年齢も考慮に入れた議論を進め、得られた結果と銀河面との関係について再検討する予定である。加えて非対称性の他の原因として、より局所的な星間物質の密度分布との関係についても調べていきたい。

7 参考文献

1. Dubnir. G et al. 1999, AJ, 118, 930
2. Han. J.L. & Zhang. X.Z. 1996, Ap&SS, 243, 371
3. Shelton. R.L. et al. 1999, ApJ, 524, 192
4. Foster. T. 2005, A&A, 441, 1043
5. Sasaki Manami et al. 2004, ApJ, 617, 322
6. Charles M. Olbert et al. 2001, ApJ, 554L, 2050

W75 N における 6.7 GHz メタノールメーザの強度フレア現象

杉山 孝一郎、藤沢 健太、輪島 清昭、澤田-佐藤 聡子、磯野 靖子、石川 裕子、岸本 淳宏、城戸 美帆
隈本 晋太郎 (山口大学)、本間 希樹 (国立天文台)、村田 泰宏、望月 奈々子、土居 明広 (宇宙研)

1 概要

我々は、大質量星形成領域 W75 N において、山口 32 m 電波望遠鏡を用いた 6.7 GHz メタノールメーザの強度変動探査を行った。観測は、短期的な強度変動を検出するため毎日継続している。その結果、ピーク成分 (6.9 km s^{-1}) が 5 日間で約 20% 程度強度上昇するフレア現象を検出することに成功した。また、Japanese VLBI Network (JVN) を用いた VLBI 観測によって、6.7 GHz メタノールメーザは空間上で直径 1100 mas (2200 AU at 2 kpc) の楕円状に分布していることがわかった。その空間分布は、最高速度 10 km s^{-1} のインフォールを伴う回転円盤 (半径 1600 AU, 回転速度 5 km s^{-1}) で説明することが可能である。強度フレア成分はインフォールの終端に付随しており、急激なインフォールによる物理環境の変化が強度変動の原因と考えられる。

2 研究背景

6.7 GHz メタノールメーザは、水メーザや OH メーザとは異なり、大質量星形成領域においてのみ放射が行われている (Minier et al. 2003) 唯一のメーザである。また、このメーザは暖かい分子雲のコアとよく一致しており (Minier et al. 2001)、大質量原始星の特徴を示す ($10 M_{\odot}$, $10^4 L_{\odot}$) mid-infrared 天体とよく一致している (Longmore et al. 2006) 一方、大抵のメタノールメーザは ultra-compact (UC) HII 領域とは一致しない (Walsh et al. 1998) ことがよく知られている。このことから、この 6.7 GHz メーザは UC HII 領域よりも前の段階、即ち大質量原始星をトレースしており、その周りの星形成のダイナミクスを知る上で有用なプローブであると考えている。

このメーザは強度変動することが良く知られている (e.g., Szymczak et al. 2000)。Goedhart et al. (2004) の 4 年間に亘る 54 天体強度変動モニタリングにより、6 タイプの変動が検出されており、その中には一定の周期で変動するという、大質量星形成領域では非常に珍しい天体も存在している。しかし、このメーザの強度変動が、メーザ発生領域の何の変動に起因しているのかは明らかにされていない。

我々は、さらに短期的で特徴的な強度変動を示す天体の検出を目的として、山口 32 m を用いた毎日

の単一鏡観測を行った。本講演では、観測した天体の内、W75 N (距離 2 kpc) において検出した強度フレア成分と空間分布上における位置関係から、強度変動メカニズムを議論する。

3 観測

3.1 単一鏡強度変動モニタリング

2007 年 8 月 4 日から 10 月 24 日 (通算日 216-297) にかけて毎日観測を行った。ただし、アンテナトラブルや鏡面清掃などにより 20 日程度データ未取得の観測日がある。観測した天体の座標などのパラメータは表 1 に示している。山口 32 m 電波望遠鏡を用いて 6.7 GHz で達成される角度分解能は 5 分角であり、観測帯域幅 4 MHz を 4096 点分光することで 0.044 km s^{-1} の速度分解能を達成している。検出感度 5σ としては、14 分積分で 6.0 Jy を達成している。

振幅・絶対フラックス密度較正としては、温度が既知のノイズソースを各スキャンの初めに注入することで行っている。また帯域通過特性の較正は、ターゲットから赤経方向 2° ズラした位置を OFF 点として観測・割り算することで行っている。システムの変動率の評価は、G 12.91-0.26 を毎日観測することで行っている。この天体は、Goedhart et al. (2004) の強度変動モニタリングによって比較的変動が小さいことが知られている。その変動率は、モジュレーションインデックス (標準偏差 ÷ 平均値) より約 5% であった。

3.2 VLBI 観測

観測は 2007 年 7 月 29 日 (通算日 210) に Japanese VLBI Network (JVN) を用いて行った。参加局は、山口 32 m, VERA-水沢・石垣・入来 20 m の 4 局である。観測した 16 MHz 帯域の内、W75 N が観測されている 6668-6670 MHz の 2 MHz を切り出し 512 点分光しているため、速度分解能は 0.176 km s^{-1} に相当する。総オンソース時間は約 4 時間であり、イメージ感度 (1σ) は $230 \text{ mJy beam}^{-1}$ を達成している。また、生成される合成ビームサイズは $10.7 \times 3.0 \text{ mas}$ であり、その Position angle (PA) は -74° であった。

表 1: 単一鏡観測天体パラメータ

天体名	観測座標 (J2000)		S_p (Jy)	V_p (km s^{-1})	V_{ran} (km s^{-1})	Ref.
	RA (h m s)	Dec ($^{\circ}$ ' ")				
W75 N	20 38 36.45	+42 37 36.1	333.4	6.9	2.7, 9.7	1
G 12.91-0.26	18 14 39.50	-17 52 00.3	289.9	39.6	34.7, 41.5	2

Col. 4: 通算日 224 のピークフラックス密度; Col. 5: ピーク視線速度; Col. 6: メーザ放射の視線速度範囲;

Col. 7: 観測座標のリファレンス。

Ref. — (1) Minier et al. (2001); (2) Goedhart et al. (2004).

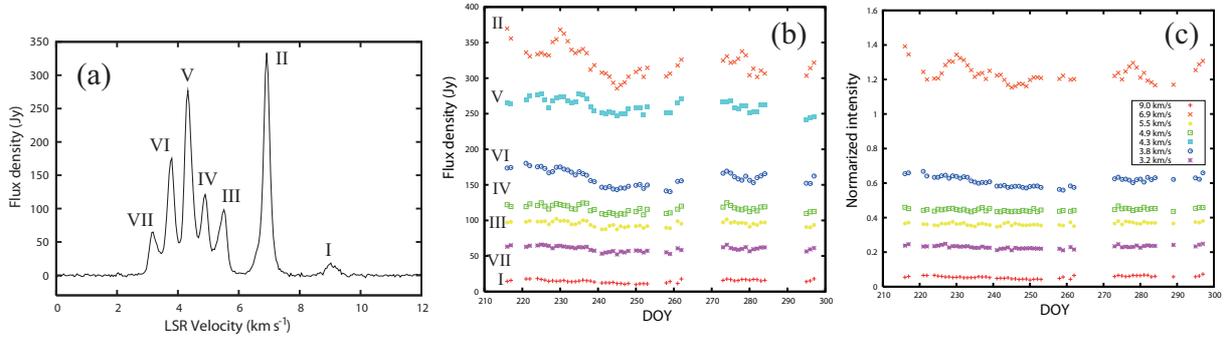


図 1: W75 N のスペクトルおよび強度変動図。ローマ数字は各パネル間で共通。(a) 通算日 225 のスペクトル。(b) 絶対フラックス値での各視線速度成分毎の強度変動。(c) 成分 V (4.3 km s^{-1}) で各成分を割り算して系統的変動を取り除いた強度変動。強度変動図における記号は (b),(c) 間で共通。

4 結果

4.1 強度フレア現象

各観測日間で I-VII の 7 成分を同定することができた。通算日 228-232 の 5 日間において、成分 II (6.9 km s^{-1}) のみ 20 % 程度の強度上昇現象を示した。これ以降この現象を強度フレアと呼ぶ。成分 V (4.3 km s^{-1}) で規格化し、系統的変動を取り除いた図 (図 1c) においては、通算日 275-280 においてもフレア現象が見受けられる。

4.2 空間分布 & 他プローブとの位置比較

図 2b に示すように、得られたメタノールメーザスポットは、フレア成分 (6.9 km s^{-1}) を中心に南北方向 1100 mas 程度に広がって楕円状に分布している。横軸に Declination 方向の offset をとって描いた P-V 図 (図 2c) は直線的な速度勾配を示しており、ケプラー回転円盤の同心円上にメタノールメーザスポットが存在することを示唆するものになっている。ただし、 6.5 km s^{-1} の成分はモデルに良く合っていない。これは、第 5 章にて考察する。

今回、この天体の絶対位置座標をFRINGEレートにより 200-300 mas の精度で決定した。Minier et al. (2001) で他プローブとの重ね合わせに用いられてい

表 2: FRINGEレートによる W75 N の絶対位置座標

RA(J2000)	Dec(J2000)
$20^{\text{h}}38^{\text{m}}36^{\text{s}}.42$	$+42^{\circ}37'34''.6$

る座標は ATCA を用いた観測でのFRINGEレートで求められたものであるが、その位置精度は 1-2 秒角程度しかなく、特に赤緯方向の精度が悪い。そこで、今回我々のFRINGEレートで精度良く求めた絶対座標を用いて連続波、水・OH メーザとの位置の重ね合わせを行ったところ、図 2a のようになった。以前の結果より、特に赤緯方向に位置が修正され、VLA 1 という連続波に付随することが明らかになった。VLA 1 は、水メーザの内部固有運動 (図 2d) から、電波ジェットをトレースしていることが明らかであるが、その PA $\approx 43^{\circ}$ に対して垂直に分布しているように見えるため、この領域のメタノールメーザの P-V 図から予想される円盤説を支持している。

5 インフォール円盤モデルによる検証

この領域のメタノールメーザの分布を、大局的にはケプラー回転円盤の同心円上で励起されているこ

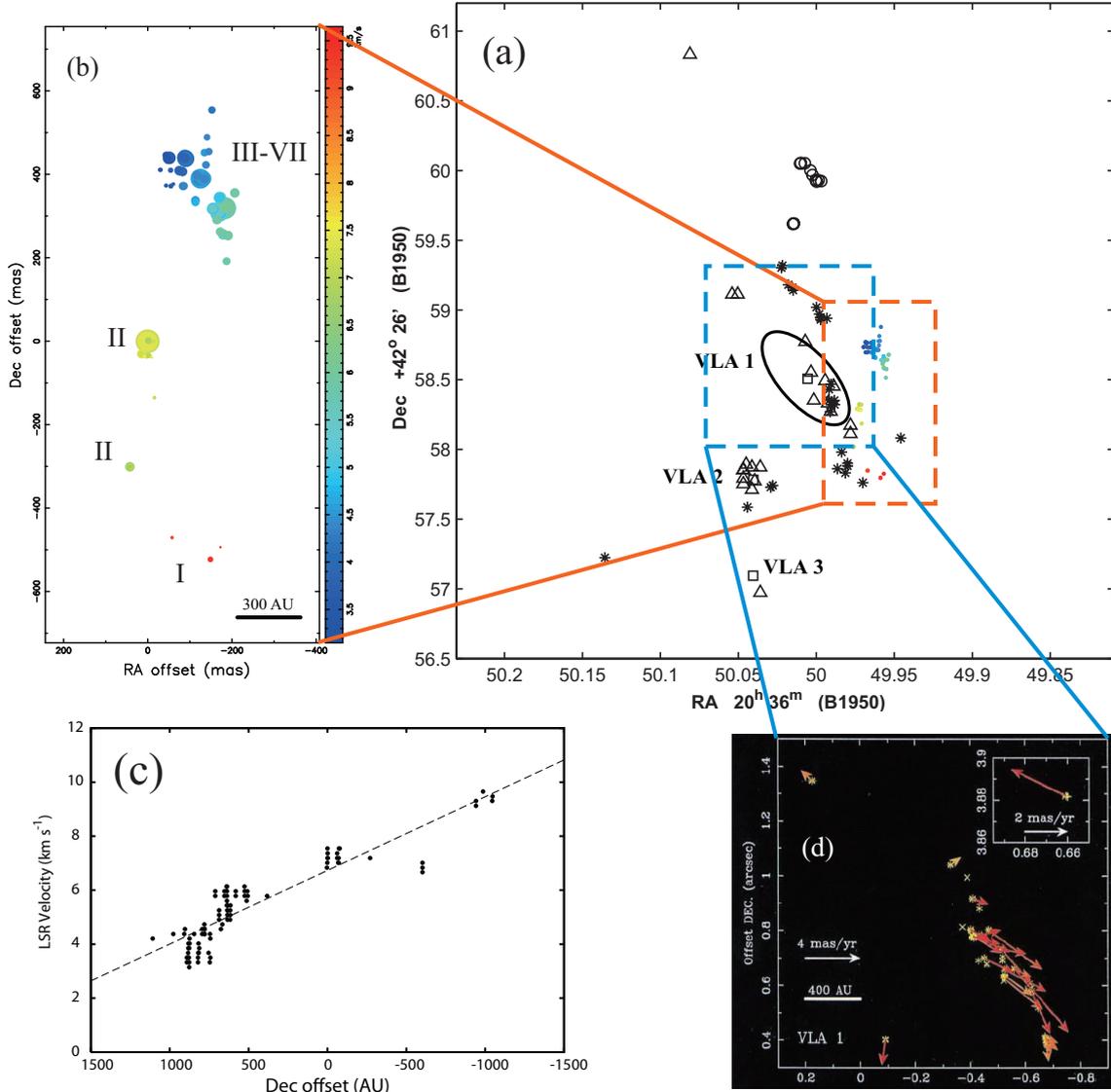


図 2: W75 N における各プローブのマップ。(a) Minier et al. (2001) による、メタノール (○), 水 (□), OH マーザ (*), および 22 GHz 連続波 (楕円) との重ね合わせ。四角印 (□) は連続波放射のピーク位置 (Torrelles et al. 1997) を明記。VLA1, 2, 3 は検出された連続波を明記。水, OH, 連続波の位置精度は 100-300 mas。当時のメタノールマーザの位置精度は 1-2 秒角。塗りつぶしの丸印 (●) は今回の我々の観測で得られたメタノールマーザの分布と位置関係。(b) 我々の観測で得られた 6.7 GHz メタノールマーザの空間分布。(c) メタノールマーザの P-V 図 (ただし横軸は Declination offset (AU) に相当)。(d) Torrelles et al. (2003) による、VLA1 に付随している水マーザスポットの内部固有運動。双極アウトフローをトレース。

とで説明できるが、 6.5 km s^{-1} の成分はモデルによく合っていない。この成分を円盤上で上手く説明するために、インフォールを考慮した円盤モデルを考える。その結果、以下のパラメータを有するインフォール円盤モデルで全てのスポットを上手く説明できる。

- 回転速度 : 5 km s^{-1}
- インフォール速度 : 10 km s^{-1} (ただし星の表面にて最大)
- 円盤半径 : 800 mas (1600 AU at 2 kpc)
- Position angle : 0°
- inclination : 73°

また、このときの円盤の内側の質量は、 $v = \sqrt{GM/r}$ より $45 M_\odot$ と算出されるので、大質量星の存在も示唆している。

強度フレア成分 II を空間分布上で見ると、星の表面付近、即ちインフォール速度が最大に近づく場所に付随していることが見てとれる。このことから、回転速度より速い急激なインフォールによる物理環境の変化に伴い強度変動していることが予想される。

