



HAL
open science

Evolution de la structure VLBI des sources de l'ICRF : lien entre astrométrie et astrophysique

Romuald Bouffet

► **To cite this version:**

Romuald Bouffet. Evolution de la structure VLBI des sources de l'ICRF : lien entre astrométrie et astrophysique. Astrophysique [astro-ph]. Université de Bordeaux, 2015. Français. NNT : 2015BORD0083 . tel-01207646

HAL Id: tel-01207646

<https://theses.hal.science/tel-01207646>

Submitted on 1 Oct 2015

HAL is a multi-disciplinary open access archive for the deposit and dissemination of scientific research documents, whether they are published or not. The documents may come from teaching and research institutions in France or abroad, or from public or private research centers.

L'archive ouverte pluridisciplinaire **HAL**, est destinée au dépôt et à la diffusion de documents scientifiques de niveau recherche, publiés ou non, émanant des établissements d'enseignement et de recherche français ou étrangers, des laboratoires publics ou privés.



Thèse préparée au

Laboratoire d'Astrophysique de Bordeaux (UMR 5804-LAB)

Observatoire Aquitain des Sciences de l'Univers (OASU)

2 rue de l'Observatoire

BP 89

33 271 FLOIRAC CEDEX

Résumé

Les Noyaux Actifs de Galaxies (AGN) se situent au centre de galaxies extrêmement lointaines dont la luminosité provient de l'interaction d'un trou noir central supermassif et d'un disque d'accrétion. Il en résulte l'éjection à des vitesses relativistes de jets de matière collimatés. L'interférométrie à très longue base (VLBI) permet, grâce aux très grandes résolutions atteintes, d'observer finement la structure de ces jets et de déterminer très précisément la position astrométrique des objets. En raison de leur distance, les AGN ne présentent pas de mouvements propres, ce qui les rend idéaux pour la construction de systèmes de référence ultra-précis et très stables.

Des instabilités en position de quelques centaines de microsecondes d'arc, généralement imputées aux variations de la structure des jets, sont toutefois souvent observées sur des échelles de temps de quelques mois à quelques années. Le travail présenté ici étudie le lien entre les deux phénomènes de façon statistique. Sur la base d'observations VLBI régulières conduites entre 1994 et 2003, nous comparons l'évolution de la position astrométrique et de la structure des jets pour un échantillon de 68 AGN sur une période de 10 ans. Les résultats de l'étude indiquent que la corrélation entre les deux phénomènes existe mais n'est pas aussi forte qu'attendue. Le travail est complété par une simulation des effets causés sur la trajectoire des jets par la précession du disque d'accrétion ainsi que par la présence d'un système binaire de trous noirs. Appliquée au cas de la source 1308+326, l'étude montre que l'amplitude de ces effets est compatible avec les oscillations de la trajectoire observées en VLBI.

Mots-clefs : Noyaux Actifs de Galaxies, VLBI, Astrométrie, Systèmes de référence, Quasars.

EVOLUTION OF THE VLBI STRUCTURE OF ICRF SOURCES: LINK BETWEEN ASTROMETRY AND ASTROPHYSICS

Abstract

Active Galactic Nuclei (AGN) are located in the center of extremely distant and bright galaxies. Their luminosity comes from the interaction between a super-massive central black hole and an accretion disk, producing a relativistic collimated jet of matter. Thanks to the extremely high resolution achieved by Very Long Baseline Interferometry (VLBI), the jet structure may be studied in detail, while the astrometric position of the AGN is determined with a high accuracy. Because of their location at cosmological distances, no proper motions are detected for those objects, making them ideal fiducial points for building highly-precise celestial reference frames.

Instabilities up to a few hundreds of microarcseconds are yet often observed in astrometric positions on time scales from months to years. This is generally thought to be caused by the evolution of source structure. The study presented here investigates the correlation between the two phenomena on a statistical basis. Based on regular VLBI observations conducted between 1994 and 2003, astrometric position variations and source structure evolution are compared for a sample of 68 AGN over a period of 10 years. The results indicate that a correlation between the two phenomena does exist but it is not as strong as expected. Additionally, a simulation of the effects caused by the precession of the accretion disc and the potential presence of a binary black hole in the center of the AGN is presented. Applied to the source 1308+326, the simulation shows that the magnitude of the effects is consistent with the oscillations of the jet trajectory observed on VLBI scale.

Keywords : Active Galactic Nuclei, VLBI, Astrometry, Reference Systems, Quasars.

Remerciements

Quand le moment d'écrire ces remerciements est arrivé, je pensais être débarrassé de toute rédaction pour un moment. Une fois le manuscrit finalisé et la soutenance passée, il reste cependant cette dernière étape avant que la thèse soit réellement derrière moi. Je me remets donc devant mon éditeur de texte et recommence à peser chaque mot, réécrire chaque phrase. . .

Mais les remerciements, ça ne doit pas se passer comme ça.

Je me suis rappelé la difficulté que j'ai eue à improviser ces mêmes remerciements après la délibération, et j'avais mis ça sur le dos de la fatigue, du soulagement et de la décompression. Maintenant que je n'ai plus ces excuses, je me dis que c'est simplement un exercice délicat après plusieurs années de thèse. Parce qu'on ne veut oublier personne. Trouver le bon mot pour chacun. Et aussi parce que c'est le symbole de la fin d'une aventure.

Ça a commencé évidemment par un directeur de thèse, Patrick, auprès de qui j'ai beaucoup appris. Concernant le VLBI et les AGN évidemment, mais pas seulement. Diriger une thèse en plus de la gestion d'un observatoire n'a pas été toujours facile, toujours est-il que c'est grâce à lui que j'ai pu aller au bout de ce projet. Merci donc pour cette chance, et pour avoir trouvé un peu de temps pour nos réunions, qui me voyaient souvent repartir de nuit en croisant les chevreuils du parc de l'observatoire !

J'ai eu également la chance de « voir du pays » grâce à de très beaux voyages aux quatre coins du monde, du désert du Nouveau-Mexique aux rues plus animées de Shanghai, du froid polaire d'Helsinki en hiver à la chaleur relative du printemps madrilène. . . Merci énormément à Cécile qui m'a toujours reçu avec le sourire pour préparer ces missions, merci également à Annick pour les nombreux décorticages de bulletins de salaire, je pense y voir enfin clair !

Donner des cours à la fac pendant près de trois ans a été un vrai plaisir et une vraie bouffée d'air frais quand la recherche stagnait un peu. Un grand grand merci à Michel, qui, en plus d'avoir été un excellent prof pendant le master, a été un collègue génial pendant mon monitorat.

Un merci aussi à ma marraine de thèse, Nathalie, qui a tout essayé pour que ma thèse se passe bien.

Merci également à Sébastien et Géraldine pour les nombreuses infos sur les sources

et sur l'astrométrie !

Et parce qu'une thèse, ce n'est pas seulement du travail, un grand merci au groupe de Futsal de l'observatoire qui se réunit presque toutes les semaines pour une heure de défoulement toute en retenue ! Merci à Fabrice en qui j'ai trouvé un râleur à mon niveau, merci à Arnaud, Éric, Laurent, Thibault pour les nombreux conseils et le challenge sportif !

Un merci à FranckS pour les nombreuses discussions animées sur la SF, le cinéma, la science et plein d'autres sujets aussi variés que passionnants !

Une pensée pour les amis qui sont loin géographiquement mais avec qui j'ai passé de bons moments pendant ces dernières années, David, Laura, Florie, Olivier, Laure, François, Claire, Marianne, Fanny.

Un immense merci au groupe de « jeunes » pour tous ces bons moments passés à l'observatoire, autour d'une table de ping pong, pendant des balades dans le parc ou lors des soirées Astrojeux. Merci donc à Audrey, Émeline, Marina, Olivia, Vincent, Antoine. . .

Quelques remerciements particuliers pour finir :

- À Sergi, pour ces trois années pendant lesquelles nous avons partagé le(s) même(s) bureau(x), et grâce à qui mon niveau d'anglais a énormément progressé (même si étonnamment mon espagnol est resté plus que balbutiant), tout comme mes connaissances en informatique grâce à son expertise.
- À Christophe, pour son soutien constant et son aide dans tout un tas de domaines (python, L^AT_EX, inkscape. . .).
- À Clément, pour toutes ces franches rigolades, ces parties de jeux vidéo endiablées, ces soirées à refaire le monde et j'en passe !
- À Jessica, qui m'a aidé plus que je ne saurais le dire ici. Ta présence et ton soutien au quotidien m'ont tellement apporté ces derniers mois. J'espère pouvoir te rendre la pareille très vite !
- À ma famille et à mes parents, parce que le chemin a été long jusqu'à cette thèse, et que c'est en partie grâce à vous que j'y suis arrivé.

Romuald

Cenon, le 2 juillet 2015.

Table des matières

Table des matières	11
Liste des figures	15
Liste des tableaux	19
Introduction	21
1 Les Noyaux Actifs de Galaxies	23
1.1 Classification des AGN	24
1.1.1 Historique	24
1.1.2 Objets non-émetteurs en radio	25
1.1.3 Émetteurs radio	27
1.2 Géométrie des AGN	29
1.2.1 Les différentes zones d'émission	29
1.2.2 Le modèle unifié	32
1.3 Structure et évolution des jets	33
1.3.1 Origine	34
1.3.2 Processus d'émission dans les jets	34
1.3.3 Évolution temporelle	35
1.3.4 Mouvement superluminique	35
1.4 Les AGN comme support des systèmes de référence	35
2 Radioastronomie et interférométrie	37
2.1 Principe d'observation dans le domaine radio	38

2.1.1	Émission radio	38
2.1.2	Fenêtres d'observation	39
2.1.3	Principe de l'antenne	39
2.2	Utilisation d'un réseau d'antennes : l'interférométrie	41
2.2.1	Éléments d'interférométrie	42
2.2.2	Spécificités du VLBI	45
2.2.3	Réseaux VLBI (VLBA, EVN, IVS)	46
3	Principe de l'analyse des données VLBI	49
3.1	Astrométrie	50
3.1.1	Principe de l'analyse et réduction des données	50
3.1.2	Le repère de référence ICRF2	52
3.2	Cartographie	54
3.2.1	Visibilité complexe	54
3.2.2	Couverture du plan u-v	54
3.2.3	Déconvolution de l'image	57
3.2.4	Spécificité de l'observation VLBI	58
3.2.5	Bases de données	59
4	Position astrométrique et évolution de la structure	61
4.1	Contexte	62
4.2	Données observationnelles	63
4.2.1	Données astrométriques	63
4.2.2	Données cartographiques	64
4.2.3	Échantillon de sources	64
4.3	Méthodologie pour la comparaison	66
4.3.1	Quel est le point observé en astrométrie ?	66
4.3.2	Alignement des cartes	67
4.3.3	Évolution temporelle comparée	68
4.4	Analyse statistique de l'échantillon de sources	72
4.4.1	Échantillon complet	72
4.4.2	Analyse statistique	72
4.4.3	Discussion	73

4.5	Conclusion	75
5	Précession et trous noirs binaires	77
5.1	Contexte	78
5.2	Simulation d'une éjection	79
5.2.1	Modèles utilisés pour la description de l'AGN	79
5.2.2	Faisceau de trajectoires en fonction de la phase de précession	80
5.2.3	Incurvation et ondulation de la trajectoire	81
5.3	Modélisation d'une source : 1308+326	82
5.3.1	Données cartographiques	82
5.3.2	Modélisation utilisant la précession	83
5.3.3	Utilisation d'un système binaire	84
6	Conclusion et perspectives	87
	Bibliographie	91
A	Graphiques	95

Liste des figures

1.1	Image de NGC 1068 par le télescope Hubble.	25
1.2	Image de NGC 1275 par le télescope Hubble.	26
1.3	Images de M87 en optique et en radio.	28
1.4	Image de la radiogalaxie Cygnus A.	28
1.5	Schéma de principe de la structure d'un AGN.	30
1.6	Schéma résumant les zones d'émission d'un AGN.	32
1.7	Classes d'AGN vues en fonction de la ligne de visée.	33
2.1	Fenêtres d'observation atmosphériques.	39
2.2	Green Bank Telescope.	40
2.3	Schéma du lobe de l'antenne.	41
2.4	Principe de la différence de marche.	42
2.5	Chaîne de traitement du signal.	43
2.6	Schéma des vecteurs utilisés dans le calcul de la visibilité.	45
2.7	Carte du réseau EVN.	47
2.8	Carte du réseau VLBA.	47
2.9	Carte du réseau global IVS.	48
3.1	Sources présentes dans les catalogues ICRF et ICRF2.	53
3.2	Illustration des visibilitées réelles et mesurées	56
3.3	Exemple de couverture du plan (u-v)	56
4.1	Positions astrométriques de deux sources aux comportements différents	62
4.2	Exemple d'une source avec son <i>model fitting</i>	68
4.3	Méthode d'alignement et de calcul du barycentre de l'émission	70

4.4	Comparaison de l'évolution de la structure pour la source 1308+326	71
4.5	Histogramme des coefficients de corrélation	72
4.6	Exemple de source présentant une identification potentiellement erronée.	73
5.1	Trajectoires de composantes présentant des oscillations	78
5.2	Représentation de la géométrie du modèle à deux fluides	79
5.3	Émissions de composantes en fonction de la phase de la précession	80
5.4	Trajectoires simulées de composantes avec précession et système binaire	81
5.5	Trajectoires des composantes réelles de 1308+326	83
5.6	Distance au noyau des composantes VLBI de 1308+326	84
5.7	Trajectoires réelle et simulée d'une composante de 1308+326	85
5.8	Faisceau des trajectoires possibles selon la phase de précession de 1308+326	86
A.1	0003-066	97
A.2	0014+813	97
A.3	0048-097	97
A.4	0059+581	98
A.5	0104-408	98
A.6	0119+041	98
A.7	0119+115	99
A.8	0133+476	99
A.9	0201+113	99
A.10	0202+149	100
A.11	0229+131	100
A.12	0234+285	100
A.13	0235+164	101
A.14	0336-019	101
A.15	0402-362	101
A.16	0430+052	102
A.17	0454-234	102
A.18	0458-020	102
A.19	0528+134	103
A.20	0537-441	103

A.21 0552+398	103
A.22 0642+449	104
A.23 0727-115	104
A.24 0804+499	104
A.25 0823+033	105
A.26 0851+202	105
A.27 0919-260	105
A.28 0920-397	106
A.29 0923+392	106
A.30 0955+476	106
A.31 1034-293	107
A.32 1044+719	107
A.33 1101+384	107
A.34 1124-186	108
A.35 1128+385	108
A.36 1144-379	108
A.37 1145-071	109
A.38 1156+295	109
A.39 1228+126	109
A.40 1308+326	110
A.41 1313-333	110
A.42 1334-127	110
A.43 1357+769	111
A.44 1424-418	111
A.45 1448+762	111
A.46 1451-375	112
A.47 1514-241	112
A.48 1606+106	112
A.49 1611+343	113
A.50 1622-253	113
A.51 1638+398	113
A.52 1642+690	114

A.53 1657-261	114
A.54 1726+455	114
A.55 1739+522	115
A.56 1741-038	115
A.57 1745+624	115
A.58 1749+096	116
A.59 1803+784	116
A.60 1908-201	116
A.61 1921-293	117
A.62 1954-388	117
A.63 2052-474	117
A.64 2145+067	118
A.65 2200+420	118
A.66 2223-052	118
A.67 2234+282	119
A.68 2243-123	119

Liste des tableaux

3.1	Magnitude et incertitude des différentes composantes du retard	51
4.1	Liste des sources observées à plus de 20 époques entre 1994 et 2003.	65
4.2	Tableau présentant les données issues du <i>model fitting</i>	69

Introduction

Décrits depuis les années 1940, les Noyaux Actifs de Galaxies (AGN) forment une catégorie de galaxies présentant un cœur extrêmement lumineux. D'apparence quasi-stellaire en optique, ces objets ont souvent été classés de prime abord comme des étoiles (variables), mais l'estimation ultérieure de leur distance a permis de les identifier comme des sources extragalactiques. Leur rayonnement, observable dans de nombreux domaines de fréquences (radio, optique, UV, rayons X et γ), provient de l'accrétion d'un disque autour d'un trou noir supermassif en leur centre mais aussi de jets de matière relativistes qui s'étendent sur des échelles du kiloparsec au mégaparsec, de part et d'autre du disque.

Au sein des jets de matière, une forte émission synchrotron produit un rayonnement dans le domaine radio observable depuis la Terre avec des radiotélescopes. Grâce au développement de l'interférométrie radio, et en particulier de l'interférométrie à très longue base (VLBI), les instruments permettent d'atteindre une résolution suffisante pour détailler la structure de ces jets. Cette structure présente des variations sur des échelles de temps de quelques jours à quelques mois, et la luminosité connaît aussi des changements d'intensité sur des échelles similaires.

Parallèlement, les AGN sont, parmi toutes les sources observables dans le ciel, celles qui sont les plus lointaines, avec des *redshifts* pouvant dépasser $z = 7$. De ce fait, elles matérialisent des directions « fixes » dans le ciel permettant de construire des repères de référence. Leurs mouvements propres éventuels sont en effet indétectables de par leur distance. Depuis 1998, le repère céleste international est basé sur la position de telles sources, mesurée par VLBI. En 2009, la version la plus récente de ce repère contient les positions de 3 414 sources, connues avec une précision atteignant $60 \mu\text{as}$.

La mesure récurrente des positions de ces sources a toutefois mis en exergue la présence d'instabilités occasionnelles et imprévisibles dont l'origine est *a priori* inconnue. Ces instabilités dégradent la qualité du repère ainsi construit et doivent dès lors être prises en compte. L'hypothèse avancée jusque là est que ces variations sont dues aux changements de la structure des jets de matière. En effet, si les sources sélectionnées sont pour nombre d'entre elles quasi-ponctuelles, certaines possèdent une structure étendue et variable dans le temps. Bien que des rapprochements aient été faits sur des cas isolés (voir par exemple Fey et al. [1997]), il apparaît nécessaire aujourd'hui de généraliser ce type d'études pour un plus grand ensemble de sources afin de confirmer cette hypothèse d'un point de vue statistique, l'objectif à terme étant d'inclure une « correction de structure » dans le calcul de la position des sources.

Le but de cette thèse est dès lors de traiter d'un point de vue statistique un large échantillon de sources possédant un suivi VLBI à la fois astrométrique et cartographique afin de trouver le lien qui unit les instabilités astrométriques aux variations de structure.

Afin d'introduire la démarche, le premier chapitre traite de la nature des objets observés, avec notamment une description des différentes classes d'AGN, et des types d'émission produits en leur sein. Ensuite, le second chapitre s'intéresse aux observations dans le domaine radio, en mettant l'accent sur les principes de l'interférométrie dans ce domaine de fréquence. Le troisième chapitre traite des spécificités de l'observation par interférométrie à très longue base (VLBI), que ce soit pour l'obtention de la position (astrométrie) ou de la structure (cartographie) des sources. Le chapitre suivant détaille la démarche de comparaison statistique des instabilités astrométriques avec les évolutions de structure pour un échantillon de 68 sources observées entre 1994 et 2003 et conclut sur le lien entre les deux variations. En complément, une étude décrivant les effets potentiels créés sur les jets de matière par le phénomène de précession du trou noir central ainsi que par l'existence d'un système binaire de trous noirs est présentée dans le chapitre 5. Pour finir, des perspectives seront données avec les pistes principales à envisager pour approfondir ce travail.

Chapitre 1

Les Noyaux Actifs de Galaxies

Sommaire

1.1	Classification des AGN	24
1.1.1	Historique	24
1.1.2	Objets non-émetteurs en radio	25
	Galaxies de Seyfert	26
	Quasi-Stellar Objects	27
1.1.3	Émetteurs radio	27
	Radiogalaxies (Fanaroff-Riley)	27
	Quasars	27
	Blazars	29
1.2	Géométrie des AGN	29
1.2.1	Les différentes zones d'émission	29
	Trou noir	30
	Disque d'accrétion	31
	Jets de matière	31
	Tore de poussières	31
	Nuages	31
1.2.2	Le modèle unifié	32
1.3	Structure et évolution des jets	33
1.3.1	Origine	34
1.3.2	Processus d'émission dans les jets	34
1.3.3	Évolution temporelle	35
1.3.4	Mouvement superluminique	35
1.4	Les AGN comme support des systèmes de référence	35

Les galaxies auxquelles appartiennent les objets étudiés dans cette thèse présentent un vaste panel de caractéristiques observables permettant de les classer en fonction de leur forme (elliptique, spirale, barrée...), de leur taille, de leur luminosité, de leur spectre d'émission.

Parmi elles, environ 2% possèdent une luminosité particulièrement importante provenant de leur partie centrale, cette zone représentant la source principale d'émission comparée aux zones externes de la galaxie. Ces galaxies particulières sont regroupées sous le nom de galaxies actives et dont la zone centrale est appelée Noyau Actif de Galaxie (*Active Galactic Nucleus* en anglais, AGN par la suite) à cause de cette caractéristique. Ces sources ont une émission extrêmement forte, les rendant observables à grande distance, et souvent sur une très large bande de fréquence.

Le but de ce chapitre est de présenter les propriétés des AGN d'abord sous l'angle historique (telles qu'elles ont été petit à petit découvertes) et ensuite d'un point de vue physique. Pour cela, la classification des différents types d'AGN sera décrite dans un premier temps, suivie de la description du modèle unifié dans un deuxième temps. La principale zone d'émission dans le domaine radio (partie centrale des AGN) sera plus particulièrement présentée du fait de son intérêt pour la suite de ce travail.

1.1 Classification des AGN

1.1.1 Historique

Historiquement, les premières galaxies actives ont été observées par Edward Fath en 1908 par l'intermédiaire de leur spectre optique qui présentait de fortes raies d'émission, notamment au sein de la nébuleuse NGC 1068. Après la reconnaissance de ces « nébuleuses » comme ensembles d'étoiles extragalactiques dans les années 1920, c'est grâce aux travaux de Carl Seyfert au début des années 1940 que ces galaxies ont été décrites comme un type de galaxies à part, appelées par la suite « galaxies de Seyfert ». D'une apparence de galaxies spirales, l'essentiel de leur rayonnement provenait du bulbe et présentait des raies d'émission anormalement larges et intenses par rapport à celles attendues pour les galaxies « normales » [Seyfert, 1943]. Parmi ces galaxies classées par Seyfert, la galaxie NGC 1068 (appelée aussi M 77) est présentée sur la [FIGURE 1.1 page ci-contre](#).

Dans les années 1960, le développement des méthodes d'observation radio a permis d'observer certaines sources auparavant vues uniquement en optique et de les relier entre elles (on parle de recherche de la contrepartie radio ou optique). La méthode d'occultation par la Lune a notamment été utilisée pour faire ce lien entre les observations radio et optique d'une même source [3C 273, dans Hazard et al., 1963]. C'est ainsi que certaines des galaxies de Seyfert ont été identifiées comme présentant à la fois une forte émission dans le domaine radio et des raies larges en optique.

À la même époque, d'autres observations ont permis de détecter dans le domaine radio des sources intenses associées à des objets ponctuels en optique. D'un aspect stellaire, ces objets possédaient pourtant des raies d'émission non identifiées, et trop larges pour être dues à une émission stellaire. L'analyse de ces raies a permis de montrer



FIGURE 1.1 – Image de la galaxie de Seyfert NGC 1068 (ou M 77) prise par le télescope Hubble. Cette galaxie fait partie des premières identifiées comme galaxie de Seyfert en 1943.

qu'elles correspondaient en fait à des raies connues, mais fortement décalées. Ce fut le cas notamment pour la source 3C 273, l'une des premières observées dans ce cadre, qui présente un décalage spectral vers le rouge (*redshift*) de $z = 0,158$ ¹. Un tel décalage est impossible pour une source stellaire, puisque la source est ainsi placée à une distance d'environ 2 milliards d'années-lumière. À la suite de cette découverte, toutes les sources présentant les mêmes caractéristiques ont été regroupées sous l'appellation de *Quasi-Stellar Radio Sources* (abrégée en « quasar »). Ces objets se caractérisent par une apparence proche d'une étoile en optique, mais avec une forte émission radio et un fort *redshift*. Un excès d'émission dans l'ultraviolet fut aussi repéré, ce qui devint un critère pour leur détection.

En plus des galaxies de Seyfert et des quasars, d'autres objets observés depuis les années 1960 sont venus grossir les rangs des AGN. Les observations ont permis de mettre en avant des différences et des points communs entre certaines de ces galaxies. Une classification a ainsi été mise en place en fonction de caractéristiques historiques, observationnelles ou spectrales. La plupart des observations ayant été faites dans les domaines optique et radio, le choix a été fait ici de les présenter en fonction de la présence ou non d'émission en radio.

1.1.2 Objets non-émetteurs en radio

Environ 80% des AGN n'émettent pas en radio. Ces AGN ont une émission principalement d'ordre thermique dont l'essentiel se situe dans l'ultraviolet. Deux grandes

1. Le *redshift* est donné par la relation :

$$z = \frac{\lambda' - \lambda_0}{\lambda_0} \quad (1.1)$$

où λ_0 est la longueur d'onde de la raie d'origine et λ' celle de la raie observée

catégories se détachent, les galaxies de Seyfert d'une part et les « Quasi-Stellar Objects » (QSO).

Galaxies de Seyfert

Comme vu précédemment, ces galaxies découvertes par C. Seyfert présentent un noyau très lumineux dont le spectre diffère des autres galaxies par la présence de raies d'émission intenses et étrangement larges, provenant d'atomes fortement ionisés. Grâce à ces raies particulières, Seyfert dénombre 12 galaxies de ce type dans un premier temps (avant que deux soient déclassées) : NGC 1068 (FIGURE 1.1 page précédente), NGC 1275 (FIGURE 1.2), NGC 3227, NGC 3516, NGC 4051, NGC 4151, NGC 4258, NGC 5548, NGC 6814 et NGC 7469. De nombreuses autres suivront grâce à l'amélioration des instruments, notamment des spectrographes. Actuellement, on pense qu'environ 10% des galaxies sont des galaxies de Seyfert.



FIGURE 1.2 – Image de la galaxie de Seyfert NGC 1275 prise par le télescope Hubble.

Ces galaxies sont en grande majorité des spirales simples ou barrées. Leur forte luminosité provient d'une zone très compacte non résolue (< 100 pc) située au centre, appelée le noyau. De cette zone proviennent les raies d'émission, et sa luminosité dépasse nettement celle du reste de la galaxie.

On distingue parmi les raies d'émission observées au sein de ces galaxies deux catégories : les raies d'émission dites larges proviendraient de zones de gaz ionisé à forte densité d'électrons (10^9 électrons par cm^3), tandis que les raies dites étroites proviendraient de régions moins denses (entre 10^3 et 10^6 électrons par cm^3).

Ces différences ont permis, par la suite, de définir deux sous-groupes en fonction de la présence ou non de raies d'émission dites larges dans le domaine optique. Les galaxies de type Seyfert 1 possèdent à la fois des raies d'émission larges et des raies étroites. À l'inverse, les galaxies de type Seyfert 2 ne possèdent que des raies étroites. Une sous-classification est même utilisée afin de prendre en compte des galaxies présentant des caractéristiques intermédiaires.

Quasi-Stellar Objects

À l’instar des quasars évoqués plus haut, les QSO (Quasi-Stellar Objects) doivent leur nom à leur ressemblance initiale à des étoiles en raison de leur apparence ponctuelle en optique et à la présence de raies d’émission semblables à des raies stellaires. Cependant, l’évaluation de leur distance a montré qu’il s’agissait en réalité de galaxies lointaines et très lumineuses. Leurs caractéristiques sont très proches de celles des galaxies de Seyfert, mais avec une magnitude absolue plus importante (< -23). À cause de leur éloignement, les observations ne montrent souvent que le noyau très brillant, ce dernier masquant la luminosité de la galaxie hôte.

1.1.3 Émetteurs radio

Parallèlement aux observations optiques, les observations radio ont permis de dévoiler d’autres particularités de certains AGN. Pour environ 20% d’entre eux, la présence d’émission dans le domaine radio permet de distinguer de nouvelles catégories d’objets, qui sont décrites ci-après. À la différence du rayonnement optique principalement de nature thermique, le rayonnement radio est de type synchrotron ou Compton-inverse, et provient de zones d’émission appelées « jets » de matière (voir Sections 1.2 page 29 et 1.3 page 33 pour plus de détails).

Radiogalaxies (Fanaroff-Riley)

Certaines galaxies présentent en plus d’une émission optique classique de très fortes zones d’émission radio provenant de jets opposés, perpendiculaires au plan de la galaxie. La matière est éjectée à une vitesse relativiste et produit un rayonnement synchrotron qui est responsable de cette luminosité (la physique de ces jets sera décrite plus en détails dans les parties suivantes). La taille des jets dépasse parfois largement celle de la galaxie hôte, et va de quelques kiloparsecs (kpc) jusqu’à plusieurs Mégaparsecs (Mpc). La Figure 1.3 page suivante montre une image de la radiogalaxie M87 avec son jet caractéristique. La Figure 1.4 page suivante montre quant à elle les deux jets opposés bien visibles de Cygnus A.

En fonction de la zone du jet où l’émission est maximum, deux types de radiogalaxies sont identifiés. Dans les galaxies de Fanaroff-Riley de type 1, l’émission dominante se situe à proximité du noyau. L’émission dans ce cas décroît quand le jet s’éloigne du noyau. Inversement, les galaxies de Fanaroff-Riley de type 2 ont des jets qui présentent à leur extrémité des lobes extrêmement lumineux. Les objets de ce type sont souvent plus lumineux d’un ordre de grandeur que ceux de type 1.

Quasars

Les quasars sont les pendants, en tant qu’émetteurs radio, des QSO décrits précédemment. Ce sont des AGN souvent lointains, d’apparence ponctuelle en optique, avec des raies d’émission larges et montrant un décalage vers le rouge très prononcé. Leur rayonnement n’est globalement pas d’origine thermique, et la luminosité dans le domaine

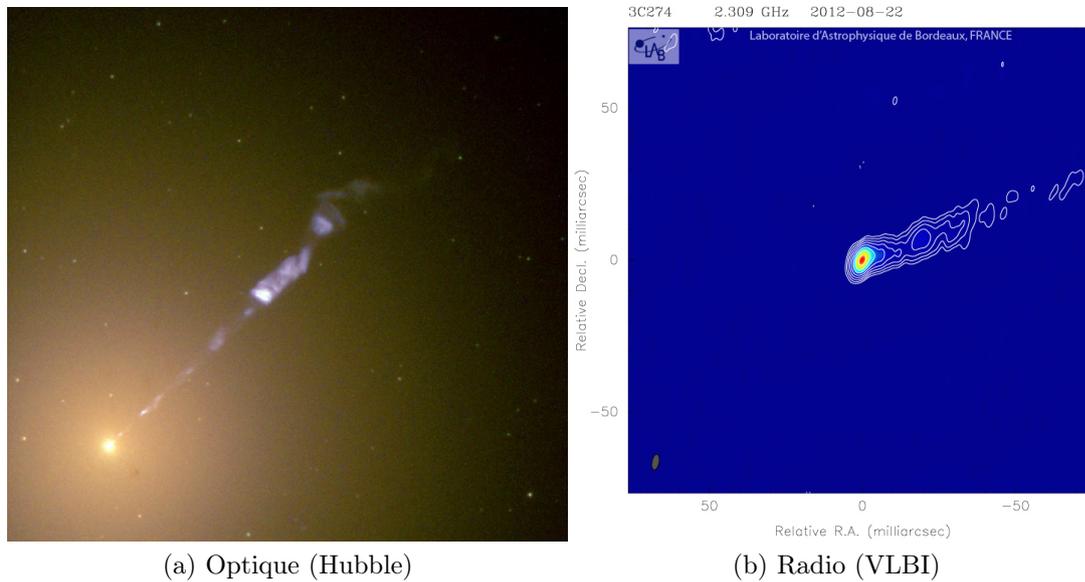


FIGURE 1.3 – Images de la radiogalaxie M87, située dans l’amas de la Vierge, prise en optique par le télescope Hubble (a) et cartographiée dans le domaine radio par des observations VLBI (b). Les images montrent la présence d’un jet qui s’étend sur environ 1 500 kpc. Crédits : NASA and The Hubble Heritage Team (STScI/AURA) (a) et BVID (b).

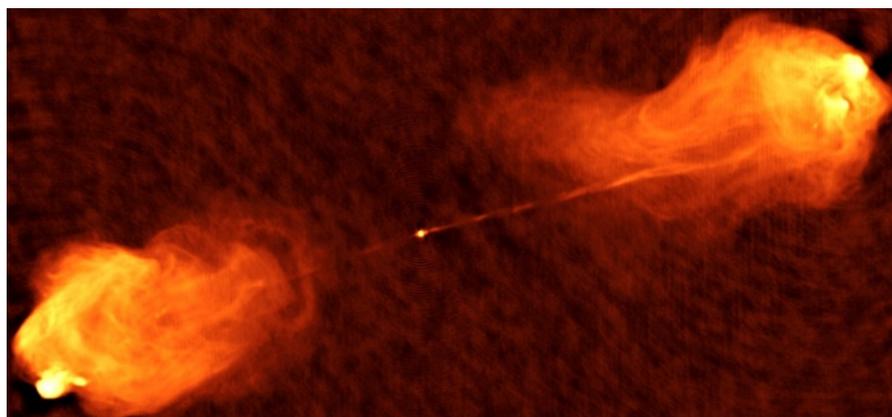


FIGURE 1.4 – Image obtenue avec le VLA (domaine radio) de la radiogalaxie Cygnus A. (Image courtesy of NRAO/AUI)

radio dépasse souvent celle en optique de plusieurs ordres de grandeur. Leur structure montre dans une majorité des cas la présence de jets d'où naît l'émission radio. Les quasars sont les objets les plus lumineux connus, leur magnitude absolue pouvant atteindre -30 par exemple pour la source SDSS J0100+2802 [Wu et al., 2015]. Les *redshifts* observés pour les quasars s'étendent de $z = 0,056$ à $z = 7,085$ [Mortlock et al., 2011, Barnett et al., 2015].

Blazars

Les blazars sont des AGN ayant la particularité d'avoir un flux variable sur des très courtes échelles de temps (variation d'un ordre de grandeur en luminosité sur des périodes de temps allant de quelques heures à quelques jours). Leur spectre ne présente pas les raies d'émission caractéristiques décrites jusque là. Leur émission est dominée par celle du jet de matière, non thermique, et présente une forte émission à haute énergie (X, γ). Non résolus en optique, ils peuvent apparaître comme des étoiles variables de par leurs rapides changements de luminosité et leur côté ponctuel.

Parmi les blazars, l'objet BL Lacertae a été initialement classé parmi les étoiles variables avant d'être identifié comme AGN. Il a par la suite donné son nom à une classe de blazars aux caractéristiques communes, les BL Lacs. En plus de la quasi-absence de raies larges en émission, ces objets ont une luminosité plutôt faible parmi les blazars.

Les *Flat Spectrum Radio Quasars* (FSRQ) sont une autre catégorie de blazars, plus lumineux et plus distants que les BL Lacs. Comme leur nom l'indique, leur spectre radio est plus plat, avec des raies larges intenses. La limite pour séparer ces deux catégories d'objets est choisie arbitrairement selon la largeur équivalente des raies en émission, celle-ci étant fixée à 5 \AA minimum pour un FSRQ.

1.2 Géométrie des AGN

Les AGN sont des objets extragalactiques dont l'émission particulièrement intense semble provenir de la zone centrale d'une galaxie ou, de part et d'autre, d'un jet émanant de cette galaxie. Cette émission se caractérise souvent par la présence dans le spectre de raies larges mais aussi étroites, ainsi que d'une émission continuum issue de processus non thermiques. Le but de cette partie est de décrire la géométrie de ces objets (voir [FIGURE 1.5 page suivante](#)) ainsi que le type d'émission provenant des différentes zones, tels que décrits par le modèle unifié dit « standard » des AGN qui permet de faire le lien entre toutes les classes d'objets.

1.2.1 Les différentes zones d'émission

Situées dans la partie centrale de certaines galaxies, les AGN sont extrêmement lumineux et très compacts, d'une taille inférieure à 100 pc d'après les observations optiques. À partir de la mesure de la largeur des raies d'émission, on estime que les vitesses existant dans cette zone atteignent $10^3 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$. Si la matière est liée gravitationnellement, cela implique une masse comprise entre 10^8 et $10^{10} M_{\odot}$ environ.

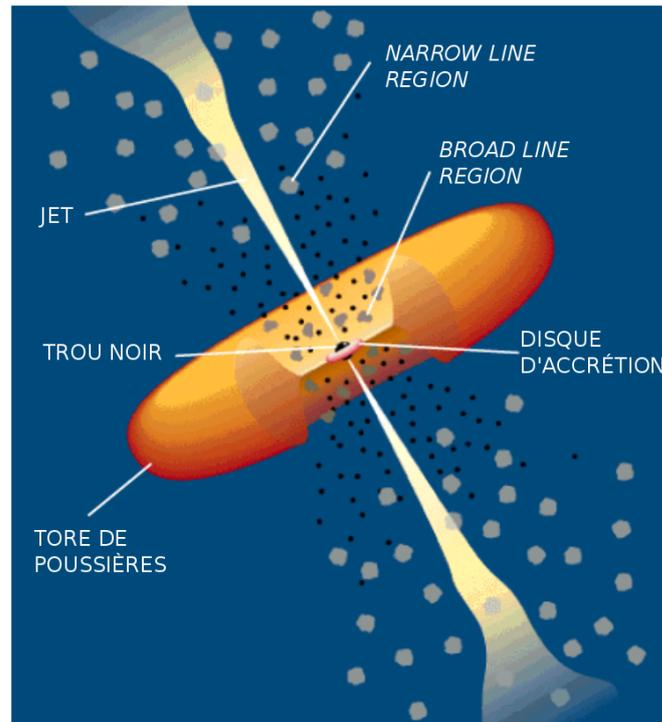


FIGURE 1.5 – Schéma représentant les différentes zones caractéristiques d'un AGN, avec le trou noir central, le disque d'accrétion et le tore de poussières autour, les nuages de gaz (responsables des émissions à raies larges et étroites) et les jets de matière. (Adapté de [Urry and Padovani \[1995\]](#))

Trou noir

Avec une telle masse confinée dans une région si petite, l'hypothèse privilégiée est celle d'un trou noir supermassif, bien plus massif que celui au centre de la Voie Lactée et ses 3 millions de masses solaires.