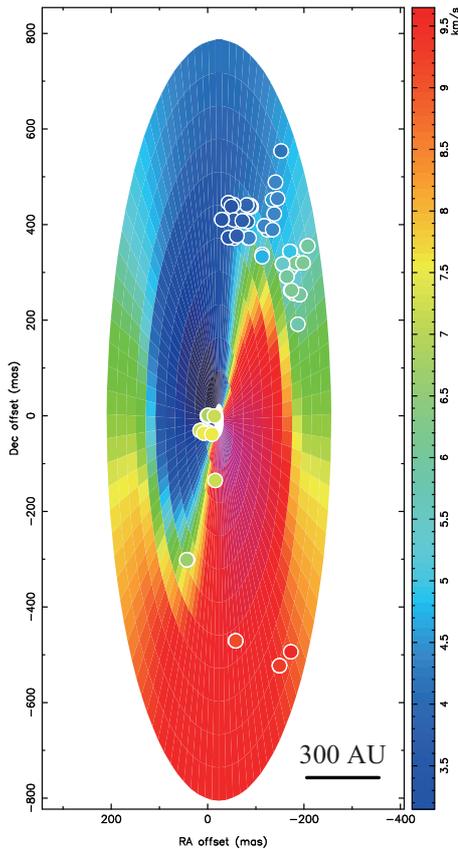


図 3: メタノールメーガスポット vs インフォール円盤モデル

6 今後の展望

今回のインフォール円盤モデルの検証では、特定のパラメータを有するモデルとメタノールメーガスポットの空間位置と視線速度を、単純に比較しただけなので、今後は最小二乗によるフィッティングが必要になってくる。またメタノールメーガスポットが形成している楕円は、実際には電波ジェットと完全に垂直に分布しているわけではないので、コニカルアウトフローモデルの検証も行っていく。

今後は、W75 N のメタノールメーザが回転円盤上で放射されていることを証明するために、内部固有運動の検出を目指す。

<参考文献>

- Goedhart, S., Gaylard, M. J., & van der Walt, D. J. 2004, MNRAS, 355, 553
- Longmore, S. N., Burton, M. G., Minier, V., & Walsh, A. J. 2006, MNRAS, 369, 1196
- Minier, V., Conway, J. E., & Booth, R. S. 2001, A&A, 369, 278
- Minier, V., Ellingsen, S. P., Norris, R. P., & Booth, R. S. 2003, A&A, 403, 1095
- Szymczak, M., Hrynek, G., & Kus, A. J. 2000, A&AS, 143, 269
- Torrelles, J. M., Gomez, J. F., Rodriguez, L. F., Ho, P. T. P., Curiel, S., & Vazquez, R. 1997, ApJ, 489, 744
- Torrelles, J. M., et al. 2003, ApJ, 598, L115
- Walsh, A. J., Burton, M. G., Hyland, A. R., & Robinson, G. 1998, MNRAS, 301, 640

大質量星形成領域 G9.62+0.20 における 6.7GHz メタノールメーザのサイズ決定

岸本 淳宏 藤澤 健太 輪島 清昭 澤田・佐藤 聡子 杉山 孝一郎

山口大学 電磁宇宙物理学研究室

概要

我々は、大質量星形成領域 G9.62+0.20 において JVN の 5 局を用いた 6.7GHz メタノールメーザの VLBI 観測を行い、この領域における 6.7GHz メタノールメーザの放射領域の構造サイズを決定した。今回の 6.7GHz VLBI マップと Minier et al. (2002) による 12.2GHz VLBI マップをそれぞれのピーク成分で一致させてみたところ、両メーザの空間分布はよく一致していた。メタノールメーザのスポット構造をコア/ハロー構造に分けて考え、二つのスポット(成分 C と F1)に対してそれぞれガウシアンでフィッティングをした。結果、コア構造が 8AU と 10AU、ハロー構造が 67AU と >86AU というサイズがそれぞれ得られた。

研究背景

●メタノールメーザのサイズ

現在、6.7GHz メタノールメーザのサイズは Menten et al. (1992) で W3(OH) において約 3AU という値が得られている。また Menten et al. (1992) はサイズを見積もる際、一つのガウシアンを用いてビジビリティ振幅 vs. uv 基線長にフィッティングし、見積もっている。

また、Minier et al. (2002) は 3 天体 (G29.95-0.02 と NGC7538, G9.62+0.20) において 12.2GHz メタノールメーザのサイズを見積もっている。その際、メーザの放射領域をコア/ハロー構造で説明し、二つのガウシアンを用いたフィッティングを採用した。これにより得られたサイズはコア構造が 2-20AU、ハロー構造が 12-290AU である。

●サイズ決定の意義

アストロメトリへ利用する際、VLBI のような高分解能観測において、スポットのサイズが大きいとフラックスが分解してしまうため、スポットを検出することができない。さらに、放射が広がったスポットを観測するためにビームサイズを大きくすると、今度は観測精度が落ちてしまう。これらの理由からアストロメトリへの利用にはスポットのサイズが重要となってくる。

現在、6.7GHz メタノールメーザスポットのサイズの研究は今までに、50Mλ 以上の基線長で観測した 4 つしか行われていない (Menten et al. 1992, Bartkiewicz et al. 2005, Pestalozzi et al. 2006, Goddi et al. 2007)。本研究は 6.7GHz メタノールメーザの観測を行い、uv 基線長に対するビジビリティ振幅のプロット上で、コア/ハローの二つの構造にそれぞれ独立にガウシアンフィッティングを行いサイズを決定した。そのとき用いた式を右に示す。ここで X は、uv 基線長に対するビジビリティ振幅のプロットにおける各構造成分の半値半幅である。そのときの d が求める構造サイズの直径となる。

$$X = \frac{2 \ln 2}{\pi d}$$

●観測天体 G9.62+0.20 について

- ◆ 今回、6.7GHz の観測ターゲットには、6.7GHz と 12.2GHz の比較をするため、Minier et al. (2002) で 12.2GHz の VLBI 観測が行われ、すでにサイズが決定済みである大質量星形成領域 G9.62+0.20 を選んだ。
- ◆ この天体は様々な値の距離が報告され、2kpc とするものも (Norris et al. 1993) あれば、5.7kpc (Minier et al. 2002 もこの値を使用。) とするもの (Hofner & Churchwell 1996) もある。今回使用した距離は Minier et al. 2002 と同じ 5.7kpc である。
- ◆ G9.62+0.20 における De Buizer et al. (2003) により得られている多波長での連続波のマップを図 1 に示す。またこの天体は、現在までに図 1 における領域 3, 4, 5 で 6.7GHz メタノールメーザが検出されており、12.2GHz は領域 4 でのみ検出されている (Norris et al. 1993)。図 1 を見ると、領域 4 ではダストで明るく光る領域 (11.7 μm) と H II 領域が明るく見えている領域 (3.5cm) が重なって見えている。他に領域 3, 5 で水メーザも検出されている (Hofner et al. 1996)。領域 3 は H II 領域のピーク付近とダストで光る領域のピークが少しズレて存在する。領域 5 はアンモニア源を中心とする領域で、11.7 μm と 3.5cm の両波長で見えていない。
- ◆ 我々は、領域 4 内にある 6.7GHz メタノールメーザについて研究を行った。6.7GHz と 12.2GHz の単一鏡のスペクトルを図 2 に示す。

表 1.観測パラメータ

基線長 (M λ)	ビームサイズ mas \times mas	周波数帯 (GHz)	帯域幅(帯域範囲) (MHz)	分光点数	速度分解能 (km/s)	onノース時間 (h)	イメージ感度 (Jy/beam)
6.5-50.1	23 \times 2.1	6.664 -6.680	4 (6665-6669)	1024点	0.175	\sim 1.5	0.323

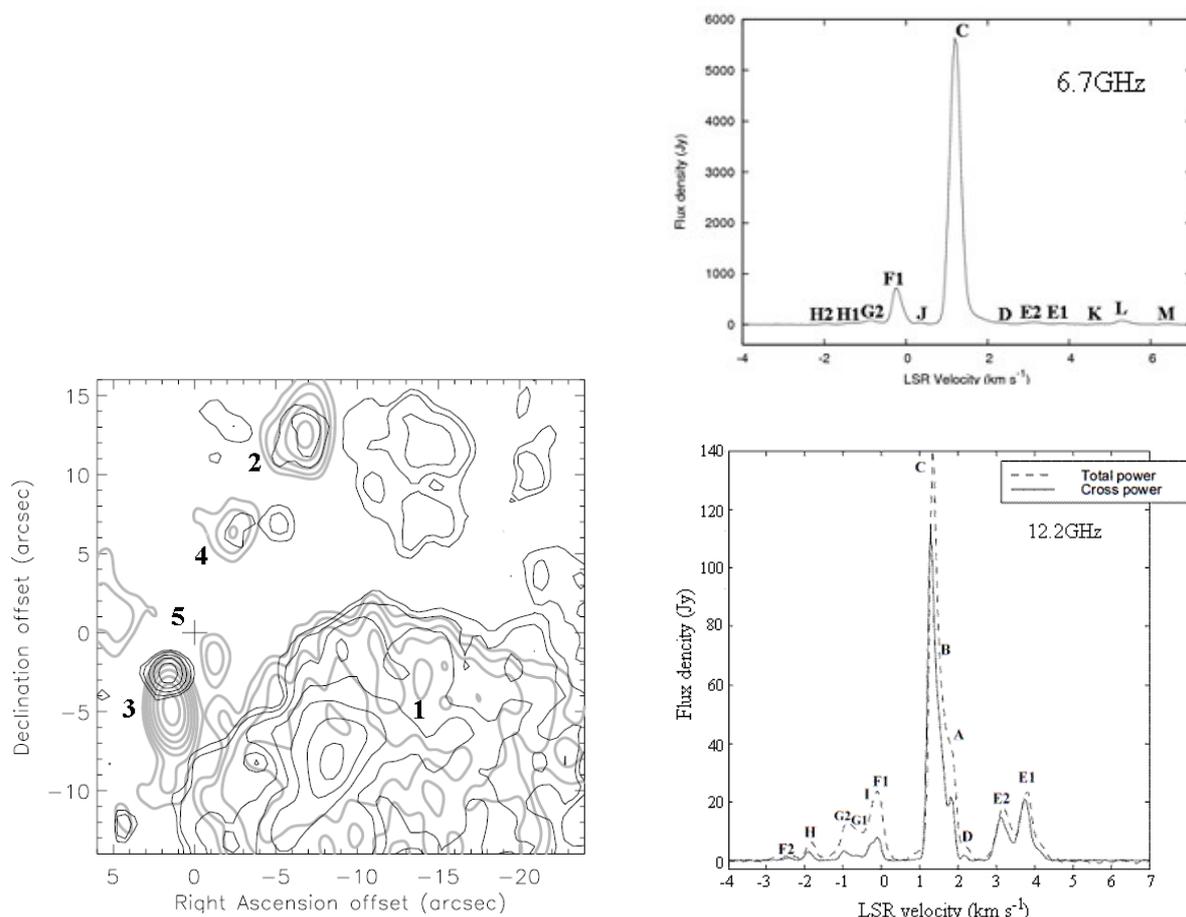


図 1. G9.62+0.20 における連続波のコントア

1-5の番号は各々 De Buizer et al. (2003)の B-F に対応する。黒のコントアは 11.7 μ m の中間赤外のコントア。灰色は 3.5cm の電波連続波のコントアである。アンモニア源の中心を 5 とラベル付けされた十字で示す。

観測パラメータ

今回の 6.7GHz メタノールメーザの観測には JVN の 5 局を用いた。その 5 局は石垣, 入来, 山口, 水沢, 臼田で, 2007 年 7 月 29 日に VLBI 観測を行った。観測は Minier et al.(2002)で用いられた座標と同じ座標(18^h 06^m 14^s.659, -20° 31' 31".57)を選んだ。今回の観測パラメータを表 1 に示す。

VLBI マップ

今回の観測で, 主な観測対象である領域 4(図 1)において 6.7GHz メタノールメーザが検出でき, 領域 3 と思われる位置においてもメーザが検出できた。その VLBI マップを図 3 に示す。

領域 4 における 12.2GHz メタノールメーザの VLBI マップは Minier et al. (2002)により得られている。その VLBI マップを図 4 で示す。図 5 で 6.7GHz と 12.2GHz メタノールメーザの VLBI マップの重ね合わせを示す。スポットが□で描かれている方が今回の 6.7GHz のマップで, スポットが○で描かれている方が 12.2GHz の Minier et al. (2002)から引用したマップである。このマップは 6.7GHz と 12.2GHz のスペクトルピーク(成分 C)が一致するようにし, 重ねあわせをした。その結果, 図を見てわかるように, 空間的に分布はよく一致をしていた。

これらの結果を踏まえ, フラックス強度が大きく, スペクトル上で 12.2GHz のコンポーネント F1 と同じ速度で, マップ上でもほぼ同じ位置のスポットを F1 と同定した。

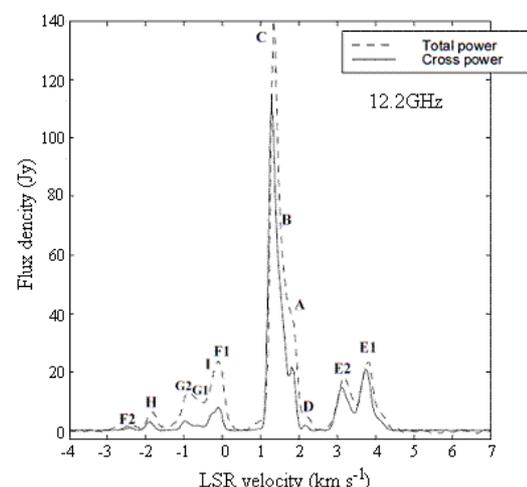
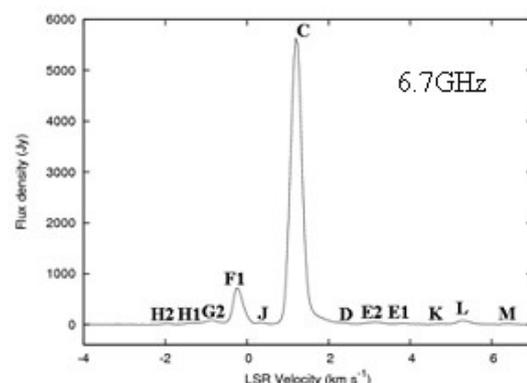


図 2. G9.62+0.20 における 6.7GHz と 12.2GHz の単一鏡スペクトル

A-H までは Minier et al. (2002)のコンポーネントに対応する速度の成分(抜けているアルファベットは対応するコンポーネントが見られなかった)。J-M は 6.7GHz で見られる成分。