Dans une approche simple, un trou noir est en grande partie caractérisé par sa masse M , de laquelle on peut déduire sa taille et ses propriétés². La taille d'un trou noir est donnée par une grandeur appelée « Rayon de Schwarzschild » :

$$R_S \simeq 3 \left(\frac{M}{M_\odot} \right) \text{ km} \quad (1.2)$$

Ce rayon correspond à l'horizon du trou noir, c'est-à-dire à la séparation entre la zone à l'intérieur de laquelle ni matière ni rayonnement ne peuvent s'échapper du puits gravitationnel du trou noir et le reste de l'espace. Ainsi, tout ce qui se rapproche à une distance inférieure à R_S du trou noir ne peut s'en échapper. Cela a pour conséquence que le trou noir en lui-même n'émet aucun rayonnement, il n'y a que la matière qui interagit avec lui qui peut être source de rayonnement.

2. Les solutions de l'équation d'Einstein pour les singularités offrent plusieurs possibilités en fonction des paramètres initiaux :

- Trou noir de Schwarzschild : sans moment cinétique et sans charge électrique
- Trou noir de Kerr : avec moment cinétique et sans charge électrique
- Trou noir de Reissner-Nordström : sans moment cinétique et avec charge électrique
- Trou noir de Kerr-Newman : avec moment cinétique et avec charge électrique

Disque d'accrétion

À proximité immédiate du trou noir se trouve une grande quantité de gaz. La chute d'une partie de cette matière en direction du trou noir est à l'origine de l'émission observée. En effet, l'énergie potentielle gravitationnelle est convertie en énergie rotationnelle via la formation d'un disque d'accrétion. À l'intérieur de ce disque, la viscosité est responsable de la perte de moment angulaire d'une portion de cette matière, provoquant sa chute sur le trou noir. Elle est aussi à l'origine d'un fort échauffement par frottement. Ces phénomènes sont responsables de l'émission du disque depuis les longueurs d'onde optiques jusqu'aux rayons X.

La seule limite à la quantité d'énergie ainsi convertie repose sur l'équilibre du disque. Un rayonnement trop important provoquerait une pression de radiation dépassant l'attraction gravitationnelle exercée par le trou noir, amenant à la destruction du disque. Cette limite est appelée « Limite d'Eddington ». Dans le cas d'un gaz ionisé avec une symétrie sphérique et un état stable, celle-ci ne dépend que de la masse du trou noir. La luminosité maximale L_E alors obtenue est donnée par :

$$L_E = \frac{4\pi GMm_p c}{\sigma_T} = 1,3 \times 10^{31} \left(\frac{M}{M_\odot} \right) \text{ (en Watt)} \quad (1.3)$$

où G est la constante de gravitation, m_p la masse du proton, c la vitesse de la lumière et σ_T la section efficace de Thomson.

Jets de matière

De part et d'autre du trou noir, et selon un axe perpendiculaire au plan du disque d'accrétion, deux jets de matière sont produits (dans 20 à 50% des cas pour les sources les plus énergétiques). Ces jets sont fortement magnétisés et la matière en leur sein peut atteindre des vitesses relativistes. Ceci est responsable d'une forte émission dans l'ensemble du spectre, notamment dans le domaine radio ainsi qu'aux hautes énergies. Ces processus seront présentés plus en détail dans la partie [1.3 page 33](#).

Tore de poussières

Au delà du disque d'accrétion, de la poussière et du gaz se regroupent sous la forme d'un tore, situé dans le même plan que le disque d'accrétion. Partiellement opaque dans les domaines optique, UV et X, ce tore occulte la lumière provenant du cœur de l'AGN quand il se situe dans la ligne de visée de l'observateur. Il émet cependant en infrarouge avec un spectre caractéristique d'une émission thermique.

Nuages

Des nuages présents au voisinage du noyau sont responsables des raies d'émission observées, celles-ci résultant de l'ionisation par une partie du rayonnement issu du disque d'accrétion. Deux zones sont identifiées :

Broad Line Region. Ces nuages se situent entre le disque d'accrétion et le tore de poussières. Leur vitesse est très importante en raison de leur proximité avec le trou noir et ils sont à l'origine des raies d'émission larges.

Narrow Line Region. Situés à plus grande distance du noyau, ces nuages ont des vitesses plus petites. Leurs raies d'émission correspondent aux raies étroites qui sont observées.

L'ensemble des régions ainsi que les différents types d'émission caractéristique des AGN sont schématiquement représentés dans la FIGURE 1.6. Des détails supplémentaires concernant la structure et l'évolution des jets seront donnés dans la partie 1.3 page ci-contre.

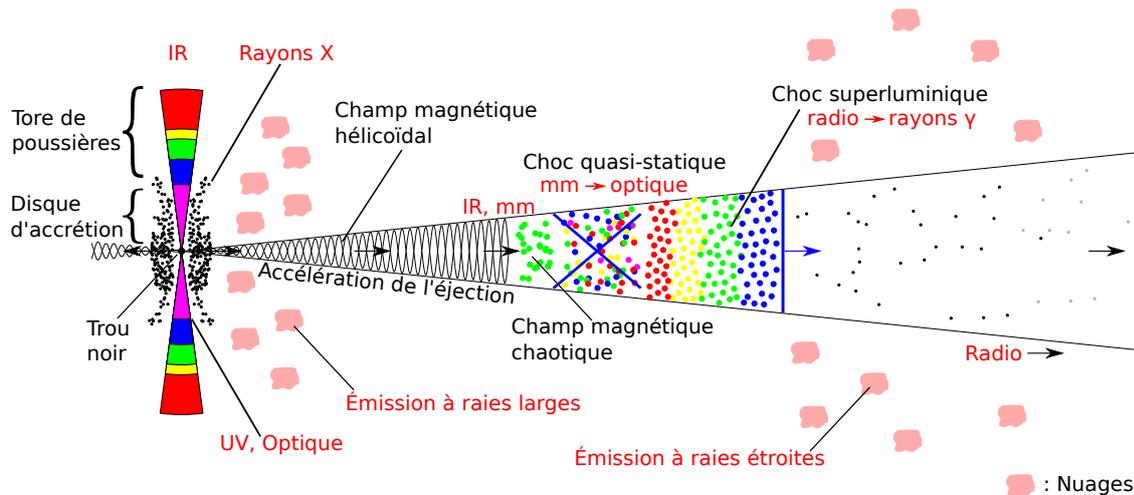


FIGURE 1.6 – Schéma représentant les différentes zones d'émission d'un AGN. Les types de rayonnements émis sont inscrits en rouge, tandis que les éléments de la structure ainsi que les phénomènes physiques sont inscrits en noir. (Adapté de www.bu.edu/blazars/, Alan Marscher©)

1.2.2 Le modèle unifié

Selon le modèle unifié [Urry and Padovani, 1995], tous les objets présentés jusque là et regroupés sous l'appellation de Noyaux Actifs de Galaxies peuvent être décrits selon un schéma unique, où seul l'angle d'observation les distingue. Les propriétés des différentes classes d'AGN vues à la section 1.1 page 24 ne sont dès lors plus vraiment intrinsèques, mais proviennent de la différence de ligne de visée. Seule la présence ou non d'émission radio scinde encore les AGN en deux groupes, comme représenté sur la FIGURE 1.7 page ci-contre.

Le modèle unifié repose sur le fait que, selon l'angle de vue, certaines zones d'émission sont masquées ou au contraire visibles, d'où la grande diversité apparente des objets observés.

Ainsi, si l'observateur se situe dans le plan du disque d'accrétion ou avec un angle faible par rapport à celui-ci, le tore de poussière aura pour effet de masquer le cœur de l'AGN, ne laissant visible que l'émission provenant des nuages de la *Narrow Line Region* et du jet. Cela est caractéristique des radiogalaxies et des galaxies de Seyfert de type 2, selon que la galaxie est émettrice en radio ou non.

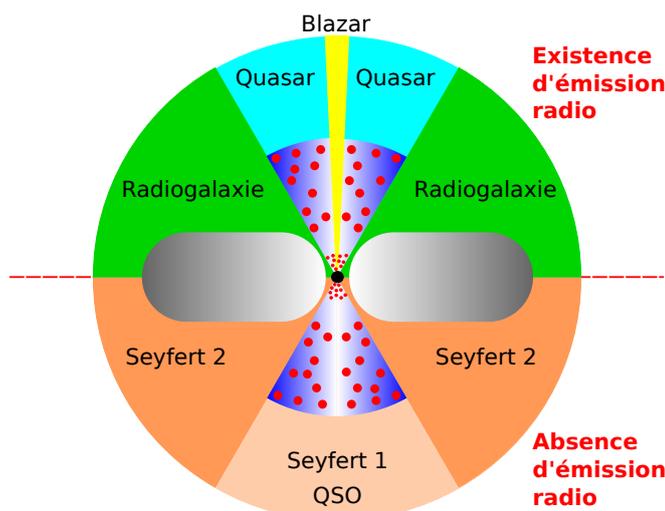


FIGURE 1.7 – Schéma représentant les différentes classes d’AGN en fonction de la direction de la ligne de visée de l’observateur. Les AGN émetteurs radio sont présentés dans la moitié supérieure, et ceux ne présentant pas d’émission radio dans la moitié inférieure. Le trou noir est représenté au centre ; de part et d’autre se trouve le tore de poussières (en gris). Les points rouges représentent les nuages émetteurs des raies spectrales et le jet de matière est en jaune.

Vues davantage de biais, les galaxies de Seyfert de type 1 se caractérisent à la fois par des raies étroites et par des raies larges en optique, donc par une émission provenant des deux types de nuages.

En se rapprochant d’une ligne de visée perpendiculaire au plan de l’AGN, deux cas se distinguent. Pour les galaxies faibles en radio, le noyau est très visible et lumineux dans cette configuration, donnant une apparence ponctuelle en optique. Les AGN présentant ces propriétés sont les QSO. Pour les galaxies émettrices en radio, l’observateur se trouve dans l’axe du jet, son émission étant fortement amplifiée par la géométrie et la dynamique (voir section 1.3). En plus des raies en optique, il y a donc une émission forte en radio, comme c’est le cas pour les quasars.

Enfin, quand l’observateur se situe dans l’axe de rotation de l’AGN, c’est-à-dire perpendiculairement au plan du disque, il se trouve dans l’axe direct du jet, dont l’émission domine, possédant également une variabilité très marquée. Les AGN observés dans cette configuration correspondent aux blazars. Les objets de type BL Lac ne présentent pas de raies d’émission car celles-ci sont masquées par le jet.

Ce modèle a constitué une grande avancée dans la compréhension des AGN, permettant de mettre dans un même cadre des objets d’apparence disparate et observés par des méthodes très différentes (télescopes optiques, interféromètres radio. . .).

1.3 Structure et évolution des jets

Les interféromètres radio sont particulièrement bien adaptés à l’observation des AGN grâce leur résolution angulaire (voir chapitre 2 page 38) qui permet d’appréhender les détails des jets d’où émane le rayonnement radio.

1.3.1 Origine

Deux jets de matière sont émis de chaque côté du plan du disque d'accrétion, perpendiculairement à celui-ci le long de l'axe de rotation de l'AGN. Ces jets proviennent de l'interaction gravitationnelle du disque avec le trou noir central.

Deux modèles ont été proposés pour expliquer le transfert d'énergie du disque vers le jet. Le premier [Blandford and Znajek, 1977] indique que ce transfert trouve son origine dans la rotation du trou noir. En effet, dans le cas d'un trou noir de Kerr, le moment cinétique du trou noir peut être transféré en partie au disque d'accrétion permettant de créer et d'alimenter les jets de matière. Cette conversion d'énergie se fait grâce au champ magnétique existant au niveau de l'horizon du trou noir sous forme de lignes de champ enroulées.

Le deuxième modèle [Blandford and Payne, 1982] explique la naissance de jets par la présence d'un champ magnétique amplifié par la rotation du disque d'accrétion. Ce champ s'étend depuis la surface du disque jusqu'à de grandes distances, et sa forme a pour conséquence de collimater le jet le long de son axe.

La matière éjectée par le biais des mécanismes décrits précédemment atteint des vitesses très importantes via l'interaction avec les champs électromagnétiques dans l'environnement du noyau actif. Cela signifie que cette accélération concerne de la matière chargée. Les particules subissent ainsi des accélérations dites de Fermi, mécanismes qui se développent dans des chocs ou de la turbulence au sein du milieu ambiant magnétisé [Bell, 1978].

1.3.2 Processus d'émission dans les jets

Les deux principaux processus radiatifs à l'origine du rayonnement des jets sont :

Le rayonnement synchrotron. Les particules chargées (électrons, protons) en interaction avec un champ magnétique se déplacent en spiralant le long des lignes de champ. Ce mouvement giratoire est à l'origine d'un rayonnement appelé synchrotron. Le phénomène est particulièrement marqué avec des électrons relativistes et lorsque le champ est intense, conditions existant dans les jets des AGN. Ce processus est à l'origine du rayonnement radio observé.

La diffusion Compton-inverse. La diffusion Compton concerne l'absorption puis la réémission d'un photon par un électron (supposé au repos). Elle a pour conséquence une baisse d'énergie du photon au profit de l'électron ainsi qu'un changement de direction pour ces deux particules. Mais lorsque l'électron est déjà relativiste, le phénomène peut s'inverser et c'est l'électron qui cède une partie de son énergie au photon. C'est par ce phénomène que les photons peuvent atteindre de très hautes énergies (rayonnement X, γ).

En plus de ces processus, il est à noter que le rayonnement reçu par l'observateur situé dans l'axe du jet est amplifié par effet Doppler en raison de la vitesse relativiste de la matière dans le jet. Cet effet a aussi pour conséquence d'atténuer très fortement le jet qui s'éloigne de l'observateur, ce qui explique l'absence de détection de ces « contre-jets » dans la plupart des cas.

1.3.3 Évolution temporelle

En raison du côté potentiellement variable de la plupart de ces processus (accrétion, éjection, émission, amplification...), les jets n'ont pas un caractère continu et stable dans le temps. Grâce aux cartes réalisées dans le domaine radio, il a été ainsi montré que les jets présentent des zones d'émission qui se déplacent rapidement (de quelques semaines à quelques mois), en accord avec le fait que beaucoup de sources observées ont une luminosité fortement variable (blazars). Des détails supplémentaires concernant l'évolution des jets seront donnés dans les parties 3.2 page 54 et 4 page 62.

1.3.4 Mouvement superluminique

Un corollaire au déplacement de la matière à une vitesse relativiste dans le jet est le phénomène de mouvement superluminique. En effet, par un effet relativiste de projection, la matière dans le jet peut sembler, pour un observateur orienté à faible angle de visée par rapport à celui-ci, se déplacer à une vitesse supérieure à celle de la lumière.

La vitesse apparente du jet v_a (vue par l'observateur) est liée à la vitesse du jet v par la relation :

$$v_a = \frac{v \sin(\theta)}{1 - \frac{v}{c} \cos(\theta)} \quad (1.4)$$

avec θ l'angle que fait ce jet par rapport à l'angle de visée.

Cette vitesse est maximale pour : $v = c \cos(\theta)$, soit :

$$v_{amax} = \frac{v}{\sqrt{1 - (v/c)^2}} \quad (1.5)$$

Ainsi la vitesse apparente peut dépasser celle de la lumière si $v > c/\sqrt{2}$.

Par exemple, si $v = 0,95c$, on a une vitesse apparente maximale de $3c$ pour un angle $\theta = 18^\circ$.

1.4 Les AGN comme support des systèmes de référence

De par leur distance, les AGN constituent une grille de « points fixes » sur le ciel permettant de matérialiser un système de référence très stable, à l'inverse des étoiles de la Galaxie qui ont des mouvements propres significatifs.

Un tel système est fondamental pour positionner tous les objets du ciel les uns par rapport aux autres. Pour ce faire, il est nécessaire que les positions des points de la grille de référence soient mesurées avec une très grande précision, ce qui est possible grâce à la technique VLBI comme expliqué dans la partie 3 page 50.

Dans les années 1990, les travaux de l'IERS (*International Earth Rotation and Reference Systems Service*) ont permis pour la première fois de construire un système de

référence s'appuyant sur les AGN. L'ICRF (*International Celestial Reference Frame*, Ma et al. [1998]), composé de 608 sources extragalactiques servant de « points fixes » (voir 3.1.2 page 52) et établi sur la base de 15 années de données VLBI a alors vu le jour.

En 2009, une seconde version, l'ICRF2, composée de 3414 sources, et incluant plus de 10 années de données VLBI supplémentaires, a été construite [Ma et al., 2009]. Cette version est celle en vigueur aujourd'hui.

Chapitre 2

Radioastronomie et interférométrie

Sommaire

2.1 Principe d'observation dans le domaine radio	38
2.1.1 Émission radio	38
2.1.2 Fenêtres d'observation	39
2.1.3 Principe de l'antenne	39
2.2 Utilisation d'un réseau d'antennes : l'interférométrie	41
2.2.1 Éléments d'interférométrie	42
Chaîne d'acquisition du signal	42
Principe de la corrélation des signaux	44
2.2.2 Spécificités du VLBI	45
2.2.3 Réseaux VLBI (VLBA, EVN, IVS)	46

2.1 Principe d'observation dans le domaine radio

L'observation en astronomie se fait en grande partie par l'intermédiaire de la lumière provenant des objets que l'on souhaite étudier. Par ses caractéristiques, cette lumière apporte des informations sur la source, le milieu traversé, la distance parcourue. . . L'analyse et la compréhension de ces éléments est une des bases nécessaires pour comprendre la nature des objets astrophysiques. Ce chapitre est consacré aux phénomènes d'émission et de réception dans le domaine radio, en présentant l'origine de ces rayonnements ainsi que les conditions permettant à un observateur de les collecter.

2.1.1 Émission radio

La lumière est une onde électromagnétique dont la fréquence détermine les caractéristiques énergétiques. Selon la plage de fréquence à laquelle elle appartient, cette radiation est désignée par un des termes suivants, par ordre croissant de fréquence :

- Domaine radio
- Domaine infrarouge
- Domaine visible
- Domaine ultraviolet
- Rayons X
- Rayons γ

À chacun de ces domaines de fréquence correspondent à la fois des caractéristiques représentant les propriétés du rayonnement mais aussi les processus qui peuvent être à l'origine de leur émission. Dans cette partie, nous nous intéresserons particulièrement à l'émission et à l'observation dans le domaine radio.

Les ondes radio sont caractérisées par des fréquences inférieures à 300 GHz ce qui correspond, dans le vide, à des longueurs d'onde supérieures à 1 mm. Elles représentent une vaste plage de fréquences dont les processus d'émission sont nombreux et variés, du rayonnement thermique au rayonnement de freinage (Bremstrahlung) en passant par le rayonnement synchrotron. En astrophysique, ces processus prennent place au sein de structures comme les nuages moléculaires, les étoiles, les galaxies, les disques d'accrétion. . .

À cela se rajoute le fait que les sources d'émission ne sont pas fixes par rapport à l'observateur. Ainsi, la fréquence du rayonnement perçue par l'observateur va être modifiée selon que la source s'en éloigne ou s'en rapproche. Cet effet, connu sous le nom de Doppler-Fizeau, a pour conséquence un décalage vers les basses fréquences quand la source s'éloigne, et un décalage vers les hautes fréquences quand elle se rapproche. Pour les sources lointaines, comme les AGN, le décalage se fait systématiquement vers les basses fréquences, et ce à cause de l'éloignement progressif de ces objets dû à l'expansion de l'univers. Ce processus est connu sous le nom de « décalage vers le rouge » (*redshift* en anglais) à cause de son effet sur le rayonnement visible.

2.1.2 Fenêtres d'observation

Pour que ces ondes radio provenant de diverses sources et de divers processus de rayonnement puissent être observées depuis la Terre, elles doivent se propager jusqu'à l'observateur, y compris à travers l'atmosphère. Ce point est primordial puisque l'atmosphère ne permet pas une propagation uniforme de la lumière sur tout son spectre (voir FIGURE 2.1). Il est par exemple évident que la présence de nuages va stopper une grande partie de la lumière visible.

La présence de molécules dans l'atmosphère introduit une absorption à certaines fréquences, interdisant ou compliquant alors grandement l'observation depuis le sol. On peut citer par exemple l'absorption du dioxygène (O_2) dans le visible et l'infrarouge proche autour de la longueur d'onde $\lambda = 0,75 \mu m$ ou l'absorption par la vapeur d'eau et le CO_2 d'une grande partie de l'infrarouge lointain.

Dans le domaine radio, le rayonnement est très peu absorbé par l'atmosphère. Les photons interagissent faiblement avec les molécules, leur énergie n'étant pas suffisante pour produire des transitions vibrationnelles ou électroniques. L'observation est dès lors possible depuis le sol sur une vaste plage de fréquences radio.

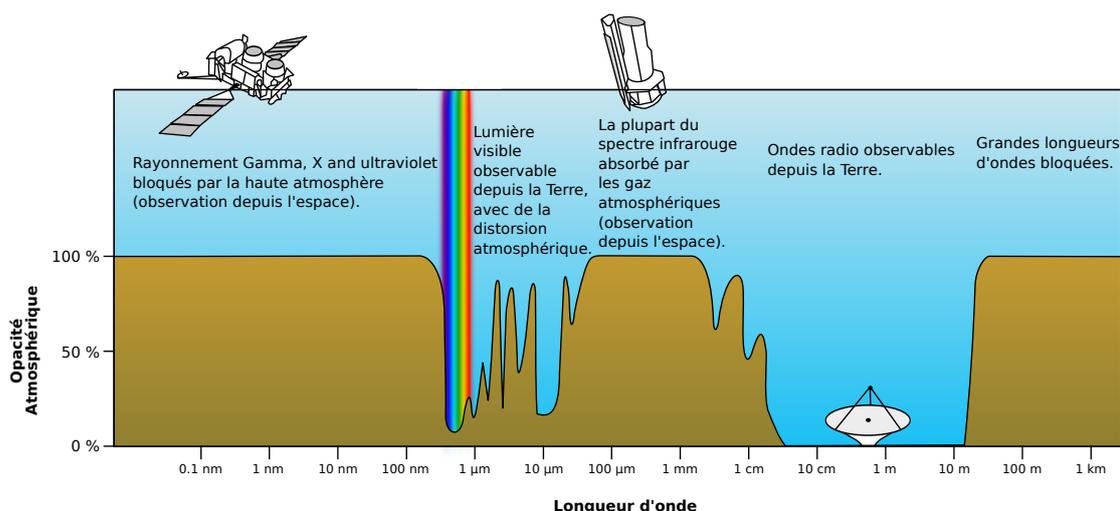


FIGURE 2.1 – Fenêtres d'observation atmosphériques montrant l'intérêt d'observer dans le domaine radio, puisque l'opacité est quasi nulle dans cette gamme de longueur d'onde.

L'utilisation du domaine radio pour les télécommunications introduit toutefois de nombreuses sources d'interférences pouvant dégrader l'observation d'un signal astrophysique. En particulier, les fréquences liées à la téléphonie mobile, à la télévision ou aux communications aériennes occupent certaines parties du spectre radio. Les observations au sein de ces plages de fréquences doivent donc être méticuleusement protégées ou corrigées de ces interférences.

2.1.3 Principe de l'antenne

La mesure de l'intensité du champ électromagnétique dans le domaine radio se fait à l'aide d'instruments appelés antennes. Selon la fréquence de l'onde observée, leur forme

et leurs caractéristiques peuvent différer. Le cas le plus classique des collecteurs paraboliques sera évoqué ici, mais une grande partie des principes décrits peut s'appliquer à des récepteurs dipolaires ou autres.

La collecte du flux se fait au niveau du capteur qui traduit ce signal en un signal électronique, permettant son analyse. La faible intensité des signaux provenant des objets astrophysiques amène à utiliser une surface très importante pour collecter le maximum de flux. Cette surface, dite collectrice, est utilisée pour réfléchir les ondes radio et les condenser en direction du capteur. La forme la plus répandue est une parabole dont le foyer est constitué soit du capteur directement soit d'une deuxième surface réfléchissante afin d'atteindre le capteur dans un troisième temps (monture Cassegrain).

La surface collectrice est un paramètre important du dispositif, puisque le flux intercepté est directement proportionnel à cette surface. La taille physique des antennes reste toutefois limitée du fait de contraintes liées à la mobilité ou la rigidité de leur structure. Les plus grandes antennes existant aujourd'hui sont celles d'Effelsberg en Allemagne et de Green Bank aux États-Unis (FIGURE 2.2) dont le diamètre atteint 100 m.



FIGURE 2.2 – Exemple d'antenne radio de grande taille : Green Bank Telescope en Virginie (USA), plus grande antenne mobile avec celle d'Effelsberg en Allemagne. (Image courtesy of NRAO/AUI)

Autre élément important concernant les antennes : la résolution, qui est la capacité de distinguer deux objets séparés par un faible écart angulaire. En effet, si l'antenne avait une résolution infinie, elle serait capable de capter le champ électromagnétique venant d'une direction unique. Mais en réalité, elle est sensible non pas à une seule direction mais à un ensemble de directions, représentées sous la forme d'un lobe principal étendu ainsi que de lobes secondaires qui captent du signal parasite (voir FIGURE 2.3 page suivante). Cela empêche notamment de voir distinctement tous les objets compris au sein de l'angle solide du lobe principal. Une antenne de faible diamètre reçoit le signal provenant d'une plus vaste zone du ciel, elle est moins sélective dans la direction mais ne permet pas de distinguer deux objets contenus dans cette zone. En augmentant le

diamètre, l'angle vu est plus limité, et par conséquent la résolution devient meilleure. Le pouvoir de résolution est en fait calculé à partir du critère de Rayleigh liant la séparation angulaire accessible θ (*i. e.* résolution) au diamètre de l'antenne d . Intervient aussi la longueur d'onde λ du rayonnement.

$$\theta = \frac{1,22\lambda}{d} \quad (2.1)$$

Pour voir des objets proches angulairement, le pouvoir de résolution θ doit être plus faible que l'écart angulaire les séparant.

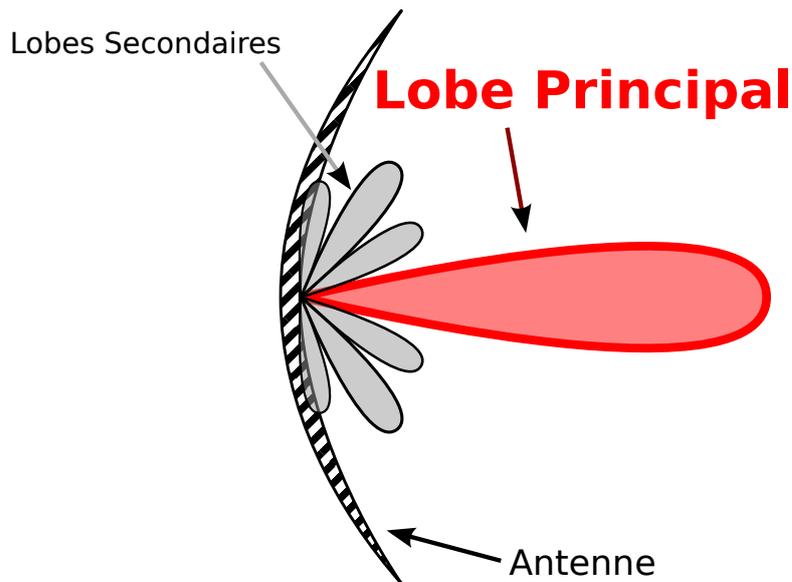


FIGURE 2.3 – Schéma de principe de la réception de l'antenne, présentant un lobe principal dans la direction de pointage et des lobes secondaires captant du signal non désiré.

La sensibilité d'une antenne est donc proportionnelle à sa surface, tandis que sa résolution sera elle liée à son diamètre.

2.2 Utilisation d'un réseau d'antennes : l'interférométrie

Observer des objets peu étendus sur le ciel, ou distinguer des éléments proches, nécessite donc d'augmenter la taille des antennes. L'interférométrie est une technique mise au point lors des années 1950 qui permet de gagner en résolution angulaire en utilisant plusieurs antennes au lieu d'une seule. Elle repose sur le principe d'interférence des ondes provenant de la source et qui sont captées par les antennes. Ces dernières sont séparées et placées à différents endroits afin d'augmenter la taille de l'instrument total, puisqu'il s'agit alors de la distance entre les antennes D et non de la taille de l'antenne qui intervient dans le pouvoir de résolution θ .

$$\theta \propto \frac{\lambda}{D} \quad (2.2)$$

Ce chapitre est consacré à la description du principe de radio-interférométrie et en particulier à l'interférométrie à très longue base (*Very Long Baseline Interferometry*, VLBI par la suite).

2.2.1 Éléments d'interférométrie

Chaîne d'acquisition du signal

Pour une source émettant à un instant donné un signal, il y a propagation dans l'espace de ce signal jusqu'à l'observateur. Si on observe depuis deux points d'observation distincts, le front d'onde ne les atteint pas au même moment à cause de la différence de marche entre les deux antennes (FIGURE 2.4).

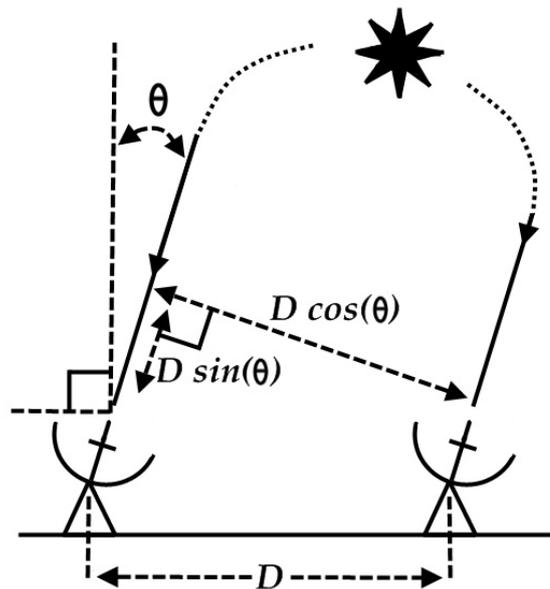


FIGURE 2.4 – Schéma montrant la différence de marche entre deux antennes séparées d'une distance D et observant une source faisant un angle θ avec le zénith.

En mode interférométrique, les signaux provenant de chaque antenne subissent d'abord le traitement présenté FIGURE 2.5 page suivante avant d'être combinés entre eux (processus de corrélation). Le champ électromagnétique au niveau de l'antenne est ainsi converti par le récepteur en une tension électrique $v(t)$ proportionnelle au champ électromagnétique $E(t)$. Ce récepteur est souvent composé de deux éléments sensibles à deux polarisations orthogonales (soit linéaires, soit circulaires). Sa forme est conçue en fonction de l'antenne pour optimiser la collecte et la conversion électronique du champ.

La puissance du champ électromagnétique provenant de la source étant extrêmement faible, la tension obtenue à ce stade est elle aussi très faible. Celle-ci est alors amplifiée par l'intermédiaire d'un amplificateur à bas bruit (*Low Noise Amplifier (LNA)*). Le bruit introduit par cet amplificateur est un paramètre important à maîtriser puisqu'il peut grandement dégrader le signal par la suite. Pour minimiser ce bruit, les instruments sont placés au sein d'un dispositif refroidi afin de limiter les fluctuations thermiques responsables du bruit thermique des électrons, principale source du bruit.

Pour étalonner l'amplitude du signal d'entrée, un second signal faible mais parfaitement contrôlé est ajouté au niveau de l'amplificateur. Couper ce signal ponctuellement permet de connaître sa contribution relative dans le signal de sortie, et par conséquent, de mesurer la part provenant de la source observée.

À ce stade, le signal est suffisamment amplifié pour être utilisé dans la suite du traitement. Cependant, sa fréquence est toujours celle à laquelle le récepteur est sensible, c'est-à-dire plusieurs GHz typiquement pour les fréquences utilisées en VLBI. Ces fréquences ne sont pas compatibles avec les équipements électroniques qui sont optimisés pour les basses fréquences. Le signal est donc abaissé en fréquence en effectuant une série de mixages et filtrages à l'aide d'un oscillateur local qui doit être extrêmement stable en fréquence. Pour cette dernière raison, les oscillateurs utilisés sont basés sur les transitions hyperfines du rubidium ou de l'hydrogène.

Une fois amplifié et abaissé en fréquence, le signal est découpé et numérisé à l'aide d'un convertisseur analogique-numérique avant d'être envoyé vers le centre de corrélation, soit directement (cas de l'interférométrie connectée ou du e-VLBI) soit après avoir été enregistré au préalable sur disques durs (uniquement dans le cas du VLBI).

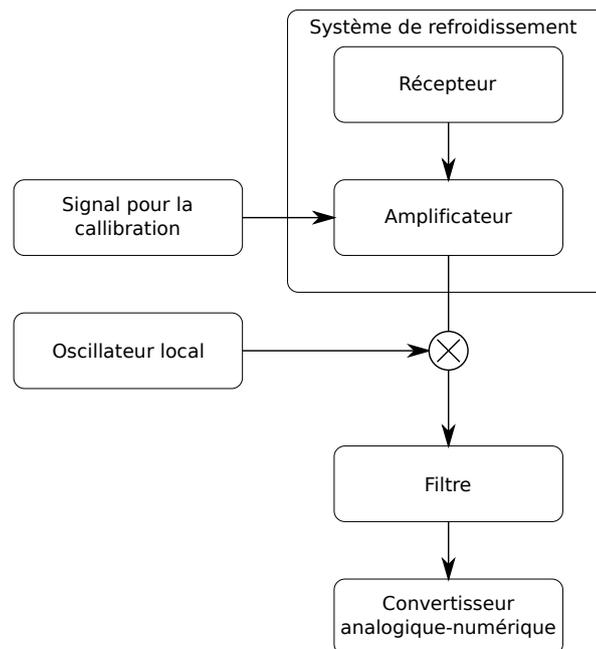


FIGURE 2.5 – Schéma des étapes du traitement du signal depuis le récepteur situé près de l'antenne jusqu'à sa numérisation.

C'est au niveau du corrélateur que les signaux provenant de chaque antenne sont combinés de façon à produire les observables interférométriques. Pour ce faire, un retard de phase doit être appliqué au signal provenant d'une antenne afin de compenser la différence de marche parcourue par l'onde électromagnétique. L'existence de franges d'interférence entre les deux signaux combinés signale que le retard de phase est correctement ajusté. Afin de conserver les franges d'interférence, le retard doit être évalué pour chaque observation, tout comme sa dérivée temporelle (la vitesse du retard de phase), et sa dérivée par rapport à la fréquence, appelée retard de groupe. Ces trois grandeurs sont à la base du traitement de données pour l'astrométrie qui sera développé au chapitre 3 page 50.

Principe de la corrélation des signaux

Pour expliciter le cadre théorique général du traitement de données d'observations interférométriques, on prendra en exemple l'utilisation de deux antennes et le cas d'un rayonnement monochromatique de fréquence ν . Pour plus de détails, se reporter par exemple à [Thompson \[1999\]](#) ou [Pearson and Readhead \[1984\]](#). Dans la suite, l'indice n peut prendre les valeurs 1 et 2 et concerne les éléments s'appliquant respectivement aux antennes 1 et 2. Un schéma représentant la configuration géométrique de ce système est donné en [FIGURE 2.6 page suivante](#). Pour ce développement, on notera $\vec{E}_\nu(\vec{r}_n)$ le champ électromagnétique mesuré à l'instant t par l'antenne n placée en \vec{r}_n .

La corrélation entre les deux signaux est donnée par la visibilité complexe, notée V_ν .

$$V_\nu(\vec{r}_1, \vec{r}_2) = \langle \vec{E}_\nu(\vec{r}_1) \vec{E}_\nu^*(\vec{r}_2) \rangle \quad (2.3)$$

Le champ électromagnétique étant donné, dans le cas d'une propagation dans le vide, par l'expression suivante :

$$\vec{E}_\nu(\vec{r}_n) = \int \vec{E}_\nu(\vec{R}_n) \frac{e^{2i\pi\nu|\vec{R}_n - \vec{r}_n|/c}}{|\vec{R}_n - \vec{r}_n|} dS \quad (2.4)$$

où \vec{R}_n est le vecteur reliant l'antenne n au centre de l'élément de surface dS_n de la source et c est la vitesse de la lumière, la visibilité devient :

$$V_\nu(\vec{r}_1, \vec{r}_2) = \langle \iint \vec{E}_\nu(\vec{R}_1) \vec{E}_\nu(\vec{R}_2) \frac{e^{2i\pi\nu|\vec{R}_1 - \vec{r}_1|/c}}{|\vec{R}_1 - \vec{r}_1|} \frac{e^{-2i\pi\nu|\vec{R}_2 - \vec{r}_2|/c}}{|\vec{R}_2 - \vec{r}_2|} dS_1 dS_2 \rangle \quad (2.5)$$

Quelques remarques permettent alors de simplifier cette expression. Premièrement, la source étant étendue, le champ \vec{E} est incohérent spatialement. C'est-à-dire que le champ électromagnétique en provenance de la source ne provoque pas d'interférence au niveau des deux antennes si elles ne sont pas dirigées exactement dans la même direction, soit $\langle \vec{E}_\nu(\vec{R}_1) \vec{E}_\nu^*(\vec{R}_2) \rangle = 0$ si $\vec{R}_1 \neq \vec{R}_2$. Cela permet de se ramener à une seule intégrale sur la surface de la source et non plus sur les éléments de surface vus par les deux antennes.

Ensuite, la source se situant à une distance cosmologique, cette distance est bien supérieure à la distance entre les deux antennes. Ainsi, en notant $\vec{s} = \frac{\vec{R}}{|\vec{R}|}$ où $\vec{R} = \frac{\vec{R}_1 + \vec{R}_2}{2}$ et $\vec{d} = \vec{r}_1 - \vec{r}_2$ (où \vec{d} est appelée ligne de base des deux antennes), l'expression devient :

$$V_\nu(\vec{r}_1, \vec{r}_2) = \int \langle |\vec{E}_\nu(\vec{R})|^2 |\vec{R}|^2 e^{-2i\pi\nu\vec{s}\cdot\vec{d}/c} d\Omega \rangle \quad (2.6)$$

Ici, la quantité $\langle |\vec{E}_\nu(\vec{R})|^2 |\vec{R}|^2 \rangle$ est directement l'intensité $I_\nu(\vec{s})$ du champ provenant de la direction \vec{s} et $d\Omega = \frac{dS}{R^2}$ est l'élément d'angle solide sous lequel est observée la source.