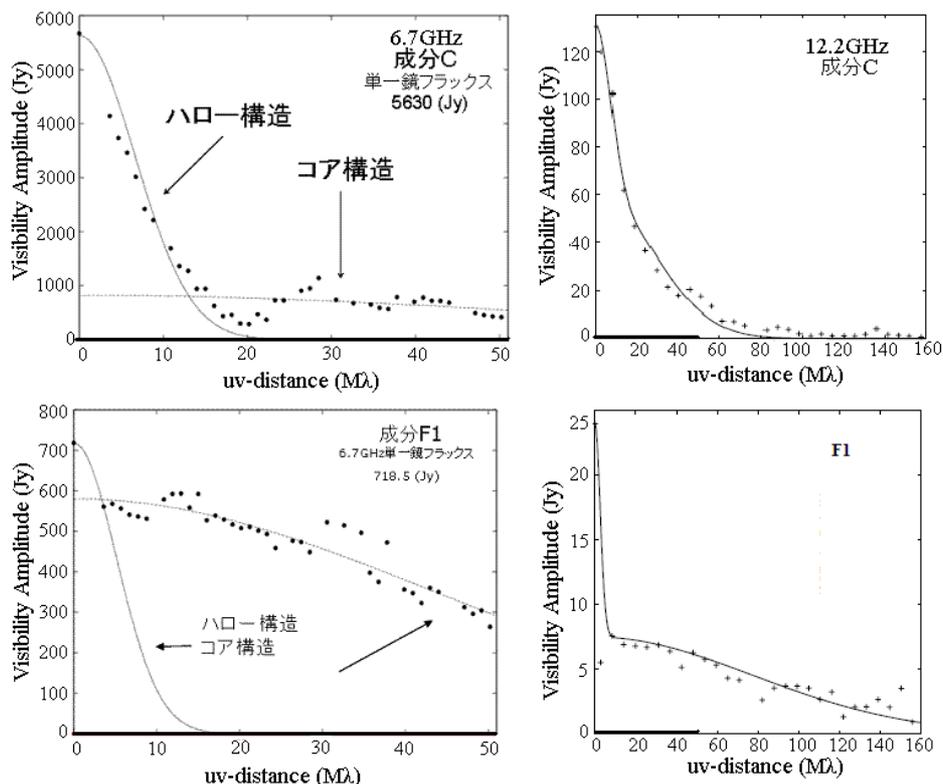


図 6. 成分 C と F1 のビジビリティ vs. uv 基線長

uv 基線長 0 のところには 6.7GHz 山口単一鏡のフラックスを用いた。横軸の太線は JVN の基線長に対応する。12.2GHz のビジビリティ vs. uv 基線長プロットは Minier et al. (2002) より参照した。

表 2. ガウシアンフィッティングの結果。12.2GHz の結果は Minier et al. (2002) を参照した。

周波数	成分	Halo		Core	
		(mas)	(AU)	(mas)	(AU)
6.7GHz	C	12	68	1.4	8.0
	F1	>15	>86	1.8	10
12.2GHz	C	11	62.7	2.8	16
	F1	>30	>171	1.0	5.7

それぞれ、コア構造のサイズで 8AU と 10AU、ハロー構造のサイズで 68AU と 86AU 以上となった。ハロー構造は大きく広がっているが、コア構造はそれに対し 8AU というようなコンパクトなサイズのものも有った。6.7GHz と 12.2GHz 帯で成分 C の構造サイズを比較すると、12.2GHz のコア構造のサイズに比べ 2 倍小さな結果が得られた。一方、ハロー構造は約 10% 程度の差で一致した。

逆に成分 F1 を見ると、コア構造のサイズは 12.2GHz の方が 6.7GHz に比べて約 2 倍小さくなった。また、フラックス強度は 6.7GHz と 12.2GHz で比べると、6.7GHz の方が両成分で大きな値をとった。

今回用いた天体までの距離は 5.7kpc であったが、仮に Norris et al.(1993) で得られている 2kpc という値で考えると、今回得られた構造サイズはさらに小さくなる(たとえば成分 C のコア成分は 2.8AU となる)。このようなコンパクトな構造サイズを持つスポットは、水メーザのサイズ(~1AU というコンパクトなスポットがあることで知られている)と、同じ大きさのオーダーを持つスポットがあることがわかった。

参考文献

- [1] De Buizer, J. M., Radomski J. T., Telesco C. M., Pina R.K., 2003, ApJ 598, 1127
- [2] Hofner P., Churchwell E. 1996, A&A 120, 283
- [3] Hofner P., Kurtz S., Churchwell E., Walmsley C. M., Cesaroni R., 1996, ApJ 460, 359
- [4] Menten K. M., Reid M. J., Pratap P., Moran J. M., Wilson T. L., 1992, ApJ 401, L39
- [5] Minier V., Booth R., Conway J.E, 2000, A&A 362, 1093
- [6] Minier V., Booth R., Conway J.E, 2002, A&A 383, 614
- [7] Norris J. B., Whiteoak J. L., Caswell M. H., Wieringa, Gough R. G., 1993, ApJ 412, 222
- [8] Bartkiewicz, A., Szymczak, M., & van Langevelde, H. J. 2005, A&A, 442, L61
- [9] Pestalozzi, M. R., Minier, V., Motte, F., & Conway, J. E. 2006, A&A, 448, L57
- [10] Goddi, C., Moscadelli, L., Sanna, A., Cesaroni, R., & Minier, V. 2007, A&A, 461, 1027

銀河中心領域の広域電波観測

藤沢健太 (山口大学)

1. 研究の目的

これまでに様々な望遠鏡・周波数で銀河中心領域が観測されている。しかし銀河中心は輝度が大きく異なった天体が密集して分布しているため、低輝度の広がった構造の観測が困難である。2006年の観測に続き、2007年は11度×5度という大きな領域を一度に観測した。このデータにより、特に銀河中心領域のループ構造について研究を行った。

2. 観測と解析

観測は山口 32m 電波望遠鏡で行った。観測周波数は 8.38GHz (ビーム幅 4.2 分角)、観測は 2006 年 4 月～2007 年 6 月に行った。マップの範囲は銀河中心を中心として 5 度×5 度 (約 700pc に相当) を単位として、観測する。スキャンは銀緯方向に 5 度/分の速度で行い、データは 1 分角間隔で取得した。総データ点数は 1 枚のマップあたり約 9 万点である。スイッチングによるノイズ低減は行わず、連続的に受信パワーを測定する方法を採用した。観測の前後にスカイティンピングを行い、システム雑音温度と大気の吸収量の測定を行った。受信パワーをシステム雑音温度に変換した後、銀緯±2.5 度付近の各 3 点を使って直線ベースラインを設定して全データから差し引いた。得られたデータはスキャンノイズを含んでいたため、Sofue & Reich (1979) の PRESS 法を用いてノイズの低減を行った。さらに全幅 1 分角のガウシアンで平均化を行った。マップのノイズ rms は約 10mK である。ベースラインの誤差は 10mK 程度、最終的な強度分布の絶対値は 20% 以下の誤差で正確であると考えている。

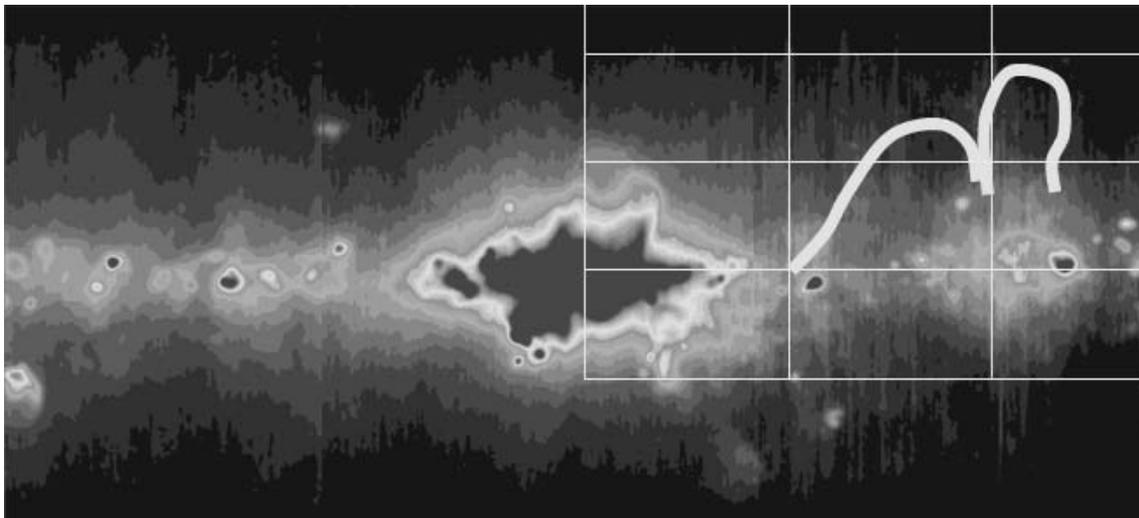


図. 山口 32 m 電波望遠鏡で観測した銀河中心領域

横軸が銀経 ($-5.5 \sim +5.5^\circ$)、縦軸が銀緯 ($-2.5 \sim +2.5^\circ$)。銀緯方向のスキャンだけで観測しているため、縦縞 (スキャンノイズ) が多少残っている。右上の黄色い 2 本の線は銀河中心ループ領域を表す。

3. 銀河中心ループ

Fukui et al. (2006)「なんてん」によるCO分子観測で明らかにされた銀河系中心部のループ状分子雲ガスの運動・温度・構造。『パーカー不安定による磁気浮上ループ』として説明されている。分子雲を銀河面から持ち上げる強力な磁場 ($B=0.1\sim 1\text{mG}$) が存在するならば、シンクロトロン放射が期待される。広域マッピング観測によってこの検出を目指す。

4. 観測結果と考察

高い輝度の構造は観測されない。ループ1に対応する連続波放射は非検出 ($T_b \leq 10\text{mK}$)、ループ2はわずかな輝度の増大 ($T_b \sim 20\text{mK}$) が見られたただけだった。408 MHz 観測 (Haslam et al. 1981) でもループ領域の輝度増大は見られない。

5. 考察

輝度が低い原因について以下の4つの仮説を検討した。明確な結論は得られていないが、検討の結果のみを記す。

(1) 磁場強度が 1mG より小さい?

今回の観測だけでは正否を判定できない。

(2) 放射が非等方的で見かけの電波強度が小さい?

AGNではドップラー効果が作用するが、銀河系の大規模な磁場ではドップラー効果は作用しない・・・×

(3) 高いエネルギーの電子は寿命が短い

1mG の磁場中では、数万年で電子はエネルギーを失う。これはループの成長時間 ($\sim 10^6\text{yr}$) よりはるかに短い。そのためループが見えないのか? →現在も粒子加速が行われているなら見えるはず。

(4) エネルギー等分配の仮定が正しくない

エネルギー等分配で推定した磁場 $B \sim 10\mu\text{G}$ 、分子雲の運動から推定した $B \sim 1\text{mG}$ とは不一致。ループが磁力線の形状を明瞭に示すことから、磁場が圧倒的に卓越している可能性がある。エネルギーの相互転換、または高エネルギー粒子の加速が十分に行われておらず、エネルギー等分配は成立していないのか?

山口大学と山口32m機関報告

藤沢健太（山口大学）

1. 研究成果

・VLBI

大学VLBI連携観測を活用して観測を実施。今年最も力を注いだ。大学連携の推進拠点のひとつとして、土居さんが研究したNLS1の観測結果が受理・出版された。VSOP-1、VLBAのデータを使ったAGNの研究が行われている（輪島、澤田-佐藤、隈本ポスター）。メタノール・メーザの研究は、大学VLBI連携の一環として、2, 9月に約80時間の観測を行った。日本でも世界の研究に負けない良い結果が得られるようになった（杉山ポスター、岸本ポスター）。杉山君の投稿論文も受理された。

また、白鳥座X-3の観測結果をまとめた坪井さんの論文が受理された。

・単一鏡

山口32m単一鏡観測はメタノール・メーザの観測と連続波マッピング観測を行っている。メタノール・メーザは2004年から恒例になった夏場の「メタノール・シーズン」にサーベイを実施した。今年はVLBIに力を注いだので、単一鏡観測は昨年までにラインが検出された約180天体に限って行った。観測結果はVLBIデータとの比較、強度変動について研究を行っている（石川ポスター）。また、メタノール・メーザ小研究会を11月に実施した。連続波マッピング観測では、連続的に望遠鏡を駆動（スキャン）しつつデータを取得するシステムが一応完成したので、大幅に観測効率が上がっている。今年の研究内容は超新星残骸アトラス計画の詳細な解析（城戸ポスター）と銀河中心の観測である。

2. 観測装置関連

山口32m電波望遠鏡は利用開始から6年目となった。2007年10月、追尾システムに原因不明の障害が生じ、突然停止する現象が発生した。2008年1月現在、この現象は発生しなくなったが、原因は不明のままである。NICTから借用の水素メーザ周波数標準が停止した（2月）ので修理した。バックアップとしてCsを稼働させてVLBI観測にも成功した。また5年ぶりに鏡面の清掃を行った。

ネットワーク化については、Sinet3による光結合VLBI観測網へ参加し、現在は定期的にフリッジ検出が可能となっている。光結合サイエンスワークショップを8月に開催し、研究方針について議論した。

22GHz化は、常温試験受信機による試験を継続している。22GHzでの光結合観測にも成功した。

3. 大学の状況

研究室は発足から6年目である。構成員は藤沢（准教授）、輪島（助教）、澤田-佐藤（研究員）、学生はM2=1名、M1=1名、B4=4名の計6名。研究内容はAGN、メタノール・メーザ、SNRなど。韓国・中国との連携を強化する方針を探っている。

2 ビーム VERA システムとその観測計画に関する問題

——計画の抜本的見直しを行うべきです。その科学的、技術的問題点疑問点を示します。——

三好 真 (VLBI 天文学)

2006年3月30日初稿

2008年1月31日全面改訂

科学目標に関する妥当性

「1000 天体の距離と運動を測ると銀河系の何がわかるのか？」——これを明確にすべきです。天文学会等でも銀河の研究者から質問がありました。実のところ 10 年前からこの疑問の声はあり、回答されないままです。また学会では「役人向けの説明を（学会等の科学の場で）いつまで続けるのか？研究として本当には何ができるのかを言うべき」とのコメントもでています。実際には何をやるのかを示す必要があります。このあと述べるように観測可能天体数は著しく少数です。「銀河系の研究」は見直すべきです。

観測可能数に関する問題（実際には 100 天体未満）

この間、公式発表として「**1000 天体（の年周視差と固有運動）を 10 マイクロ秒角精度で測る**」とされています。例えば国立天文台年次報告（2006 年度）には、「...従来に比べて 100 倍精度の高い 10 マイクロ秒角のアストロメトリ観測を行う。これによって我々の銀河系内の約 1000 個のメーザー天体について年周視差と固有運動の計測を行い、銀河系の 3 次元地図および 3 次元ダイナミクスを明らかにする。...」と記述されています。「**1000 天体を測る**」は一般向け報道でもよく述べられています。

しかし 1000 天体計測の可能性は実際にはありません。100 天体がせいぜいであることを以下に説明します。

- 1)まず 2 ビーム・アンテナの視野 2 度以内に位置参照源が少ないこと。楽観的推定でも、水メーザ(1013 天体)に対し約 50%、SiO メーザ(1237 天体)に対し約 30%の存在率です。
- 2)さらに銀河メーザ(典型 1mas)は VLBI の分解能に比べ十分に大きいため、過分解によって長基線では強度が低下、あるいは検出できなくなります。(これら 2 点は'98 年の設計段階で予測し警告しました)。
- 3)以下の 3 つのサーベイ結果からメーザ・参照源ペアを観測した際、両天体の検出率は、0-20%であることがわかります。

(a)廣田報告は 80 の水メーザ、参照源ペアに対し両検出は 8 ペア(10%)、

(b)チェ報告は 57 の SiO メーザ、参照源ペアに対し両検出は 0 ペア(0%)、

(c)最近の報告でも 106 の水メーザ、参照源ペアに対し両検出は 20 ペア(19%)。

以上から検出可能数 Nobs は、(計測精度の議論は別として)、

$Nobs = (\text{全メーザ数}) \times (\text{参照源存在率}) \times (\text{両天体フリッジ検出率}) = 1000 \times 0.5 \times (0 \sim 0.2) = \mathbf{0 \sim 100}$ 、