Enfin, en considérant la source comme étant peu étendue, hypothèse qui est vérifiée dans une grande partie des cas, le vecteur \vec{s} peut se décomposer sous la forme $\vec{s} = \vec{s}_0 + \vec{\sigma}$ avec \vec{s} et \vec{s}_0 vecteurs unitaires, \vec{s}_0 dirigé vers un point de référence (centre de la source) et $\vec{\sigma}$ dirigé depuis le centre de la source vers l'élément de surface dS , donc dans le plan

du ciel. Cela permet d'écrire la visibilité sous la forme trigonométrique $V_\nu = A \exp^{i\phi}$, en séparant d'une part une amplitude réelle A et d'autre part une phase, qui est elle-même décomposable en une phase géométrique ϕ_g et une phase due à la structure de la source ϕ_s .

$$A = \left| \int I_\nu(\vec{s}) e^{-2i\pi\nu\vec{\sigma}\cdot\vec{d}/c} d\Omega \right| \quad (2.7)$$

$$\phi_g = -2\pi\frac{\nu}{c}\vec{s}_0 \cdot \vec{d} \quad (2.8)$$

$$\phi_s = \arg \left[\int I_\nu(\vec{s}) e^{-2i\pi\nu\vec{\sigma}\cdot\vec{d}/c} d\Omega \right] \quad (2.9)$$

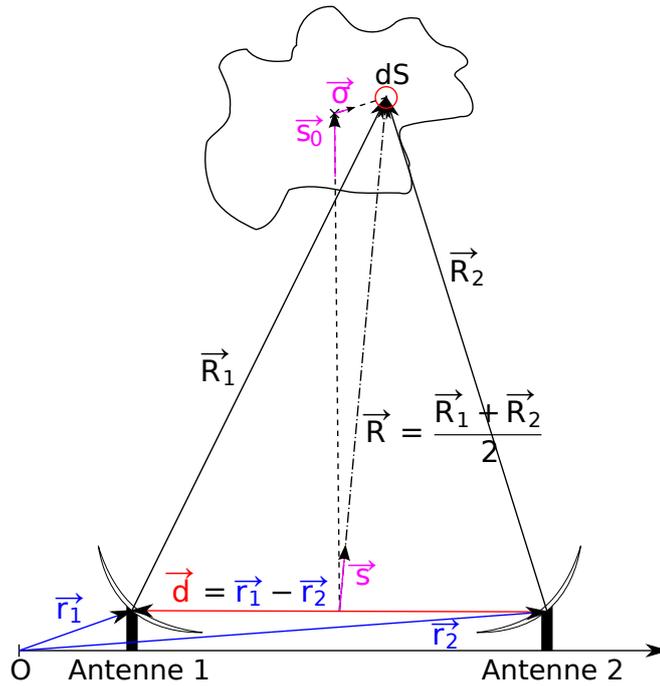


FIGURE 2.6 – Les deux antennes de l'interféromètre de principe placées en \vec{r}_1 et \vec{r}_2 et observant un élément de surface dS d'une source étendue vue selon le vecteur \vec{R}_1 ou \vec{R}_2 selon l'antenne. Le vecteur $\vec{R} = \frac{\vec{R}_1 + \vec{R}_2}{2}$ permet de définir deux vecteurs unitaires \vec{s}_0 et $\vec{\sigma}$ dirigés respectivement vers le centre de la source et depuis ce centre vers l'élément de surface.

Cette décomposition permet de mieux appréhender les origines de la phase observée. La phase géométrique représente la phase d'une source ponctuelle située dans la direction \vec{s}_0 . Une telle source ponctuelle n'aura aucune composante due à la structure de la source ($\phi_s = 0$). La grandeur ϕ_s évalue donc la différence entre la source réelle et cette source ponctuelle fictive.

La phase géométrique est à l'origine du traitement géodésique ou astrométrique qui sera détaillé au chapitre 3.1 page 50, tandis que pour la cartographie des sources, ce sont l'amplitude et la phase de structure qui seront employées (voir chapitre 3.2 page 54).

2.2.2 Spécificités du VLBI

À la différence de l'interférométrie connectée, où les antennes sont assez proches les unes des autres (quelques dizaines de kilomètres au maximum), l'utilisation de grandes

lignes de bases complique certaines étapes du traitement, notamment concernant la détermination de la position des antennes.

De plus, l'utilisation d'horloges différentes à chaque station introduit un biais qu'il est nécessaire de prendre en compte pour obtenir les franges d'interférence. Des signaux (tops d'horloge) sont enregistrés pour caler ces horloges lors de la corrélation. Elles se doivent donc d'avoir une grande stabilité, évidemment en fréquence pour ne pas dégrader le signal, mais aussi en temps sur des durées de quelques centaines de secondes, faute de quoi la corrélation ne permettra pas d'obtenir les franges d'interférence voulues.

2.2.3 Réseaux VLBI (VLBA, EVN, IVS)

Le VLBI repose sur l'utilisation simultanée d'antennes séparées par de grandes distances, souvent sur plusieurs États voire continents. Pour coordonner ces différentes antennes, des réseaux ont été mis en place afin de faciliter la planification et les observations. Les trois principaux réseaux VLBI actuels sont les suivants :

Le plus ancien réseau VLBI en activité est le réseau européen EVN (*European VLBI Network*), fondé en 1980 par 5 instituts de radioastronomie (Max-Planck-Institut für Radioastronomie à Bonn, Instituto di Radioastronomia à Bologne, ASTRON à Dwingeloo, Onsala Rymdobservatorium à Onsala et Jodrell Bank Observatory à Manchester) et le département de géodésie de l'université de Bonn. Ce réseau, qui s'est depuis étendu à la majorité des instituts européens de radioastronomie, offre aujourd'hui un jeu de 19 antennes situées sur le continent européen, mais aussi en Russie, Chine, Afrique du Sud et à Porto Rico (FIGURE 2.7 page ci-contre). Le corrélateur se situe aux Pays-Bas au sein du JIVE (*Joint Institute for VLBI in Europe*) depuis la fin des années 1990. Celui-ci centralise les données des différents radiotélescopes après observation.

Le réseau VLBA (*Very Long Baseline Array*, voir Napier et al. [1994]), construit entre 1986 et 1993 pour le NRAO (*National Radio Astronomy Observatory*), est constitué de 10 antennes de 25 m pilotées depuis le site de Socorro au Nouveau-Mexique. Elles se situent toutes sur le territoire américain, avec plus de 8600 km pour la plus grande ligne de base entre Hawaii et les Îles Vierges (FIGURE 2.8 page suivante). Ce réseau permet tout type d'observation VLBI (astrométrie, géodésie, cartographie des sources).

Enfin, le réseau IVS (*International VLBI Service for Geodesy and Astrometry*, voir Schuh and Behrend [2012] et Behrend [2013]) est le fruit d'une collaboration internationale rassemblant depuis 1999 des antennes sur tous les continents pour effectuer le suivi très régulier de la rotation de la Terre (FIGURE 2.9 page 48). Il est spécialisé dans les observations de type géodésique et astrométrique. C'est avec ce réseau en particulier que les observations nécessaires à la réalisation du repère de référence céleste international (*International Celestial Reference Frame*, ICRF) sont effectuées.

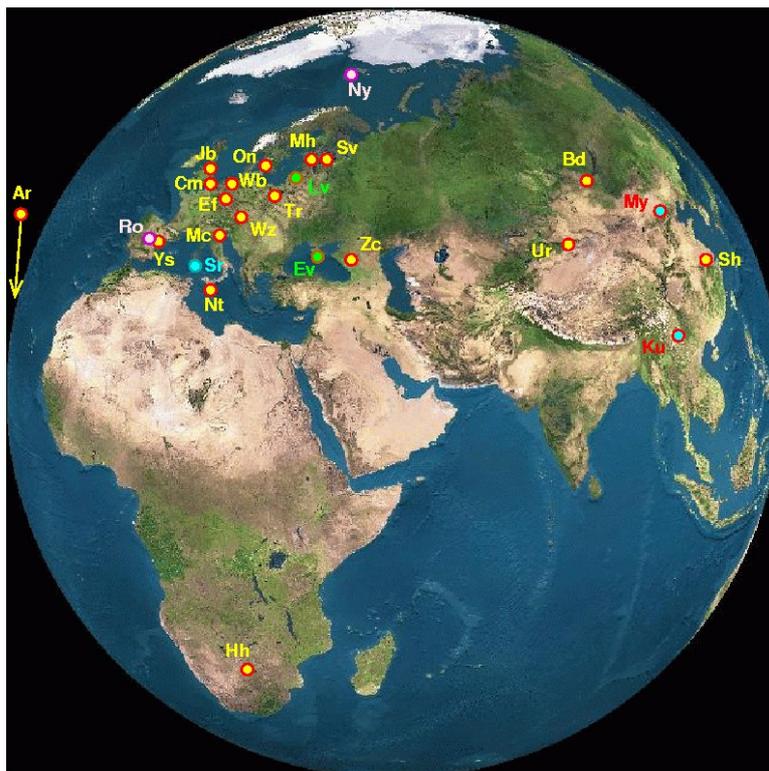


FIGURE 2.7 – Carte du réseau EVN. Le code couleur est le suivant : Jaune/Rouge pour les stations EVN opérationnelles, Bleu/Rouge pour les télescopes existants bientôt membre de l'EVN, Bleu/Bleu pour les stations EVN en construction, Rose/Violet pour les stations hors EVN ayant déjà participé à des observations EVN et Vert/Marron pour les stations non-EVN avec lesquelles des premiers tests ont été menés.



FIGURE 2.8 – Carte du réseau américain VLBA.
(Image courtesy of NRAO/AUI)

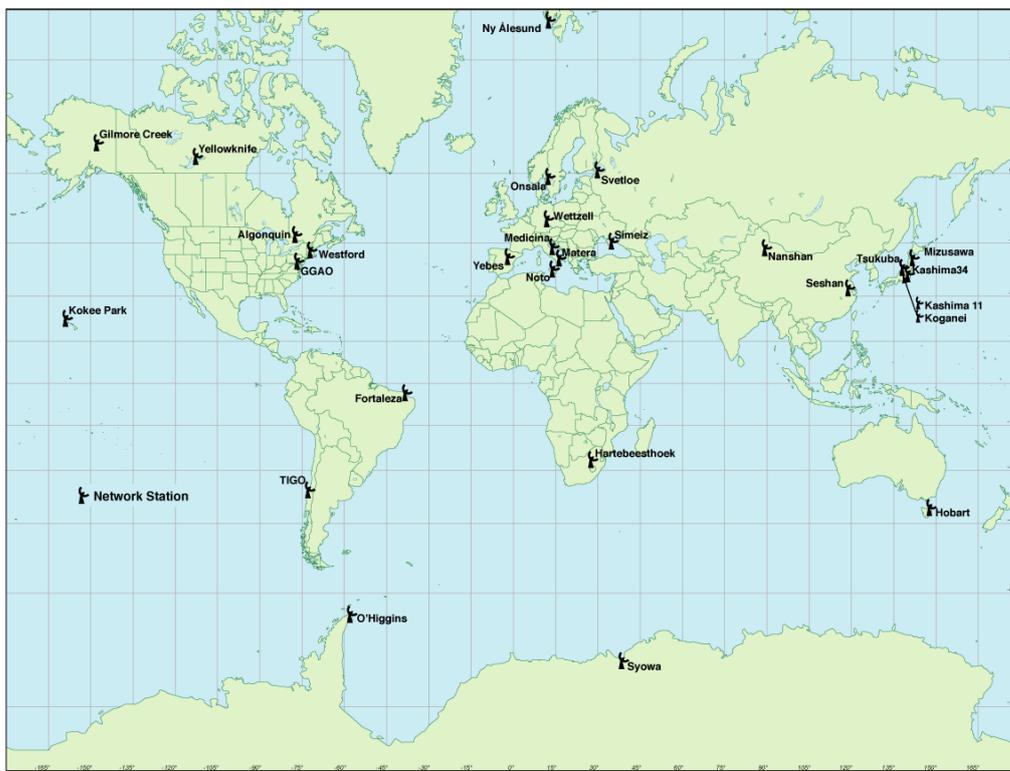


FIGURE 2.9 – Carte du réseau global IVS.

Chapitre 3

Principe de l'analyse des données VLBI

Sommaire

3.1	Astrométrie	50
3.1.1	Principe de l'analyse et réduction des données	50
3.1.2	Le repère de référence ICRF2	52
3.2	Cartographie	54
3.2.1	Visibilité complexe	54
3.2.2	Couverture du plan u-v	54
3.2.3	Déconvolution de l'image	57
3.2.4	Spécificité de l'observation VLBI	58
3.2.5	Bases de données	59

3.1 Astrométrie

L'observation d'une source à l'aide d'un réseau VLBI permet d'obtenir des grandeurs interférométriques comme le retard de phase, le retard de groupe ou encore la vitesse de phase, qui possèdent chacune des caractéristiques différentes, expliquant l'utilisation de l'une ou l'autre en particulier selon l'objectif scientifique poursuivi (astrométrie, cartographie, ...). Ces grandeurs sont en fait toutes reliées à une grandeur nommée phase des franges d'interférence qui est obtenue lors du processus de corrélation et qui représente intrinsèquement le nombre de cycles d'oscillation que l'onde effectue pour parcourir la différence de marche entre deux antennes.

Le retard de phase τ_ϕ est lié à la phase ϕ par l'intermédiaire de la pulsation de l'onde observée $\omega = 2\pi\nu$.

$$\tau_\phi = \phi/\omega \quad (3.1)$$

La phase n'étant connue qu'à 2π près, cette formulation introduit une ambiguïté sur le retard de phase puisqu'il est nécessaire de connaître le nombre entier de cycles parcourus pour déterminer complètement le retard. Cela implique d'être capable d'évaluer la géométrie entre les deux antennes avec une précision d'environ 5 mm pour une observation à 8 GHz. Ces précisions sont possibles pour de courtes lignes de bases, mais rarement pour des bases intercontinentales (voir la partie 3.2.4 page 58).

À l'inverse, le retard de groupe τ_g ne présente pas une telle ambiguïté, celui-ci étant calculé toujours à partir de la phase des franges d'interférence ϕ mais via sa dérivée en fréquence :

$$\tau_g = \partial\phi/\partial\omega \quad (3.2)$$

En pratique, ce retard est déterminé en effectuant une régression linéaire sur les phases obtenues pour plusieurs fréquences intermédiaires étalées sur quelques centaines de MHz autour de la fréquence nominale d'observation. Le retard de groupe ne possède donc plus l'incertitude due au nombre de cycles mais sa précision est plus faible que celle du retard de phase.

Enfin, la troisième grandeur calculable à partir de la phase est la vitesse de retard de phase $\dot{\tau}_\phi$, c'est à dire la dérivée temporelle de ce retard. Elle est obtenue en effectuant une régression linéaire sur le retard de phase (généralement calculé à plus ou moins une seconde). Au même titre que le retard de groupe, cette quantité n'est pas ambiguë.

$$\dot{\tau}_\phi = \partial\tau_\phi/\partial t \quad (3.3)$$

Mais ces quantités ne sont que l'intermédiaire entre les observations brutes (issues du corrélateur) et les paramètres physiques recherchés, comme la position de la source, la position des antennes du réseau, l'orientation de la Terre...

3.1.1 Principe de l'analyse et réduction des données

L'analyse repose sur le calcul théorique du retard et de sa dérivée temporelle, sur la base de la modélisation décrite ci-dessous, puis de la minimisation de la différence entre

les valeurs calculées et celles observées (par une méthode des moindres carrés) en ajustant les paramètres du modèle en fonction de l'objectif voulu (astrométrie, géodésie...). La modélisation inclut les éléments suivants :

- Position et vitesse des stations à la surface de la Terre
- Coordonnées de la source dans le repère céleste (ascension droite et déclinaison)
- Orientation de la Terre (mouvement du pôle, temps universel, précession, nutation...)
- Retard dû à l'instrumentation (propagation dans les câbles, électronique)
- Corrections dues à l'horloge (pour l'interférométrie non connectée, VLBI)
- Transmission à travers la troposphère pour chaque antenne (conditions météorologiques notamment)
- Transmission à travers l'ionosphère (conductivité)
- Effets dus aux marées (océaniques, terrestres, atmosphériques)
- Correction de la position du récepteur par rapport au centre de l'antenne (cette position diffère en fonction de la déclinaison de la source observée)

Pour se représenter l'importance des différentes contributions mises en jeu dans le calcul théorique du retard, la TABLE 3.1 recense la magnitude du retard (valeur maximale) correspondant à chacune des composantes de ce retard ainsi que l'incertitude sur la composante en question.

TABLE 3.1 – Magnitude et incertitude des différentes composantes du retard (en mm) [Sovers et al., 1998].

Composante	Retard maximum (mm)	Incertitude du modèle (mm)
GÉOMÉTRIE DE LA LIGNE DE BASE		
Géométrie à l'ordre zéro	6×10^9	–
Mouvement orbital de la Terre	6×10^5	1
Retard gravitationnel	2×10^3	2
POSITIONS DES ANTENNES		
Mouvement tectonique	100	1
Mouvement dû aux marées	500	3
Mouvements autres	50	5
ORIENTATION DE LA TERRE		
UT1	2×10^4	2
Précession/Nutation	3×10^5	3
ATMOSPHERE		
Ionosphère	10^3	1
Troposphère	2×10^4	20
STATION		
Structure de l'antenne	10^4	10
Instrumentation	3×10^5	5
SOURCE		
Structure de la source	50	10

L'ionosphère a un effet dispersif sur le front d'onde en raison de la présence de molécules ionisées dans cette zone de l'atmosphère. Le retard est alors fonction de la nature du plasma ainsi formé et du nombre d'ions présents. En première approximation, il est inversement proportionnel au carré de la fréquence. Pour corriger cette influence, des observations sont effectuées conjointement à deux fréquences (par exemple 8,4 GHz et 2,3 GHz) afin de retirer la composante ionosphérique en utilisant une combinaison linéaire des retards à ces deux fréquences.

Les paramètres concernant la troposphère ainsi que ceux des horloges sont estimés tout au long des observations. Les autres paramètres peuvent être, selon l'objectif de l'étude, fixés, laissés libres ou restreints à une plage de valeur, permettant d'utiliser les observations VLBI pour déterminer avec une grande précision ces différentes grandeurs.

Par exemple, en contraignant suffisamment de paramètres en lien avec l'orientation de la Terre et la position de la source, la position de l'antenne sur Terre peut être déterminée avec une grande précision (inférieure ou de l'ordre du centimètre). En répétant les mesures régulièrement, le mouvement du site est accessible. Grâce à ce genre d'étude, on peut ainsi modéliser la tectonique des plaques, puisque les déplacements relatifs des antennes les unes par rapport aux autres sont dus à ces phénomènes. De même, certains tremblements de terre peuvent décaler la position des antennes, ce qui nécessite de nouvelles observations pour mesurer leur position *post* tremblement de terre.

L'un des intérêts majeurs des observations VLBI est de fournir les paramètres d'orientation de la Terre (nutation, mouvement du pôle, temps universel). Il est à noter que la technique VLBI est la seule qui permette de fournir complètement tous ces paramètres.

Enfin, ce qui sera davantage développé ici, ces observations permettent de déterminer précisément la position des sources et de construire un repère céleste de haute qualité.

La réduction de l'ensemble du jeu de données permet d'obtenir simultanément la valeur de tous les paramètres voulus. En particulier, la position de la source fait partie des variables qui peuvent être ajustées. La précision obtenue dépend du nombre d'antennes utilisées, de la déclinaison de la source, de sa structure... Grâce aux réseaux VLBI intercontinentaux, la position peut être déterminée avec une incertitude inférieure à la milliseconde d'arc (mas), ce qui est inégalé pour le moment par toute autre technique d'observation en astronomie, dans l'attente des premiers résultats du satellite Gaia dans le domaine visible.

Pour effectuer ces mesures, des sessions d'observations de 24 heures mettant en jeu un réseau intercontinental pouvant aller jusqu'à une quinzaine d'antennes sont utilisées, en combinant deux bandes d'observations S et X (2,3 GHz et 8,4 GHz) afin de corriger les effets ionosphériques. Pour déterminer le retard de groupe, les observations sont conduites à respectivement 6 et 8 fréquences distinctes étalées sur une bande de fréquence d'une largeur de 125 MHz à 2,3 GHz et 720 MHz à 8,4 GHz.

3.1.2 Le repère de référence ICRF2

Comme indiqué précédemment au chapitre 1 page 24, les AGN, qui sont situés à des distances cosmologiques et sans mouvements propres détectés, sont les candidats idéaux pour servir de point de repère dans le ciel. La construction d'un repère se basant sur les positions VLBI de ces sources a été adoptée en 1998 afin de remplacer le précédent repère de référence (FK5) basé sur des observations d'étoiles de la Galaxie dans le visible. Ce nouveau repère baptisé ICRF (*International Celestial Reference Frame*) est composé des positions de 608 sources extragalactiques dont 212 sources dites de « définition » (c'est-à-dire servant à définir les axes du repère) choisies pour leur brillance et leur absence de structure [Ma et al., 1998].

Deux extensions ont été produites ultérieurement afin d'augmenter la densité du re-

père, avec d'abord 667 sources au total pour l'« Ext. 1 » en 1999 puis 717 sources ensuite pour l'« Ext. 2 » en 2004 [Fey et al., 2004]. Ces extensions ont permis d'inclure l'ensemble des observations accumulées entre temps, soit plus de 800 sessions d'observation entre l'ICRF et l'« Ext. 2 », les sources de définition restant les mêmes, et au nombre de 212.

En 2009, une nouvelle réalisation de ce repère a été construite, basée sur les positions de 3 414 sources extragalactiques, avec 295 sources de définition (FIGURE 3.1). Le seuil de précision pour les coordonnées est alors passé de $250 \mu\text{as}$ pour l'ICRF à $40 \mu\text{as}$ pour l'ICRF2 [Ma et al., 2009].

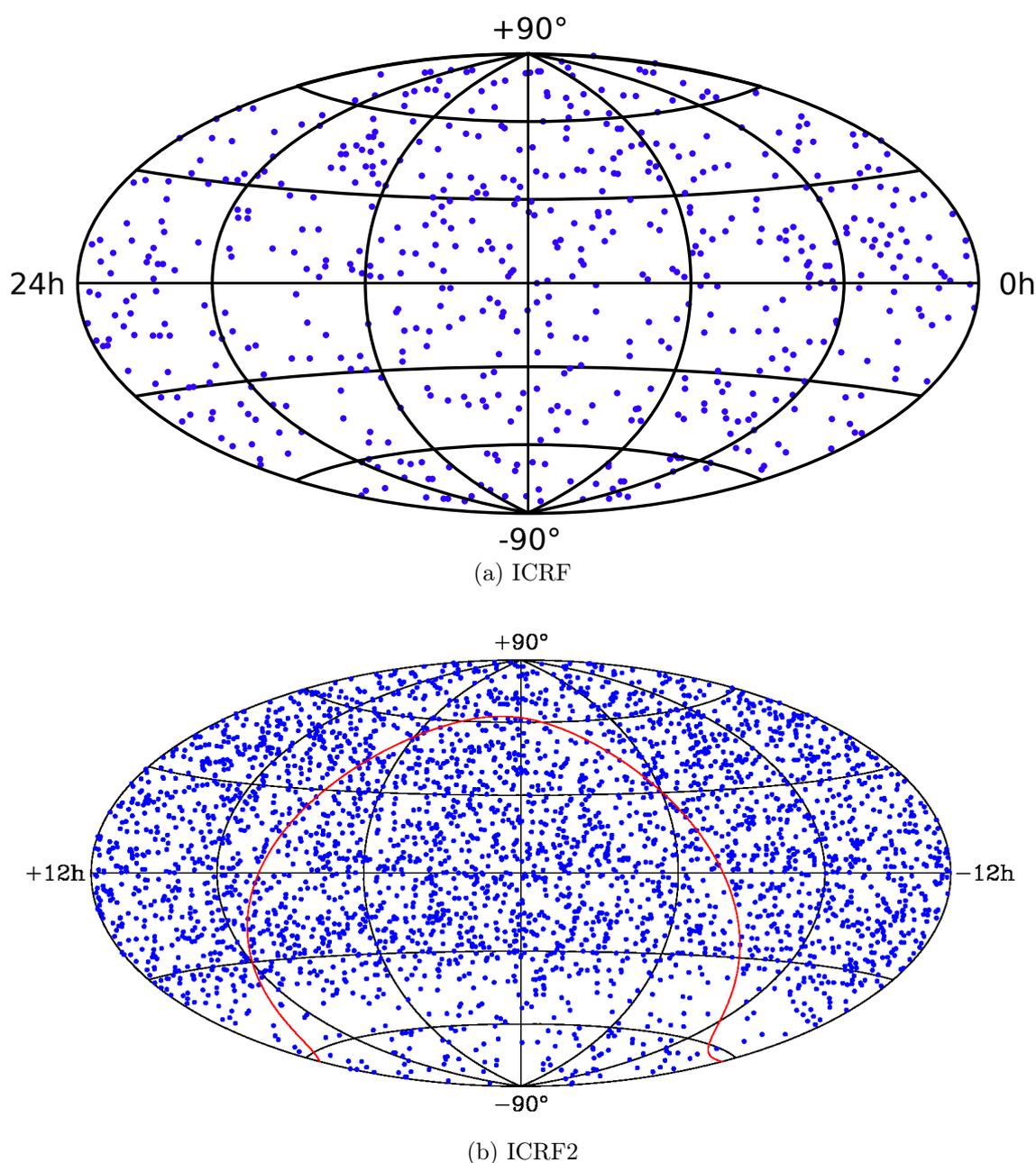


FIGURE 3.1 – Distribution des 608 sources de l'ICRF (en haut) et des 3 414 sources de l'ICRF2 (en bas).

3.2 Cartographie

Outre la détermination de positions astrométriques, les données VLBI sont également mises à profit pour cartographier la distribution de brillance des sources. Pour cela, ce sont les amplitudes et phases qui sont utilisées. Les parties ci-dessous décrivent la méthode mise en œuvre pour reconstruire l'image des sources à partir de ces données.

3.2.1 Visibilité complexe

En reprenant le formalisme de la partie 2.2.1 page 42, l'amplitude et les phases géométriques et de structure sont données par :

$$A = \left| \int I_\nu(\vec{s}) e^{-2i\pi\nu\vec{\sigma}\cdot\vec{d}/c} d\Omega \right| \quad (3.4)$$

$$\phi_g = -2\pi\frac{\nu}{c}\vec{s}_0 \cdot \vec{d} \quad (3.5)$$

$$\phi_s = \arg \left[\int I_\nu(\vec{s}) e^{-2i\pi\nu\vec{\sigma}\cdot\vec{d}/c} d\Omega \right] \quad (3.6)$$

Comme le montre l'équation (3.5), la phase géométrique dépend uniquement de \vec{d} et \vec{s}_0 qui sont déterminés par la direction de la source et les positions relatives des antennes. Cette quantité ne contient donc pas d'information sur la distribution de brillance de la source ; toutefois, elle varie selon le point de référence choisi dans cette structure. Dans le cadre de la construction d'une image de la source, on restreint de ce fait le calcul de la visibilité aux parties dépendantes de la structure de la source, soit $V' = A \exp(i\phi_s)$.

Si l'on choisit un système de coordonnées adapté, cette visibilité V'_ν peut s'écrire simplement en fonction des coordonnées dans le plan du ciel (x, y) comme il est montré dans l'équation (3.7) ci-dessous. Classiquement, ce référentiel particulier est construit avec $\vec{s}_0 = (0, 0, 1)$ et $\vec{d} = \frac{c}{\nu}(u, v, w)$. Les axes directeurs de u et v sont choisis de telle façon qu'ils sont projetés à la surface de la Terre respectivement vers l'Est et le Nord. Par ailleurs, les sources étudiées ici sont suffisamment lointaines pour qu'on puisse les considérer comme planes sur le fond du ciel, ce qui supprime la composante selon w , d'où l'expression :

$$V'_\nu(u, v) = \iint I_\nu(x, y) e^{-2i\pi(u x + v y)} dx dy \quad (3.7)$$

Cette formule permet de calculer la visibilité complexe V'_ν pour chaque paire d'antennes, qui est représentée par un jeu de coordonnées (u, v) .

Dans le cas de l'utilisation d'un ensemble de N antennes, la visibilité est calculable pour chaque couple d'antennes, soit $N_C = N(N-1)/2$ valeurs différentes, chacun associé à un point particulier du plan $(u - v)$.

3.2.2 Couverture du plan u-v

Dans l'équation (3.7) se retrouve l'expression de la transformée de Fourier de l'intensité du champ électromagnétique émis par la source. Par conséquent, il est possible de

remonter à cette intensité à partir de la visibilité en effectuant la transformée de Fourier inverse, ce qui s'exprime par :

$$I_\nu(x, y) = \iint V_\nu(u, v) e^{2i\pi(ux+vy)} du dv \quad (3.8)$$

Le problème qui se pose toutefois est celui de l'ensemble d'intégration de u et v . En effet, les éléments différentiels du et dv doivent parcourir la totalité des valeurs possibles, or $V'_\nu(u, v)$ n'est pas connu en tout point du plan $(u-v)$ mais seulement en un nombre limité de points qui dépendent de la position des antennes et du planning d'observation. On ne peut dès lors pas remonter à la fonction $I_\nu(x, y)$ mais à une version dégradée $I'_\nu(x, y)$ appelée *dirty map*. Cette image est en réalité le produit de convolution de l'intensité réelle et de la grandeur $B(x, y)$, appelée *dirty beam*, qui correspond à la réponse du réseau d'antennes à une source ponctuelle d'intensité unité :

$$B(x, y) = \iint S(u, v) e^{2i\pi(ux+vy)} du dv \quad (3.9)$$

où $S(u, v)$ est une fonction d'échantillonnage valant p_n en chaque point (u_n, v_n) du plan $(u-v)$ associé à une observation et 0 partout ailleurs. Une illustration de ces différentes images est donnée dans la FIGURE 3.2 page suivante, qui montre le parallèle du traitement dans le plan de Fourier et dans le plan du ciel.

Il est donc nécessaire d'échantillonner le mieux possible le plan $(u-v)$ afin de s'approcher le plus possible de l'image réelle. Pour cela, il faut essayer d'avoir le plus grand nombre d'antennes possible. Par ailleurs, la rotation de la Terre permet elle aussi d'augmenter le nombre de points : en effectuant des mesures à différents moments de la journée, la projection de la ligne de base entre deux antennes va varier, et donc le point du plan $(u-v)$ associé¹ aussi, ce qui augmente la couverture. Un exemple de couverture du plan $(u-v)$ est donné en FIGURE 3.3 page suivante.

On se retrouve alors avec une intensité qui peut être calculée de la façon suivante :

$$I'_\nu(x, y) = \sum_{n=1}^{N_C} p_n V'_\nu(u_n, v_n) e^{2i\pi(u_n x + v_n y)} \quad (3.10)$$

où N_C est le nombre de points présents dans le plan $(u-v)$, et V'_ν est la visibilité discrète connue seulement au niveau des points (u_n, v_n) .

La valeur choisie pour le poids p_n de chaque point de la couverture est un paramètre important afin d'obtenir une image équilibrée. Deux choix sont possibles :

Natural Weighting Dans cette approche, le poids est directement lié au rapport signal sur bruit de chaque observation. Le bruit est ainsi minimisé mais les zones du plan $(u-v)$ où la couverture est forte peuvent apparaître comme surpondérées.

Uniform Weighting Le poids affecté à chaque ligne de base est inversement proportionnel à la densité locale du plan $(u-v)$. Cela permet, en perdant un peu du côté du rapport signal sur bruit, de créer une image plus uniforme et mettant moins l'accent sur les zones fortement couvertes.

1. En une journée, la base VLBI constituée de deux antennes décrit dans le plan $(u-v)$ une ellipse dont les caractéristiques dépendent de la déclinaison de la source et de la position des antennes.

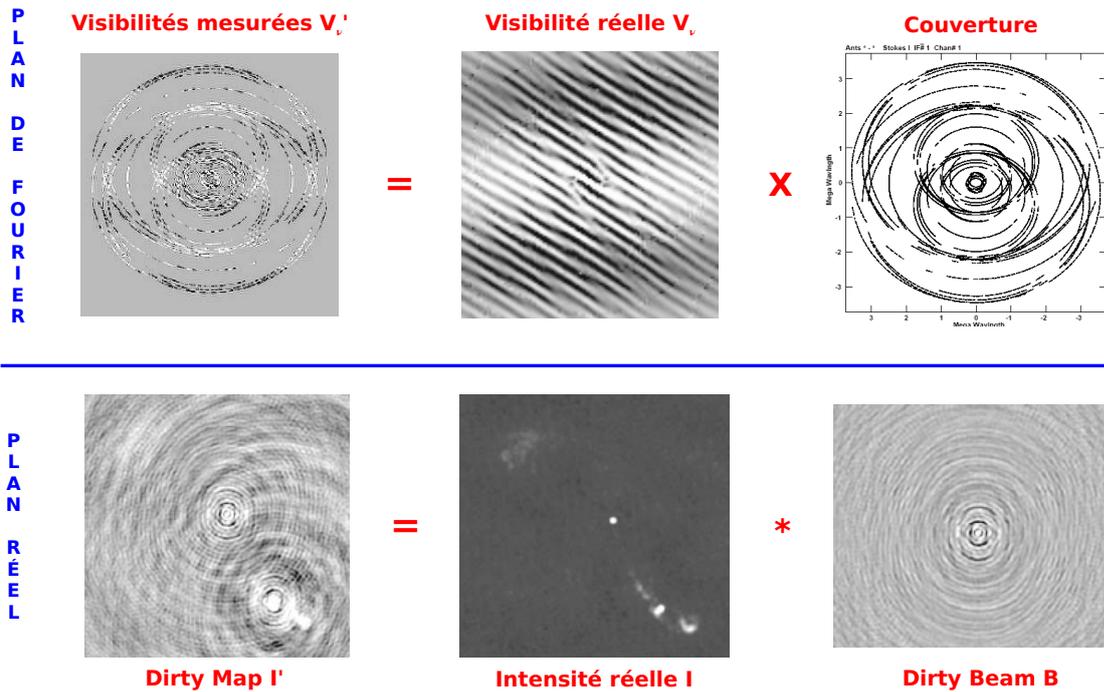


FIGURE 3.2 – Couverture du plan $(u-v)$, visibilités, et cartes qui en découlent. (En haut) Dans le plan de Fourier, les visibilités mesurées sont le produit des visibilités réelles par la couverture du plan $(u-v)$. (En bas) Dans le plan du ciel, la *dirty map* est le produit de convolution de l'intensité réelle du ciel avec le *dirty beam*. (Adapté de Garrington [2007])

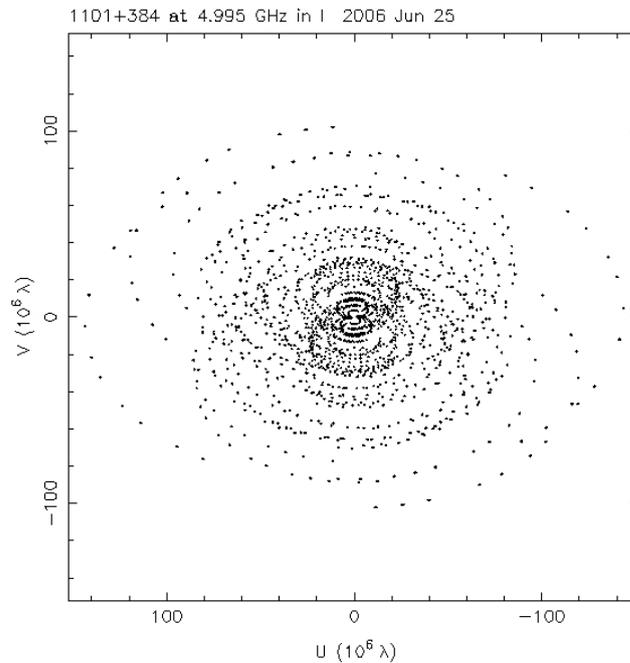


FIGURE 3.3 – Exemple de couverture du plan $(u-v)$ pour l'observation du noyau actif de galaxie Mkn 421 en 2006 par le réseau VLBA.

Malgré tout, le choix fait pour la fonction $S(u, v)$ impose que la visibilité soit nulle en dehors des points de mesure, ce qui n'a pas de raison d'être juste. L'image obtenue est donc dégradée par ces trous dans la couverture du plan $(u - v)$. La partie suivante a pour but de montrer comment effectuer une déconvolution de l'image et ainsi obtenir une carte en partie nettoyée de ces manques observationnels.

3.2.3 Déconvolution de l'image

Pour être utilisable, la carte obtenue par la transformée de Fourier inverse de la visibilité doit être corrigée des manques observationnels qui détériorent cette image. Cette étape est appelée « déconvolution ». Il existe plusieurs algorithmes pour cela, par exemple la MEM (*Maximum Entropy Method*) et l'algorithme CLEAN. Seul ce dernier sera développé ici, cet algorithme étant le plus utilisé en interférométrie radio aujourd'hui.

Inventé dans les années 1970 par Jan Högbom [Högbom, 1974], l'algorithme CLEAN repose sur une décomposition de l'émission présente dans l'image sous la forme d'un ensemble de composantes ponctuelles obtenues par une démarche itérative. La carte déconvoluée est alors constituée de cet ensemble de composantes et n'a plus de caractère « continu ».

L'algorithme CLEAN consiste, dans le détail, à retirer de la *dirty map* une composante représentant une fraction de l'intensité maximale de la carte, positionnée au niveau de cette intensité maximale. Cela a pour conséquence de supprimer également dans le reste de l'image les lobes secondaires dus à cette composante par l'intermédiaire du *dirty beam*. La position ainsi que l'intensité soustraite sont alors notés séparément et serviront à reconstruire la carte définitive. Cette procédure est effectuée de façon récursive afin d'extraire le flux étape par étape. Le procédé s'arrête quand la carte résiduelle ne contient plus que du bruit, duquel il n'est plus possible d'extraire un signal significatif. Ce procédé a pour avantage qu'à chaque retrait d'une composante, les lobes secondaires de cette dernière sont également retirés, ce qui peut faire apparaître de nouvelles composantes masquées jusque-là ou au contraire en retirer qui n'étaient que des maxima secondaires non réels.