と推定できます。

天体ペアの一方を検出すれば、位相参照積分で、残る片方の天体も検出・位置測定できるという説があります。その技術は未開発であり、仮に検出しても 2 ビーム間の異なる器差遅延、ゲイン差の影響が推定できず、電波イメージ精度と位置測定精度には制限があります。受信機の性能向上は検出数を増やします。しかし雑音レベルは大気分が卓越しており、受信機雑音の低減はさほどの感度上昇を生みません(特に 43GHz で顕著)。また観測帯域 B の拡張は連続波源の検出向上に寄与しますが、効果は $B^{0.5}$ に比例、劇的ではありません。ライン放射である、狭帯域放射のメーザには全く効果がありません。また 2 ビームに代わり広角度のスイッチング観測をした場合、観測時間は 25% となって感度は半分になります。いずれにせよ 20 年程度のうちに観測可能数が 1000 天体になることはあり得ません。

また「1000 天体を計測する」を目標に「数十天体を毎年計測し、十数年観測を継続する」とする年次計画が組まれています。実際には観測可能天体は 100 天体未満なので、もし年に数十天体を計測できるならば、2 年で全観測は終了することになります。現実とは異なる前提で長期計画を組むべきではありません。

観測装置性能に関する疑問 1 (アンテナ受け入れ)

10 μ 秒角の高精度天体位置測定には基線ベクトルと遅延の正確な測定が必要です。装置起源の遅延誤差も当然較正し、除去せねばなりません。許容遅延誤差はトータルで 100 μ m ですが、装置起源の許容誤差 (主に 2 ビームシステム間の許容機械遅延誤差) は 50 μ m です。これはアンテナ仕様でも規定されています。装置 (アンテナ) の受け入れに関してどのような測定を行ってこれを検収・確認したのでしょうか? ここで光路長差はその時間変動成分ではなく、絶対値としての光路長差です。現状の計測技術で、絶対値としてこの精度の測定をすることは不可能ではないでしょうか。

観測装置性能に関する疑問 2 (電波雑音源法)

機械遅延較正法の一つとしての電波雑音源法は疑問です。主鏡を含む光学系とは全く無関係の場所から放射した電波の遅延を測ることから、なぜ光学系で発生する機械遅延誤差が精度よく測れる (あるいは推定できる) のか、その測定原理と精度が不明です。科学的・技術的な解説をしたレポートが必要です。

観測装置性能に関する疑問 3 (電波雑音源法では計測できない機械遅延の存在)

電波雑音源法では検知できない機械遅延誤差がいくつか存在します。ポインティング・エラーがあるときアンテナ・ビーム内位相特性によって機械遅延が生じます。この遅延誤差の存在はアンテナ工学の知識として基本的なものです。特に 2 ビーム・アンテナのように光軸からはずれた位置でのアンテナ・ビーム内位相特性は非対称性をもち、追尾エラーによって系統的な位相遅延誤差を生みます。メーカーの計算値でもアンテナ・ビームの十数分の一をはずれると、50 μ m 程度 (43GHz の場合) の遅延が発生することが示されています。

装置性能の確認としてアンテナ・ビーム内位相特性の実計測が必要なのは必ずです。例えば RISE グループではそのビーム内相対 VLBI 観測にそなえ、実際に計測を実施して、結果は IEEE に掲載しています (Liu 他 2007、IEEE T. A. P., 55, 5)。その結果をみても 22, 43GHz では通常のアンテナにおいても、無視できない遅延系統誤差を生じるのではないかと推定できます。2 ビーム・アンテナで同種の測定ができない理由、あるいはしなくていい根拠があるなら示すべきです。

観測装置性能に関する疑問 4 (基線ベクトル精度に関する問題)

基線ベクトルの誤差は、w (天体方向) の誤差、すなわち遅延誤差を引き起こすだけではなく uv 値にも誤差をもたらします。例えば 1 千 km 基線に 5mm の誤差があるとして、2 度離角の測定では 50 μ 秒角の位置誤差をもたらします。また uv 誤差を考える際には最長基線で考えるよりも、実際に有効な基線長で考えるべきです。多くの銀河メーザは 2 千 km 基線では分解されてしまい検出できなくなります。最長基線 2 千 km に対しての誤差の議論は実際的ではありません。本来は各メーザの大きさに応じて、その検出できる基線長で議論すべきで、典型的には 1 千 km 基線あたりを想定すべきです。この場合 2 度離角を 10 μ 秒角精度で測るには許容基線長誤差は 1mm になります。この精度は現在の測地 VLBI では相当困難な数字です。

IAU シンポジウム 248(2007 年 10 月)では、「10 μ 秒角精度達成のためには局位置精度は 5mm でよい(場合がある)」という講演がありました。どんな条件において 5mm 精度でよくなるのでしょうか? 基線誤差が大きくても位置精度のである場合があるならきちんと説明するべきです。

観測論文に関する疑問 1 (各測定のエラーが推定されていない)

いくつか観測結果の論文がありますが、1 回 1 回の測定点の誤差の記述がありません。装置起源の誤差の伝搬をきちんと考慮すべきです。装置からの誤差見積もりと、実際の測定結果からの誤差とを比較し、矛盾がないことを確認してゆくのは精密計測いや物理実験学の基本です。

観測論文に関する疑問 2 (解析の詳細を示そう。)

個々の結果をみると精度に大きなばらつきがあります。特に位置不動のはずの QSO-QSO ペアで 200μ 秒角の散らばりが発生していることを考えるとなぜ「 50μ 秒角精度が出ている」という公式見解(2006 年 10 月)がだせるのでしょうか。「 50μ 秒角精度」が正しいとすると、これと桁で精度が違う観測結果の原因は为什么呢？

また多くの報告は **phase reference** による電波イメージが示されないまま、その位置の時間変化を示すプロットとそこへの年周視差曲線の **fitting** が示されます。少数の天体像を示した報告では通常の電波イメージとは異なり、本当の電波イメージとは思えない例が見受けられます。精度が悪くても、それがどの程度なのか客観的な資料を見せるべきです。**phase reference** による電波イメージを示すべきです。

この際、以下のようなデータ解析の細部を明示すれば、精度は悪くても、データの信頼度は上がります。

(a) 各基線のフリッジの位相・振幅の時間変化

(b) クロージャ・フェーズ

--以上は観測データと得られた電波像からの計算値の一致度を含めて--

(c) 参照源と目標天体の電波イメージ

--通常のマッピング法によるものと **phase reference** によるものの比較--

観測論文・報告に関する疑問 3 (異常に高精度な例)

S269 の測定精度 (8μ 秒角精度) は他の結果に比べて桁違いに良い。どんな好条件がそろったのか不思議である。2 年間、その技術的な疑問に回答がないので実際にデータ・アーカイブの解析を行っています。

装置性能を述べる論文について (データの扱いが不正です)

VERA 論文 A (P.A.S.J. 55, L57-L60, 2003) はその 2 ビーム・アンテナによる 10μ 秒角位置天文を実現する大気位相補償能力の確認をしたと主張する論文です。通常の相対フリッジと異なる特徴を示しており、2 年前からその疑問を含め、質問状、<http://veraserver.mtk.nao.ac.jp/restricted/UM2006/P2Miyoshi.pdf>, を提出しています。アーカイブ・データを直に検証し、以下のことが解りました。

(1) 論文 A は最初の観測 1 時間のデータのみを示して、上記を主張します。ところが観測時間は全体で 6 時間あるのに残り 5 時間について言及がありません。

(2) 論文 A の「天体位置補正」によって最初の 1 時間については相対位相を平均 0° にします。コヒーレンスはその 1 時間に対してほぼ 1 を示し、アラン分散も 100 秒以上では白色雑音の振舞いを示します。これらから 2 ビーム・アンテナによる大気位相補償は成功、長時間積分そして高精度位置測定が可能であると論文 A は主張しています。

(3) しかし、「天体位置補正」のパラメータは最初の 1 時間の相対位相を平均 0 度にするのみでその後の時間では、位相は非常に大きな変動を示します。つまり先の「天体位置補正」は正しい天体位置補正量とは異なる値を用いていることとなります。

(4) そこでフリッジサーチによって全時間の位相変動を調べると、天体南中時において高速変動し、(天体位置ずれの起こす) 1 恒星日周期の正弦変動と異なる増減が見え、装置等に異常があることがわかります。本観測データは同時相対 VLBI の位相補償効果を示していないし、2 ビーム・アンテナの装置性能が確認できるデータとも言えません。むしろ逆に、この時点で装置 (相関器含む) には大きなバグがあることを明確に示しています。特に、都合のつく最初の 1 時間のみを用い、期待する結果を示さない 80% もの大部分を理由も示さず捨てている (データの S.N.R. は全時間で良好) のはデータの意図的選択です。従って論文 A は取得データの示す結果とは逆の結論 (= 装置性能が確認された) を主張するために不正なデータ扱いをしていることとなります。

相対 VLBI 法による銀河メーザ位置天文学の問題点

三好 真 (国立天文台)

以下の論文の要約と図 1, 表 1, 1.8 節, 1.9 節を抜粋します。詳しくは web を参考ください。

三好 真、2007、国立天文台報 (*REPORT OF THE NATIONAL ASTRONOMICAL OBSERVATORY OF JAPAN*)、Volume 10、No.3-4 (2007.10)、P1-18、“相対 VLBI 法による銀河メーザ位置天文学の問題点 (*On Galactic Maser Astrometry using differential VLBI*)” <http://library.nao.ac.jp/naoreport/index.html>

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.

(日本語) 銀河系メーザを対象とする相対 VLBI による位置天文観測に関する考察と検討結果を示す。SiO メーザ, H₂O メーザとともに VLBI の分解能に対し十分な見かけの大きさを持つため基線長に応じてその相互相関強度は低下する。例えば RT Vir の H₂O メーザでは 850km, VY CMa の 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。(2)相対 VLBI に必要な参照電波源の存在確率をサーベイを元に求めた。位置参照天体を確実に得るには離角 10 度角が必要である。仮に 2 度角以内の離角では H₂O メーザに対し 47%, SiO メーザに対し 29%しか, 100mJy 以上の位置参照天体はない。(3)ビジビリティ(visibility)の振幅の較正については, 位置測定にはあまり影響がないと言われてきたが, 必ずしもそうではないことを明らかにした。特に複雑な構造があつて, 複数のメーザ・スポットがある場合, その検出に影響する。43 GHz 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り, 十分な較正にはセルフ・キャリブレーション法 (self-calibration) の助けが必要である。セルフ・キャリブレーション補正解をデータの補正に直接使うことはできないような観測システムでは, 振幅補正の観点から, 位置測定精度に制限が付く。(4)またミリ波帯(43 GHz)の VLBI ではその位相変動は激しく, 2 天体を同時に観測できる相対 VLBI 法と普通のアンテナで可能な観測天体を交互に観測する相対 VLBI 法の間にはコヒーレンスの回復の点で有意な違いがある。

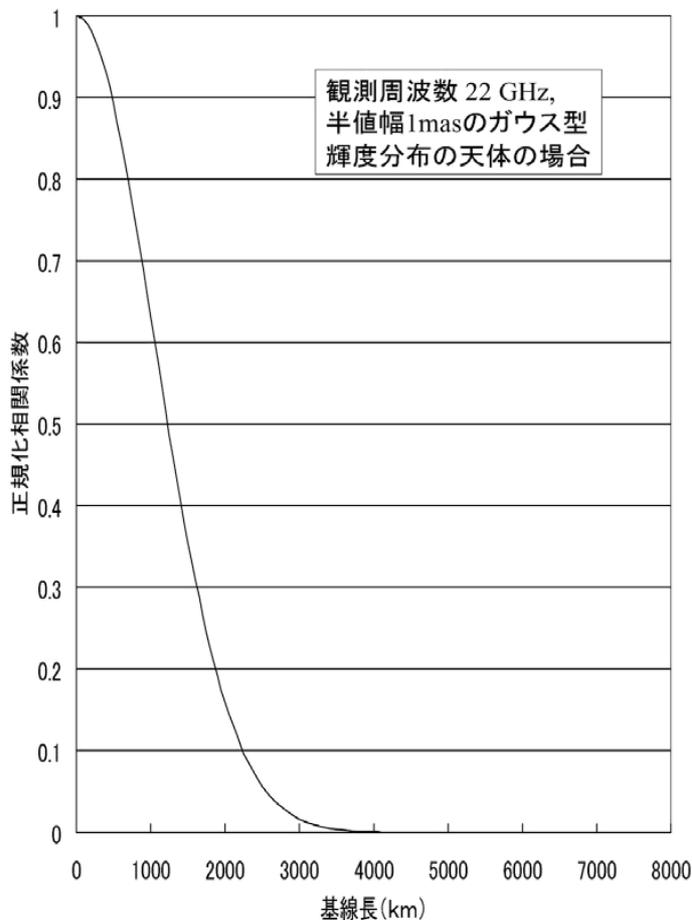


図 1. 投影基線長と正規化相互相関係数. 観測周波数 22GHz で見かけ 1mas のガウス型輝度分布天体を観測した場合. 単一鏡による強度測定値 (total flux density) だけを指標にメーザの VLBI 観測を立案すると, 長基線では感度不足で検出できない可能性がある.

1.8. 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。

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用できる。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こり、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・ホイニ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マイ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）。

VSOP-2 Key Science Program Proposal: Disk-Jet Connection in the nearby Low Luminosity AGN M 81

永井 洋、VSOP-2サイエンスワーキンググループ

0 Key Science Program とは

VSOP-2が目指すサイエンスのうち、ミッションの責任において実行されるべき重要なサイエンスで、大望遠鏡・他波長の望遠鏡のコーディネート、ToO 観測など、個人のプロポーザルでは対応しづらい観測提案を Key Science Program (KSP) と呼ぶ。今年度、VSOP-2サイエンスワーキンググループでは AGN 分野において4つの観測計画を作成した。本講演では、そのちの一つである「Disk-Jet Connection」について報告する。なお、本講演は現時点での検討結果を報告するものであり、今後国内外のパートナーを通じて改訂され得るものである。また、KSPは最終的に VISC-2(暫定案)で審査・決定されるものである。

1 背景

AGN ジェットは、大質量ブラックホールと降着円盤のシステムによって生み出されるアウトフロー現象だと信じられているが、どこでいかにしてジェットが生成されるのかは明らかになっていない。ジェットが降着円盤起源と考えられる数少ない例として、降着円盤起源と考えられる X 線フラックスの減少の後、超光速ジェットコンポーネントが噴出される現象が電波銀河 3C 120 で確認されている (Marscher et al. 2002)。これは降着円盤のガスがイベントホライズンへと落ち込み、その一部がジェットとして放出されていると解釈されている。

VSOP-2 は近傍の AGN においてジェットの根元を撮像する分解能を持ち、3C 120 で確認された現象をより詳細にとらえることができると期待される。さらには、降着円盤を撮像できる可能性もあり、その場合は円盤の状態とジェットの放出の関係を直接探れるかもしれない。

2 候補天体

本提案は Disk-Jet connection を探るのに適した天体を選定し、どのような観測をコーディネートする必要があるかを検討するのが目的である。まず大前提として、

- シュワルツシルト半径の見かけのサイズが大きい ($\theta_{beam} < \sim 100 r_g$ at 43 GHz)
- ジェット噴出が確認されている

以上の天体を候補天体として挙げ、その後、個々の天体について観測可能性を検討する。上記2つの条件に当てはまる天体を表??に示す。

天体名	$38\mu\text{as}/1r_g$
M 84	24
Cen A	34
NGC 4261	122
IC 1459	21
M 81	107

表 1: シュワルツシルト半径の見かけが大きい天体の中で、ジェット活動が確認されている天体

3 個々の天体の特徴

このセクションでは、個々の天体の特徴を挙げ、Disk-Jet connection を探るのに適切な天体かを検討する。円盤とジェットの関係性を直接撮像によって明らかにする場合の検討のポイントとしては、