Une fois ces étapes terminées, il ne reste plus qu'à mettre ensemble les composantes stockées pour obtenir la carte finale. Celles-ci sont constituées de valeurs d'intensité placées sur le plan du ciel à des positions (x, y) . Elles donnent donc directement une bonne estimation de la distribution de brillance de la source, au détail près que la résolution obtenue est surévaluée puisque les composantes sont ponctuelles, ce qui signifierait que l'interféromètre a une résolution infinie. Il est alors habituel de convoluer cette carte avec une gaussienne, le plus souvent celle correspondant au lobe central du *dirty beam*. Ainsi, la carte est lissée, et représente davantage l'image de la source à laquelle on peut s'attendre avec l'instrument d'observation réellement utilisé.

3.2.4 Spécificité de l'observation VLBI

Cette étude s'est affranchie jusque là d'un détail qui n'est pas négligeable dans le cas d'observations par VLBI. En effet, du fait de la distance entre les antennes (séparées par plusieurs milliers de kilomètres), la calibration des phases n'est pas possible car la datation des données est liée à l'horloge locale utilisée. Or les différentes horloges sont indépendantes et ne peuvent être synchronisées parfaitement. Par ailleurs, le contenu atmosphérique (troposphère, ionosphère) au-dessus de chaque antenne est également complètement différent du fait de la distance entre les antennes. Pour ces différentes raisons, les phases ne peuvent pas être utilisées directement. Une méthode permet cependant de tirer des informations de ces phases en les combinant sur des triangles [Jennison, 1958, Rogers et al., 1974]. Les contributions propres à chaque antenne s'annulent alors deux à deux, laissant place uniquement aux phases dues à la structure :

$$\theta_{123} = \theta_{12} + \theta_{23} + \theta_{31} \quad (3.11)$$

$$= \phi_{12} + \phi_{23} + \phi_{31} \quad (3.12)$$

où θ_{123} est appelée la « phase de fermeture » (*closure phase*), et ϕ_{ij} et θ_{ij} sont respectivement la phase due à la structure de la source et la phase totale mesurée.

La perte d'information résultant de ce formalisme dépend du nombre d'antennes du réseau. Pour un réseau de N antennes, il y a $(N - 1)(N - 2)/2$ phases de fermeture indépendantes, à comparer aux $N(N - 1)/2$ phases totales. Ainsi, pour un réseau de 5 antennes, 60% de l'information est contenue dans les phases de fermeture, tandis que ce pourcentage monte à 80% pour un réseau de 10 antennes et 87% pour un réseau de 15 antennes.

L'autre information perdue par cette « triangulation » est la position absolue de la source, puisque les phases de fermeture ne sont pas sensibles à un décalage de la position de la source sur le ciel.

Un traitement similaire utilisant une relation de fermeture sur 4 antennes existe aussi afin d'étalonner l'amplitude [Readhead et al., 1980]. Mais l'observation d'une source dont le flux est parfaitement connu (et ponctuelle si possible) permet également cet étalonnage.

Ces phases de fermeture sont utilisées tout au long du processus de calibration. La méthode mise en œuvre pour la production de cartes est la *self-calibration* dont le principe est le suivant :

1. Choix d'un modèle initial de la structure pour prédire la phase associée en chaque point du plan ($u-v$). Le choix le plus courant est un point source situé à l'origine, mais un modèle plus adapté accélère la convergence de l'algorithme.
2. Modification des phases *a priori* afin que celles-ci soient cohérentes avec les phases de fermeture (méthode des moindres carrés).
3. Inversion des visibilitées par transformée de Fourier pour produire une *dirty map*.
4. Déconvolution de la *dirty map* (en utilisant par exemple l'algorithme CLEAN) et obtention d'une nouvelle carte qui va servir ensuite de nouveau modèle initial.
5. Réitération de la méthode à partir de l'étape 1 jusqu'à convergence.

L'image ainsi obtenue est toujours une des solutions possibles de l'équation (3.8 page 55) puisqu'elle respecte les visibilitées mesurées mais elle représente une solution plus « réaliste » que celle tirée de l'équation (3.10 page 55), construite sur l'hypothèse erronée que les visibilitées sont nulles en dehors des points (u, v) mesurés.

3.2.5 Bases de données

Certaines campagnes d'observations sont ciblées sur la cartographie VLBI d'un grand nombre de sources. Les cartes obtenues sont ensuite regroupées dans des bases de données. Les principales sont données ci-dessous.

Le programme MOJAVE² (*Monitoring Of Jets in Active galactic nuclei with VLBA Experiments*) par exemple, effectue des observations à l'aide du réseau VLBA et a produit des cartes à 15 GHz pour 135 AGN principalement dans le but d'étudier l'évolution des jets. Se basant en partie sur le programme VLBA 2cm Survey qui s'est étalé entre 1994 et 2002 et sur ses propres observations VLBA ensuite, le programme MOJAVE contient aujourd'hui 2 424 images.

L'USNO Radio Reference Frame Image Database³ est le programme de l'Observatoire Naval des États-Unis qui est focalisé sur la cartographie des sources utilisées pour les repères de référence (ICRF2). L'objectif est de pouvoir suivre dans le temps ces sources afin d'évaluer leur degré de compacité et donc leur qualité astrométrique. Les cartes sont disponibles dans les bandes S et X (soit 2,3 GHz et 8,4 GHz). Certaines sources ont également été cartographiées dans les bandes K et Q (soit 24 GHz et 43 GHz).

Enfin, la BVID⁴ (*Bordeaux VLBI Image Database*) est une base de données contenant 3 691 images de 1 126 sources extragalactiques dans les mêmes gammes de fréquences que la RRFID. Ces deux bases d'images sont complémentaires en ce sens que la source de données est la même (elles se basent sur les expériences RDV (*Research and Development VLBA*) conduites conjointement par l'IVS et le VLBA), le traitement étant partagé entre les deux instituts (LAB et USNO).

2. <http://www.physics.purdue.edu/astro/MOJAVE/index.html>

3. <http://www.usno.navy.mil/USNO/astrometry/vlbi-products/rrfid>

4. <http://www.obs.u-bordeaux1.fr/BVID/>

Chapitre 4

Comparaison des positions astrométriques et de l'évolution de la structure des AGN

Sommaire

4.1	Contexte	62
4.2	Données observationnelles	63
4.2.1	Données astrométriques	63
4.2.2	Données cartographiques	64
4.2.3	Échantillon de sources	64
4.3	Méthodologie pour la comparaison	66
4.3.1	Quel est le point observé en astrométrie?	66
4.3.2	Alignement des cartes	67
4.3.3	Évolution temporelle comparée	68
4.4	Analyse statistique de l'échantillon de sources	72
4.4.1	Échantillon complet	72
4.4.2	Analyse statistique	72
4.4.3	Discussion	73
4.5	Conclusion	75

4.1 Contexte

Pour avoir un repère le plus stable possible, il est important que la position astrométrique des sources soit connue précisément et surtout que cette position soit d'une grande stabilité dans le temps. Les sources de l'ICRF sont des sources extragalactiques qui ne doivent pas présenter de mouvement propre détectable en raison de leur localisation à des distances cosmologiques. Bien que ce soit le cas à long terme, ces positions présentent parfois des instabilités sur des échelles de temps courtes (de quelques semaines à quelques années) de l'ordre de plusieurs centaines de microseconde d'arc. La FIGURE 4.1 montre deux sources aux comportements bien différents : la source 1357+769 a une position qui correspond à ce qui est attendu pour une source extragalactique, c'est-à-dire qu'il n'y a pas de tendance sur le long terme, ni de fluctuation plus courte. À l'inverse, la source 0528+134 connaît des instabilités en position allant jusqu'à 0,5 mas sur des échelles de temps de quelques mois, alors que sa position moyenne reste stable sur les 15 années présentées.

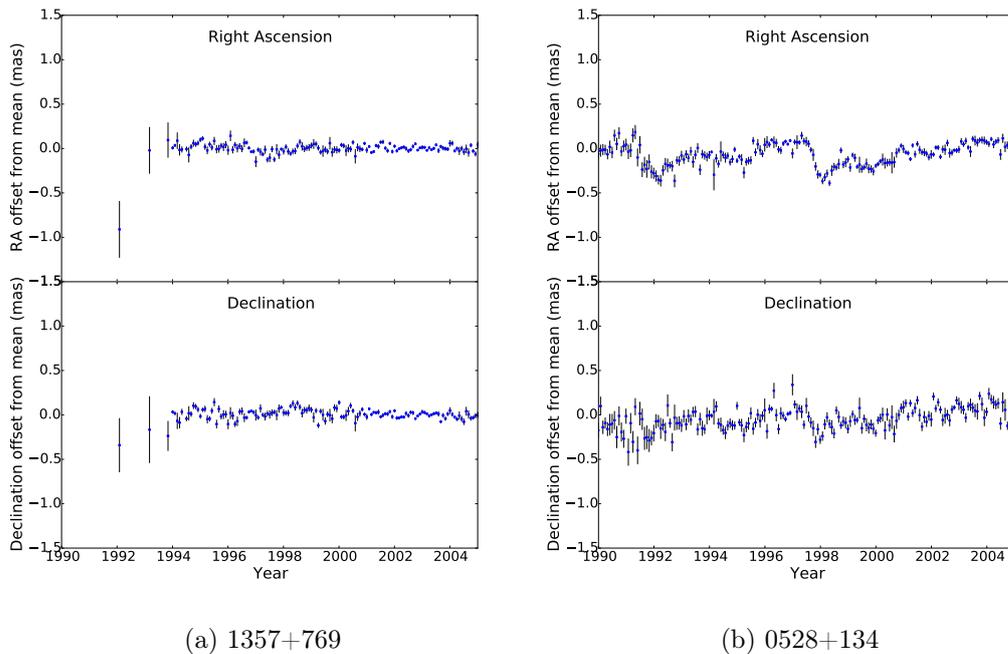


FIGURE 4.1 – Positions astrométriques des sources 1357+769 (a) et 0528+134 (b) entre 1990 et 2005. Les graphiques du haut représentent l'ascension droite, et ceux du bas, la déclinaison. Les positions proviennent du centre IVS de l'Observatoire de Paris (<http://ivsopar.obspm.fr/>).

L'origine de ces instabilités est souvent attribuée à la structure étendue des sources qui peut varier rapidement. Comme il a été montré dans la partie 3.1 page 50, de nombreux effets sont à prendre en compte dans le calcul de ces positions VLBI, et la structure de la source fait partie des sources d'incertitudes. Pour l'ICRF 2, 295 sources de définition ont été sélectionnées pour leur degré de compacité. Le reste des sources de l'ICRF est donc composé de sources moins compactes pour lesquelles il est intéressant de savoir comment cette structure intervient sur la stabilité de la position astrométrique.

Certains travaux ont déjà été menés sur des sources au cas par cas en comparant

les variations de structure et les instabilités astrométriques sur une échelle de temps donnée, comme pour 4C 39.25 [Fey et al., 1997]. Celles-ci ont montré qu'un lien existe entre les deux phénomènes, mais une étude sur un échantillon beaucoup plus étendu est nécessaire pour évaluer l'importance de ce lien. C'est le but de ce chapitre, qui propose une méthode comparant l'évolution de la structure d'une série de sources, caractérisées par des cartes VLBI à différentes époques, et l'évolution de leur position astrométrique pendant la même période. Pour cela, une première partie décrira les observations à l'origine de ces deux jeux de données, puis la méthodologie utilisée pour comparer les évolutions temporelles sera détaillée. Enfin une analyse statistique sur l'ensemble des sources sera présentée afin de conclure sur le lien existant entre l'évolution de la structure et l'évolution de la position astrométrique de ces sources.

4.2 Données observationnelles

Pour suivre la structure des sources, des observations régulières sont nécessaires puisque des changements morphologiques peuvent apparaître sur des échelles de temps courtes, de l'ordre de quelques semaines à quelques mois. Ces observations sont effectuées à l'aide de réseaux VLBI intercontinentaux permettant de cartographier les différents éléments de la structure (noyau, jet¹, ...). Ces sources étant également observées dans un but géodésique et astrométrique (rotation de la Terre, référentiel terrestre et céleste), leur position est déterminée régulièrement, autorisant ainsi un suivi dans le temps.

4.2.1 Données astrométriques

Depuis les années 1980, des observations de quasars ont été menées par VLBI, permettant de déterminer régulièrement leur position astrométrique. La précision de détermination de ces positions s'est améliorée au cours du temps grâce à une meilleure qualité des mesures, une modélisation plus poussée ainsi que des réseaux comprenant un plus grand nombre d'antennes et plus modernes.

Les observations régulières organisées par l'IVS (cf partie 2.2.3 page 46) permettent de calculer les différents paramètres décrits dans la partie 3.1 page 50. En particulier, le suivi des paramètres de la rotation de la Terre (EOP, UT1...) justifie de mener des observations plusieurs fois par semaine.

Dans ce contexte, les positions astrométriques des quasars faisant partie de l'ICRF2 peuvent également être déterminées à chaque session d'observation menée par l'IVS, comme décrit dans Lambert et al. [2014], ce qui représente pour certains plus de 30 ans de mesures, avec ces dernières années, deux mesures par semaine [Schuh and Behrend, 2012, Behrend, 2013].

1. Voir chapitre 1.3 page 33

4.2.2 Données cartographiques

Les sessions RDV (pour *Research and Development VLBA*) forment un programme d'observations bimestrielles de sources de l'ICRF2 utilisant les 10 antennes du réseau VLBA ainsi que jusqu'à 10 antennes géodésiques appartenant au réseau IVS [Petrov et al., 2009]. Ces observations sont menées avant tout dans un but astrométrique et géodésique afin de produire des données de haute qualité pour la détermination du repère terrestre et du repère céleste. Elles sont faites à la fois en bande X et en bande S pour pouvoir corriger les effets ionosphériques (voir la partie 3.1 page 50) et ont lieu depuis 1997. S'y ajoutent 8 sessions similaires ayant eu lieu auparavant (depuis 1994).

Le nombre d'antennes utilisées dans ces sessions et la bonne couverture du plan ($u-v$) qui s'en suit permettent également de construire des cartes des sources aux deux fréquences d'observation (8,4 GHz et 2,3 GHz), alimentant les bases de données d'images de l'USNO et du Laboratoire d'Astrophysique de Bordeaux (BVID). L'objectif est de connaître et suivre leur structure et d'évaluer leur qualité astrométrique comme source de l'ICRF 2.

Les observations concernent une centaine de sources à chaque session. Parmi ces sources, entre 20 et 30 sont conservées d'une session à l'autre du fait de leur qualité astrométrique, tandis que les restantes « tournent » à chaque session. Ceci permet d'assurer une certaine continuité dans les observations tout en effectuant le suivi d'un grand nombre de sources.

4.2.3 Échantillon de sources

Au sein de ces deux jeux de données, les sources retenues pour cette étude sont celles comprenant des observations en nombre suffisant pour pouvoir suivre l'évolution de la structure et la position astrométrique au cours du temps.

Les données cartographiques proviennent des 42 sessions RDV conduites entre 1997 et 2003, ainsi que de 8 sessions similaires conduites entre 1994 et 1997. Il en résulte 10 ans de données avec des observations en moyenne tous les 2 mois (sauf entre 1994 et 1996, tous les 6 mois). Parmi les sources observées lors de ces 50 sessions, seules celles ayant plus de 20 époques d'observation ont été conservées. Il en résulte une liste de 72 sources qui ont été intégralement cartographiées et modélisées sous la forme de composantes gaussiennes (voir le paragraphe 4.3.2 page 67) dans le cadre d'une autre étude [Piner et al., 2012]. Toutefois, deux sources sont situées à une déclinaison trop basse pour que le réseau utilisé permette une bonne cartographie, et deux autres présentent une structure trop complexe pour être modélisée. L'échantillon retenu contient donc 68 sources observées en moyenne 43 fois pendant ces 10 ans, ce qui représente 2 753 images. La liste de ces sources est donnée dans la TABLE 4.1 page ci-contre.

Les observations sont faites simultanément dans les bandes S et X. Les positions astrométriques étant déterminées principalement à partir de la bande X, celle-ci étant prépondérante à cause de sa fréquence plus élevée², les images considérées ici seront donc celles à 8 GHz.

2. la contribution de chaque bande étant inversement proportionnelle au carré de leur fréquence

Toutes les sources présentes dans cet échantillon figurent parmi les sources régulièrement observées par l'IVS pour ce qui est de leur position, elles possèdent donc à la fois des positions astrométriques mesurées et des cartes de leur structure sur toute cette période de temps.

Pour cette étude, et dans le but d'avoir un échantillonnage équivalent pour les deux jeux de données, les mesures astrométriques (beaucoup plus fréquentes) ont été moyennées sur des intervalles de temps d'un mois. Cela permet en outre de réduire les barres d'erreur sur les positions ainsi construites et de mieux visualiser les instabilités astrométriques éventuelles. Le premier choix a été de construire une moyenne glissante en prenant en compte la totalité des points pour faire la moyenne, pondérés par une exponentielle négative en fonction de la date d'observation. Mais cela a pour conséquence de lisser les données avec le risque de masquer des changements rapides au niveau de la position. C'est pour cette raison que les moyennes ont finalement été construites sur la base d'un mois de données sans recouvrement. Par la suite, les positions utilisées sont donc la moyenne des quinze jours précédant et des quinze jours suivant l'époque choisie.

TABLE 4.1 – Liste des sources observées à plus de 20 époques entre 1994 et 2003.

Source	Nom usuel	Nombre d'époques d'observation
0003-066	NRAO 5	39
0014+813		43
0048-097		42
0059+581		45
0104-408		37
0119+041		41
0119+115		42
0133+476	DA 55	44
0201+113		41
0202+149		43
0229+131		43
0234+285		43
0235+164		25
0336-019	CTA 26	44
0402-362		39
0430+052	3C 120	42
0454-234		45
0458-020		41
0528+134		44
0537-441		34
0552+398		49
0642+449	OH 471	43
0727-115		50
0804+499		44
0823+033		45
0851+202	OJ 287	45
0919-260		42
0920-397		39
0923+392	4C39.25	45
0955+476	OK 492	45
1034-293		36
1044+719		45
1101+384	Mrk 421	43
1124-186		42
1128+385		46

Suite sur la page suivante

TABLE 4.1 – suite de la page précédente

Source	Nom usuel	Nombre d'époques d'observation
1144–379		34
1145–071		40
1156+295	4C29.45	43
1228+126	M87	43
1308+326		43
1313–333		42
1334–127		40
1357+769		45
1424–418		36
1448+762		24
1451–375		33
1514–241		41
1606+106		45
1611+343	DA 406	44
1622–253		39
1638+398	NRAO 512	45
1642+690	4C69.21	25
1657–261		22
1726+455		20
1739+522	OT 566	45
1741–038		46
1745+624	4C62.29	43
1749+096	OT 081	50
1803+784		43
1908–201		41
1921–293	OV -236	43
1954–388		36
2052–474		21
2145+067		50
2200+420	BL Lac	43
2223–052	3C 446	26
2234+282		45
2243–123		41

4.3 Méthodologie pour la comparaison

4.3.1 Quel est le point observé en astrométrie ?

Les mesures astrométriques décrites précédemment permettent un suivi régulier des positions des sources. Les instabilités à court terme observées dans ces positions tendent à montrer que ce n'est pas la position du cœur de l'AGN qui est réellement mesurée car celle-ci devrait *a priori* être stable. Le point associé à cette mesure de position astrométrique n'est en fait pas connu. Il s'agit probablement d'une zone du jet, mais s'agit-il de la base du jet ? Du pic d'émission ? Ou d'une position moyenne ?

Pour effectuer ce travail et afin de tenter d'expliquer ces instabilités, nous avons fait l'hypothèse que les positions obtenues en astrométrie correspondaient au barycentre de l'émission radio. Il s'agit donc d'un point fictif qui dépend de l'intensité de l'émission des différentes zones de la structure. Pour un AGN de structure simple, avec une seule zone d'émission au niveau du noyau, ce barycentre est confondu avec le noyau. Si la structure

est plus complexe et contient des zones émissives loin du noyau, le barycentre sera donc le point représentant la moyenne de l'émission de ces différentes zones, pondérées par leur intensité et leur distance relative.

Avec cette hypothèse, la comparaison entre l'évolution des positions astrométriques et l'évolution de la structure telle qu'observée dans les cartes VLBI devient possible en déterminant la position du barycentre de l'émission pour chaque carte.

4.3.2 Alignement des cartes

Les cartes à 8 GHz des sources sont obtenues à l'aide de la méthode présentée dans la partie 3.2 page 54. Le traitement fait donc appel à l'algorithme CLEAN ainsi qu'à la « *self-calibration* ». Ce dernier point a une grande importance, puisque l'utilisation des phases de fermeture à la place des phases directement mesurées ne permet plus de déterminer la position absolue de la source. Dès lors, les cartes VLBI ne peuvent plus être positionnées en absolu sur le ciel. Le maximum d'intensité est choisi comme origine des axes sur la carte. Mais la position absolue de ce point origine n'est pas connue.

Les cartes ne peuvent ainsi pas être comparées deux à deux sans un travail préalable pour les aligner. En effet, pour connaître et caractériser l'évolution de la structure dans le temps, les cartes doivent posséder un point commun de référence.

Le choix a été fait d'utiliser le noyau de l'émission VLBI pour effectuer cet alignement. Ce noyau correspond à la zone de l'émission radio la plus proche du cœur de l'AGN, à la base du jet de matière (voir chapitre 1.2 page 29). Ce noyau est donc sur la carte VLBI obtenue ce qui *a priori* se rapproche le plus du centre de l'AGN. Le jet étant susceptible d'évoluer au cours du temps, prendre la zone la plus interne devrait permettre de minimiser la variabilité de cette position.

Pour chaque source, à chaque époque, le noyau doit être identifié pour s'en servir comme référence. Pour effectuer cette reconnaissance, la méthode utilisée est le *model fitting* ; celle-ci consiste à modéliser les différentes zones d'émission sous forme de composantes gaussiennes. Ces composantes sont placées aux maxima d'intensité dans la carte puis ajustées par minimisation de la différence entre les visibilité observées et calculées. Chaque carte se retrouve ainsi simplifiée et modélisée par un ensemble de seulement quelques composantes (entre 1 et 5 en moyenne), caractérisées par leur position, leur intensité et leur taille. Un exemple de carte avec une modélisation de la sorte est donné en FIGURE 4.2 page suivante.

À noter que les composantes gaussiennes peuvent être soit circulaires, soit elliptiques. Toutefois les composantes circulaires sont privilégiées pour limiter le nombre de degrés de liberté lors de l'ajustement. Les composantes elliptiques sont utilisées avec parcimonie pour représenter certaines zones étendues mal modélisées par une composante circulaire seule.

Après avoir ainsi modélisé les données pour chaque époque, il est possible de comparer les caractéristiques des composantes, et de les suivre dans le temps. C'est par cette méthode que le noyau peut ainsi être identifié sur chaque carte. L'ensemble du traitement est décrit dans Piner et al. [2007].

La TABLE 4.2 page 69 présente les résultats de ce traitement. Le tableau complet

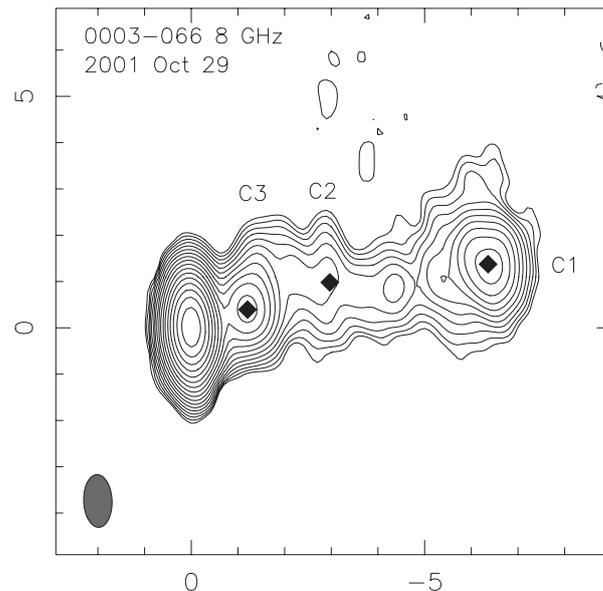


FIGURE 4.2 – Image de la source 0003–066 issue de la session RDV30 du 29 octobre 2001. Les losanges indiquent la position de 3 composantes du *model fitting*, alors que le noyau est centré en (0,0). Les échelles sont relatives à cette position et données en milliseconde d’arc (mas). (Tiré de Piner et al. [2012]).

contenant les 8 571 composantes modélisant les 2 753 images traitées est disponible dans la version électronique de Piner et al. [2012]. Seules les premières lignes sont données pour information.

En ayant identifié un point de référence commun permettant d’aligner les cartes d’une époque à l’autre, et en connaissant la position et l’intensité des zones d’émission par l’intermédiaire des composantes du *model fitting*, il est dès lors possible de calculer la position du barycentre de la distribution de brillance pour chaque carte, via la position et l’intensité des composantes gaussiennes. La démarche complète est présentée dans la FIGURE 4.3 page 70.

4.3.3 Évolution temporelle comparée

Grâce à cette méthode, nous disposons de la position du barycentre de l’émission radio relativement au noyau, pour chaque source à chaque époque, et pouvons alors déterminer l’évolution temporelle de cette position. Les mesures astrométriques permettant de faire le même suivi en parallèle, les deux phénomènes peuvent alors être comparés comme sur l’exemple de la FIGURE 4.4 page 71.

Sur cette figure, les graphiques du haut montrent l’évolution en ascension droite et en déclinaison de la position astrométrique de la source 1308+326 entre 1996 et fin 2003. Les graphiques du bas montrent quant à eux le mouvement du barycentre de l’émission sur la même période de temps. Les incertitudes données pour les positions astrométriques (moyennées sur un mois) sont obtenues à partir des incertitudes sur les positions individuelles (correspondant à chaque session d’observation). Les barres d’erreur sont plus grandes en déclinaison en raison de la prédominance des lignes de base est-ouest dans les réseaux VLBI utilisés pour ces observations. L’ajustement par *model*

TABLE 4.2 – Tableau présentant les données issues du *model fitting*.

Source	S (Jy)	r (mas)	PA (deg)	a (mas)	(b/a)	PA_{maj} (deg)	Type	Époque	Comp. (mas)	a_{beam} (mas)	b_{beam} (deg)	θ_{beam}
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)
0003–066	1.599	0.079	148.3	0.633	0.387	−16.3	1	1995.78	0	2.29	0.95	−1.1
	0.645	1.040	−60.5	1.384	1.000	0.0	1		99			
	0.156	5.145	−74.5	3.222	1.000	0.0	1		1			
	1.209	0.032	114.2	0.529	0.000	21.2	1	1997.08	0	2.03	0.75	−5.8
	0.225	0.786	−48.9	0.520	1.000	0.0	1		3			
	0.194	2.131	−71.1	1.416	1.000	0.0	1		2			
	0.083	5.586	−75.2	2.455	1.000	0.0	1		1			
	1.250	0.019	117.5	0.546	0.371	6.9	1	1997.25	0	1.71	0.78	1.7
	0.209	0.903	−47.3	0.483	1.000	0.0	1		3			
	0.179	2.338	−69.9	1.280	1.000	0.0	1		2			
	0.067	5.952	−72.6	1.821	1.000	0.0	1		1			
	1.168	0.039	101.8	0.571	0.409	14.6	1	1997.38	0	2.31	0.85	−5.7
	0.210	0.850	−48.5	0.591	1.000	0.0	1		3			
	0.190	2.318	−70.3	1.531	1.000	0.0	1		2			
	0.084	5.687	−73.7	2.249	1.000	0.0	1		1			
	1.324	0.042	139.5	0.534	0.414	21.4	1	1997.56	0	2.24	0.84	−3.5
	0.197	0.887	−51.3	0.496	1.000	0.0	1		3			
	0.199	2.388	−72.1	1.580	1.000	0.0	1		2			
	0.073	5.717	−75.0	2.149	1.000	0.0	1		1			

Notes. Le tableau 4.2 est une portion de l'ensemble des composantes gaussiennes utilisées dans cette étude ; il a pour but de montrer leur forme et leur contenu. Les colonnes représentent les éléments suivants : Colonne 1 : nom de la source. Colonne 2 : densité de flux en Jansky. Colonnes 3 et 4 : r et PA (Position Angle) sont les coordonnées polaires du centre de la gaussienne. PA est mesuré depuis le nord vers l'est. Colonnes 5–7 : a et b sont les valeurs à mi-hauteur (FWHM) des grand et petit axes de la gaussienne, et PA_{maj} est la position angulaire du grand axe. (b/a) et PA_{maj} sont respectivement fixés à 1.0 et 0.0 pour des composantes circulaires. Colonne 8 : type de composante issue du *model fitting*. Un type 1 indique une composante gaussienne alors qu'un type 0 correspond à une fonction delta. Colonne 9 : époque de l'observation. Colonne 10 : identification de la composante. La composante '0' est le noyau présumé. Les autres composantes sont numérotées de 1 à 11, de l'extérieur vers l'intérieur. Les composantes notées '99' sont des composantes non identifiées d'une époque à l'autre. Colonnes 11–13 : a_{beam} , b_{beam} , et θ_{beam} sont les caractéristiques du beam (grand axe, petit axe et position angulaire du grand axe).

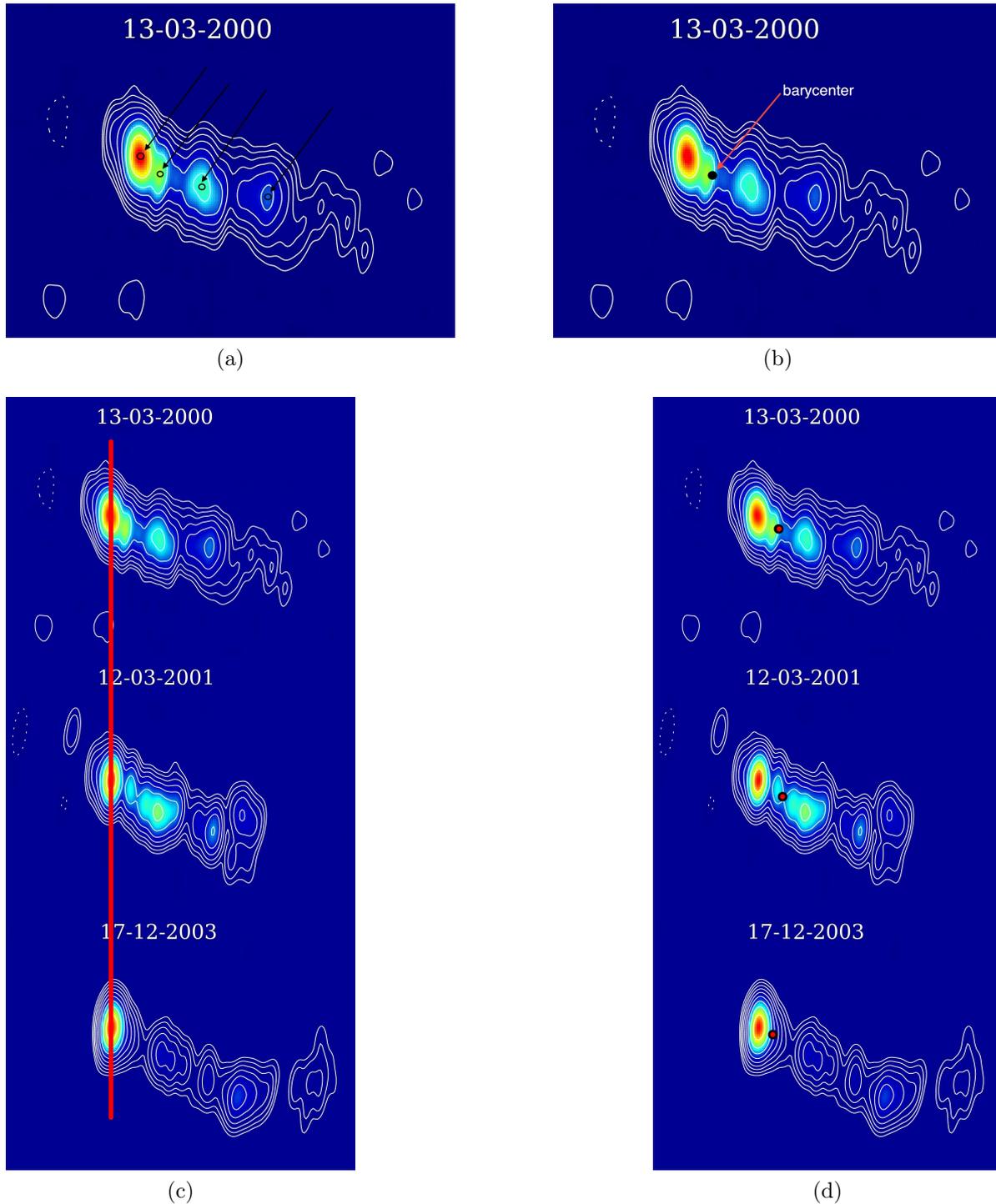


FIGURE 4.3 – Présentation de la méthode utilisée pour déterminer l'évolution des structures au cours du temps. Exemple de la source 3C120 (0430+052) observée en 2000, 2001 et 2003. (a) Identification et ajustement de composantes gaussiennes pour modéliser la structure. (b) Identification du barycentre des composantes gaussiennes. (c) Alignement des cartes aux trois époques en utilisant la composante identifiée comme étant le noyau comme référence. (d) Comparaison de la position du barycentre de l'émission radio d'une époque à l'autre avec le noyau pris comme origine.

fitting ne produisant pas d'incertitudes sur les paramètres des composantes gaussiennes, aucune barre d'erreur ne peut être estimée pour la position du barycentre à l'aide de la méthode utilisée.

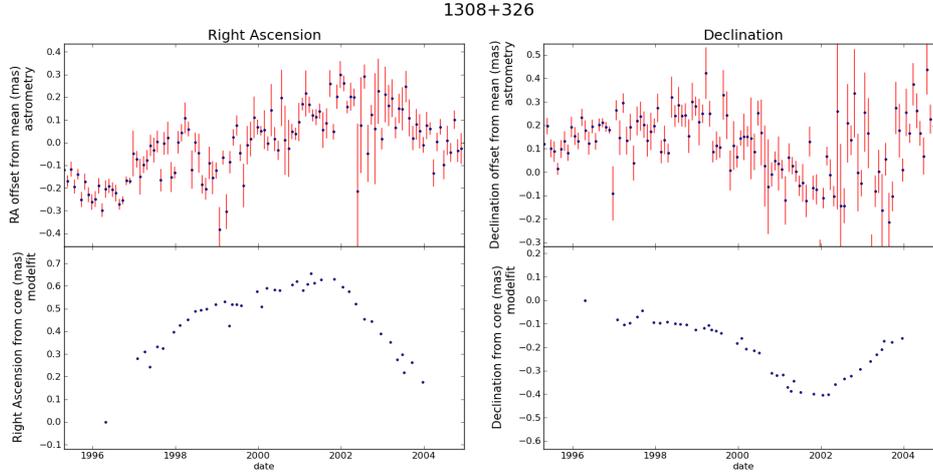


FIGURE 4.4 – Comparaison des instabilités astrométriques (graphiques du haut) et du mouvement du barycentre de l'émission (graphiques du bas) de la source 1308+326 entre 1996 et fin 2003. L'ascension droite est présentée à gauche et la déclinaison à droite. Les échelles verticales sont données en milliseconde de degré (mas).

Dans le cas de cette source, l'évolution de la position astrométrique et le mouvement du barycentre de la structure montrent des tendances similaires. Cette première évaluation visuelle est confirmée par le calcul du coefficient de corrélation entre les deux jeux de données, qui est de 0,30 en ascension droite et de 0,63 en déclinaison. Le coefficient de corrélation évalue le niveau de proportionnalité liant les deux jeux de données, un coefficient de 1 signifiant que les deux phénomènes sont corrélés de façon linéaire, -1 qu'ils sont anti-corrélés et 0 qu'il n'existe pas de corrélation entre eux. En notant x et y les deux grandeurs, leur coefficient de corrélation r est donné par la formule de Pearson :

$$r = \frac{\text{cov}(x, y)}{\sqrt{\text{cov}(x) \text{cov}(y)}} \quad (4.1)$$

où $\text{cov}(x, y)$ désigne la covariance des deux grandeurs x et y , ayant n points de mesure x_i et y_i , et $\text{cov}(x) = \text{cov}(x, x)$. La covariance est donnée par la formule :

$$\text{cov}(x, y) = \frac{\sum_{i=1}^n (x_i - \bar{x})(y_i - \bar{y})}{n - 1} \quad (4.2)$$

$$\text{avec } \bar{x} = \frac{1}{n} \sum_{i=1}^n x_i \text{ et } \bar{y} = \frac{1}{n} \sum_{j=1}^n y_j \quad (4.3)$$

En combinant les équations (4.1) et (4.2), le coefficient de corrélation peut s'exprimer sous la forme :

$$r = \frac{\sum_{i=1}^n (x_i - \bar{x})(y_i - \bar{y})}{\sqrt{\sum_{i=1}^n (x_i - \bar{x})^2} \sqrt{\sum_{j=1}^n (y_j - \bar{y})^2}} \quad (4.4)$$

4.4 Analyse statistique de l'échantillon de sources

4.4.1 Échantillon complet

L'exemple précédent de la source 1308+326 est complété par l'ensemble des sources disponibles pour constituer un échantillon statistique significatif de 68 éléments. Pour chacune de ces sources, l'évolution de la position du barycentre de la carte est modélisée comme indiqué précédemment et est comparée aux positions astrométriques mensuelles calculées à partir des observations de l'IVS. Les graphiques de comparaison sont tous disponibles à l'Annexe A page 96.

4.4.2 Analyse statistique

La distribution des coefficients de corrélation entre les deux phénomènes est synthétisée dans l'histogramme présenté en FIGURE 4.5. Pour le construire, seules les sources ayant des instabilités astrométriques significatives ont été conservées. Pour ce faire, la dispersion des positions a été évaluée via un calcul de χ^2 . Les sources ne présentant pas d'instabilités significatives ont un χ^2 réduit bien inférieur à 1, tandis que celles qui présentent des instabilités sont associées à des valeurs plus élevées du χ^2 . Pour ce travail, seules les sources dont la position astrométrique possède un χ^2 réduit supérieur à 4 ont été conservées, en traitant séparément l'ascension droite et la déclinaison.