- 円盤を分解できるか？
- 円盤とジェットをイメージ上で分離できるだけのダイナミックレンジが得られるか？

一方、X 線との関係をしらべる場合の検討のポイントとしては、

- 降着円盤起源の X 線放射を検出することができるか？

という点である。以降、個々の天体について、

1. 直接撮像による Disk-Jet connection の研究
2. X 線観測との協力による Disk-Jet connection の研究

の 2 つの観点での可能性について探る。

3.1 M 84

VSOP-2 の 43 GHz のビームサイズは約 $20r_g$ に相当し、降着円盤を分解できる可能性が高い天体の一つである。しかしながら、VLA スケールでは大規模なジェットが確認されているにもかかわらず、VLBI スケールでジェットの存在がほとんど確認できていない (Ly et al. 2004)。さらに降着円盤起源の X 線が検出されたという報告もない。したがって 1、2 両方の観点において観測は難しいかもしれない。

3.2 Cen A

$30r_g$ を分解することができ、降着円盤の撮像可能性が高い天体である。しかしながら、Cen A は卓越したジェットを持つため、イメージダイナミックレンジが制限され、ジェットと円盤の分離が困難かもしれない。特に、南天にあるために観測に参加できる地上局が少なく、uv カバレッジが乏しいという問題がある。VLBA や SHEVE¹ による 8 GHz、22 GHz での観測 (Tingay et al. 1998) では、イメージノイズ rms は数 mJy 程度で、これは熱雑音限界よりもはるかに高い値であることから、ダイナミックレンジが制限されていることがうかがえる。

ADAF/RIAF から予想される降着円盤輝度温度は 10^9 - 10^{10} K で、期待されるフラックス密度は 2-20 mJy になる。地上の観測例では、ダイナミックレンジの制限によりイメージ雑音は数 mJy/beam 程度であり、降着円盤が

¹Southern Hemisphere VLBI Experiment

10^9 K だとすると、期待されるフラックスはイメージ雑音と同程度なので検出は困難となる。 10^{10} K だとしてもせいぜい 10σ 程度でしか検出ができない。いずれにしても、降着円盤検出にはダイナミックレンジを向上が不可欠であり、南天の地上望遠鏡を多く参加させることが重要になる。

また Cen A はジェットからの強い X 線放射が観測されていて、分解能が悪い X 線望遠鏡では、降着円盤からの X 線放射とジェットからの X 線放射の区別がつかないだろう。したがって、2 の観点の観測には不適である。

3.3 NGC 4261

VSOP-2 の 43 GHz のビームサイズは約 $120r_g$ に相当し、1 の研究のためにはやや不適な天体である。また強い X 線ジェットが観測されていることから 2 の観点でも不適である。

3.4 IC 1459

約 $20r_g$ を分解できる天体であり、降着円盤撮像の有力候補である。しかしながら、Cen A と同様に南天の天体のため、ダイナミックレンジの限界から円盤の検出が困難かもしれない。現時点では地上での調査が不足しており、どの程度のダイナミックレンジが期待できるのか見積もることはできない。今後、SHEVE、VLBA を用いた調査が必要になるだろう。

また X 線の調査も不足しており、降着円盤起源の X 線放射を検出できるかどうか現時点ではわからない。

3.5 M 81

$100r_g$ 程度までしか分解できないため、1 の観点での研究には適さない。しかしながら、降着円盤起源と思われる X 線が観測されており、かつ微弱な電波ジェットの存在が確認できているので、2 の観点での研究に適する天体である。

4 観測計画

前セクションの考察で示したように、直接撮像による Disk-Jet connection の研究に適した天体はないが、X 線観測との協力による Disk-Jet connection の研究には M 81 が最適である。以下に M 81 の観測計画の概略を示す。

地上局

M 81 はセンチ波からミリ波にかけてフラットなスペクトルを示すことが知られており、約 100 mJy の明るさがある。VSOP-2 で検出するためには、VLA や GBT といった大口径望遠鏡が必須となる。

観測頻度

円盤の変動のタイムスケールよりも短い時間スケールでイメージを描く必要がある。円盤から放射される X 線フラックスの変動要因として有力なのは磁気リコネクションであり、その頻度は磁気回転不安定性の成長の時間スケールで特徴づけられる。MHD シミュレーションによると、1 周期で不安定性は成長し、10 周期程度で飽和するという結果が得られている (Matsumoto 1999)。したがって、円盤の 1 周期よりも短い時間間隔でサンプリングする必要がある。M 81 の降着円盤最内縁における 1 周期の時間は 8.8 時間であることから、4.4 時間 (ナイキストレート) で 1 枚のイメージを取得しなければならない。

観測継続時間

新しく生成されたジェットコンポーネントを確認するには、コンポーネントが中心核からビームサイズ以上離れた距離まで到達した時点になるだろう。ジェットが $0.3c$ で運動しているとした場合、ビーム 2 個分 ($76 \mu\text{as}$) 離れた距離に到達するまでの所要時間は 5.6 日となる。

以上から、VLA あるいは GBT を参加させた地上局構成で、4.4 時間に 1 枚のイメージを取得し、5.6 日間観測を継続する必要がある。

M81 の多波長同時観測

秦 和弘

総研大 修士 1 年

1 低光度 AGN とは

H α 輝線光度が 10^{40} erg/s 以下の AGN として定義される低光度 AGN は典型的に $10^{-6} \sim 10^{-4} L_{Edd}$ 程度で輝く極めて放射非効率な AGN である。低光度 AGN は LINER/低光度 Seyfert/電波銀河に多くみられ、近傍銀河の約 1/3 に存在するありふれた天体であるが、その放射機構に関しては明らかになっていない部分が多い。

低光度 AGN を通常 AGN の最大の違いは、1. 極めて放射非効率であること、2. 紫外バンプ (いわゆる Big Blue Bump) が存在しないこと、3. 比較的ハードな X 線スペクトルを示すこと、の 3 点があげられる。通常の AGN でみられる紫外バンプの起源はいわゆる光学的に厚く幾何学的に薄い標準円盤モデルで説明することに成功している。一方で低光度 AGN の示す暗く、ハードな SED は標準円盤で説明することが困難である。これらの事実からブラックホール近傍における降着ガスの物理状態に明るい AGN と低光度 AGN では本質的な違いがあることが示唆される。

2 低光度 AGN の放射機構

低光度 AGN の放射機構には現在大きく 2 つのモデルが存在する。1 つ目は、Radiatively inefficient accretion flow (放射非効率な降着流) モデルである。降着流が低密度で電子イオン間の熱輸送が非効率なために十分な冷却ができず、粘性で生じた熱がガスに蓄えられたままブラックホールに移流する。その結果降着流は非常に高温になり、幾何学的に厚い円盤が形成される。RIAF における電波放射はブラックホール極近傍 (数 $10R_s$) からの熱的シンクロトロンと考えられており、右肩あがりのスペクトルを予言する。2 つ目は、ブラックホール近傍で発生するアウトフローまたはジェット中の非熱的電子が放射を支配するというモデルである。電波領域はジェット根元の自己吸収シンクロトロンと外側の光学的に薄いシンクロトロンの重ね合わせとして観測される。RIAF モデルは銀河中心 SgrA* や X 線連星のハードステート、幾つかの低光度 AGN に適用され、それまで標準円盤では説明できなかった観測事実 (極めて sub-Eddington, 紫外バンプの欠如、ハードな X 線スペクトル) を説明することに成功したのだが、一方で決まって電波領域の放射強度を過小評価してしまうという困難があったため、低光度 AGN の放射機構の決定的な解明とまでは至らなかった。この電波強度の不足に注目して提唱されたのがコンパクトジェット説である。近年の VLA と VLBA を用いた近傍低光度 AGN サーベイにより、大多数の低光度 AGN は強いジェットを持つ AGN と同じようなフラットな電波スペクトルを示すことが明らかになった。同時に VLBA の観測から多くの低光度 AGN に非常にコンパクト (数 mas スケール) ではあるがジェット状の構造が存在することも確認されている。しかし現状では、低光度 AGN における電波放射の起源が円盤であるのかジェットであるのか 2 つのモデルを切り分ける決定的な観測証拠はまだ得られていない。

3 低光度 AGN M81*

M81 は我々の銀河系から最も近い低光度 AGN であり、電波～X 線にかけて詳細に観測が行われている。過去の VLBI 観測から北東方向に伸びるジェット状の構造が確認されているが、一方で VLA によるトータルフラックスは平均して RIAF が予言するスペクトル指数に一致する。X 線観測からも標準円盤から期待される反射成分が検出されておらず、その放射起源については議論が続いている。

今回比較的最近の VLBA+Effelsberg アーカイブを用いて 8.4GHz のイメージングを行った。その結果、全放射の 70%以上を支配する unresolved core と北東方向に伸びる弱いジェット構造という、これまでと同様の結果を得た。天体までの距離が 3.6Mpc であることから、投影されたリニアスケールでわずか 10^4 AU のジェットということになる。

我々は M81 の弱いジェット+コア構造をより詳細に解明すべく、スペクトル指数の空間分布マップを作成することを考えている。スペクトル指数空間分布を作成することで、弱いジェットの正体、つまり大規模ジェットと本質的には同じか違うのか、inverted な放射の起源はどこか、コアの正体はジェットか、RIAF 円盤か、なぜカウンタージェットが見えないのかなどといった疑問に対し有力な情報を得ることができる。cm/mm において 1 日程度の光度変動も確認されているため、正しく SED を評価するためには多波長同時観測が必要不可欠である。

4 現状

現在 VLA のアーカイブを用いて M81 の光度変動の再検証を行っている。というのも、cm 帯において 1 日程度の光度変動は確認されてはいるが、実際に 1 日より十分に短い時間分解能で光度変動を定量的に解析した例がないからである。cm 帯において 1 日以内の光度変動があれば、intrinsic であるとは限らず、星間シンチレーションによる可能性も考慮に入れなければならない。1mas 以下の unresolved core からの放射が卓越する M81 では星間シンチレーションの影響は十分考えられる。十分細かい時間分解能で光度変動を解析することにより、1 日以内での時間変動のタイムスケールを初めて定量的に評価することができ、スペクトル指数マップを作成する上での積分時間の指標にもなる。更に、星間シンチレーションを検出すればマイクロ秒角でコアサイズを評価することができ、ここからも電波コアの起源について切り分けができるものと考えている。

参考文献

- Bietenholtz et al, 2000, ApJ, 532, 895
- Falcke et al, 1999, A&A, 342, 49
- Narayan & Yi 1995, ApJ, 452, 710
- Nagar et al, 2005, A&A, 435, 521

Space VLBI 観測における IDV 天体の研究

隈本晋太郎、藤沢健太、輪島清昭、澤田-佐藤聡子(山口大学)

概要

我々は、Space VLBI を用いた高分解能観測で IDV 天体 1611+343 の強度変動の原因を調査した。その結果、逆コンプトン限界を超える輝度温度が検出されたが、この天体の変動の原因は天体内部の本質的な活動によるものではなく、系内プラズマの散乱を起源とした外的要因によるものだと考えられる。また、過去の観測との比較により超光速現象を示すジェットが得られ、求められたパラメータからジェットが光速に近い速度でかつ視線方向に近い角度で運動している事が明らかになった。

1. 導入

活動銀河核(Active Galactic Nuclei)とは、銀河中心核の中でも非常に明るく輝き、かつ激しい変動を示すような銀河中心核の総称である。AGN の中心には巨大ブラックホール(10^6-9M_{\odot})が存在しており、その周辺のガスや物質が降着する時に解放された重力エネルギーがこのような現象のエネルギー源になっていると考えられている。

IDV(Intraday Variability)とは、AGN のうち 1~数日程度の非常に短い時間スケールで強度変動を行う天体である。この特徴的な強度変動の原因としては、天体自身の本質的な変動であるか、もしくは外的要因による見かけの変動であるかの 2 つの考え方がある。特に後者は銀河系内の星間プラズマによる散乱(ISS: Interstellar Scintillation)が原因であるという説がある。

IDV の特徴である高い輝度温度をより正確に検出する為、また特に ISS が起きるには天体がコンパクトである事が必要であり、高い分解能で構造を捉える事が可能な Space VLBI を用いて観測を行った。

2. 観測

本研究では Space VLBI 観測により得られた IDV 天体 1611+343(DA406) のアーカイブデータを使用して解析を行った。1611+343 は赤方偏移 $z=1.397$ (SDSS 2006)で、OVV(Optical Violently Variables)として知られており、また EGRET により γ 線を放射するブレーザーとして発見された天体の 1 つでもある。Heeschen et al.(1987)による IDV 変動の分類ではタイプ II(構造関数を用いて定義された分類で、1 日程度の時間スケールの特徴的な変動を持つ)となっている。

1611+343 の観測時のパラメータを表 1 に、 $u-v$ カバレッジを図 1 に示す。観測データを AIPS を用いて位相較正及び振幅較正を行い、Difmap によるイメージングの後に、得られた構造に対してモデルフィッティングを行った。

表 1:1611+343 の観測時のパラメータ

観測日時(UTC)	1999/8/27 18:00 - 8/28 5:00
周波数 [GHz]	4.800 - 4.816
観測局	はるか+VLBA(11 局)

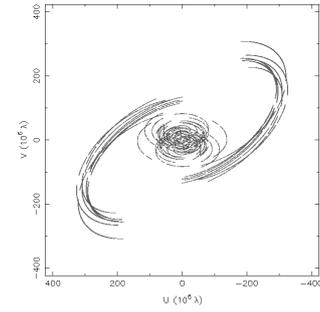


図 1: VSOP 観測時の u-v カバレッジ

3. 結果

作成したイメージを図 2 に示す。この結果は過去の観測のイメージ(Jorstad et al. 2001, An et al. 2001)を再現している。また、図の中心にはコアと考えられる構造を見る事ができ、その南側にジェットと思われる広がった構造が確認できる。次に、これらコアとジェットの成分を楕円及び円形ガウシアンを用いてモデルフィッティングを行った。得られた各モデルコンポーネントは図 2 に作成したイメージと重ねて示している。モデルフィッティングにより得られたパラメータから、天体の輝度温度 $T_{b,v}$ は以下の式

$$T_{b,v} = 1.77 \times 10^{12} (1+z) \frac{S}{\theta^2 \nu^2} \text{ [K]} \quad \dots(1)$$

で求める事ができる。ただし、 S はフラックス密度、 ν は観測周波数、 θ はガウシアン成分の角サイズ(長軸長 θ_{major} 、短軸長 θ_{minor} として、

$$\theta = \sqrt{\theta_{\text{major}}^2 + \theta_{\text{minor}}^2}$$

で得られた各コンポーネントのパラメータと(1)式で求めた輝度温度を表 2 に示す。

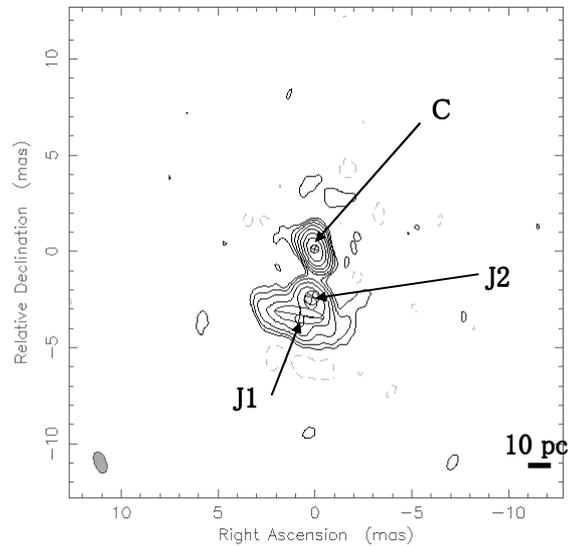


図 2:1611+343 のイメージとモデルコンポーネント。Map Peak は 1.73 Jy/beam、ビーム半値幅は $1.15 \times 0.61 \text{ mas}$ (P.A.: 20.3°)、等高線はマップノイズの RMS を 3 倍し、 $3\sigma = 0.0129 \text{ Jy/beam}$ $\times (-1 \ 1 \ 2 \ 4 \ 8 \ 16 \ 32 \ 64)$ の間隔で引いている。