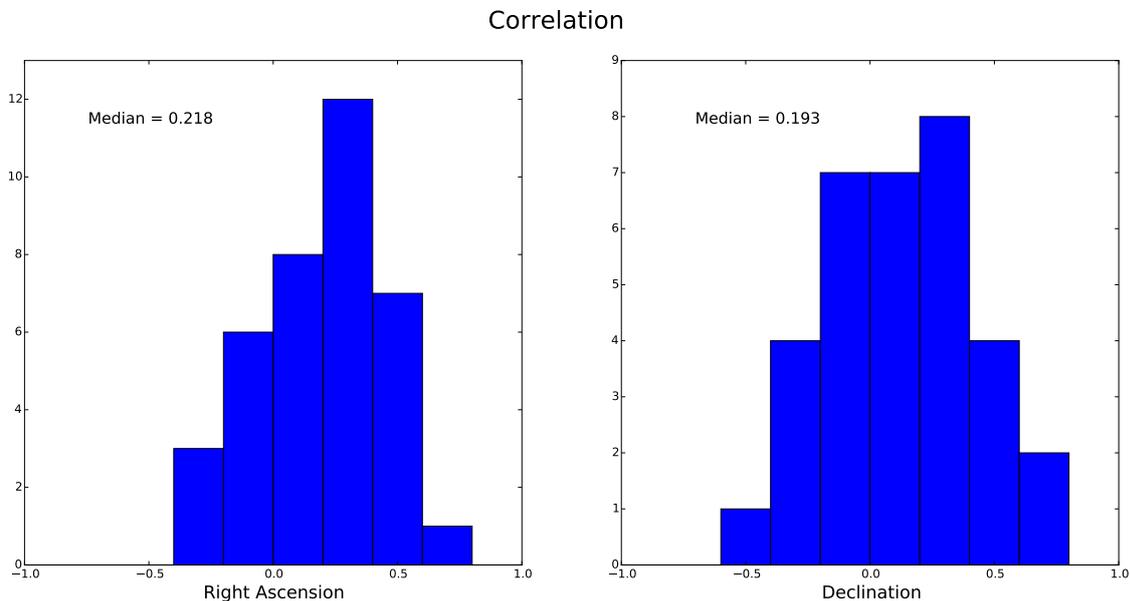


FIGURE 4.5 – Distribution des coefficients de corrélation entre instabilités astrométriques et variations de structure pour l'ensemble des sources possédant des instabilités astrométriques significatives ($\chi^2_{\text{réduit}} > 4$). Cette sélection réduit le nombre de sources à 37 en ascension droite et 33 en déclinaison, avec 23 sources communes aux deux échantillons.

Sur l'ensemble de l'échantillon ainsi traité, une corrélation positive globale est trouvée avec des valeurs médianes de 0,22 en ascension droite et 0,19 en déclinaison. Ces valeurs indiquent donc que les variations de structure et les instabilités astrométriques sont liées à un certain niveau.

4.4.3 Discussion

Les différences observées dans la signature des deux phénomènes, susceptibles de causer une corrélation négative, peuvent trouver leur origine dans les traitements mis en œuvre ou bien être réelles. Les causes possibles que nous avons recensées à cet égard sont les suivantes :

Alignement défectueux des cartes VLBI dû à une mauvaise identification du noyau.

L'identification des composantes étant un processus complexe, il n'est pas exclu que des erreurs puissent survenir comme par exemple dans le cas de la source 0923+392 présenté dans la FIGURE 4.6. Si cela n'influence pas le traitement effectué ici lorsqu'il s'agit d'une composante du jet, l'identification des composantes n'affectant pas le calcul du barycentre, il n'en est pas de même lorsqu'il s'agit du noyau puisque l'identification du noyau affecte directement l'alignement des cartes aux différentes époques. Il s'en suit que les positions successives du barycentre ne sont pas correctement « calées » les unes par rapport aux autres, d'où une représentation erronée de l'évolution de la structure. L'utilisation du noyau comme unique point de référence pour l'alignement des cartes implique que l'effet de telles erreurs n'est pas aisément repérable compte tenu de la multiplicité des époques et des composantes.

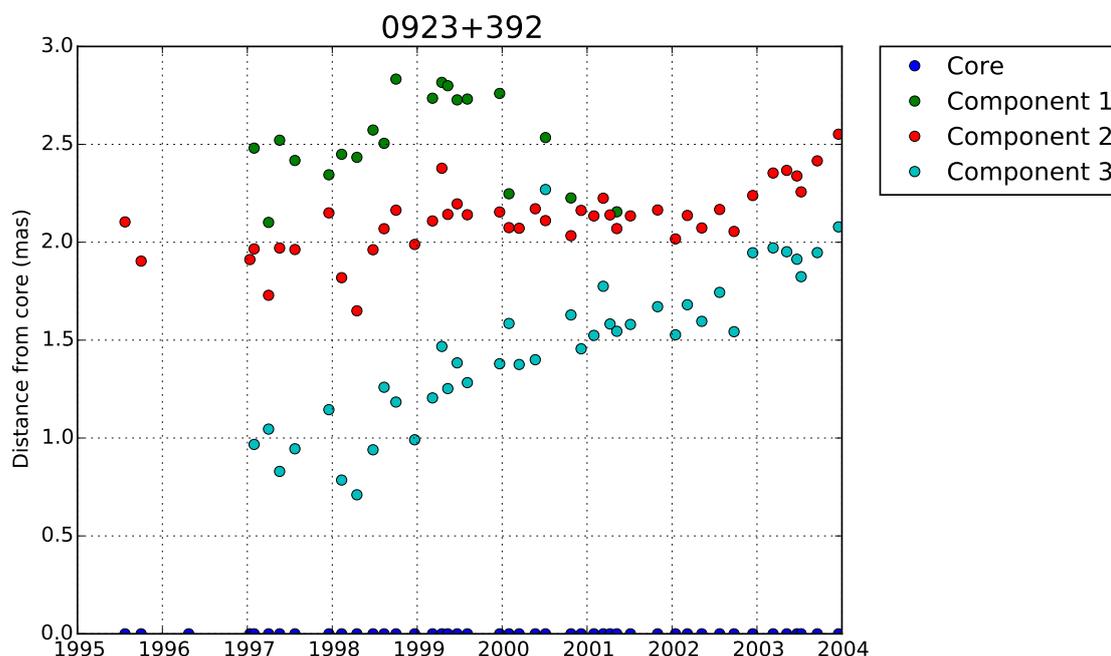


FIGURE 4.6 – Graphique représentant les positions des différentes composantes pour la source 0923+392. Cette représentation montre que l'identification de la composante 3 est potentiellement erronée en 2000-2001.

Imprécision dans la localisation du noyau.

Lors d'une éjection, la résolution du réseau VLBI ne permet pas dans la phase initiale de distinguer le noyau de la nouvelle composante éjectée tant qu'ils sont trop proches. Le noyau apparaît ainsi légèrement allongé sur les cartes tant que la distance le séparant

de la composante ne dépasse pas une fraction significative du *beam*, soit typiquement quelques dixièmes de millisecondes d'arc de distance angulaire. Seul un allongement conséquent des lignes de base du réseau, en utilisant une antenne placée sur un satellite (VLBI spatial), permettrait de diminuer cette distance angulaire minimale et de s'affranchir de cette difficulté.

Effet de la non-prise en compte de la structure en bande S.

Comme indiqué dans la partie 3.1 page 50, les positions astrométriques proviennent d'un traitement mêlant la bande X (8,4 GHz) et la bande S (2,3 GHz) afin d'éliminer l'effet de l'ionosphère. La contribution étant inversement proportionnelle au carré de la fréquence, la bande S intervient donc à 7,5% dans le calcul, ce qui en fait un effet du second ordre. Pour cette raison, l'évolution de la structure est ici uniquement dérivée des cartes en bande X. Le comportement de l'émission de la source en bande S s'avère souvent bien différent de celui en bande X, notamment à cause de la différence de résolution et de morphologie du jet entre ces deux fréquences. Un décalage temporel peut notamment intervenir entre les émissions aux deux fréquences, provoquant des variations de structure non synchronisées. De ce fait, et en l'absence de représentation en composantes gaussiennes pour la bande S (*model fitting* non réalisé pour les sources de notre échantillon), il serait utile d'effectuer des simulations afin d'évaluer l'impact potentiel de l'évolution morphologique en bande S même s'il s'agit seulement, *a priori*, d'un effet du second ordre.

Validité de l'utilisation du barycentre de la structure comme position astrométrique VLBI.

L'hypothèse comme quoi la position astrométrique mesurée par VLBI est celle du barycentre de la distribution de brillance radio peut ne pas toujours être strictement applicable. En effet, pour des sources non ponctuelles, la structure de l'émission observée en VLBI provoque un retard additionnel qui dépend de la longueur et de l'orientation de la base VLBI relativement à cette structure [Charlot, 1990]. De ce fait, chaque observation est sensible à une « position effective » différente, selon la géométrie de la base. Lorsque l'on considère ces observations globalement (comme c'est le cas lors du traitement des sessions IVS), il en résulte un nuage de points sur le ciel dont le barycentre ne coïncide pas nécessairement avec le barycentre de la structure de la source (cette condition n'étant vérifiée que pour les observations où le retard additionnel dû à la structure est faible). À cet égard, il serait utile de conduire des simulations en s'appuyant sur le planning observationnel de quelques sessions IVS typiques afin d'étudier comment se distribuent et se moyennent ces positions et de voir dans quelle mesure les écarts constatés (par rapport au barycentre de l'émission radio) sont significatifs.

Changement d'opacité au sein du jet.

Des variations réelles de la position du noyau VLBI pourraient exister et de ce fait expliquer les différences observées, ce noyau étant choisi comme point fixe d'une époque à l'autre. Le noyau VLBI est la zone observable du jet la plus proche du trou noir, les zones plus internes étant opaques au rayonnement observé. Sa position dépend donc des propriétés du jet mais aussi de la fréquence d'observation. L'émission d'une nouvelle composante ayant pour conséquence de modifier ces propriétés, et notamment l'opacité,

la zone devenant transparente au rayonnement peut ainsi voir sa position évoluer au cours du temps, en même temps que la distribution d'opacité du jet varie. La technique de cartographie VLBI à référence de phase³ (*phase referencing*) peut permettre de déceler de telles variations du fait de sa très grande précision.

Effets de la précession et présence d'un système binaire de trous noirs.

À cela est susceptible de se rajouter un effet dû à la précession du jet autour de l'axe de rotation du disque d'accrétion qui peut avoir comme conséquence de modifier la position du noyau au cours du temps. Même pour les sources sans structure (celles dites compactes), cet effet provoquerait une variation en position qui ne serait pas visible sur les cartes en raison de l'absence de coordonnées absolues pour ces cartes, seule la technique de *phase referencing* permettant une telle détection.

Par ailleurs, suite à des travaux récents [Volonteri et al., 2003, Burke-Spolaor, 2011], des indices de la présence de trous noirs binaires supermassifs au cœur de certains AGN laissent penser que la structure interne peut dans certains cas être plus complexe que celle prévue par le modèle unifié. Si un tel système binaire se trouve au centre de l'AGN, le mouvement orbital du noyau VLBI autour des deux trous noirs pourrait impliquer des changements de position de ce noyau et éventuellement expliquer certains des comportements observés au niveau astrométrique. Selon que l'éjection de composantes par les deux trous noirs se fait simultanément ou à tour de rôle, le comportement pourra être plus ou moins complexe, tandis que des effets sont également attendus dans les cartes VLBI, notamment au niveau de l'apparence et de l'évolution des jets.

Ces différentes hypothèses nécessitent une étude au cas par cas, et pour chaque source, afin d'évaluer leur degré de probabilité et de quantifier les effets attendus. À cet égard, un premier travail de caractérisation des effets dus à la précession et de la présence d'un système binaire de trous noirs au sein de l'AGN est présenté au chapitre suivant (Chapitre 5 page 78).

4.5 Conclusion

La comparaison entre les instabilités astrométriques et l'évolution de la structure d'un échantillon de 68 sources sur une période de 10 ans (1994-2003) montre une tendance liant partiellement ces deux phénomènes. Ce résultat est plus marqué pour les sources ayant un mouvement significatif, tandis que la corrélation est moins forte pour certaines sources, notamment celles qui ne présentent pas d'évolution significative pendant cette période. La corrélation globalement positive soutient néanmoins le fait qu'instabilités astrométriques et variation de structure sont bien liées.

3. Cette technique consiste à observer deux sources angulairement proches et à déterminer la position de l'une par rapport à l'autre par différenciation des phases observées. La source de référence, appelée calibrateur, est choisie en fonction de ses caractéristiques, idéalement ponctuelle et brillante. Ce type d'observations permet d'imager et de positionner la source d'intérêt relativement au calibrateur avec une grande précision.

Chapitre 5

Simulation de la précession et de l'effet d'un trou noir binaire sur le comportement du jet

Sommaire

5.1	Contexte	78
5.2	Simulation d'une éjection	79
5.2.1	Modèles utilisés pour la description de l'AGN	79
5.2.2	Faisceau de trajectoires en fonction de la phase de précession	80
5.2.3	Incurvation et ondulation de la trajectoire	81
5.3	Modélisation d'une source : 1308+326	82
5.3.1	Données cartographiques	82
5.3.2	Modélisation utilisant la précession	83
5.3.3	Utilisation d'un système binaire	84

5.1 Contexte

Le jet de matière des AGN provient de l'interaction du disque d'accrétion avec le champ gravitationnel du trou noir central et le champ magnétique (voir chapitre 1 page 24 et en particulier la partie 1.3 page 33). Ce jet est émis dans une direction perpendiculaire au plan du disque d'accrétion. L'observation des cartes VLBI d'un grand nombre d'AGN montre que les composantes, néanmoins, ne sont pas systématiquement émises en ligne droite, le long de cet axe. Leur trajectoire, en effet, présente parfois des oscillations comme par exemple dans le cas de la source 1156+295 (voir trajectoire des composantes 3 et 5 dans la FIGURE 5.1).

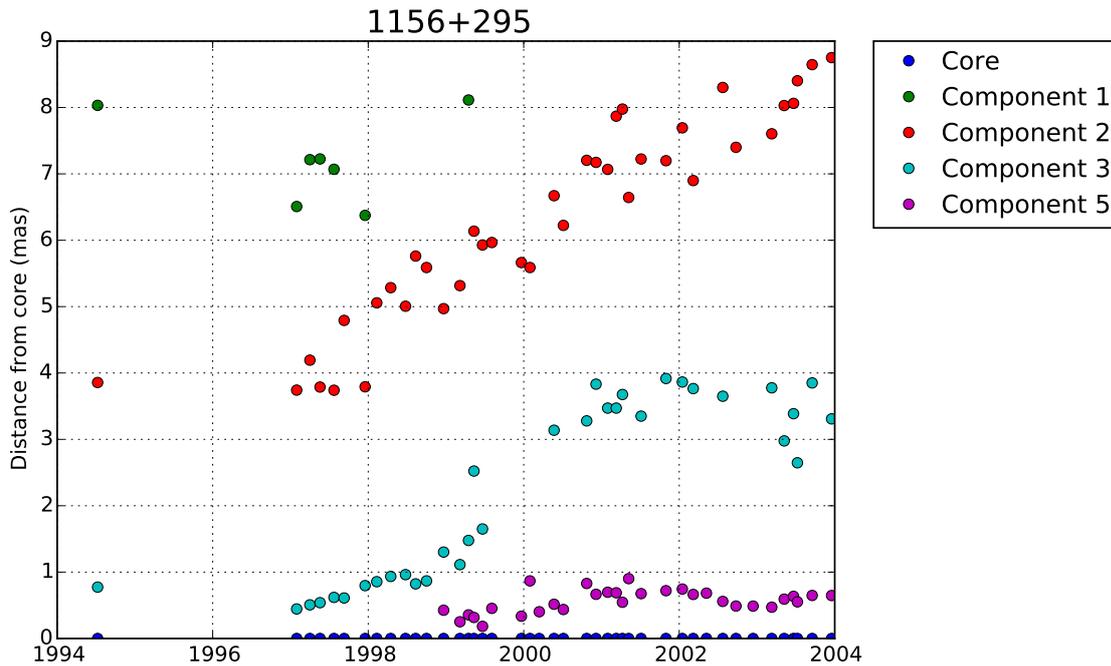


FIGURE 5.1 – Graphique représentant la distance par rapport au noyau VLBI des composantes éjectées par la source 1156+295 entre 1994 et 2003. Les trajectoires des composantes 3 et 5 montrent des oscillations compatibles avec un phénomène de précession du jet.

De telles oscillations sont en partie explicables par un phénomène de précession du jet comme il sera montré dans les parties suivantes. Ce phénomène n'est cependant pas suffisant pour expliquer les trajectoires de certaines composantes comme par exemple au sein des sources 0420–014 [Britzen et al., 2001], 1928+738 [Roos et al., 1993] ou encore 1823+568 [Roland et al., 2013], pour lesquelles l'hypothèse de la présence d'un trou noir binaire au centre de l'AGN est avancée. Un tel système de deux trous noirs dans un AGN serait le résultat de la fusion de deux galaxies [Begelman et al., 1980]. La BL Lac OJ287 [Vicente et al., 1996] est l'exemple le plus connu de ce type de systèmes binaires.

Grâce aux observations conduites par l'IVS durant les 20 dernières années, les cartes VLBI d'un grand nombre de sources sont aujourd'hui disponibles. Celles-ci permettent d'effectuer le suivi dans le temps de l'évolution des jets et sont utiles pour contraindre les caractéristiques des modèles de précession et de trous noirs binaires supposés.

Le but de ce chapitre est de présenter les premiers résultats issus de la modélisation de la précession et de la présence de trous noirs binaires au sein de certains AGN à

l'aide des observations présentées dans les chapitres précédents. Le cas de la source 1308+326 sera étudié en particulier, permettant de montrer quel traitement spécifique il est possible de faire à partir de simulations des caractéristiques physiques de l'AGN.

5.2 Simulation d'une éjection

5.2.1 Modèles utilisés pour la description de l'AGN

La précession consiste en un changement de l'orientation de l'axe de rotation. Cette modification peut être le résultat d'une instabilité due à des interactions gravitationnelles avec les objets proches. L'axe décrit alors un cône selon une vitesse constante, tous deux dépendant directement des caractéristiques physiques du système. Ce phénomène est connu pour la Terre depuis plus de 2 000 ans. Il y est dû aux effets de marée provoqués par la Lune et le Soleil, avec une période d'environ 25 770 ans.

Ici, la précession du disque d'accrétion provient de l'interaction entre celui-ci et le moment angulaire du trou noir, dans le cas où leurs axes de rotation ne sont pas alignés. L'existence d'un tel phénomène a été décrit pour la première fois par [Lense and Thirring \[1918\]](#). Pour calculer ses effets sur les composantes VLBI, nous avons utilisé dans ce chapitre différents programmes basés sur un modèle géométrique ainsi qu'un modèle à deux fluides, développés et décrits dans [Roland et al. \[2008\]](#). Ces modèles prennent en compte l'interaction entre les composantes VLBI et les trous noirs par l'intermédiaire de la précession et de la rotation autour du barycentre du système, ainsi que la présence de deux plasmas au sein du jet, l'un composé d'électrons et protons, l'autre d'électrons et positrons, placés respectivement dans un champ magnétique toroïdal et dans un champ magnétique parallèle au sens d'écoulement, suivant la configuration de la [FIGURE 5.2](#).

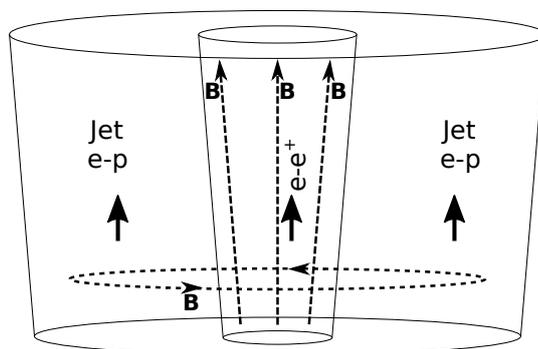


FIGURE 5.2 – Représentation de la géométrie du modèle à deux fluides utilisé pour calculer les trajectoires des composantes émises par un AGN, adapté de [Lobanov and Roland \[2005\]](#). La partie centrale est un plasma d'électrons et positrons dans un champ magnétique parallèle au sens d'écoulement, la partie extérieure est un plasma de protons et d'électrons, dans un champ magnétique toroïdal.

5.2.2 Faisceau de trajectoires en fonction de la phase de précession

Dans un premier temps, nous avons simulé le comportement d'une éjection en fonction des caractéristiques de l'AGN. Ceci permet de produire le faisceau de trajectoires en balayant l'ensemble des phases de précession accessibles au moment de l'éjection. Le résultat obtenu forme un cône visible sur la FIGURE 5.3. L'exemple présenté ici concerne la source 0059+581 pour laquelle les caractéristiques géométriques suivantes ont été fixées : un *redshift* de 0,644 [Sowards-Emmerd et al., 2005], un angle dans le plan du ciel de 165° et un angle d'ouverture du cône d'éjection de $1,7^\circ$ (valeurs issues de simulation). Les trajectoires ne sont représentées que jusqu'à une distance inférieure à 0,125 mas pour ne considérer que la direction initiale de l'éjection. La première constatation concerne la direction du jet : les éjections de matière ne sont pas systématiquement dirigées dans la même direction ; celle-ci varie selon la phase de la précession. Deux éjections produites à deux instants différents divergeront avec un angle proportionnel au temps qui les sépare.

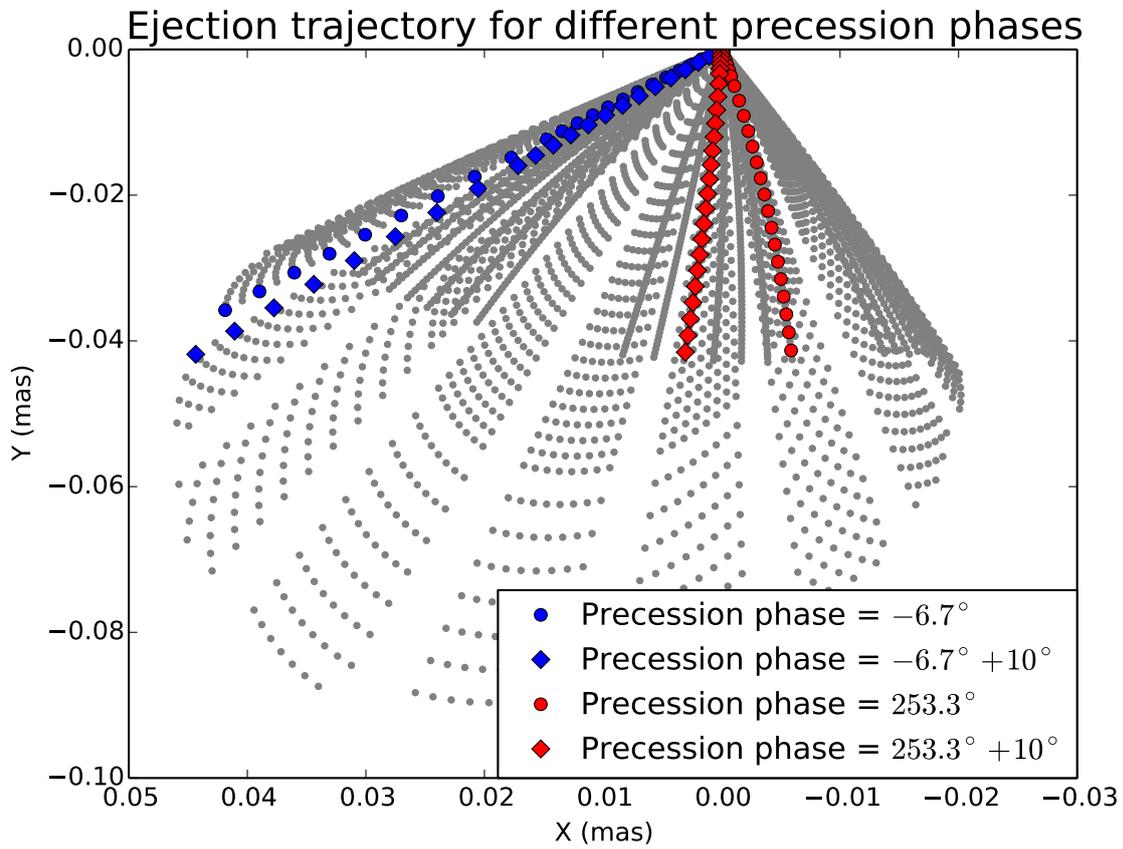


FIGURE 5.3 – Graphique représentant les différentes trajectoires possibles d'une composante en fonction de la phase de la précession au moment de l'éjection. L'ensemble des trajectoires forme un cône dont les caractéristiques dépendent des paramètres de l'AGN. Les éjections sont calculées tous les $2,5^\circ$. Deux éjections dont les phases sont séparées de 10° sont mises en avant avec des marqueurs ronds et carrés, avec $i_0 = -6,7^\circ$ (bleu) et $i_0 = 253,3^\circ$ (rouge). Les caractéristiques prises pour l'exemple ici sont celles de la source 0059+581. Les trous dans le cône sont dus à des effets d'échantillonnage.

Cet exemple met également en avant les effets de projection qui peuvent exister. Pour ce faire, deux séries de trajectoires ont été représentées en couleur sur la FIGURE 5.3.

En bleu (respectivement en rouge), la phase de précession au moment de l'éjection de la composante représentée avec des points est de $i_0 = -6,7^\circ$ (respectivement $i_0 = 253,3^\circ$). Dans les deux cas, la composante représentée avec des carrés est émise pour un angle de précession de $i_0 + 10^\circ$. Les trajectoires découlant de ces conditions initiales ont des directions s'écartant 4 fois plus dans le second cas (trajectoires représentées en rouge). Cette différence est due uniquement à la configuration géométrique existante au moment de l'éjection, et en particulier à l'angle sous lequel est vu le cône d'éjection. L'état de la précession d'une source n'étant pas *a priori* connu lors de son observation, ce phénomène a pour conséquence de produire une structure qui peut évoluer très différemment au cours du temps, selon quelle portion du cône est observée.

5.2.3 Incurvation et ondulation de la trajectoire

Une deuxième conséquence de la précession est un changement au niveau de la trajectoire de la composante émise : au lieu de s'éloigner du noyau en ligne droite (mouvement balistique), sa direction change en s'incurvant en raison de l'interaction de la composante avec le champ magnétique perturbé par la précession. Cet effet est principalement visible sur le jet pour des distances supérieures à quelques millisecondes d'arc.

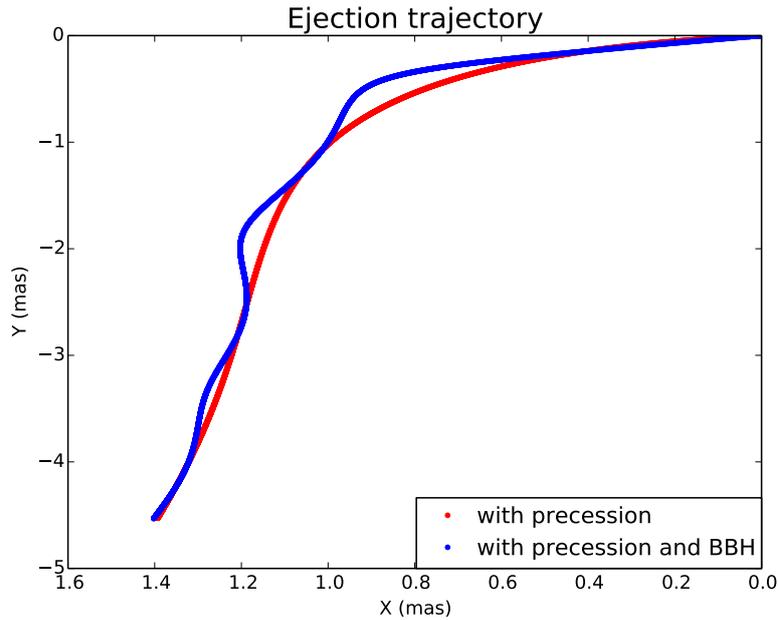


FIGURE 5.4 – Graphique présentant la trajectoire obtenue par simulation de l'éjection d'une composante par la source 0059+581, en ne tenant compte que de la précession (rouge) et en ajoutant l'effet d'un trou noir binaire (bleu). La trajectoire est ici dominée par l'effet de la précession, alors que le système binaire provoque des oscillations autour de cette trajectoire. La phase de la précession est de $i_0 = -6,7^\circ$, comme les points bleus sur la FIGURE 5.3 page précédente. L'éjection est calculée sur une période de 30 ans.

Pour illustrer ce phénomène, reprenons l'exemple de la source 0059+581. Pour produire la FIGURE 5.4, nous avons calculé la position d'une composante VLBI simulée sur une période de 30 ans en prenant en compte l'effet de la précession sur sa trajectoire (en rouge). Cette trajectoire est marquée par une incurvation qui commence au delà d'une

distance d'environ une milliseconde d'arc. Avant cela, la trajectoire semble linéaire. La perturbation due à la précession est donc responsable à distance du changement de direction de la trajectoire des composantes.

Comme nous l'avons vu dans l'introduction de ce chapitre, certains AGN peuvent posséder en leur cœur un système binaire de trous noirs. Ce système serait le résultat d'une collision de deux galaxies possédant chacune un trou noir central¹. Ces trous noirs binaires ont comme premier effet de modifier le comportement de l'AGN en raison de leur rotation autour du centre de gravité du système. Si un seul des deux trous noirs éjecte de la matière, l'axe du jet ainsi formé sera lui aussi en rotation autour du centre de gravité, ce qui influencera la trajectoire des composantes. Ceci est visible sur la FIGURE 5.4 page précédente, sur laquelle est représentée en bleu la trajectoire d'une composante émise dans les mêmes conditions que décrites précédemment, mais en prenant en compte dans le programme cette fois-ci l'effet d'un trou noir binaire. Pour ce calcul, les caractéristiques suivantes ont été prises pour le système : distance de 0,15 mas entre les deux trous noirs, masse de $10^8 M_{\odot}$ pour chacun d'entre eux, impliquant une période de rotation de 6 667 ans². Cette trajectoire suit la même tendance à long terme que lorsque la précession seule est considérée, à la différence qu'elle présente en plus des oscillations de faible amplitude. La fréquence et l'amplitude des oscillations dépendent directement des caractéristiques des trous noirs (période et masses).

De plus, si les deux trous noirs possèdent un disque d'accrétion, ils peuvent tous deux être à l'origine d'un jet de matière. Ainsi, deux cônes similaires à celui présenté sur la FIGURE 5.3 page 80 peuvent coexister, avec un écartement correspondant à la distance entre les deux trous noirs. Il s'en suit deux séries de trajectoires distinctes, potentiellement visibles dans les cartes VLBI. Les deux jets peuvent ne pas être visibles simultanément en fonction de leur orientation, mais dans certaines configurations géométriques, le jet dominant peut basculer de l'un à l'autre, introduisant notamment des difficultés d'interprétation des cartes.

Pour illustrer davantage l'utilisation possible des données VLBI acquises, la partie suivante s'intéressera au cas de la source 1308+326, pour laquelle une modélisation préliminaire du système (précession et trou noir binaire), s'appuyant sur les données VLBI, est proposée.

5.3 Modélisation d'une source : 1308+326

5.3.1 Données cartographiques

Parmi l'ensemble des sources présentes dans l'échantillon étudié précédemment (partie 4.2 page 63), la source 1308+326 a été sélectionnée pour cette étude en raison de sa structure simple, avec seulement deux composantes, et de leur visibilité pendant la quasi-totalité de la période considérée (1997-2003). Au cours de ces sept ans, les deux composantes se sont éloignées du noyau suivant deux axes distincts, visibles sur la FIGURE 5.5 page ci-contre. La composante 1 est la plus ancienne, visible dès les premières

1. La coexistence des deux trous noirs est un état transitoire, l'équilibre du système binaire étant instable sur une très longue période de temps.

2. Ces données proviennent d'un travail préliminaire de modélisation de la source 0059+581.

observations en 1997, tandis que la composante 2 semble apparaître fin 2000 à une distance de 0,7 mas du noyau (voir FIGURE 5.6 page suivante).

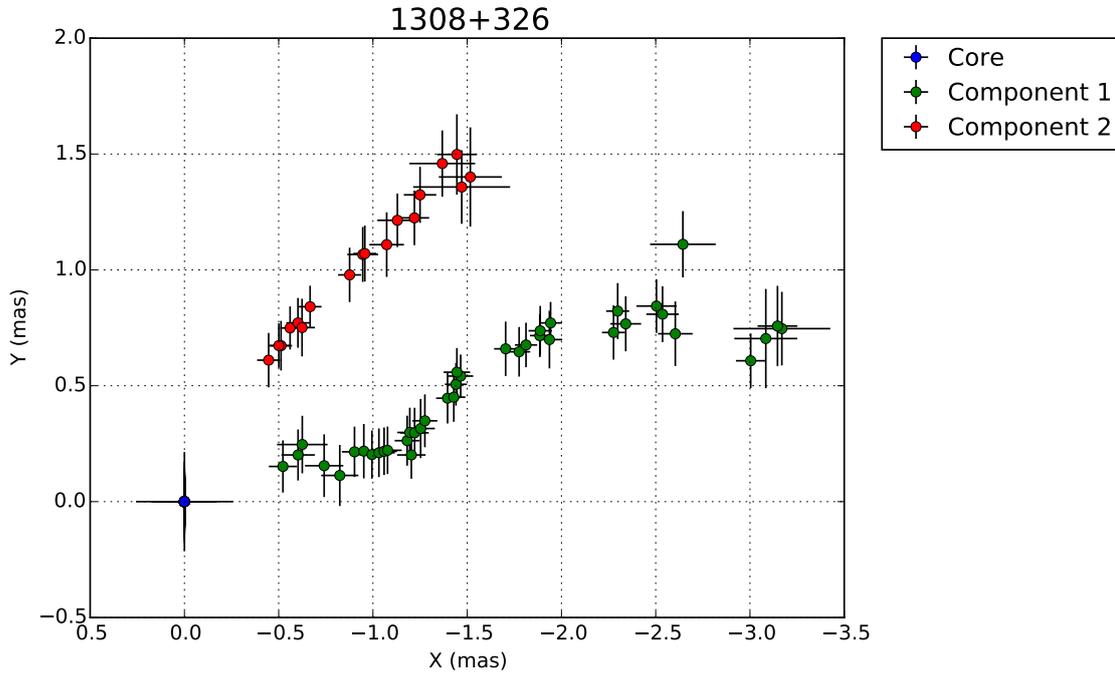


FIGURE 5.5 – Graphique montrant les trajectoires des deux composantes VLBI présentes dans les cartes de la source 1308+326 entre 1997 et 2003. Les barres d'erreur ici sont définies comme un dixième du lobe central du réseau d'observation.

5.3.2 Modélisation utilisant la précession

En utilisant les coordonnées de la composante 1 qui possède le plus de dates d'observations, il est possible de modéliser les caractéristiques de l'AGN émetteur à l'aide des programmes de simulation présentés dans Roland et al. [2008], et en particulier d'obtenir des informations sur la précession, l'angle de rotation dans le plan du ciel ou encore la date de l'éjection de la composante.

Ces programmes utilisent un jeu de valeurs choisies arbitrairement pour démarrer la simulation. L'éjection d'une composante avec ces paramètres initiaux est alors simulée, puis elle est comparée à la composante réelle. Par minimisations successives du χ^2 en ajustant les paramètres à chaque étape, les valeurs optimales sont déterminées afin que la trajectoire de la composante simulée et celle de la composante réelle coïncident le mieux possible. Une fois la convergence atteinte, outre la trajectoire de la composante simulée, le résultat comprend également les paramètres de l'AGN émetteur. Parmi ces paramètres, citons l'angle dans le plan du ciel du plan orbital de l'AGN, la phase de la précession, l'angle d'ouverture du cône d'éjection et la période de précession. À cela se rajoute la période de rotation du système binaire et la masse des trous noirs lorsque le système considéré est binaire.

L'étude réalisée ici a consisté à simuler l'effet de la précession dans le cas d'un trou noir unique. La modélisation des paramètres du système à l'aide de la composante 1 a permis d'atteindre la convergence avec un angle de rotation dans le plan du ciel de -72° ,

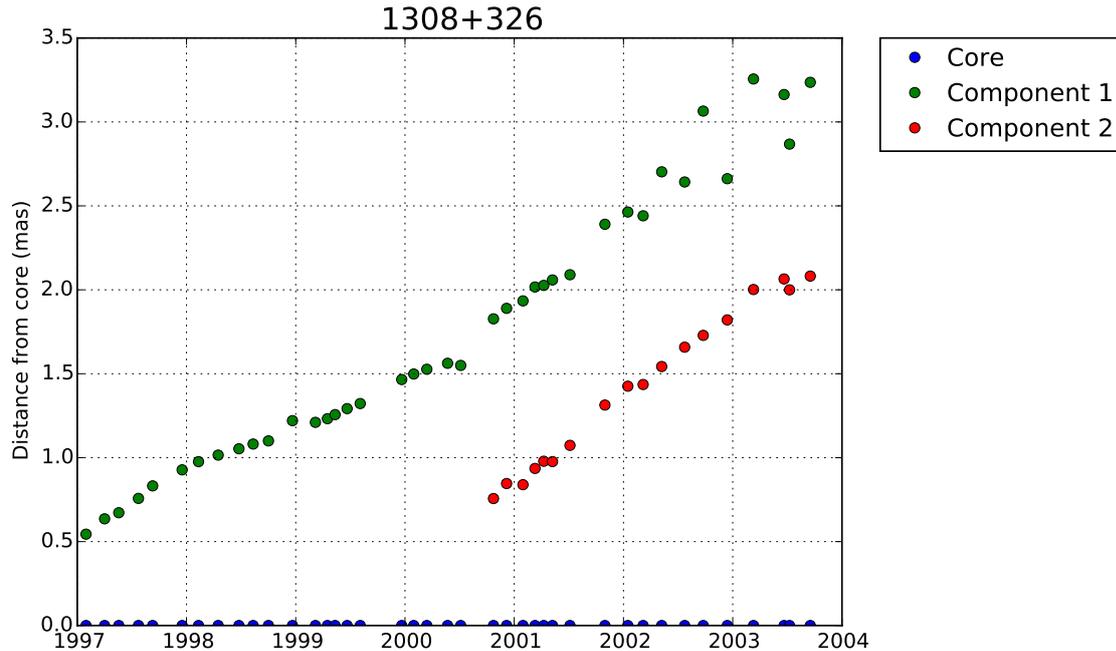


FIGURE 5.6 – Graphique montrant l'éloignement progressif (par rapport au noyau) des deux composantes VLBI présentes dans la source 1308+326 entre 1997 et 2003.

une phase de précession de 180° , un angle d'ouverture de $0,2^\circ$ et une période de précession de 17 241 ans. La trajectoire de la composante ainsi produite est représentée en orange sur la FIGURE 5.7 page ci-contre, à comparer aux points verts qui correspondent aux positions de la composante observées dans les cartes VLBI. Cette trajectoire présente les changements de direction caractéristiques de la précession décrites dans la section 5.2 page 79 (incurvations). La convergence du programme de simulation permet bien une modélisation correcte de la trajectoire de cette composante et uniquement à l'aide des effets de précession d'un trou noir seul.

5.3.3 Utilisation d'un système binaire

Un travail préliminaire a par ailleurs été mené avec le même programme de modélisation en incluant un trou noir binaire en plus de l'effet de la précession. En utilisant les caractéristiques obtenues pour la composante 1 en sortie du programme modélisant la précession et en laissant libres les paramètres du système binaire, la trajectoire représentée en bleu sur la FIGURE 5.7 page ci-contre a ainsi été produite. Comme le montre cette figure, il est donc aussi possible de reproduire la trajectoire de la composante 1 par combinaison des deux effets. En comparant les deux trajectoires calculées (avec et sans système binaire), nous pouvons remarquer que l'essentiel des différences se situe au début et à la fin de la série d'observations. Cependant, en l'absence d'autres informations, notamment sur les positions VLBI avant et après la période ici considérée, il est difficile de dire si l'inclusion d'un trou noir binaire améliore l'ajustement.

En utilisant les caractéristiques de l'AGN tirées de cette modélisation, il est possible de déterminer pour 1308+326 le faisceau de trajectoires accessibles en fonction de la phase de précession du trou noir. Sur la FIGURE 5.8 page 86, la trajectoire en orange

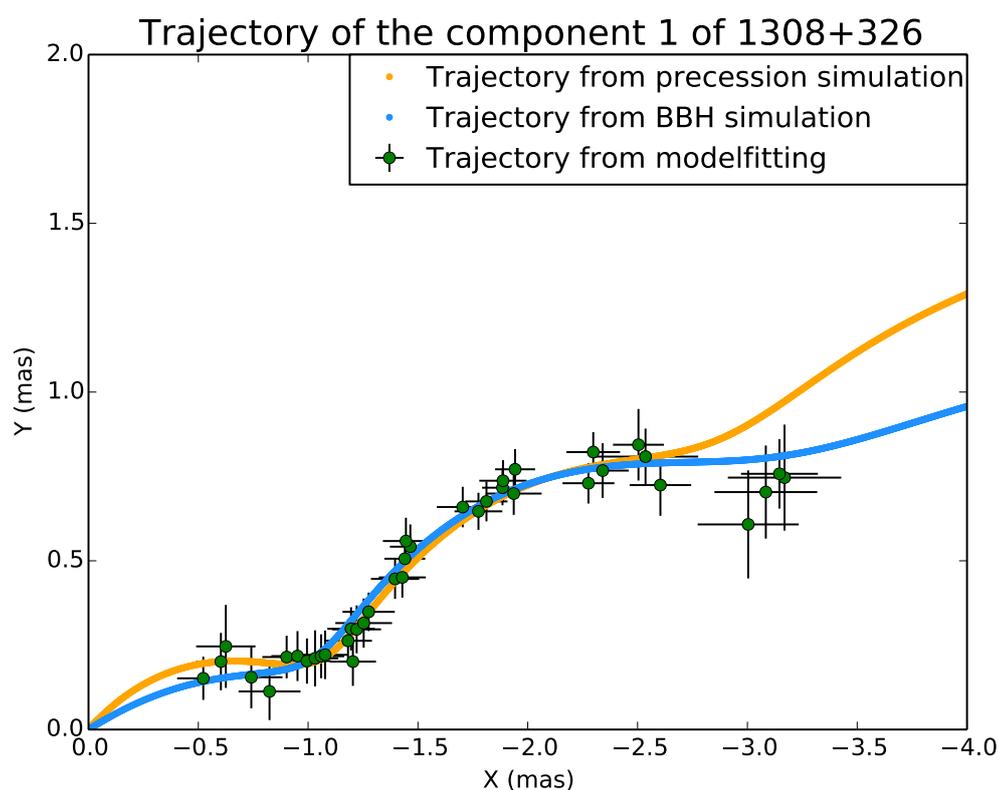


FIGURE 5.7 – Graphique montrant la trajectoire de la composante 1 de la source 1308+326 entre 1997 et 2003. Les points verts correspondent aux positions de cette composante telles que déterminées à partir des cartes VLBI, alors que la courbe orange correspond à la trajectoire simulée en incluant l'effet de la précession (cas d'un trou noir unique). La courbe bleue correspond à la trajectoire simulée en rajoutant l'effet de la présence d'un trou noir binaire en sus de la précession.

est celle correspondant à la base de l'éjection de la composante 1, tandis que les autres (en gris) forment l'ensemble des trajectoires que ce trou noir peut produire du fait de la précession. En comparant cette figure à la FIGURE 5.5 page 83, on remarque que la composante 2, située nettement au nord, ne fait pas partie de ce faisceau. Celle-ci ne peut donc pas avoir été produite par ce trou noir. De plus, elle ne présente pas les mêmes ondulations que la composante 1. Il paraît dès lors probable que la composante 2 a été produite par un second trou noir, dont les caractéristiques diffèrent de celui caractérisé jusque là. La prise en compte d'un système binaire semble de ce fait indispensable pour modéliser cette deuxième composante.

Pour tester l'hypothèse d'un trou noir binaire à l'aide du programme de modélisation utilisé précédemment, davantage d'époques d'observation sont nécessaires pour cette deuxième composante. L'utilisation des cartes obtenues par l'IVS à 8 GHz après 2004 est une première possibilité, nécessitant alors d'effectuer un travail de *model fitting* similaire à celui présenté dans la partie 4.2 page 63. L'autre piste envisagée repose sur l'utilisation des images produites à 15 GHz dans le cadre du programme MOJAVE³ et des résultats de *model fitting* associés. Cette analyse est privilégiée afin d'exploiter la grande couverture temporelle (de 1995 à 2014) ainsi que la meilleure résolution offerte par la fréquence d'observation.

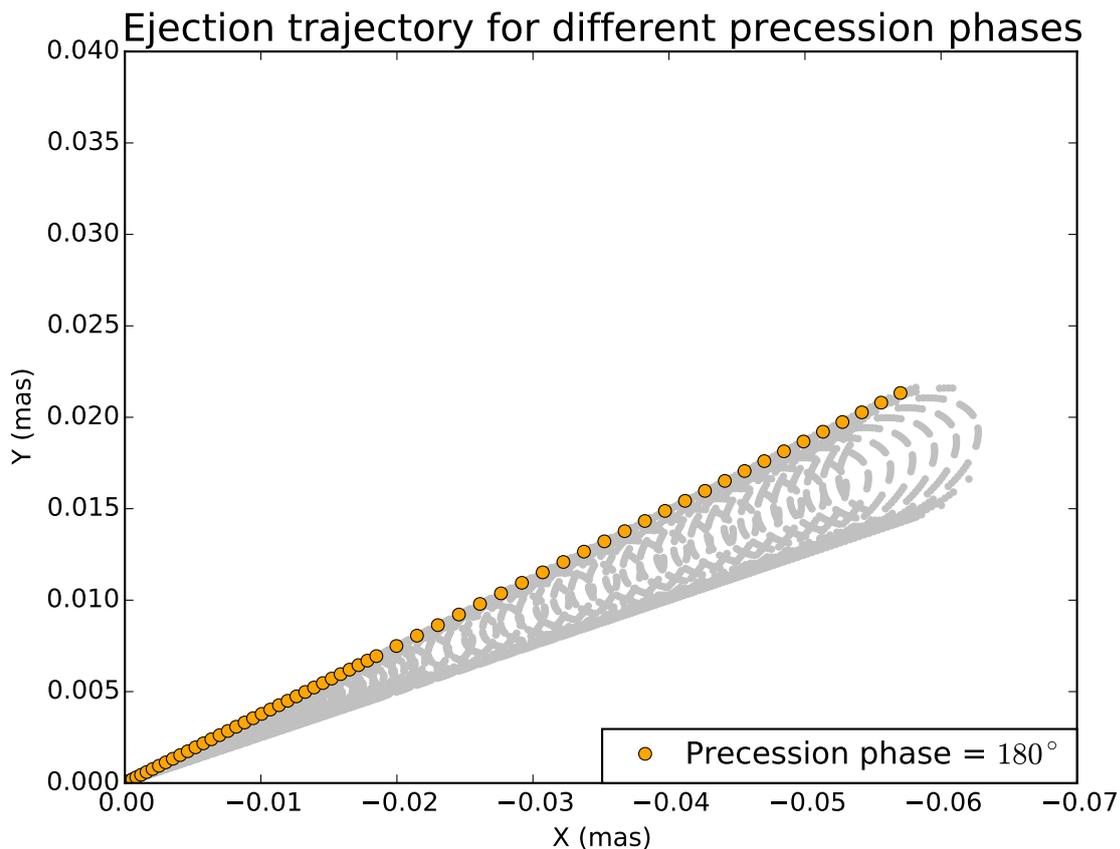


FIGURE 5.8 – Graphique montrant l'ensemble des trajectoires possibles pour le jet, à sa base, de la source 1308+326 selon la phase de la précession du trou noir. Les caractéristiques du système sont celles déduites de la modélisation de la composante 1, dont le début de trajectoire est indiquée en orange.

3. <http://www.physics.purdue.edu/MOJAVE/>

Chapitre **6**

Conclusion et perspectives

En moins d'un siècle, les AGN sont passés du stade d'étoiles variables « étranges » à celui de galaxies lointaines extrêmement lumineuses, et d'une poignée dans les années 1940, ils sont plus de 3 000 actuellement connus dans le domaine radio.

Au delà de la simple compréhension de leur nature, les observations des AGN permettent de dévoiler leurs structures, leurs processus d'émission, leurs évolutions. . . Grâce à ces informations, une classification de ces objets a pu être mise en place, en fonction notamment de la nature de leur rayonnement. Selon le modèle unifié des AGN, seule la direction de visée diffère d'une classe à l'autre, tous ces objets étant de même nature, mais vu sous des angles différents.

Pour les sources émettrices dans le domaine radio, les observations font appel à des radiotélescopes de plus en plus sophistiqués, dépassant les 50 m de diamètre pour certains, et qui offrent une sensibilité suffisante pour détecter ces objets pourtant situés à des distances cosmologiques. L'utilisation de réseaux interférométriques intercontinentaux selon la technique de VLBI permet d'obtenir principalement deux informations, d'un côté la distribution d'émission radio de la source, et de l'autre sa position sur le plan du ciel. Cette dernière, qui peut être déterminée avec une précision allant jusqu'à $60 \mu\text{as}$, est utilisée pour définir le repère céleste international (ICRF2). Les sources qui le composent sont exclusivement des AGN émetteurs en radio, en raison de la grande fiabilité de leurs positions astrométriques, ainsi que de l'absence de mouvements propres détectables pour ces objets. Toutefois, leur structure complexe est parfois variable sur des échelles de temps courtes (quelques semaines à quelques années), ce qui est susceptible de provoquer des instabilités dans les positions mesurées.

Dans cette thèse, nous avons cherché à relier les instabilités astrométriques observées aux variations de la structure des sources, non pas au cas par cas sur quelques sources, mais sur la base d'un échantillon statistique plus large. Pour cela, nous avons choisi un panel de sources de l'ICRF observées régulièrement et sur une période de temps suffisamment longue de façon à pouvoir détecter de telles variations. Les observations de l'IVS fournissent des données régulières, avec des positions qui peuvent être déterminées toutes les deux semaines pour certaines sources. S'agissant des observations de type cartographique, les campagnes d'observations sont moins fréquentes. Celle considérée ici comprend 6 sessions par an en moyenne et les données cartographiques utilisées concernent une période de 10 ans (1994-2003). De ces observations est ressorti un échantillon de 68 sources.

Le traitement comparatif des instabilités astrométriques et des variations de structure sur ces 68 sources a permis de montrer qu'une tendance se dégage, liant seulement partiellement ces deux phénomènes (Chapitre 4 page 62). La tendance n'est pas aussi claire que celle attendue *a priori*, au vu des résultats obtenus sur des sources étudiées au cas par cas et qui laissaient présager d'un lien plus fort. Les raisons avancées pour expliquer cette différence peuvent être de différente nature, comme le fait que les positions astrométriques proviennent d'un traitement mêlant deux bandes de fréquence (8,4 GHz et 2,3 GHz), ou encore que l'évolution de la structure calculée ici dépend directement d'une parfaite identification du noyau VLBI au cours du temps, n'autorisant pas de variations en position de ce dernier.

Une étape suivante pourrait être d'étudier l'effet de la bande S (2,36 GHz) sur ce traitement comparatif. Pour cela, plusieurs voies sont possibles. L'utilisation de cartes VLBI simulées en bande S permettrait dans un premier temps d'évaluer à quel point la

morphologie des sources à cette fréquence a un impact sur nos résultats. Un travail de *model fitting* de l'ensemble des cartes obtenues en bande S serait bien sûr idéal afin de prendre en compte cet effet mais il nécessite le traitement de plus de 2000 cartes. Une approche moins coûteuse consisterait à choisir un nombre limité de sources pertinentes pour l'étude, ce qui donnerait dans un premier temps des indications sur l'ampleur de l'effet.

Pour approfondir le travail de statistique présenté ici, il serait intéressant d'allonger la base de temps et d'étendre l'étude à un plus grand échantillon de sources. L'ajout des données acquises depuis 2004 dans le cadre des mêmes programmes d'observations (suivi astrométrique de l'IVS et cartes VLBI provenant des observations bi-mensuelles utilisées ici) permettrait de doubler la base de temps mais implique un lourd travail de modélisation des cartes, avec plusieurs centaines de composantes à suivre dans le temps. Compte tenu du caractère des sessions cartographiques (6 sessions par an, une centaine de sources observées par session) et sachant qu'il est souhaitable de disposer de plusieurs cartes par an pour chaque source, le nombre de sources suivies ne pourra toutefois pas être augmenté significativement. La situation néanmoins est amenée à évoluer dans les années à venir avec la mise en place du programme VGOS (*VLBI Global Observing System*) de l'IVS [Petrachenko et al., 2009, 2014]. Grâce aux antennes de 12 m extrêmement mobiles composant ce réseau, beaucoup plus de sources pourront alors être observées durant chaque session de 24 h tout en offrant des possibilités de cartographie, ce qui permettra de densifier le suivi et d'élargir le panel des sources traité ici.

Ce travail sur le lien entre instabilités astrométriques et variations de structure a conduit à nous interroger sur l'origine de ces instabilités. Découlent-elles simplement de l'évolution morphologique de la source (variation de la position du barycentre de la structure) ou bien faut-il invoquer des phénomènes supplémentaires (trou noir binaire, précession du disque. . .) impliquant une variation physique réelle de la position astrométrique du noyau VLBI ? La modélisation de l'effet de précession a permis de montrer que cet effet entraîne la formation d'un cône d'ouverture du jet. De ce fait, deux composantes éjectées à deux époques différentes vont suivre des trajectoires différentes, celles-ci étant par ailleurs liées aux paramètres du système (angle de visée, caractéristiques de l'AGN, redshift. . .). Il a également été montré que la présence d'un trou noir binaire au sein de l'AGN a pour conséquence de provoquer une oscillation des trajectoires autour de la direction générale d'éjection dictée par la précession.

Une étude plus spécifique de la source 1308+326 a montré que la trajectoire de la composante VLBI notée 1 (qui est l'une des deux composantes utilisées pour modéliser la structure de cette source) est tout à fait compatible avec l'effet causé par la précession du disque d'accrétion. L'existence d'une seconde composante éjectée à la même époque mais selon une direction bien différente laisse cependant présager de la présence d'un second trou noir éjecteur, sans quoi il apparaît difficile d'expliquer la différence constatée entre les directions d'éjection.

La recherche de signatures caractéristiques de la présence de trous noirs binaires dans les séries de positions astrométriques représente l'une des étapes suivantes de ce travail. L'identification de telles signatures permettrait de détecter de façon indirecte la présence de systèmes binaires au sein d'AGN, simplement par des observations astrométriques, ce qui serait d'un grand intérêt d'un point de vue astrophysique. En outre, cela permettrait

d'évaluer la contribution de ces phénomènes aux instabilités astrométriques observées, offrant de ce fait également la possibilité d'en corriger les effets et donc d'améliorer la qualité du repère de référence.

Dans ce contexte, le lancement en décembre 2013 du satellite Gaia, totalement opérationnel depuis juillet 2014, offre de nouvelles perspectives concernant l'étude des sources extragalactiques. Pendant ses 5 à 6 années d'exploitation, Gaia devrait observer près de 500 000 quasars dans le domaine optique et mesurer leur position jusqu'à 80 fois chacun, soit environ une fois par mois avec une précision comparable ou meilleure que celle obtenue en VLBI. Ces mesures permettraient de déterminer si les positions optiques subissent le même type d'instabilités que celles observées dans les positions radio, ce qui trahirait alors la présence de jets optiques ou de phénomènes similaires à ceux observés en radio. La comparaison des séries de positions optiques et radio pour les sources observables dans les deux domaines de longueur d'onde sera également d'un grand intérêt pour interpréter les variations constatées et modéliser les phénomènes sous-jacents. En outre, il sera important de comparer les positions absolues, déterminées en optique et en VLBI, les écarts éventuellement constatés étant révélateurs de la géométrie et des mécanismes d'émission dans les jets, et plus généralement dans les AGN. Pour cela, il est nécessaire que les repères de référence VLBI et Gaia soient parfaitement calés l'un sur l'autre. Un tel travail d'alignement des repères fait l'objet de programmes d'observations VLBI spécifiques afin de déterminer les sources les plus à même de réaliser cet alignement avec la plus grande précision possible.

Avec les résultats de la mission spatiale Gaia et l'établissement du réseau VLBI de nouvelle génération VGOS, les prochaines années promettent d'être riches, qu'il s'agisse de l'étude des AGN ou de la construction des systèmes de référence du futur.

Bibliographie

- R. Barnett, S. J. Warren, M. Banerji, R. G. McMahon, P. C. Hewett, D. J. Mortlock, C. Simpson, B. P. Venemans, K. Ota, and T. Shibuya. The spectral energy distribution of the redshift 7.1 quasar ULAS J1120+0641. *A&A*, 575 :A31, March 2015.
- M. C. Begelman, R. D. Blandford, and M. J. Rees. Massive black hole binaries in active galactic nuclei. *Nature*, 287 :307–309, September 1980.
- D. Behrend. Data Handling within the International VLBI Service. *Data Science Journal*, 12 :WDS81–WDS84, 2013.
- A. R. Bell. The acceleration of cosmic rays in shock fronts. I. *MNRAS*, 182 :147–156, January 1978.
- R. D. Blandford and D. G. Payne. Hydromagnetic flows from accretion discs and the production of radio jets. *MNRAS*, 199 :883–903, June 1982.
- R. D. Blandford and R. L. Znajek. Electromagnetic extraction of energy from Kerr black holes. *MNRAS*, 179 :433–456, May 1977.
- S. Britzen, J. Roland, J. Laskar, K. Kokkotas, R. M. Campbell, and A. Witzel. On the origin of compact radio sources. The binary black hole model applied to the gamma-bright quasar PKS 0420-014. *A&A*, 374 :784–799, August 2001.
- S. Burke-Spolaor. A radio Census of binary supermassive black holes. *MNRAS*, 410 : 2113–2122, February 2011.
- P. Charlot. Radio-source structure in astrometric and geodetic very long baseline interferometry. *AJ*, 99 :1309–1326, April 1990.
- A. L. Fey, M. Eubanks, and K. A. Kingham. The Proper Motion of 4C 39.25. *AJ*, 114 : 2284, December 1997. doi : 10.1086/118648.
- A. L. Fey, C. Ma, E. F. Arias, P. Charlot, M. Feissel-Vernier, A.-M. Gontier, C. S. Jacobs, J. Li, and D. S. MacMillan. The Second Extension of the International Celestial Reference Frame : ICRF-EXT.1. *AJ*, 127 :3587–3608, June 2004.
- S. T. Garrington. Basic mapping. In *ERIS School*, 2007.
- C. Hazard, M. B. Mackey, and A. J. Shimmins. Investigation of the Radio Source 3C 273 By The Method of Lunar Occultations. *Nature*, 197 :1037–1039, March 1963.

- J. A. Högbom. Aperture Synthesis with a Non-Regular Distribution of Interferometer Baselines. *A&AS*, 15 :417, June 1974.
- R. C. Jennison. A phase sensitive interferometer technique for the measurement of the Fourier transforms of spatial brightness distributions of small angular extent. *MNRAS*, 118 :276, 1958.
- S. B. Lambert, C. Barache, and C. Gattano. Paris Observatory (OPAR) analysis center. In K. D. Baver, D. Behrend, and K. L. Armstrong, editors, *International VLBI Service for Geodesy and Astrometry (IVS) 2013 Annual Report, NASA/TP-2014-217522*, pages 301–303, 2014.
- J. Lense and H. Thirring. Über den Einfluß der Eigenrotation der Zentralkörper auf die Bewegung der Planeten und Monde nach der Einsteinschen Gravitationstheorie. *Physikalische Zeitschrift*, 19 :156, 1918.
- A. P. Lobanov and J. Roland. A supermassive binary black hole in the quasar 3C 345. *A&A*, 431 :831–846, March 2005.
- C. Ma, E. F. Arias, T. M. Eubanks, A. L. Fey, A.-M. Gontier, C. S. Jacobs, O. J. Sovers, B. A. Archinal, and P. Charlot. The International Celestial Reference Frame as Realized by Very Long Baseline Interferometry. *AJ*, 116 :516–546, July 1998.
- C. Ma, E. F. Arias, G. Bianco, D. A. Boboltz, S. L. Bolotin, P. Charlot, G. Engelhardt, A. L. Fey, R. A. Gaume, A.-M. Gontier, R. Heinkelmann, C. S. Jacobs, S. Kurdubov, S. B. Lambert, Z. M. Malkin, A. Nothnagel, L. Petrov, E. Skurikhina, J. R. Sokolova, J. Souchay, O. J. Sovers, V. Tesmer, O. A. Titov, G. Wang, V. E. Zharov, C. Barache, S. Boeckmann, A. Collioud, J. M. Gipson, D. Gordon, S. O. Lytvyn, D. S. MacMillan, and R. Ojha. The Second Realization of the International Celestial Reference Frame by Very Long Baseline Interferometry. *IERS Technical Note*, 35 :1, 2009.
- D. J. Mortlock, S. J. Warren, B. P. Venemans, M. Patel, P. C. Hewett, R. G. McMahon, C. Simpson, T. Theuns, E. A. González-Solares, A. Adamson, S. Dye, N. C. Hambly, P. Hirst, M. J. Irwin, E. Kuiper, A. Lawrence, and H. J. A. Röttgering. A luminous quasar at a redshift of $z = 7.085$. *Nature*, 474 :616–619, June 2011.
- P. J. Napier, D. S. Bagri, B. G. Clark, A. E. E. Rogers, J. D. Romney, A. R. Thompson, and R. C. Walker. The Very Long Baseline Array. *IEEE Proceedings*, 82 :658–672, May 1994.
- T. J. Pearson and A. C. S. Readhead. Image Formation by Self-Calibration in Radio Astronomy. *ARA&A*, 22 :97–130, 1984.
- B. Petrachenko, A. Niell, D. Behrend, B. Corey, J. Boehm, P. Charlot, A. Collioud, J. Gipson, R. Haas, T. Hobiger, Y. Koyama, D. MacMillan, Z. Malkin, T. Nilsson, A. Pany, G. Tuccari, A. Whitney, and J. Wresnik. Design Aspects of the VLBI2010 System. Progress Report of the IVS VLBI2010 Committee, June 2009. Technical report, June 2009.
- B. Petrachenko, D. Behrend, J. Gipson, H. Hase, C. Ma, D. MacMillan, A. Niell, A. Nothnagel, and X. Zhang. VGOS Observing Plan. In D. Behrend, K. D. Baver, and K. L. Armstrong, editors, *IVS 2014 General Meeting Proceedings*, page 16, 2014.

- L. Petrov, D. Gordon, J. Gipson, D. MacMillan, C. Ma, E. Fomalont, R. C. Walker, and C. Carabajal. Precise geodesy with the Very Long Baseline Array. *Journal of Geodesy*, 83 :859–876, September 2009.
- B. G. Piner, M. Mahmud, A. L. Fey, and K. Gospodinova. Relativistic Jets in the Radio Reference Frame Image Database. I. Apparent Speeds from the First 5 Years of Data. *AJ*, 133 :2357–2388, May 2007.
- B. G. Piner, A. B. Pushkarev, Y. Y. Kovalev, C. J. Marvin, J. G. Arenson, P. Charlot, A. L. Fey, A. Collioud, and P. A. Voitsik. Relativistic Jets in the Radio Reference Frame Image Database. II. Blazar Jet Accelerations from the First 10 Years of Data (1994-2003). *ApJ*, 758 :84, October 2012.
- A. C. S. Readhead, R. C. Walker, T. J. Pearson, and M. H. Cohen. Mapping radio sources with uncalibrated visibility data. *Nature*, 285 :137–140, May 1980.
- A. E. E. Rogers, H. F. Hinteregger, A. R. Whitney, C. C. Counselman, I. I. Shapiro, J. J. Wittels, W. K. Klemperer, W. W. Warnock, T. A. Clark, and L. K. Hutton. The structure of radio sources 3C 273B and 3C 84 deduced from the 'closure' phases and visibility amplitudes observed with three-element interferometers. *ApJ*, 193 :293–301, October 1974.
- J. Roland, S. Britzen, N. A. Kudryavtseva, A. Witzel, and M. Karouzos. Modeling nuclei of radio galaxies from VLBI radio observations. Application to the BL Lac Object S5 1803+784. *A&A*, 483 :125–135, May 2008.
- J. Roland, S. Britzen, A. Caproni, C. Fromm, C. Glück, and A. Zensus. Binary black holes in nuclei of extragalactic radio sources. *A&A*, 557 :A85, September 2013.
- N. Roos, J. S. Kaastra, and C. A. Hummel. A massive binary black hole in 1928 + 738 ? *ApJ*, 409 :130–133, May 1993.
- H. Schuh and D. Behrend. VLBI : A fascinating technique for geodesy and astrometry. *Journal of Geodynamics*, 61 :68–80, October 2012.
- C. K. Seyfert. Nuclear Emission in Spiral Nebulae. *ApJ*, 97 :28, January 1943.
- O. J. Sovers, J. L. Fanselow, and C. S. Jacobs. Astrometry and geodesy with radio interferometry : experiments, models, results. *Reviews of Modern Physics*, 70 :1393–1454, October 1998.
- D. Sowards-Emmerd, R. W. Romani, P. F. Michelson, S. E. Healey, and P. L. Nolan. A Northern Survey of Gamma-Ray Blazar Candidates. *ApJ*, 626 :95–103, June 2005.
- A. R. Thompson. Fundamentals of Radio Interferometry. In G. B. Taylor, C. L. Carilli, and R. A. Perley, editors, *Synthesis Imaging in Radio Astronomy II*, volume 180 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 11, 1999.
- C. M. Urry and P. Padovani. Unified Schemes for Radio-Loud Active Galactic Nuclei. *PASP*, 107 :803, September 1995.
- L. Vicente, P. Charlot, and H. Sol. Monitoring of the VLBI radio structure of the BL Lacertae object OJ 287 from geodetic data. *A&A*, 312 :727–737, August 1996.

- M. Volonteri, F. Haardt, and P. Madau. The Assembly and Merging History of Supermassive Black Holes in Hierarchical Models of Galaxy Formation. *ApJ*, 582 :559–573, January 2003.
- X.-B. Wu, F. Wang, X. Fan, W. Yi, W. Zuo, F. Bian, L. Jiang, I. D. McGreer, R. Wang, J. Yang, Q. Yang, D. Thompson, and Y. Beletsky. An ultraluminous quasar with a twelve-billion-solar-mass black hole at redshift 6.30. *Nature*, 518 :512–515, February 2015.