表 2:モデルフィッティングで得られた各コンポーネントのパラメータ

	フラックス密度 S [Jy]	中心からの角距離[mas]	PositionAngle [deg]	楕円(円形)ガウシアンモデル			輝度温度 $T_{b,v}$ [K]
				長軸長 θ_{major} [mas]	短軸長 θ_{minor} [mas]	P.A. [deg]	
C	2.22	-	-	0.44	0.40	79.3	2.3×10^{12}
J2	0.73	2.54	177		0.72	-	2.6×10^{11}
J1	1.17	3.51	167	2.55	0.82	80.7	1.0×10^{11}

4. 考察

IDV は非常にコンパクトな構造の天体で起こる現象であり、特にその大きさと比較して非常に高い輝度温度を持つ。天体の輝度温度には逆コンプトン限界により与えられる上限値があり、その値は約 10^{12} K である事が理論的に求められている (Readhead 1994)。今回の観測ではコンポーネント C においてその上限値を超過した値が導き出されたが、これはコアに近いジェット部分がドップラー増幅効果によって、見かけの輝度温度が高くなっているという可能性が考えられる。

次に、ジェットの動きを見る為に Jorstad et al.(2001)及び An et al.(2001)の観測データ(図3及び図4)との比較を行った。彼らの観測した幾つかのコンポーネントの中で、我々の得たデータが運動の延長上に存在していると思われるものを抜き出し、運動の時間経過の関係を示したのが図5であり、このグラフの傾きからジェットの見かけの速度 β_{app} を求める事ができる。また、式(1)で求めた輝度温度からはドップラー係数 δ_{eq} を以下の式で計算できる。

$$\delta_{eq} = \left\{ \left[10^3 F(\alpha) \right]^{34} \left[\frac{1 - (1+z)^{-0.5}}{2h} \right]^{-2} (1+z)^{15-2\alpha} S^{16} \theta^{-34} (10^3 \nu)^{-(2\alpha+35)} \right\}^{1/(13-2\alpha)} \quad \dots(2)$$

この時、ハッブル定数 $h=0.71$ 、スペクトル指数 $\alpha=-0.37$ (ただし $S \propto \nu^\alpha$)、 $F(\alpha=-0.37)=3.88$ (Scott & Readhead 1977)とした。この式から $\delta_{eq}=35.9$ という値が求められ、ここから真の速度 β 、ローレンツ係数 Γ 、Viewing Angle を計算した結果が表3である。 β は光速の 99.9% という値を取り、また Viewing Angle 及び過去の観測と我々の観測の比較の結果から、ジェットが光速に近い速度で、かつ視線方向に近い角度で運動している事が明らかになった。また Γ の値は、Lister et al.(2001) が Space VLBI による観測で導き出したローレンツ係数の上限値 $\Gamma=30$ と比較して、矛盾していない値となっている。

今回 Space VLBI で高分解能の観測が行われた事により、成分が分解されて天体の中心成分の輝度温度が求められた。追立(2005)による山口 32m を用いた 1611+343 の短時間強度変動の観測から求められた輝度温度 $T_{b,s}$ は $T_{b,s}=3.2 \times 10^{18}$ K となった。しかし Space VLBI 観測で得られた輝度温度 $T_{b,v}$ と δ_{eq} から考えると、 $T_{b,s}$ の値を説明するには $\delta_{eq} \sim 10^3$ という値が必要となる。しかし一般的に観測される δ_{eq} の値は大きくても 20 程度 (Guijosa & Daly 1996) であり、このように大きな値を取るとは考え難い。従って、銀河系内のプラズマによる散乱が変動の原因だと考えられる。

5. まとめと今後の展望

Space VLBI を用いた観測で、IDV 天体の構造、理論値を超える輝度温度、超光速現象を捉える事ができ、そこからジェットの放出角が視線方向に近く、速度が光速に近い事が明らかになった。また、山口 32m 電波望遠鏡で過去に行われた単一鏡観測から、天体の強度変動の原因が天体自身の本質的な変動だと考えるのは難しい事が分かった。今後研究を進めるにあたり、強度変動の原因が ISS による外的要因による変動であるかの可能性を、銀河系内の星間プラズマの分布から考える予定である。

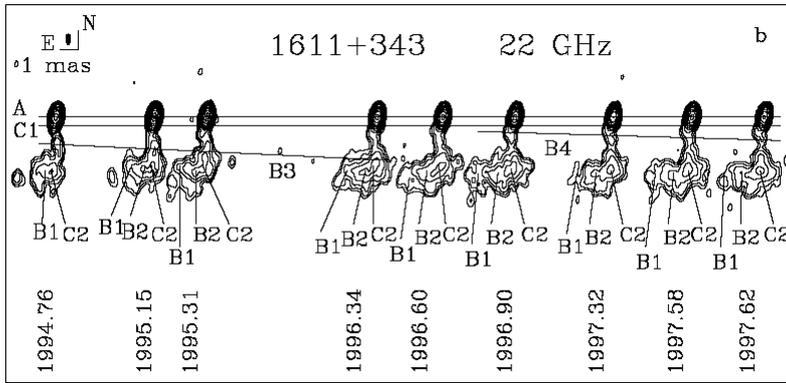


図 3: Jorstad et al.(2001)の観測した 1611+343 のイメージ。図 5 中の四角(□■)に相当。

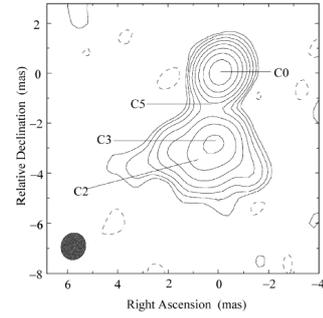


図 4: An et al.(2001)の観測した 1611+343 のイメージ。

図 5 中の三角(△▲)に相当。

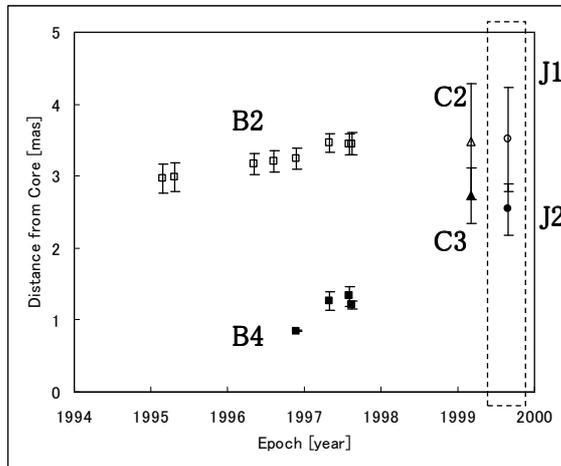


図 5: コンポーネントの時間変動(点線枠内:我々の行った観測)。

図中のコンポーネント名は参照した各論文で付けられているものと対応。エラーバーはガウシアンコンポーネントの半値幅を使用。

表 3: β_{app} 及び δ_{eq} から求めた各コンポーネントのパラメータ

コンポーネント	B2-C2-J1	B4-C3-J2
β_{app}	$(3.5 \pm 0.6)c$	$(19 \pm 2)c$
Γ	18 ± 6	23 ± 5
V.A.[deg]	0.3 ± 0.1	1.3 ± 0.1

参考文献

- An, T., Hong, X.-Y., Wang, W.-H., Jiang, D.-R., Chen, Y.-J., 2001, ChJAA, 1, 305
- Guijosa, A., and Daly, R.A., 1996, ApJ, 461, 600
- Heeschen, D.S., Krichbaum, T., Schalinski, C.J., Witzel, A., 1987, AJ, 94, 1493
- Jorstad, S.G., Marscher, A.P., Mattox, J.R., Wehrle, A.E., Bloom, S.D., Yurchenko, A.V., 2001, ApJS, 134, 181
- Lister, M.L., Tingay, S.J., Preston, R.A., 2001, ApJ, 554, 964
- Readhead, A.C.S., 1994, ApJ, 426, 51
- Scott, M.A., and Readhead, C.S., 1977, MNRAS, 180, 539
- Sloan Digital Sky Survey, 2006
- 追立 剛士, 2005, 山口大学大学院 理工学研究科 修士論文

Gas Feeding to Galactic Center due to Nested Bars in Our Galaxy

Dausuke NAMEKATA¹, Asao HABE², Hidenori MATSUI³ and Takayuki R. SAITOH⁴

^{1,2,3}*Department of CosmoSciences, Graduate School of Science, Hokkaido University, Sapporo 060-0810, Japan*

⁴*National Astronomical Observatory of Japan, Mitaka, Tokyo 181-8588, Japan*

ABSTRACT

We investigate possible inner bars that induce efficient mass supply toward the Galactic center (G.C.). For this purpose, we perform two dimensional hydrodynamical simulations in the gravitational potential model of our galaxy, in which we take into account the inner bar. We show the case that a massive nuclear disk ($M \sim 10^7 M_\odot$ and $R \lesssim 20$ pc) can be formed by a large gas inflow due to the inner bar. Such nuclear disks can fragment into many small massive clumps and a part of these clumps spirals into the galactic center by the exchange of angular momentum between the clumps.

1. INTRODUCTION

Study of gas fueling process to a galactic center is very important for nuclear starbursts and growth of supermassive black holes. Our galaxy is a good target for this study, since the G.C. is the most closest galactic center and there are evidence of recent mass supply to the G.C.. Many theoretical studies show important role of a “bar” on mass supply (e.g. Athanassoula 1992). Especially, nested bars may play an important role in transporting gas from large radii to very near a galactic center (Shlosman et al. 1989; Friedli & Martinet 1993). Recently, a small-scale bar, which is different from the well-known kpc-scale bar, is observed in the inner Bulge of Milky Way (Alard 2001; Nishiyama et al. 2005, 2006). It is expected that the mass supply to the G.C. is due to the inner bar. However, previous numerical studies have not reported the case of major contribution of inner bars in gas supply to a galactic center (e.g. Maciejewski et al. 2002; Rautiainen et al. 2002), since they studied limited cases. Thus, it is important to study effects of an inner bar on gas dynamics of central region of a galaxy in more general cases.

We investigate possible inner bars that induce mass supply toward the G.C. by hydrodynamical simulations.

¹name@astro1.sci.hokudai.ac.jp

²hidenori@astro1.sci.hokudai.ac.jp

³habe@astro1.sci.hokudai.ac.jp

⁴takayuki.saitoh@nao.jp

2. MODEL

Our gravitational potential models are based on the results of Bissantz et al. (2003) and we modify the inner region according to Launhardt et al. (2002). We assume the Ferrers bar models for density profiles of the inner bar, since a density profile of the inner bar is not observationally determined. We assume that the pattern speed of the inner bar is near the local maximum of $\Omega - \kappa/2$, which is consistent with N-body simulations for formation of nested bars (*e.g.* Friedli & Martinet 1993). We systematically change the parameters of the inner bar models, such as a semi-major axis, an axial ratio and its mass.

3. RESULTS

Our simulations show that a nuclear gas disk is formed due to the inner bar in the case that the semi-major axis of the inner bar is 200 pc. Since the nuclear gas disks are very massive ($\sim 10^7 M_\odot$) and compact ($R \approx 20$ pc), it is expected that vigorous star formation occurs in the region. To confirm this possibility, we investigate the self-gravitational evolution of the nuclear disk. We show that the nuclear disk is gravitationally unstable and fragments into many small clumps (the time average of the number of the clumps is ~ 40 and typical mass of the clumps is $\sim 10^4 M_\odot$). A part of these clumps spiral into the galactic center by the exchange of angular momentum between the clumps and some clumps collide each other with a large relative speed in the outer part of the nuclear disk. These morphology are consistent with the circum-nuclear disk (*e.g.* Mezger et al. 1996) and the young massive compact star clusters (the Central, the Arches, and the Quintuplet cluster) in the Galactic center (Figer 2002).

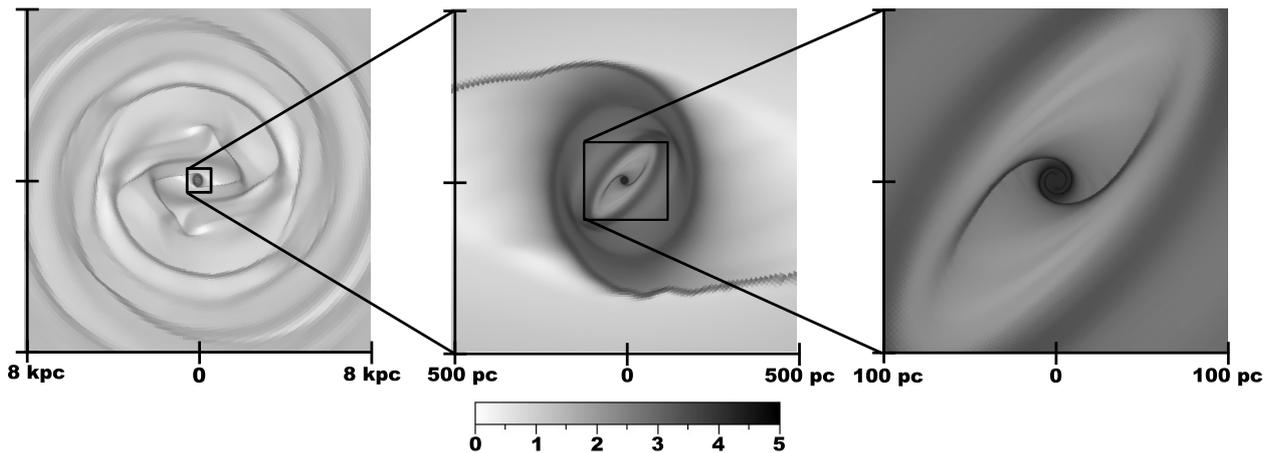


Fig. 1.— Formation of a nuclear gas disk due to an inner bar. The gray-scale shows $\log \Sigma [M_\odot \text{pc}^{-2}]$. The sizes of the boxes are $(16 \text{ kpc})^2$, $(1 \text{ kpc})^2$, and $(200 \text{ pc})^2$ from left to right.

We thanks to the Hokkaido university Information Initiative Center (IIC) for using a super computer SR11000/K1 for our numerical simulations.

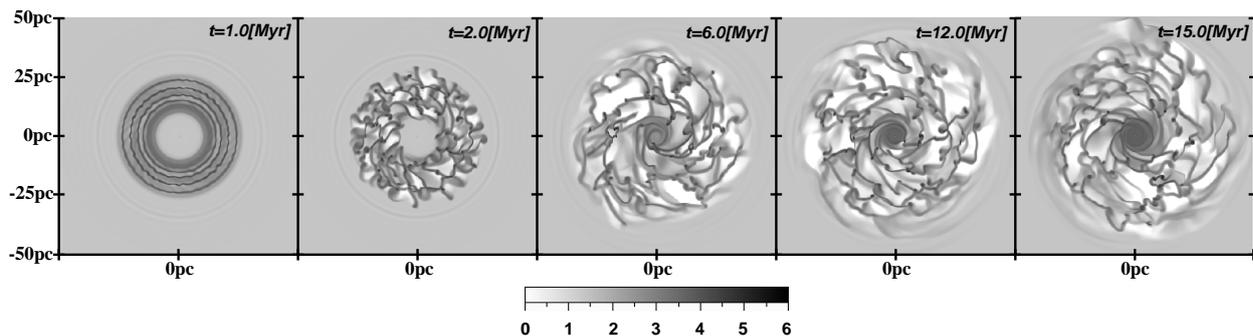


Fig. 2.— Time evolution of surface density of a nuclear gas disk. The gray-scale shows $\log \Sigma [M_{\odot} \text{pc}^{-2}]$. The size of the boxes is $(100 \text{ pc})^2$.

REFERENCES

- Alard, C., 2001, *A&A*, 379,44
- Athanassoula, E., 1992, *MNRAS*, 259, 345
- Binney, J. & Tremaine, S., 1987, *Galactic Dynamics*, Princeton Univ. Press
- Bissantz, N., Englmaier, P. & Gerhard, O., 2003, *MNRAS*, 340, 949
- Erwin, P. & Sparke, L.S., 2002, *AJ*, 124, 65
- Erwin, P., 2004, *A&A*, 415, 941
- Ferrers, N., 1877, *Q. J. Pure Appl. Math.*, 14, 1
- Figer, D.F., 2002, *IAU Symp.* 212
- Friedli, D. & Martinet, L., 1993, 277, 27
- Launhardt, R., Zylka, R. & Mezger, P.G., 2002, *A&A*, 384, 112
- Maciejewski, W., Teuben, P.J., Sparke, L.S. & Stone, J.M., 2002, *MNRAS*, 329, 502
- Mezger, P.G., Duschl, W.J. & Zylka, R., 1996, *AAR*, 7, 289
- Morris, Mark and Serabyn, Eugene, 1996, *ARA&A*, 34,645
- Nishiyama, S., Nagata, T., Baba, D., Haba, Y., Kadowaki, R., Kato, D., Kurita, M., Nagashima, C., Nagayama, T., Murai, Y., Nakajima, Y., Tamura, M., Nakaya, H., Sugitani, K., Naoi, T., Matsunaga, N., Tanabé, T., Kusakabe, N. & Sato, S., 2005, *ApJ*, 621, 105
- Nishiyama, S., Nagata, Tetsuya & IRSF/SIRIUS team, 2006, *Journal of Physics: Conference Series*, 54, 62

- Rautiainen, P., Salo, H. & Laurikainen, E., 2002, MNRAS, 337, 1233
- Sawada, T., Hasegawa, T., Handa, T. & Cohen, R.J., 2004, MNRAS, 349, 1167
- Serabyn, E. & Morris, M., 1995, Nature, 382, 15
- Shlosman, I., Frank, J. & Begelman, M.C., 1989, Nature, 338, 2

超高速データ転送による地球姿勢計測への取り組み

Ultra Rapid e-VLBI experiments for Earth Orientation

国土交通省 国土地理院

谷本 大輔((株)エイ・イー・エス), 重松 宏実,

町田 守人, 栗原 忍, 小門 研亮

情報通信研究機構 鹿島宇宙技術センター

関戸 衛, 小山 泰弘

1. はじめに

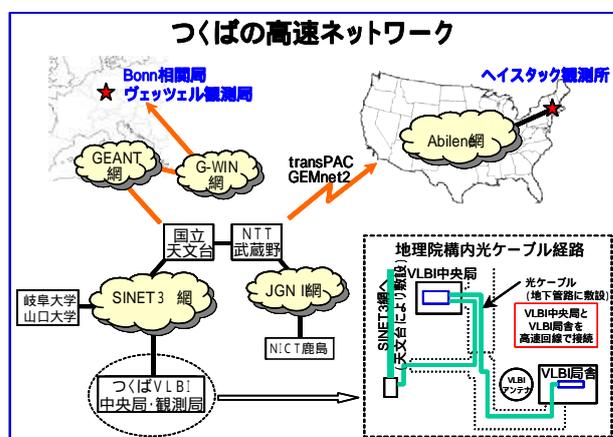
VLBI 事業の最近の潮流として、観測局で取得した VLBI データをネットワーク経由で相関局へ高速転送する、いわゆる“e-VLBI”がある。従来の測地 VLBI では、観測データを書き込んだ記録媒体を、観測後に航空便等の手段を用いて相関局へ輸送してきた。

e-VLBI の取り組みには、データを迅速に相関局へ集めることで、観測終了から相関処理着手までの時間を短くし、解析結果をより迅速に提供するという目的がある。特に、VLBI で高精度な計測が可能な地球姿勢(特に UT1) は、ロケットや人工衛星の軌道制御を地上から行う際に必要であり、迅速かつ高い精度の決定が期待されている。

国土地理院 つくば 32m VLBI 観測局(茨城県つくば市)では、2007 年度より、高速ネットワーク設備を利用した e-VLBI による観測を実施し、より迅速な地球姿勢計測へ向けた環境の整備や運用手順の確立に取り組んでいる。

2. e-VLBI の方法

e-VLBI には、「高速ネットワーク」と「Tsunami」を使用している。



Tsunami UDP Protocol :

- ・ UDPベースのデータ転送プロトコル
- ・ 米国インディアナ大学が開発
- ・ フィンランドメツァホビ電波観測所がVLBIデータ伝送用に修正し、サポートを行っている
- ・ 高速ネットワークで、高いスループットが得られる
- ・ FTPのような、サーバ&クライアントプログラムによるコマンド操作でデータを転送

詳細は、<http://tsunami-udp.sourceforge.net/>

3. 国土地理院における e-VLBI への取り組み

国土地理院では、以下のセッションで e-VLBI によるデータ転送を実施している。

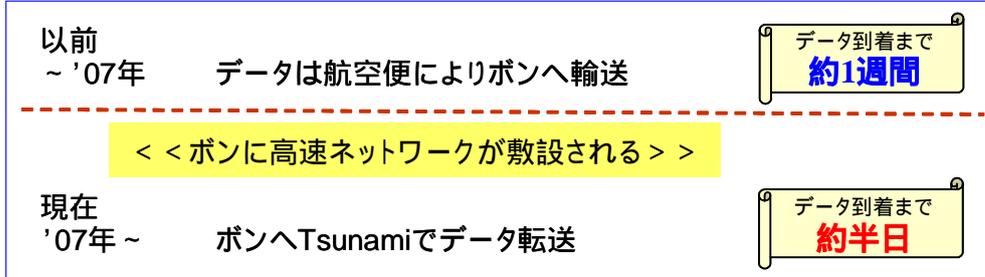
(1) IVS - R1 セッション

地球姿勢パラメータ(EOP)算出を迅速に行うことを目的とした 24 時間観測。

1 回のセッションには世界の 10 局程度の観測局が参加。

相関局: ボン。

つくば局のデータ転送は、e-VLBI により大きく改善された。



ただし高速ネットワークがない局もあるため、解析結果算出までの時間は変わっていない。

(2) IVS - INT3 セッション

INT (“Intensive”) セッションとは…

1 時間程度の短い時間で「集中的な」観測をし、迅速かつ高い頻度で UT1 を計測することを目的としたセッション。従来の INT セッションとして INT1 (毎週月~金 UT18:30~) と INT2 (毎週土日 UT07:30~) がある。UT1 算出までの時間は INT1 で 3 ~ 5 日、INT2 で 1 ~ 3 日程度。

INT3 ~ 2007年6月にボン相関局が新たに提案したセッション。

観測日時 : 毎週月 UT07:00~ (1 hour)

観測局 : つくば、ウェツェル、ニーオーレスン

相関局 : ボン

目的1 : INT2日曜観測~INT1月曜観測間に空く36時間のUT1計測の空白を埋める

目的2 : e-VLBIにより**24時間以内のUT1算出**を達成する

(データは観測後すぐに、ボンへTsunami転送)

<実績>

2007年

6~8月 テスト観測実施

8/27~ 定常観測実施

観測後24時間以内のUT1算出がほぼ可能

早いときは5時間程度

(3) Ultra Rapid dUT1実験

NICT 鹿島局の提案で始まった実験的なセッション。

e-VLBI の技術を使い、観測後**30分以内**の UT1 算出が目標。

日本(つくば局, 鹿島局)と欧州(オンサラ局, メッツァホビ局)の基線で実験(観測)を実施。

欧州の局の観測データは、Tsunami と PC-EVN マシンを用いた「リアルタイム転送」で、つくばのサーバへ直接書き込まれる。

つくば相関局では、観測中にリアルタイム転送されて来る観測局のデータがそろい次第、自動的に相関処理を実施。

処理には、NICT 作成の自動データフォーマット変換・相関処理ソフトウェアを使用。

<つくばの実績>

2007年

7/14 **第1回実験 K07195**

観測局:つくば、鹿島、オンサラ 相関局:つくば

実験の手順が確認できた

事後の相関処理によりフリンジが検出された

9/4 **第2回実験 U07247, V07247, W07247**

観測局:つくば、オンサラ、メッツァホビ 相関局:つくば

W07247でつくば-メッツァホビ間のリアルタイム転送ができた

事後の相関処理によりフリンジが検出された

10/29 **第3回実験 K07302, V07302**

観測局:つくば、オンサラ 相関局:つくば

リアルタイム転送と、その後のフォーマット変換ができた

事後の相関処理によりフリンジが検出された

11/22 **第4回実験 F07326, A07326, B07326**

観測局:つくば、オンサラ 相関局:つくば

観測後約1時間でUT1算出に成功した！！

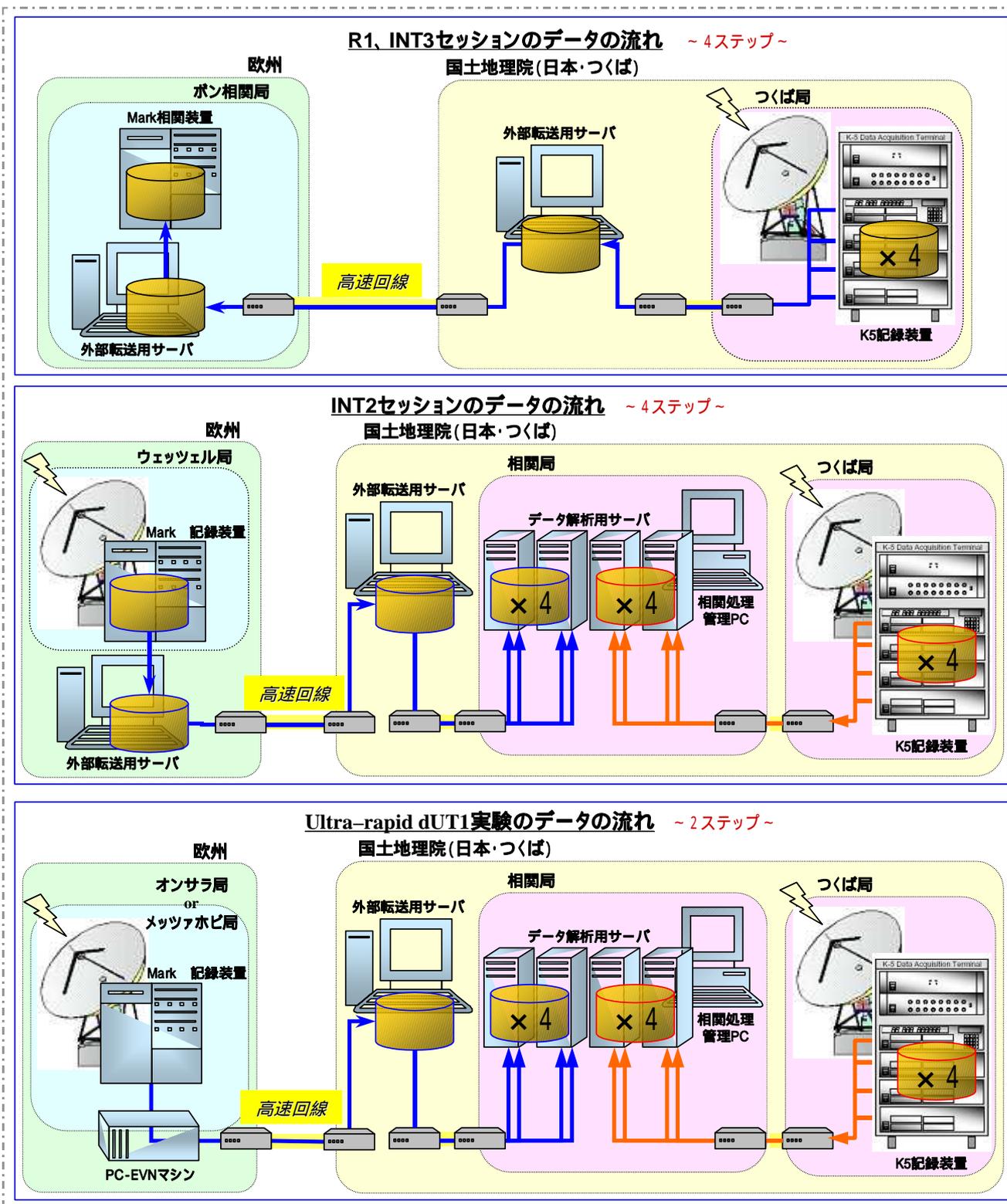
A07326の結果・・・Estimated UT1-UTC (msec) -33234.7120

Bulletin-A予測値との差(msec) -0.7420

Formal Error (usec) 15.48

~ UT1計測各セッションの比較 ~

セッション	データ送付方法 (送付にかかる時間)	観測終了~UT1計測 までの時間	参加観測局	相関局
INT1	空輸等 (2~3日)	3~5日	Wz, Kk, (Sv)	ワシントン
INT2	bbftpでのデータ転送 (約3時間)	1~3日	Ts, Wz	つくば
INT3	Tsunamiでの事後転送	1日以内	Ts, Wz, Ny	ボン
UltraRapid dUT1	Tsunamiでの リアルタイム転送 (即時)	30分以内	Ts, Kb On, Mh	つくば 鹿島



4. 今後 ~国土地理院の目指すところ~

- 高速ネットワークのパフォーマンスを向上させる（サーバ等のインフラ整備、ボトルネックの調査）
- Ultra-rapid dUT1 の手法による自動地球姿勢計測(UT1 算出30分以内)を定常運用化する（運用手順の確立）

1m 級アンテナを用いた基線場検定用 VLBI システムの開発状況

石井敦利^{※1,2,3}, 市川隆一^{※2}, 瀧口博士^{※2},
久保木裕充^{※2}, 小山泰弘^{※2}, 町田守人^{※1}, 大内裕司^{※4}
※1 国土地理院, ※2 情報通信研究機構 鹿島宇宙技術センター
※3(株)エイ・イー・エス, ※4 アンリツ(株)

1. はじめに

基線場検定用 VLBI システムは、測量用 GPS 検定のための長距離比較基線場の基線ベクトルを VLBI 技術により精密に計測し、基線場検定の高度化を図ることを目的として、情報通信研究機構(NICT)と国土地理院が共同で開発を進めているものである。比較基線場は測量に使用する測距儀、GPS を検定する施設のことであり、国土地理院により管理されている(図 1)。現在のところ、長距離比較基線場の成果(基線ベクトル: 約 10km)は GPS 測量機のみで決定されており、GPS と比較する測定手段が求められている。測地 VLBI 技術を長距離比較基線場の基線ベクトル決定に応用することで GPS 測量機による基線場決定精度と同等もしくは凌駕することが可能であり、その検証や信頼性向上に有効であると考えられる。本報告では本システムの概要と試作機について、及び構成要素の性能評価実験について報告する。