Annexe **A**

Graphiques

FIGURE A.1 – 0003-066

0003-066

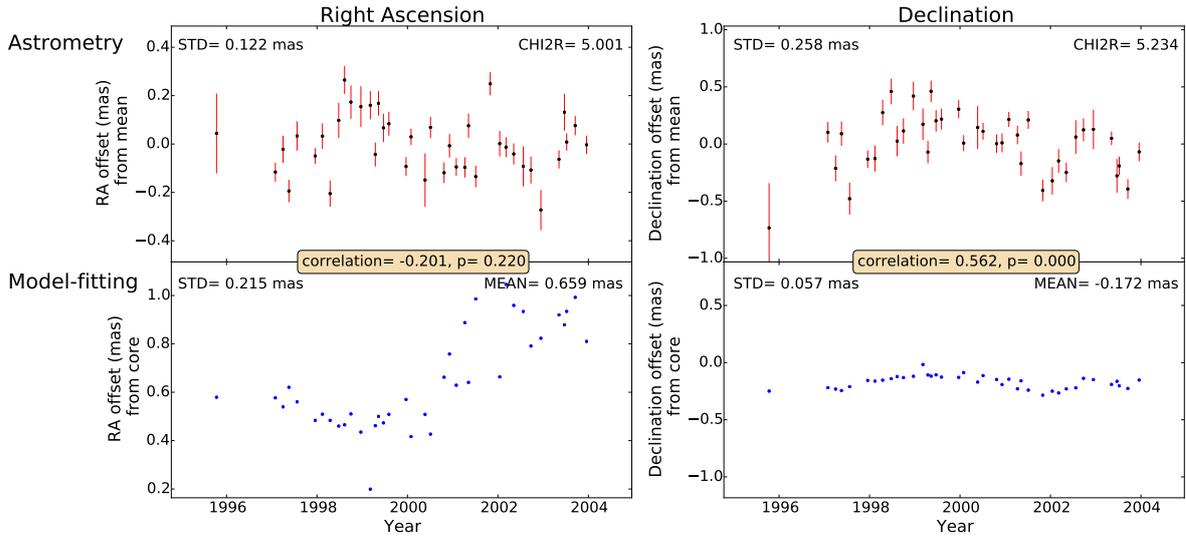


FIGURE A.2 – 0014+813

0014+813

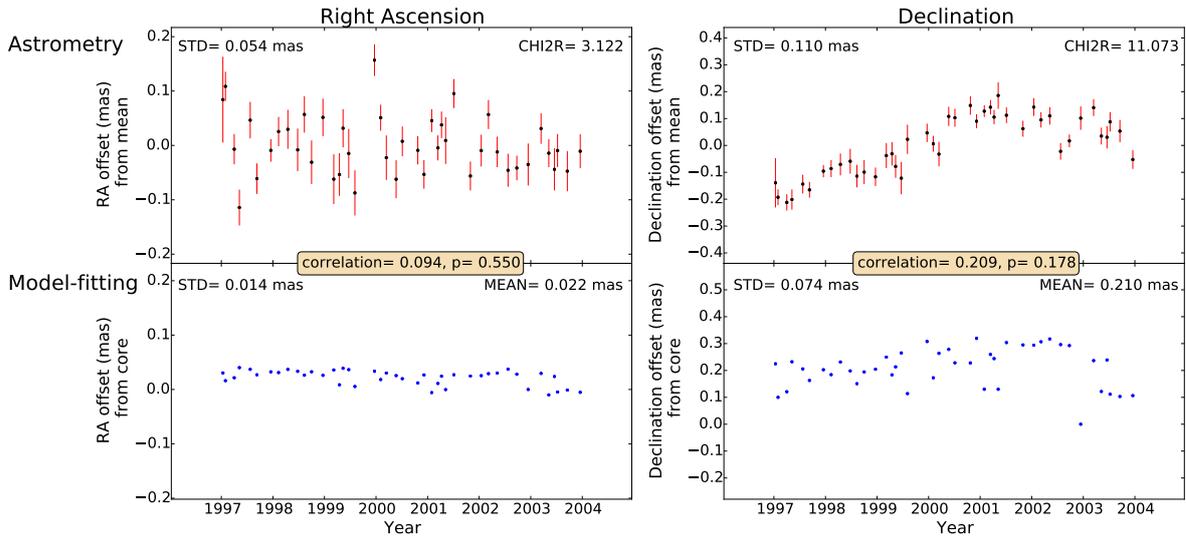


FIGURE A.3 – 0048-097

0048-097

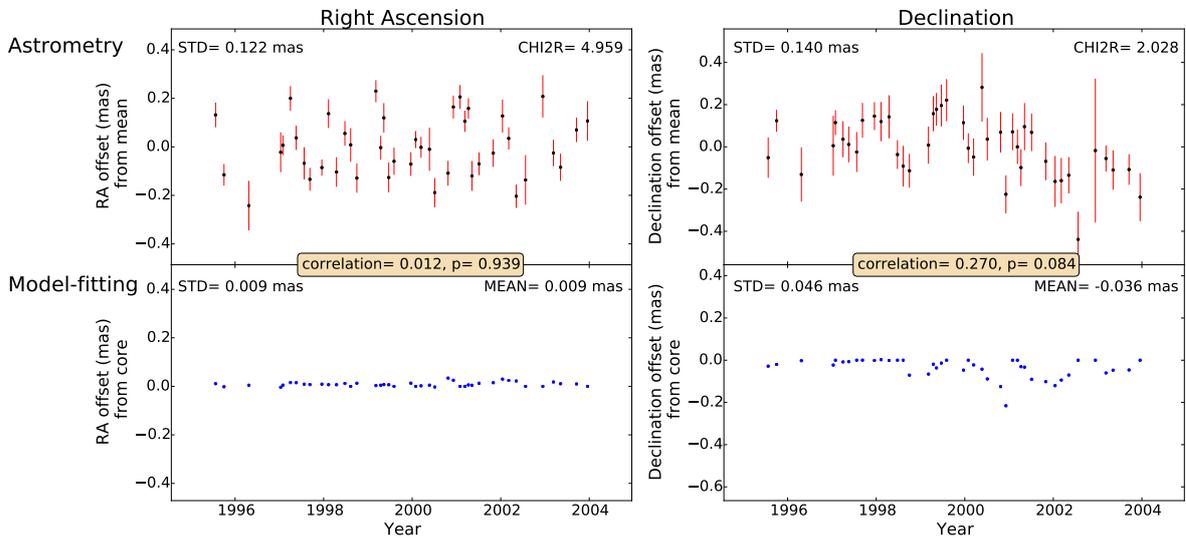


FIGURE A.4 – 0059+581

0059+581

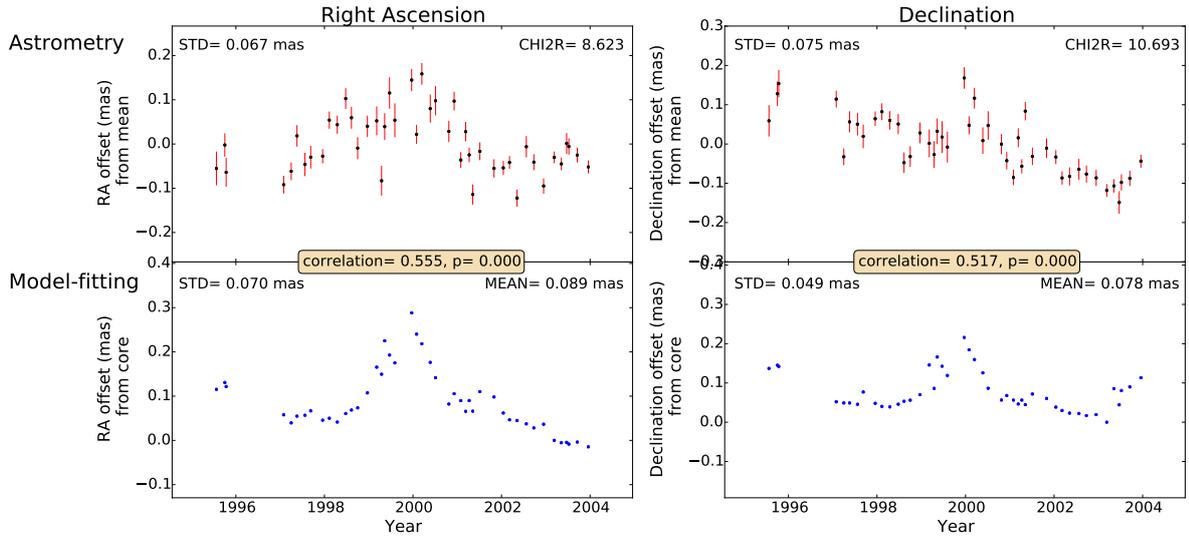


FIGURE A.5 – 0104-408

0104-408

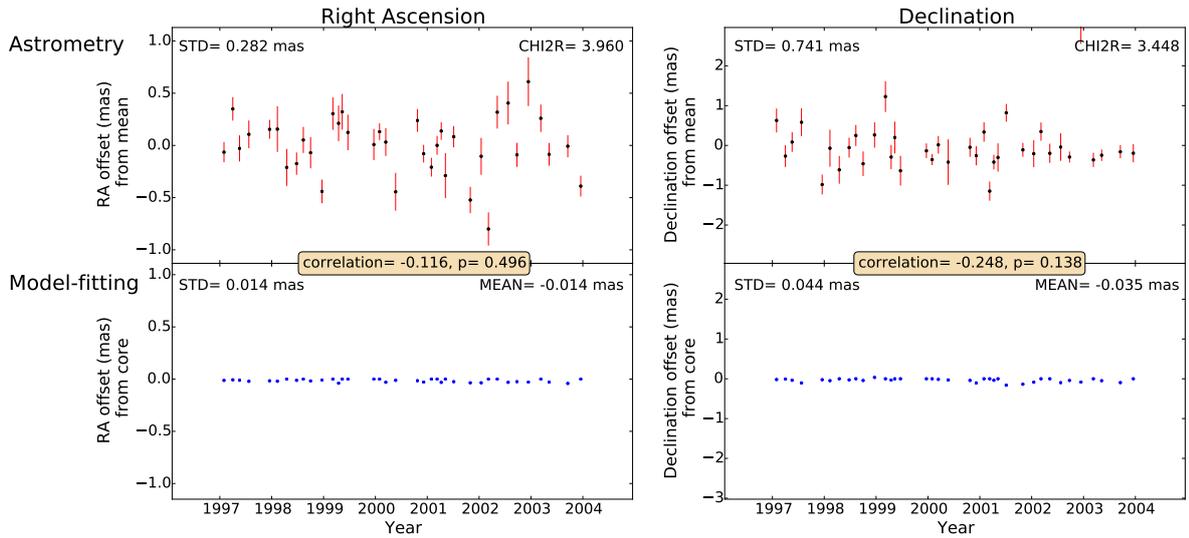


FIGURE A.6 – 0119+041

0119+041

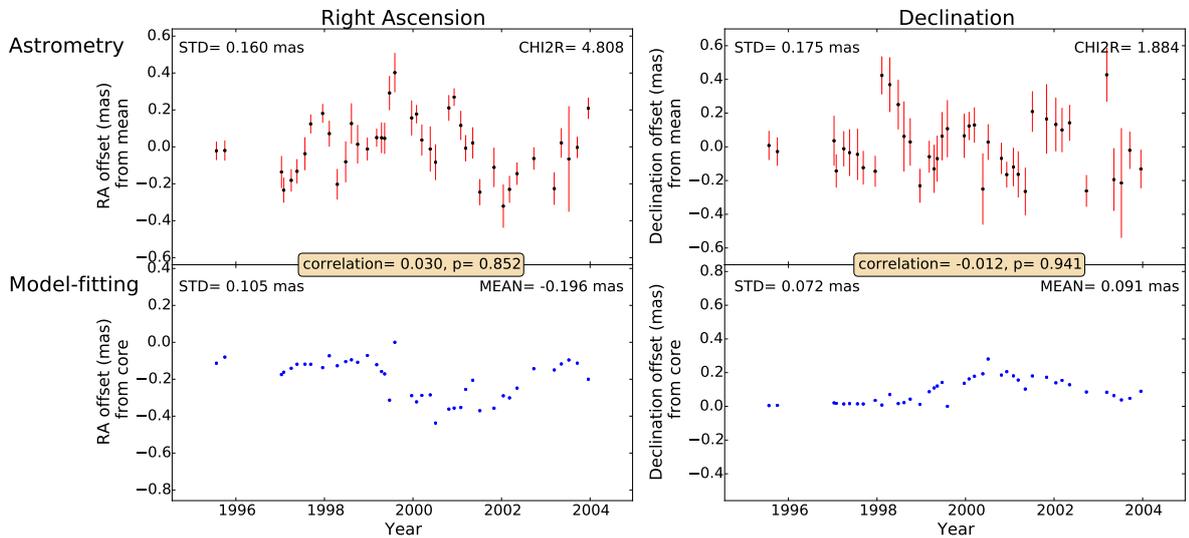


FIGURE A.7 – 0119+115
0119+115

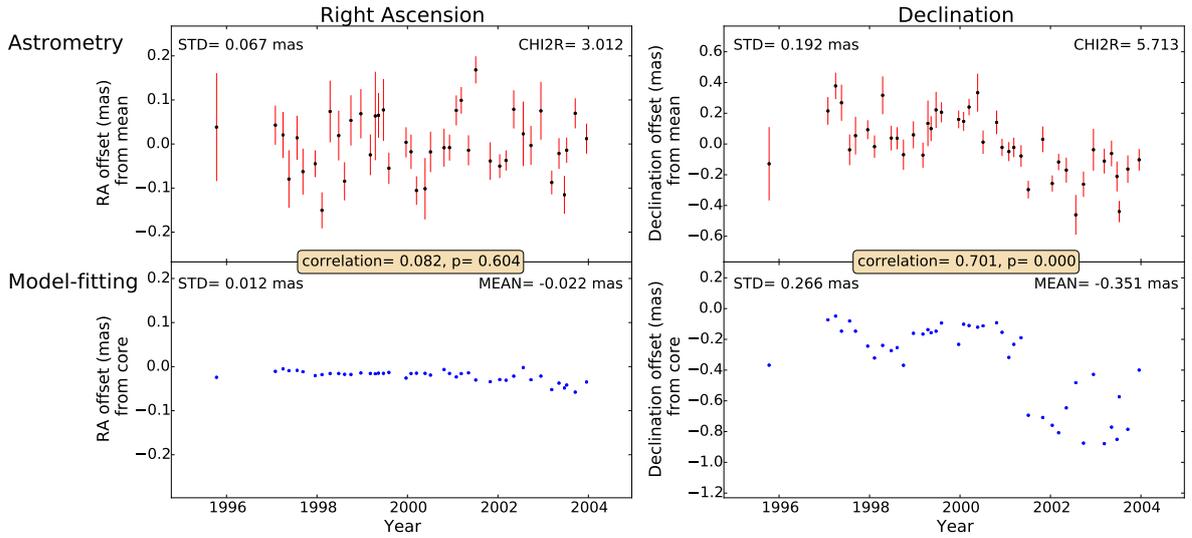


FIGURE A.8 – 0133+476
0133+476

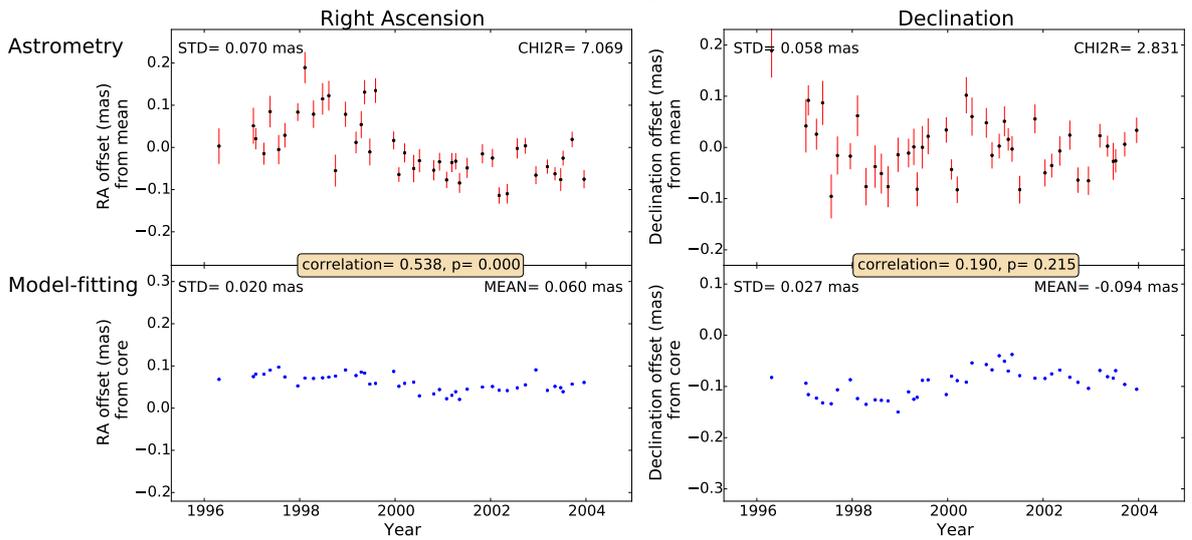


FIGURE A.9 – 0201+113
0201+113

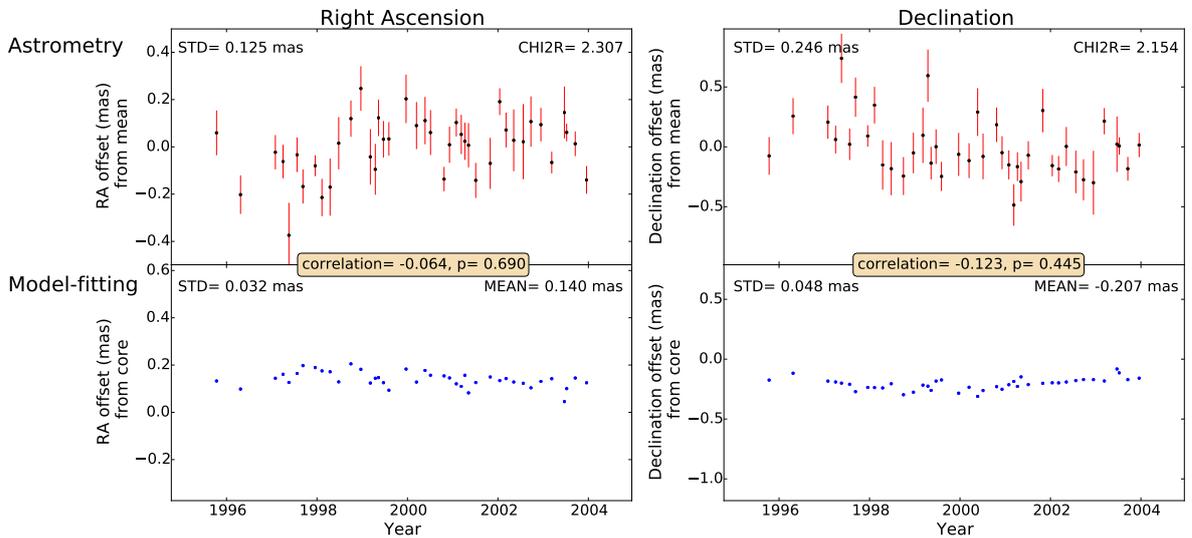


FIGURE A.10 – 0202+149
0202+149

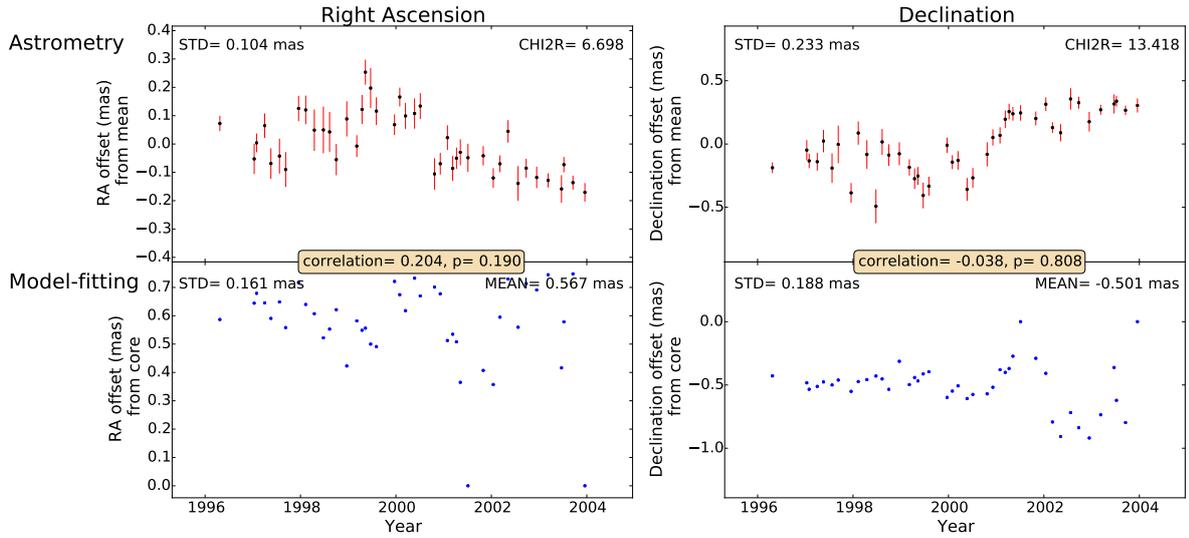


FIGURE A.11 – 0229+131
0229+131

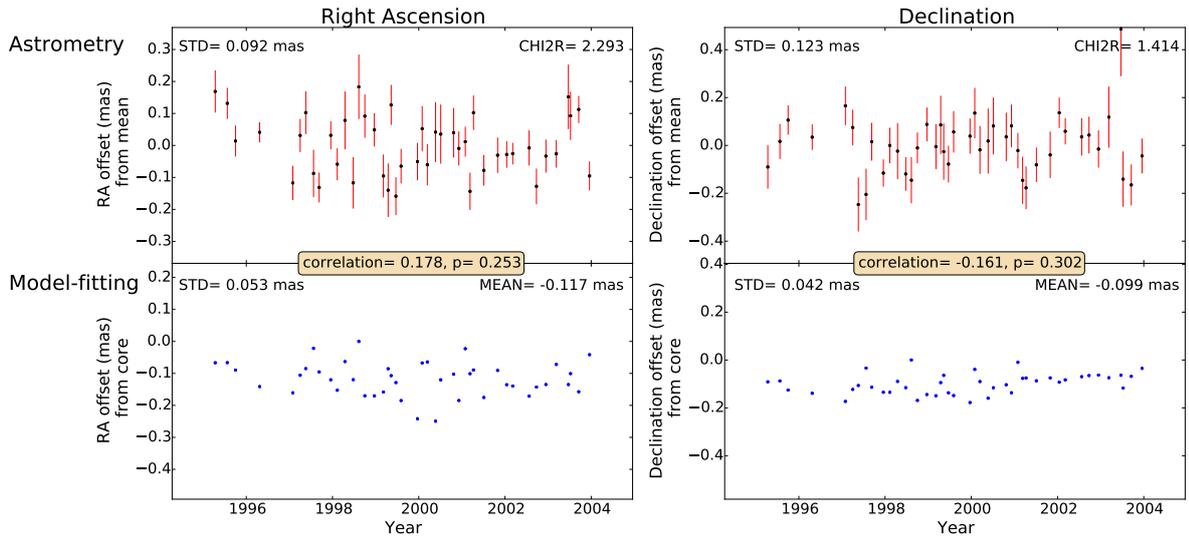


FIGURE A.12 – 0234+285
0234+285

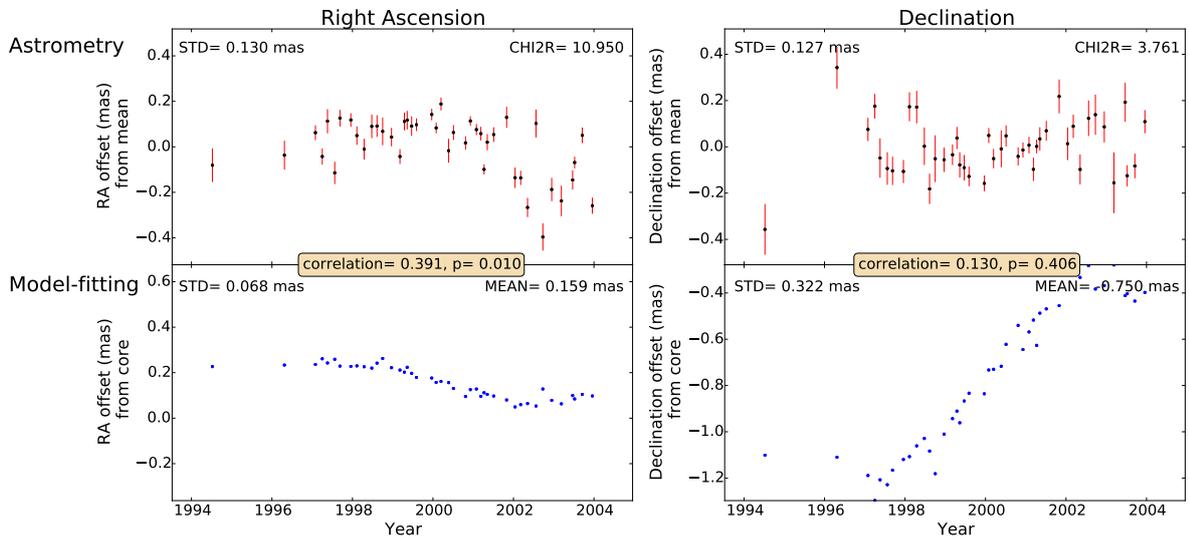


FIGURE A.13 – 0235+164

0235+164

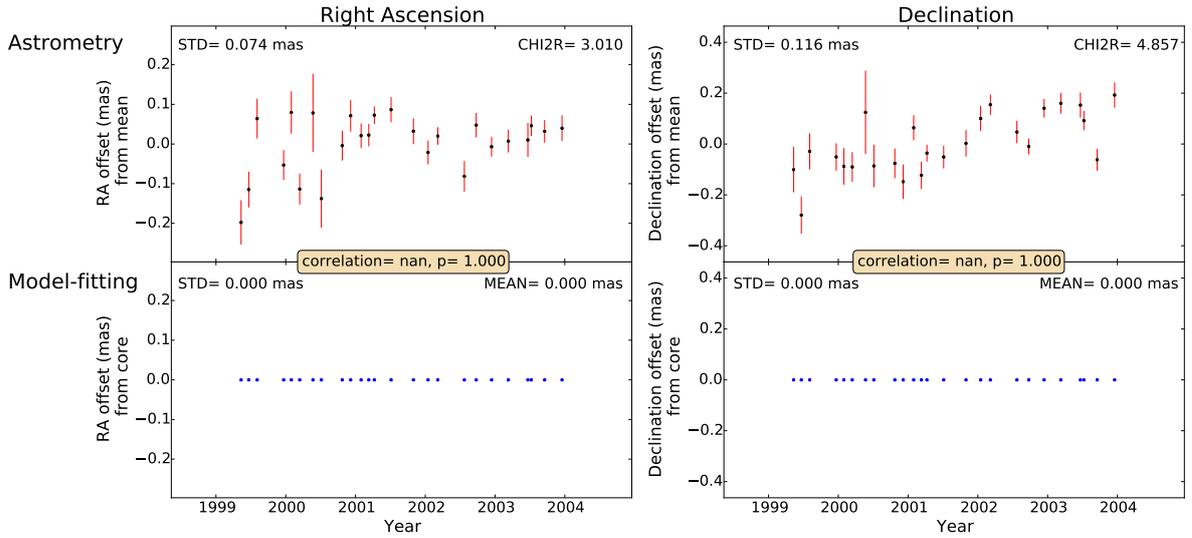


FIGURE A.14 – 0336-019

0336-019

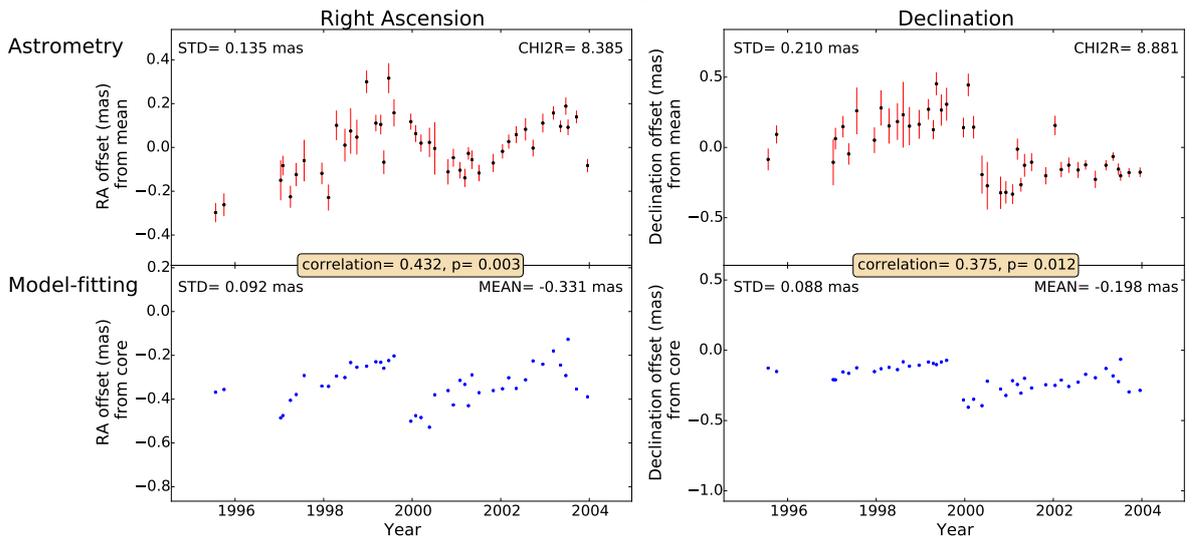


FIGURE A.15 – 0402-362

0402-362

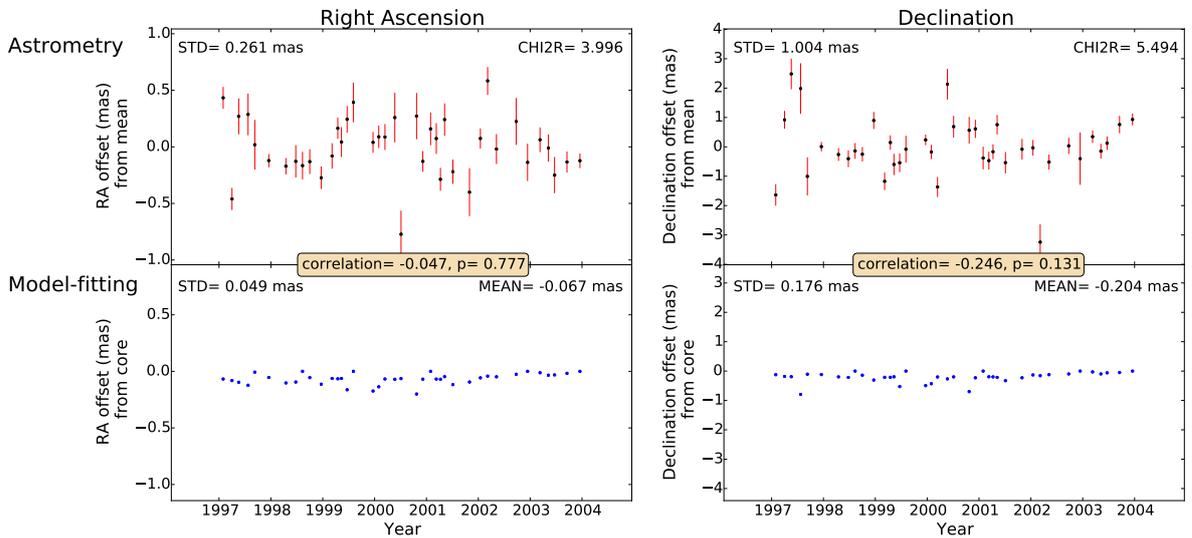


FIGURE A.16 – 0430+052
0430+052

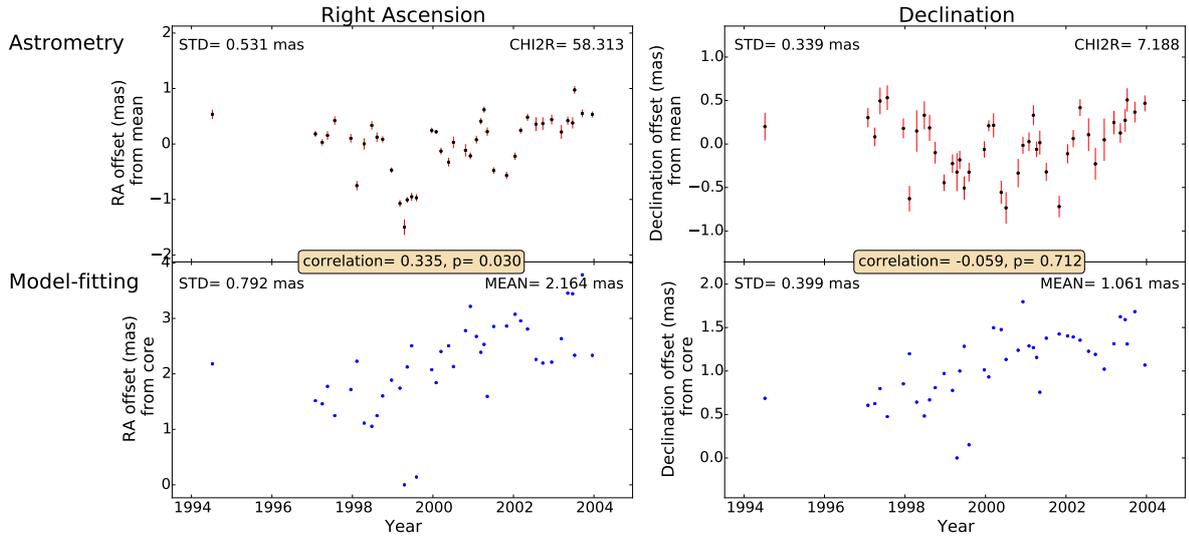


FIGURE A.17 – 0454-234
0454-234

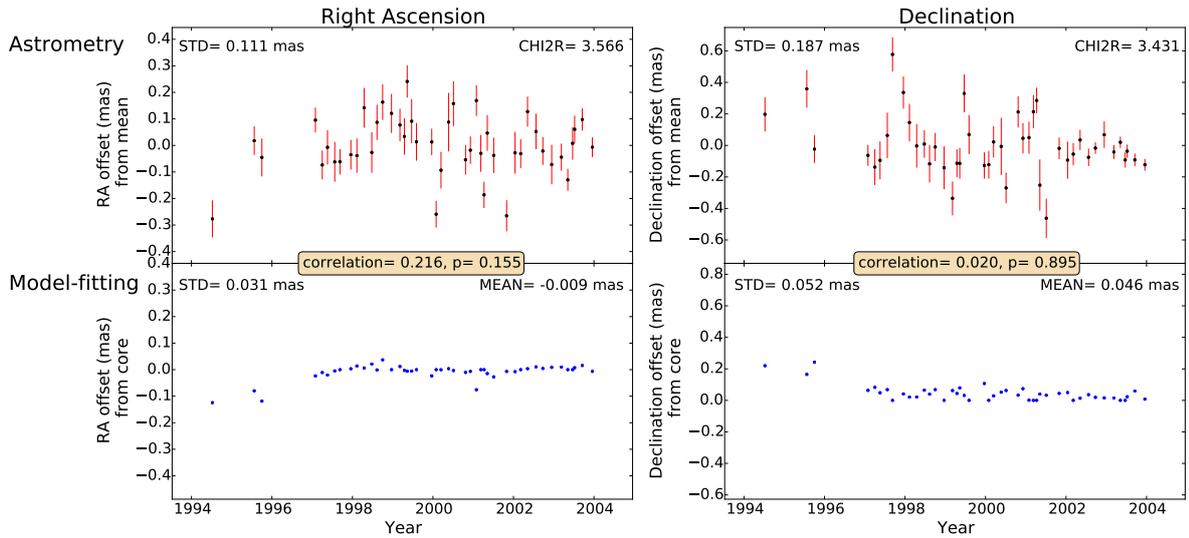


FIGURE A.18 – 0458-020
0458-020

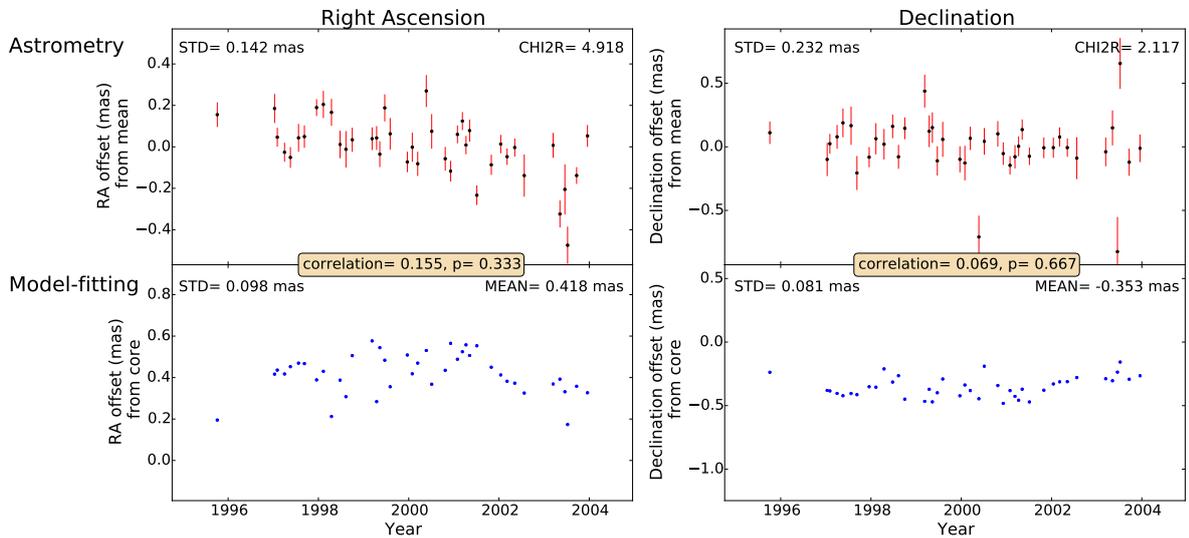


FIGURE A.19 – 0528+134

0528+134

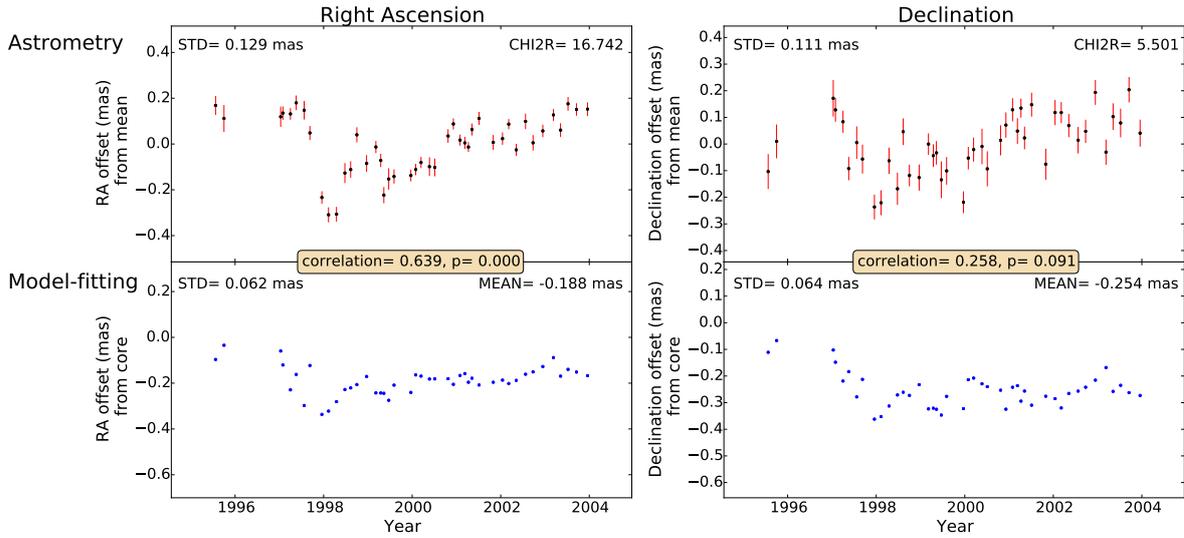


FIGURE A.20 – 0537-441

0537-441

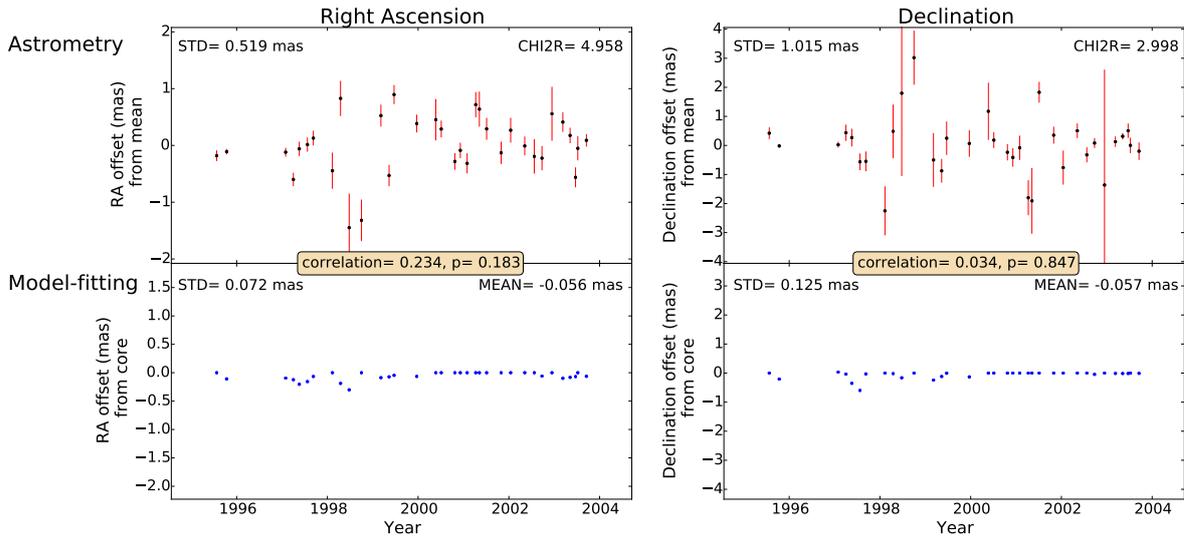


FIGURE A.21 – 0552+398

0552+398