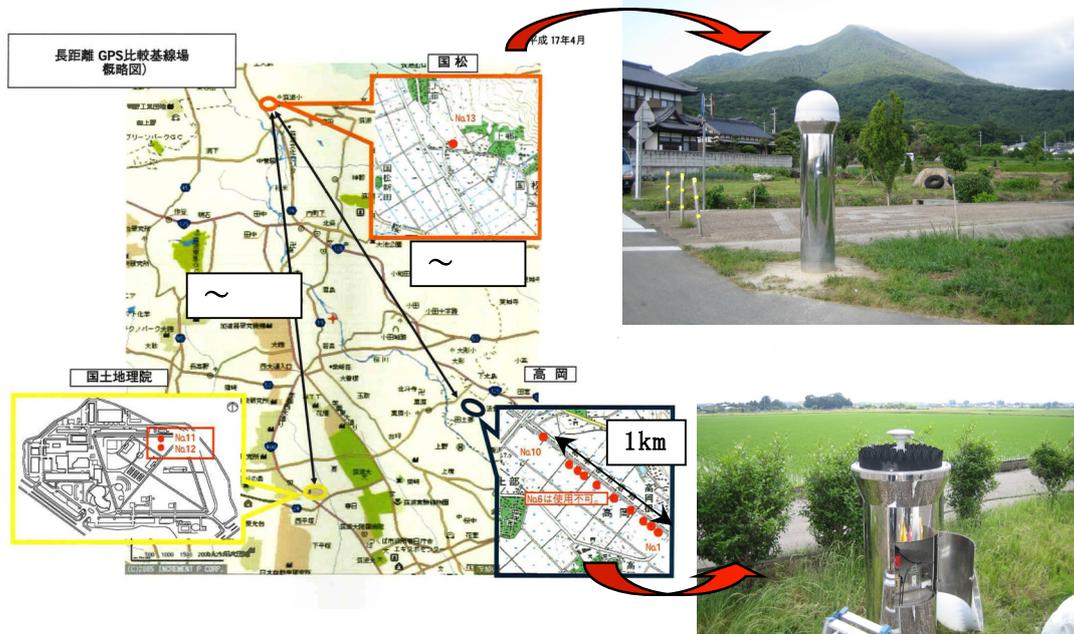


図1 長距離比較基線場(筑波)

2. 基線場検定用 VLBI システムの概要

我々は次のようなシステムで長距離比較基線場の基線ベクトルの測定を行うことを考えている。小口径パラボラアンテナを備えた移動型観測装置を検定しようとする基線の両端点に据え付けて、大口径パラボラアンテナを備えた基準局との間で測地 VLBI をおこなう。次に、得られたそれぞれの移動型観測局と基準局との間の遅延時間の差を取り、間接的に移動型観測局間の遅延時間を求め、その基線ベクトルを求める(図 2 参照)。我々には CARAVAN2400(開口直径 2.4m のパラボラアンテナ) [1] の開発実績があり、これをもとに 2006 年から観測装置のさらなる小型化を試みて、基線場検定用 VLBI システム用の移動可能な VLBI 観測局(以下小型局試作機)の開発に着手している。

小型局試作機の概略図と仕様をそれぞれ図 3 と表 1 に示す。GPS と VLBI で支柱を共有することにより、各々の測位基準点間のベクトル測定を容易に行えるようになっている。また、VLBI 観測用アンテナ、駆動装置はクレーン等を使わずに大人 2, 3 人程度で持ち運びや据付が可能ないように、分割可能な構造としている。また、駆動速度(毎秒 5 度)は VLBI 観測局としては最速のものである。有効開口直径 1.65m のパ

ラボラアンテナの給電部には2GHzから18GHzの広帯域での受信が可能なクワッドリッジホーンアンテナ(以下QRHA)を使用する予定であり、その後段に分波器(ダイプレクサ)を設けてS帯とX帯の信号を取出す設計としている。現在は小型局試作機の概念設計が終了し、詳細設計および製作を行っている段階である。

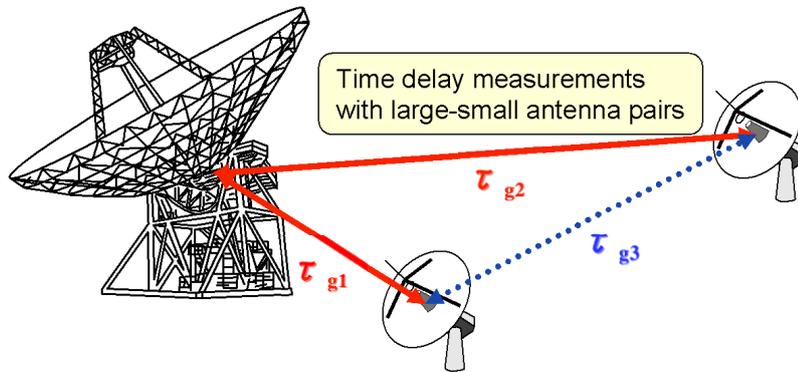


図2 基線場検定用 VLBI システムの測定概

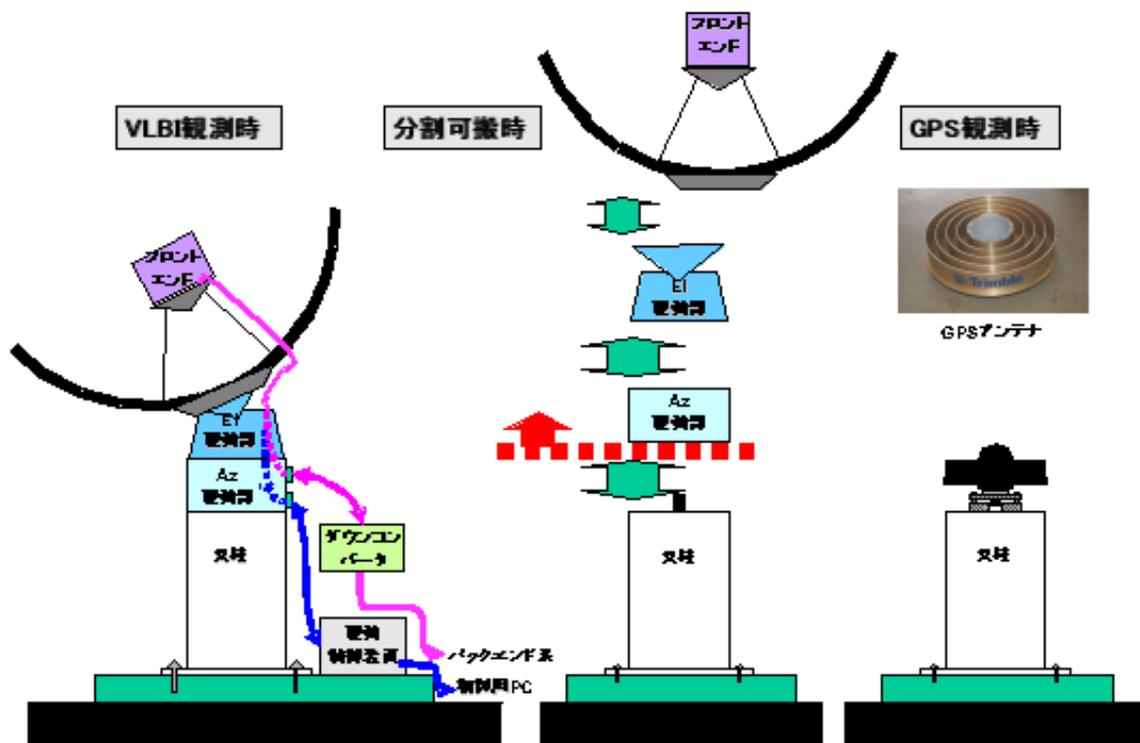


図3 基線場検定用 VLBI システム小型局の概略図

表1 基線場検定用 VLBI システム小型局試作機の仕様

アンテナ形式	フロント給電パラボラアンテナ
アンテナ開口直径	1.65m
焦点距離	740mm
マウントスタイル	AZ-EL マウント
駆動速度	5°/sec
受信周波数帯	S帯, X帯
重量	1ユニットあたり 80kg 以下

3. 構成要素の性能評価

QRHA の性能評価のために 2007 年 6 月に電波暗室でアンテナパターン測定を行った。測定の様子と測定結果をそれぞれ図 4、5 に示す。この測定結果をもとに小型局試作機のパラボラアンテナの F/D 値(F : 焦点距離, D アンテナ開口直径)を決定した。また, QRHA と分波器を含む受信機の性能評価のために, これらを CARAVAN2400 のパラボラ焦点に取付け, フリンジ検出テストを行った。フリンジ検出テストは 2007 年 12 月に CARAVAN2400 と鹿島 34m アンテナとの間で K5/VSSP を用いて行い, フリンジを検出することに成功した。得られたフリンジを図 7 に示す。

また, 小型局の周波数標準の候補として考えている, レーザ励起 Cs ガスセル型原子発振器(以下 Cs ガスセル発振器)の性能評価も行った。Cs ガスセル発振器は, 水素メーザーの安定度には及ばないが他の商用原子時計よりは 1 桁程良い安定度を有する^[2]。また, 水素メーザーと比較すると非常に小型軽量で, 大体デスクトップ PC 一台程度のサイズと重量(18kg)である。この Cs ガスセル発振器を鹿島 34m 局の周波数標準として, 鹿島 34m 局・小金井 11m 局の基線(基線長:約 110km)で 2007 年 7 月に測地 VLBI 実験(実験コード:Cs7200)を行った。その実験の結果を表 2 に示す。また, 比較のために同じ基線, 同じ周波数帯域, 同じチャンネル数で実施された測地 VLBI 実験の結果も表 2 に示す。基線長の推定値は 2mm 以内で一致しており, 測地 VLBI 実験の周波数標準として Cs ガスセル発振器を使用した場合でも水素メーザーを使用した場合と遜色ない精度で基線長の値を得られることが確認できた。

4. まとめ

基線場検定用 VLBI システム小型局の試作機のプロトタイプ設計が終了した。現在は詳細設計および製作の段階に進んでいる。また, 小型局の構成要素の主なものについては性能評価実験を行い, 良好な結果を得た。今後は, 小型局試作機の詳細設計および製作を進めるとともに, 構成要素の性能評価実験として改造した CARAVAN2400 を用いた測地 VLBI 実験を行うことを予定している。また, 小型局試作機が完成した後は, その性能評価試験も行う予定である。

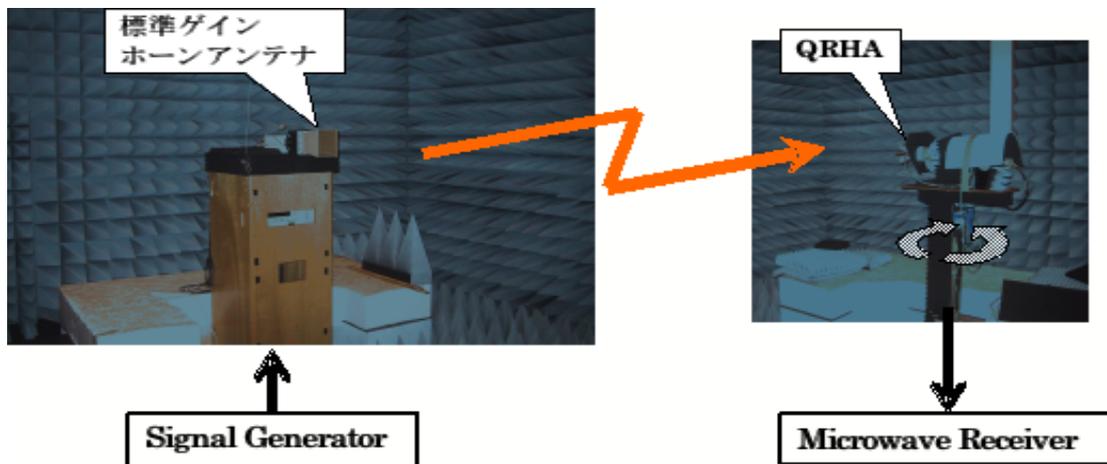


図 4 QRHA のアンテナパターン測定の様子

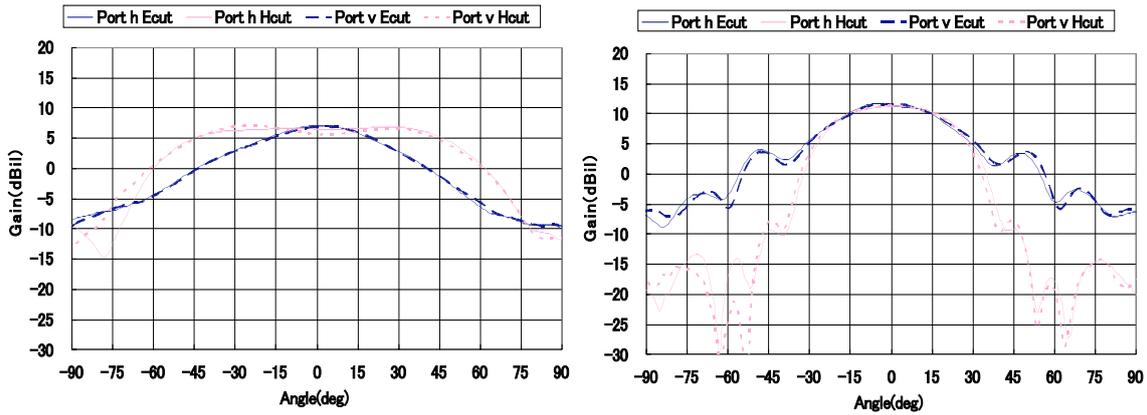


図6 QRHA のアンテナパターン(左 : 2.295GHz, 右 : 8.436GHz)

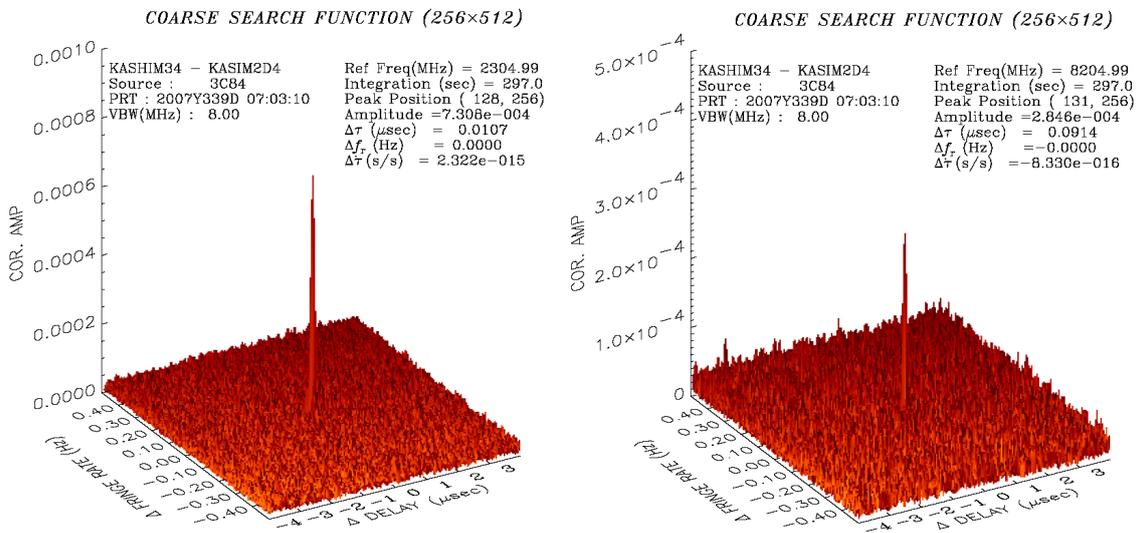


図7 フリンジ検出テストで得られたフリンジ(左図 : S 帯, 右図 : X 帯)

表2 測地 VLBI 実験の結果

Date	Number of Observations (Used/All)	RMS residual (psec)	Baseline Length (mm)
2007.7.19(実験コード:CS7200) 周波数標準:Cs ガスセル発振器	1054/1088	39	109337422.58 ±1.26
2007.6.15(実験コード:K07116) 周波数標準:水素メーザー	982/1049	32	109337424.10 ±1.17

参考文献

- [1] 石井他, 「CARAVAN2400 小型電波望遠鏡の現状報告」, 2005 年度 VLBI 懇談会シンポジウム集録, pp148-151, 2006.
- [2] 大内他, 「高安定レーザ励起 Cs ガスセル型原子発振器の実用化」, 電気学会研究会計測研究会資料, IM-06-29, 2006.