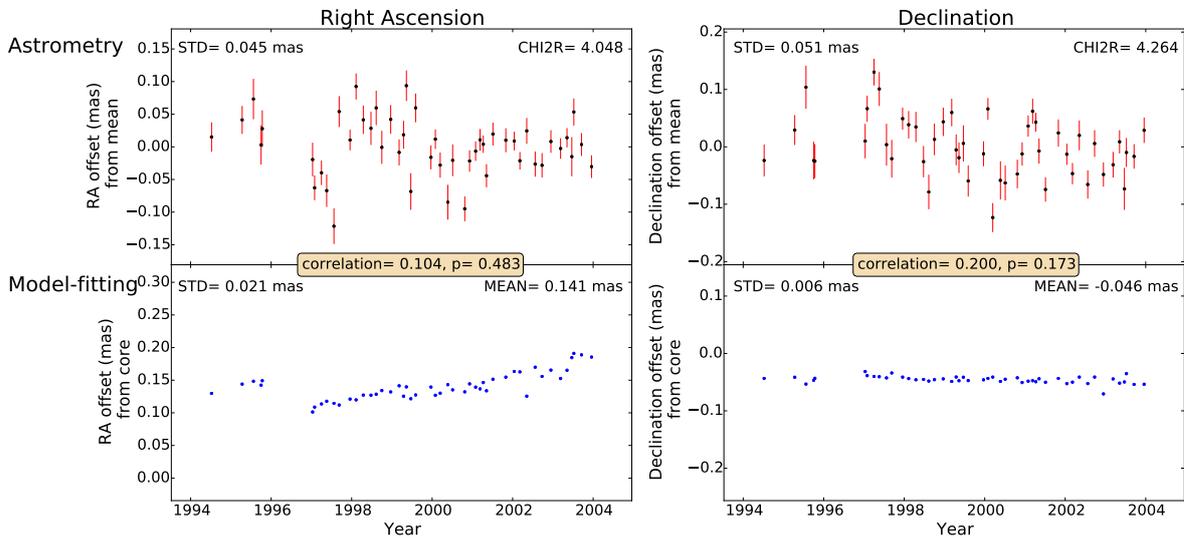


FIGURE A.22 – 0642+449

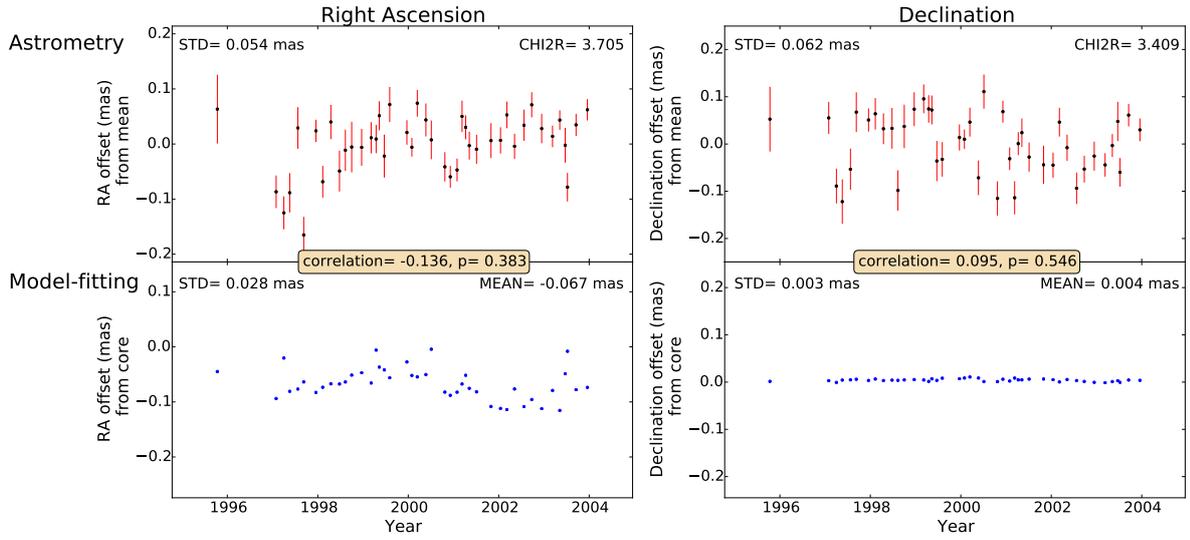


FIGURE A.23 – 0727-115

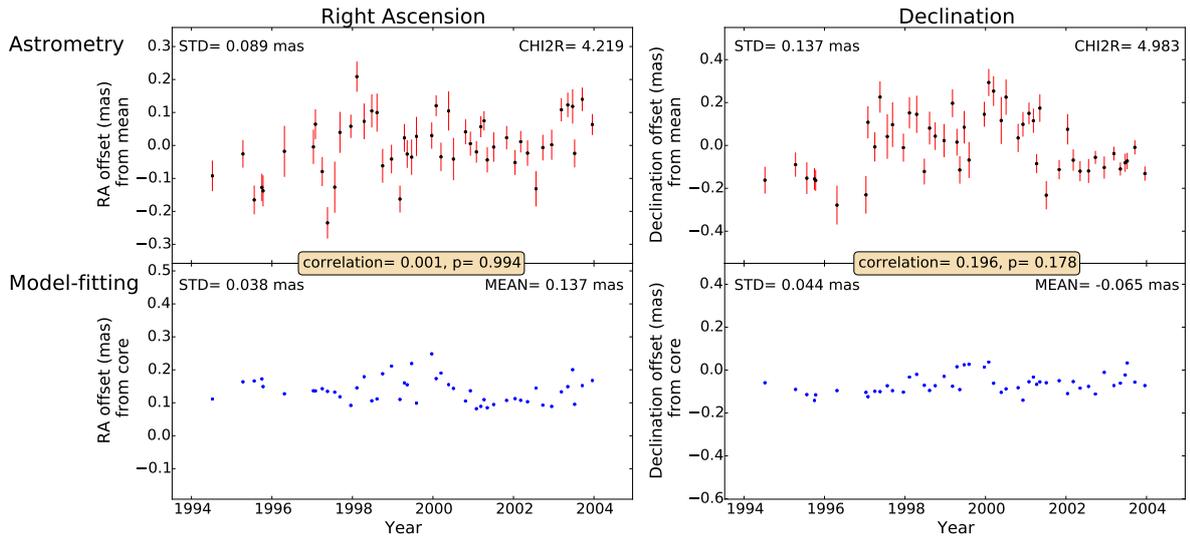


FIGURE A.24 – 0804+499

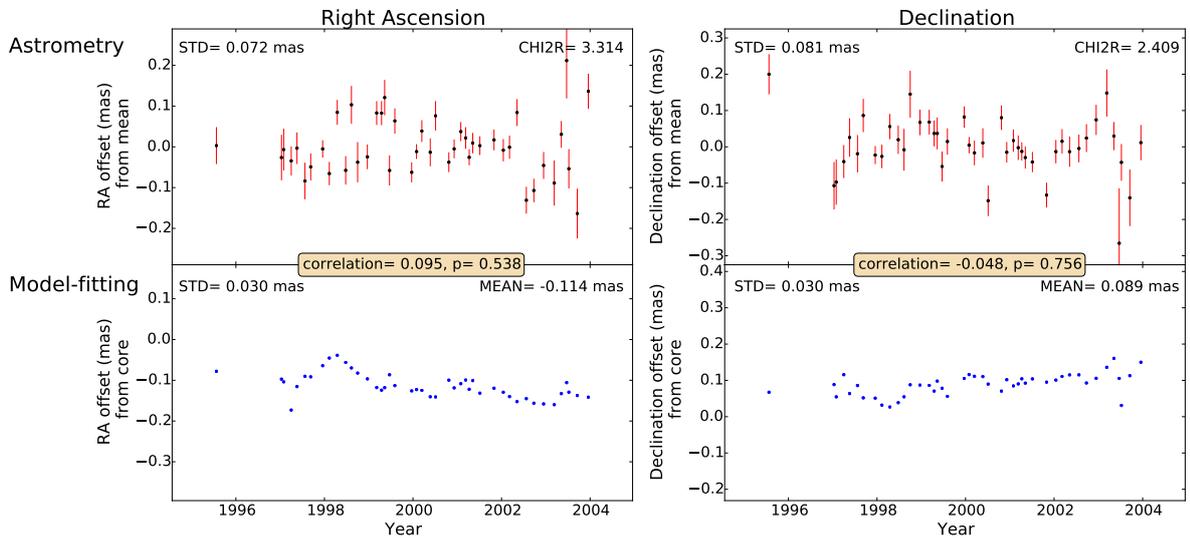


FIGURE A.25 – 0823+033

0823+033

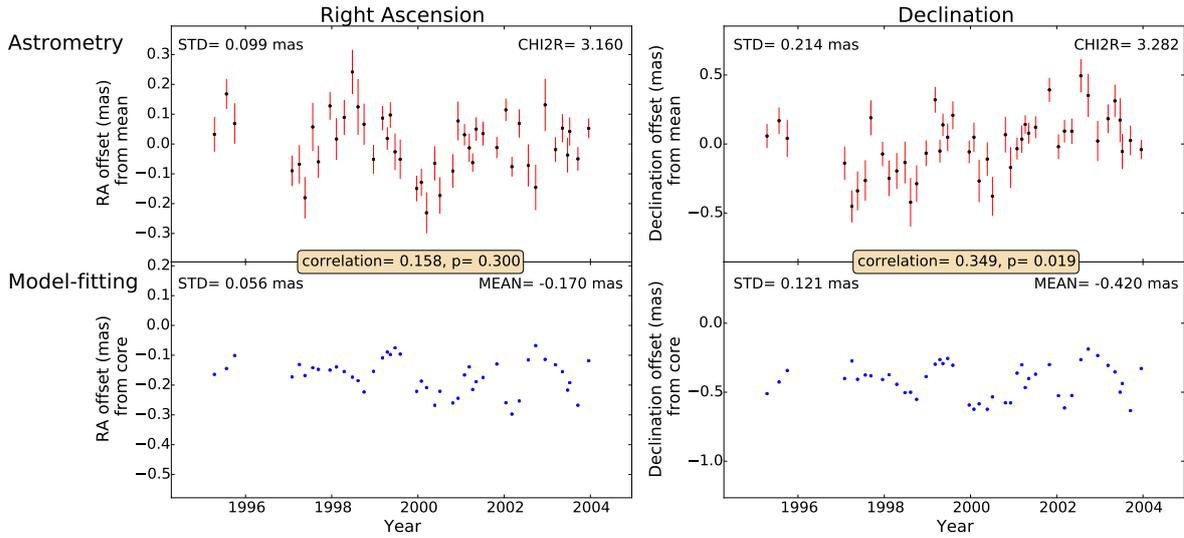


FIGURE A.26 – 0851+202

0851+202

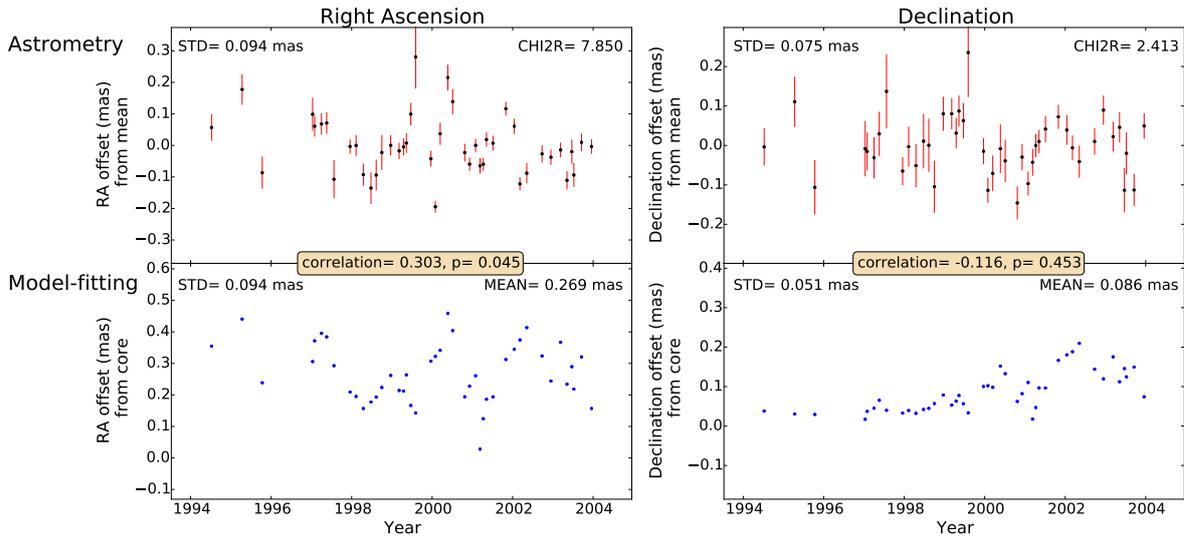


FIGURE A.27 – 0919-260

0919-260

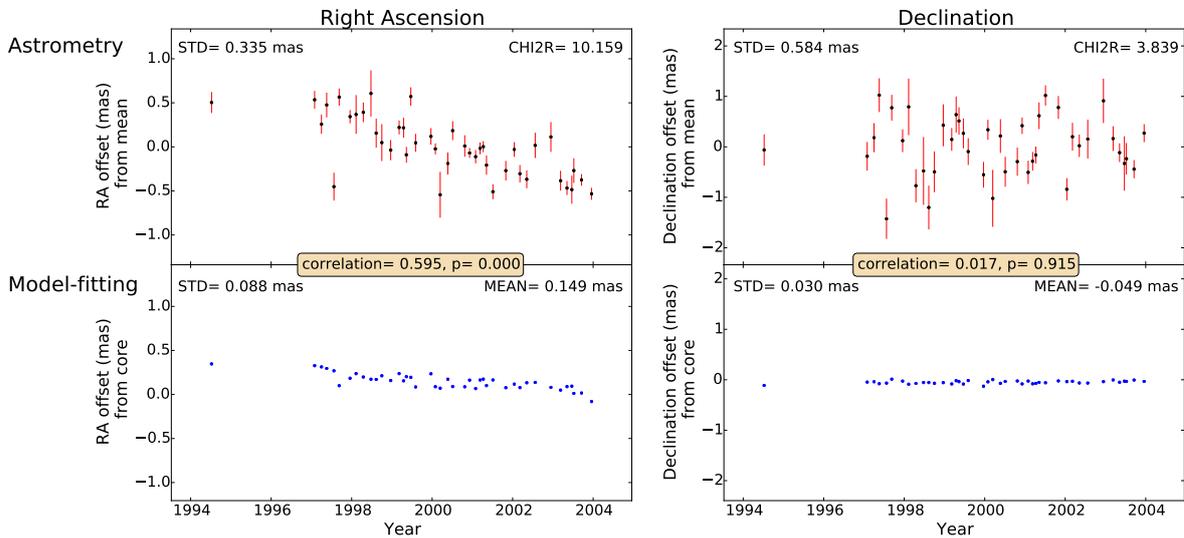


FIGURE A.28 – 0920-397
0920-397

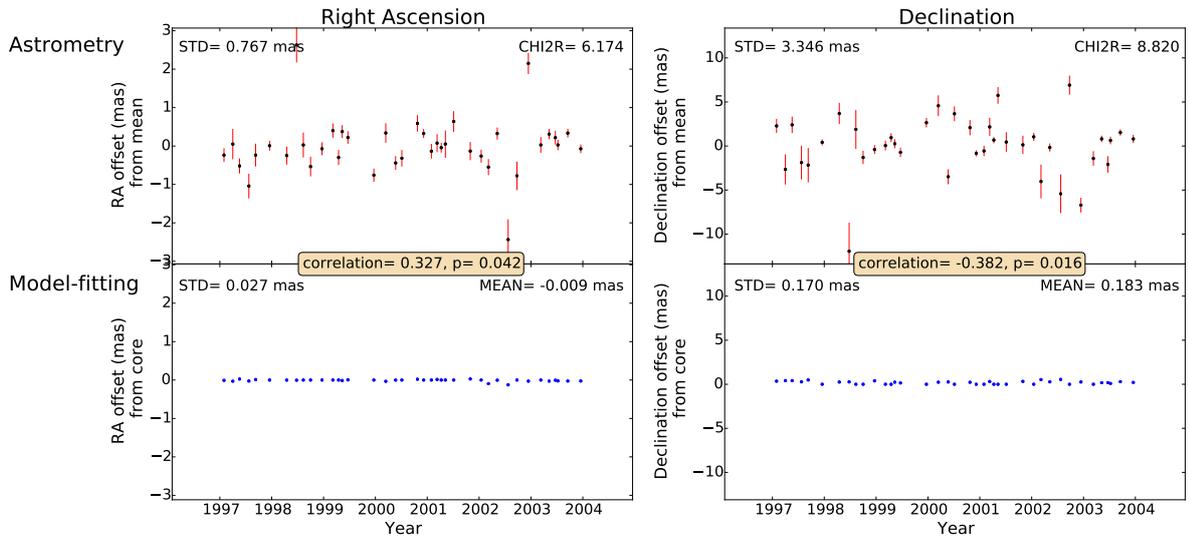


FIGURE A.29 – 0923+392
0923+392

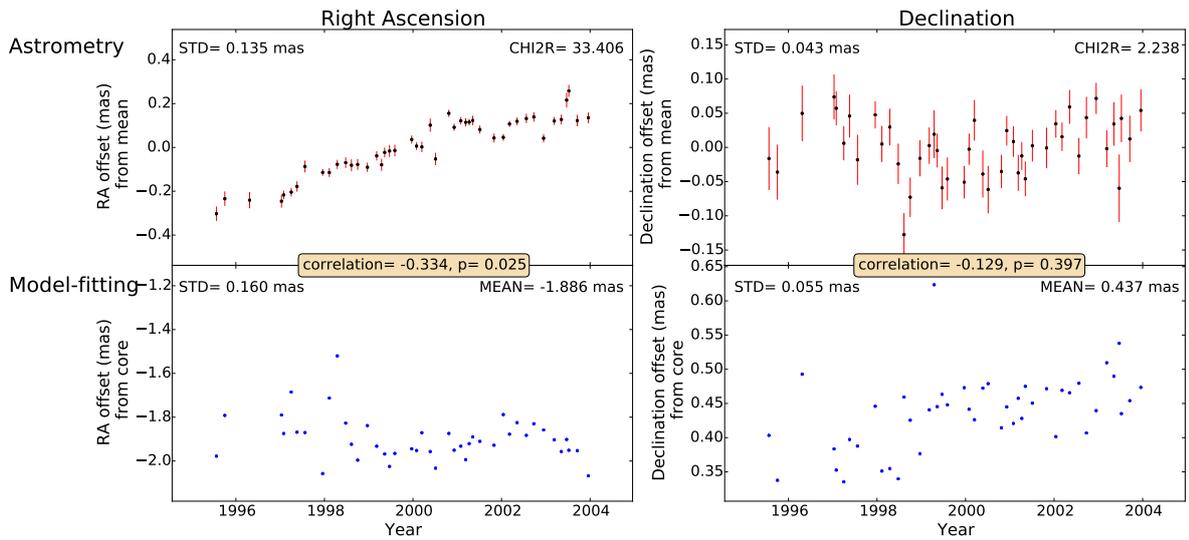


FIGURE A.30 – 0955+476
0955+476

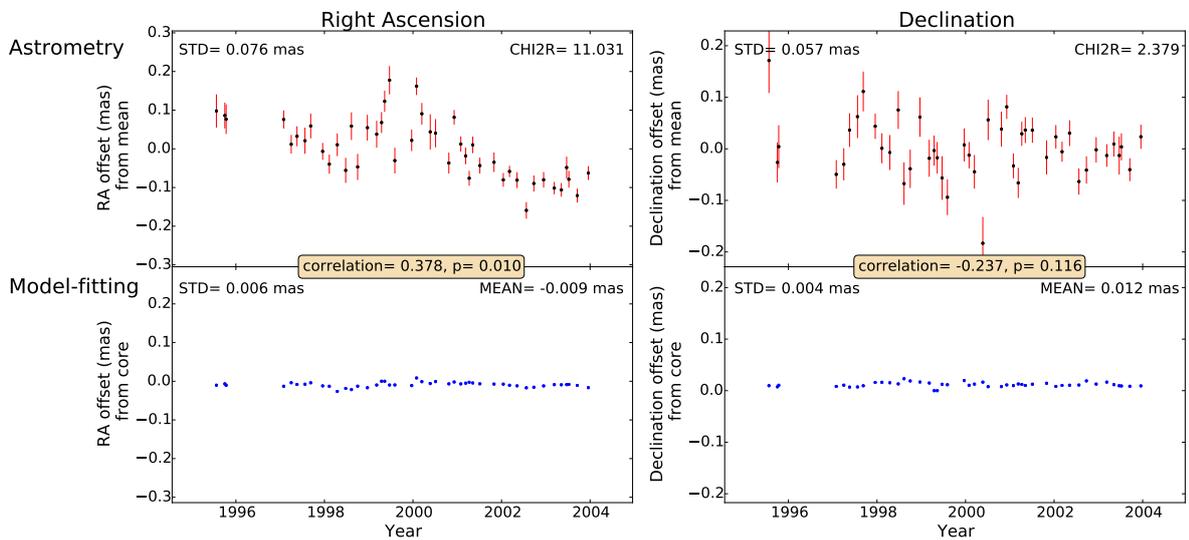


FIGURE A.31 – 1034-293

1034-293

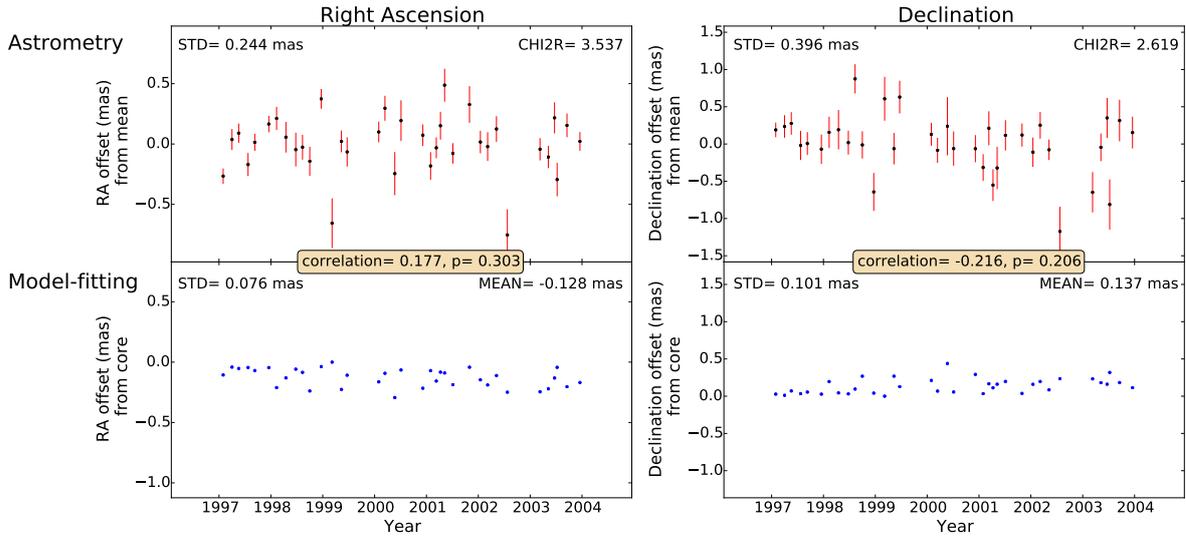


FIGURE A.32 – 1044+719

1044+719

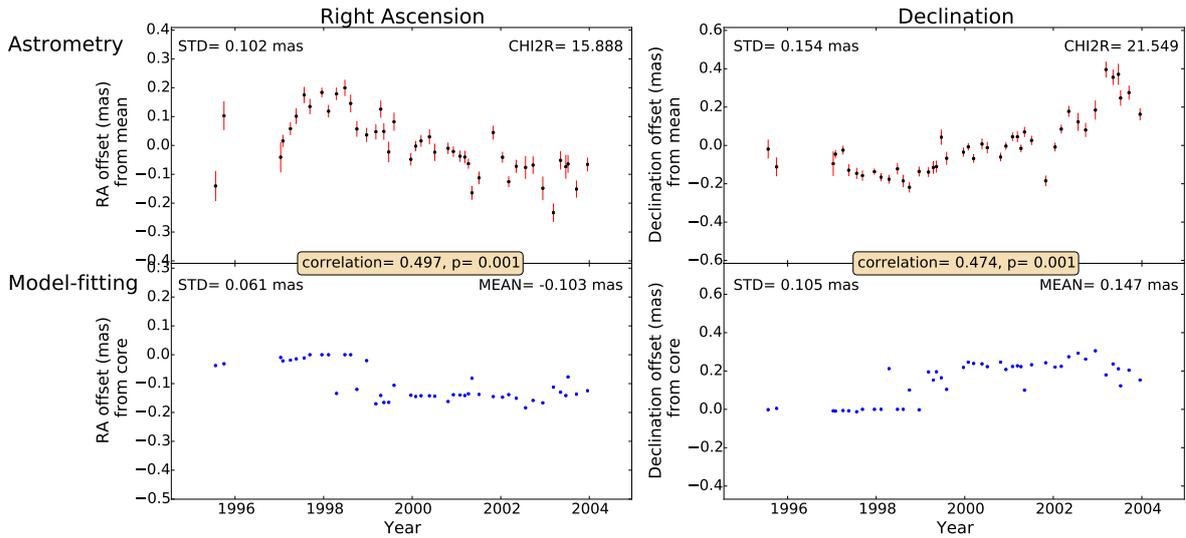


FIGURE A.33 – 1101+384

1101+384

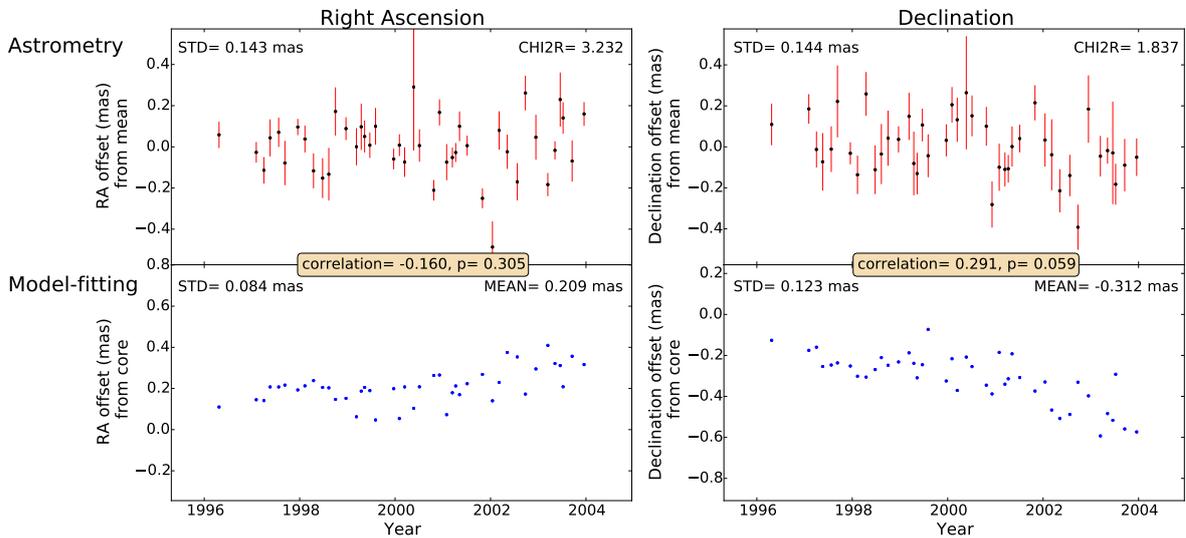


FIGURE A.34 – 1124-186

1124-186

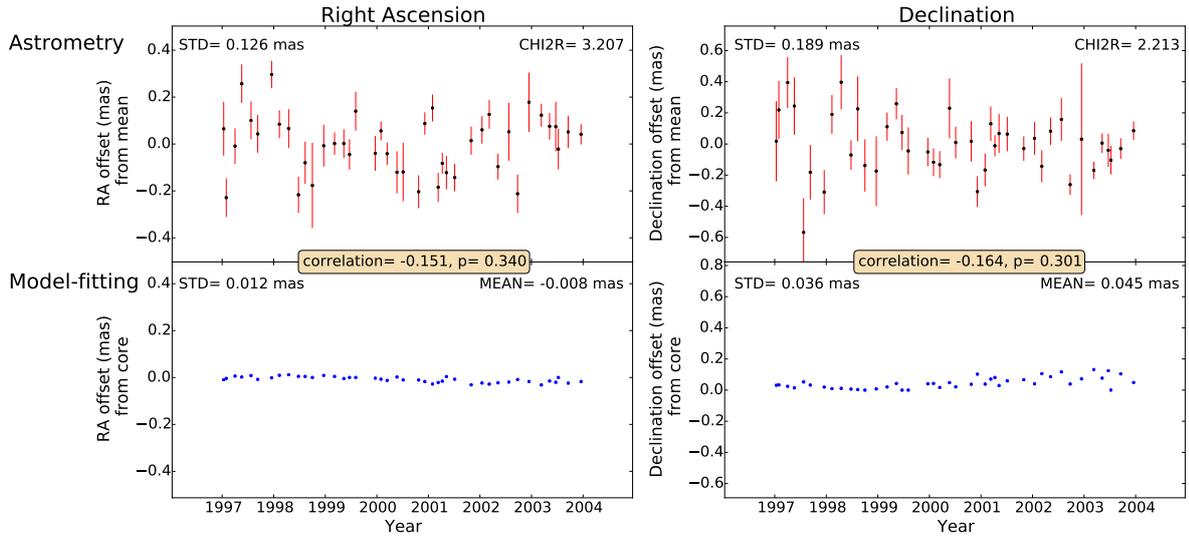


FIGURE A.35 – 1128+385

1128+385

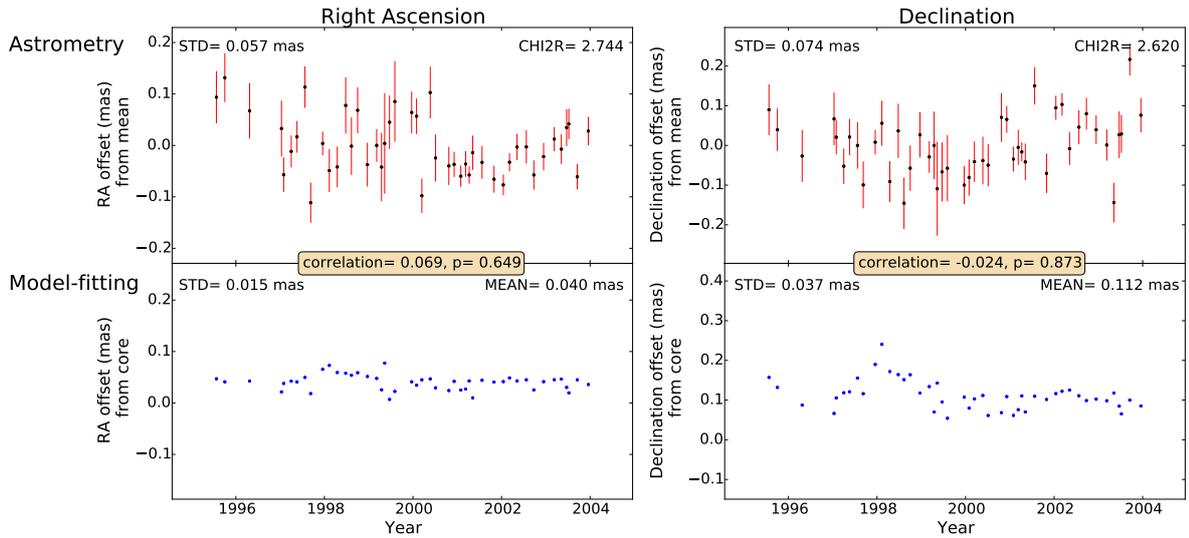


FIGURE A.36 – 1144-379

1144-379

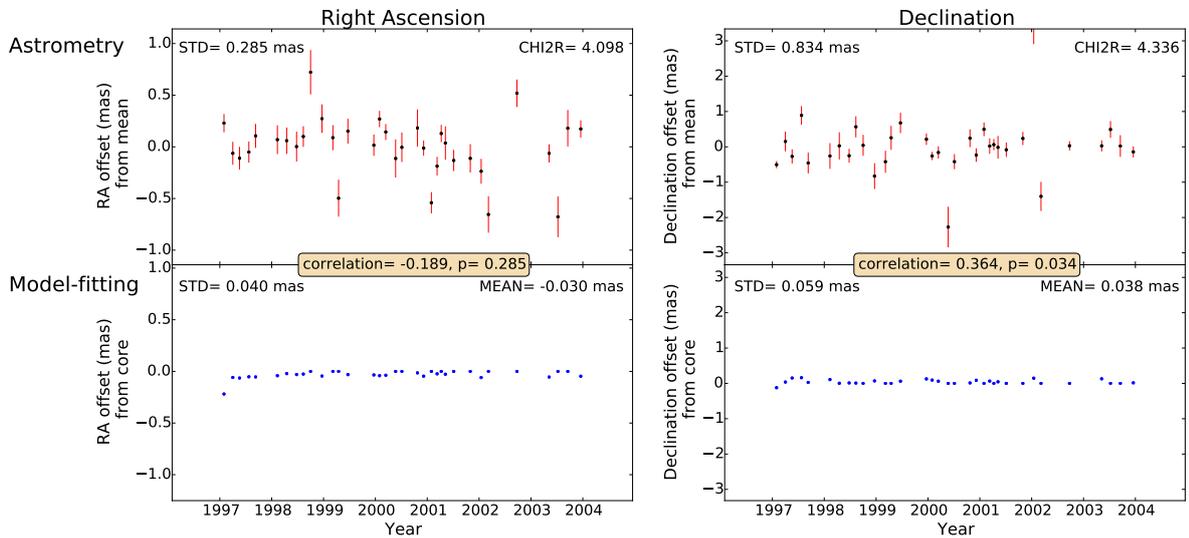


FIGURE A.37 – 1145-071

1145-071

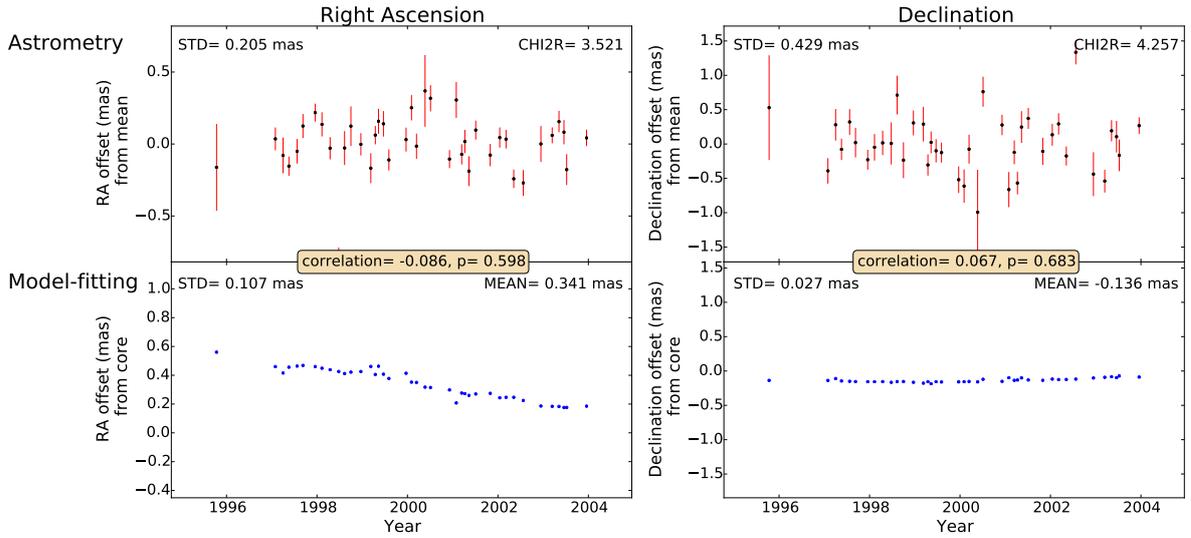


FIGURE A.38 – 1156+295

1156+295

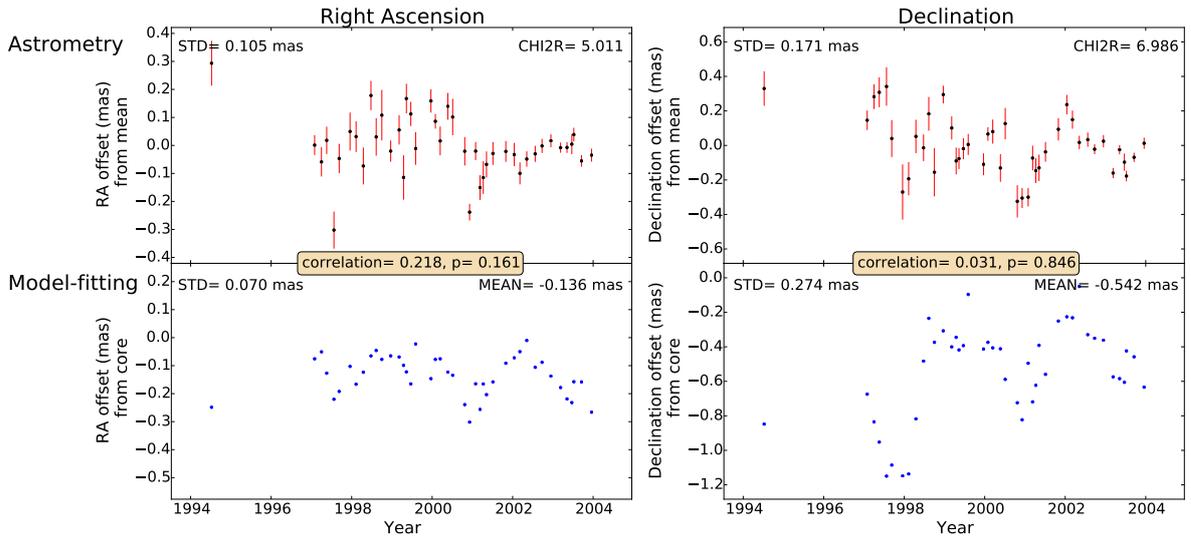


FIGURE A.39 – 1228+126

1228+126

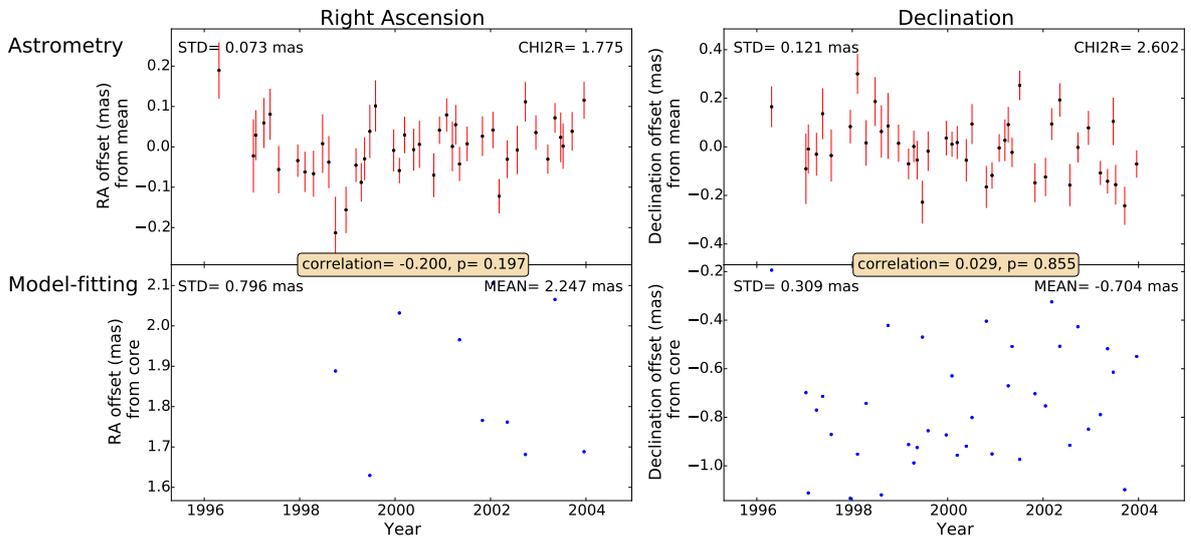


FIGURE A.40 – 1308+326

1308+326

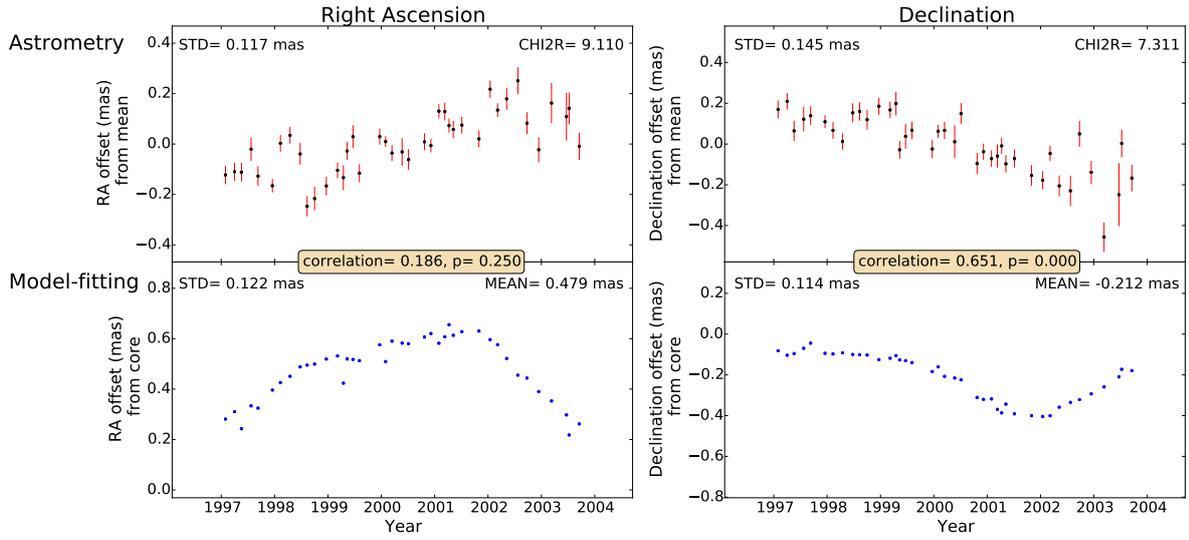


FIGURE A.41 – 1313-333

1313-333

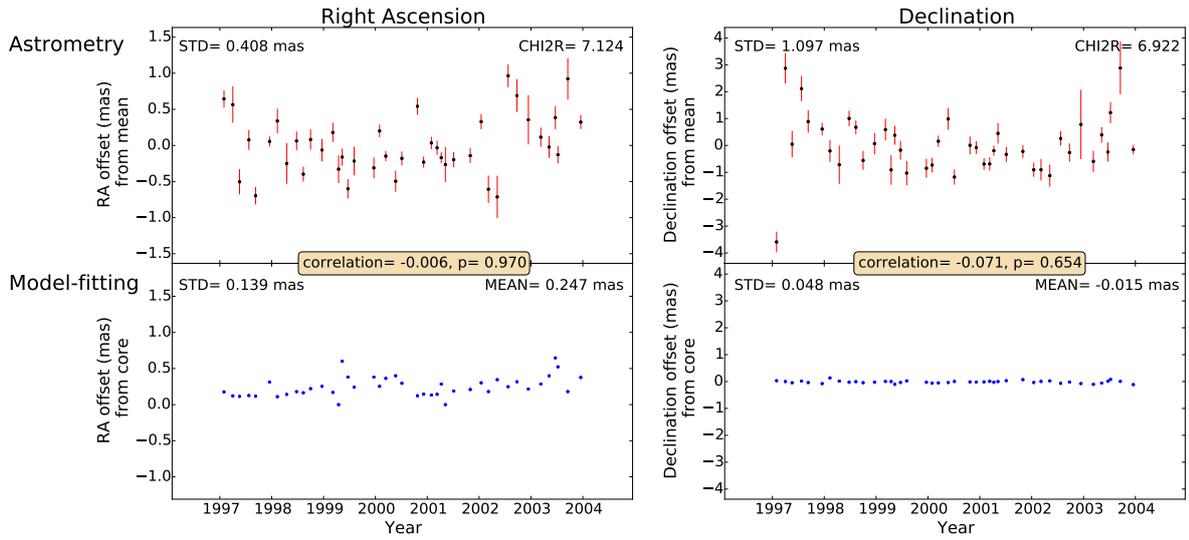


FIGURE A.42 – 1334-127

1334-127

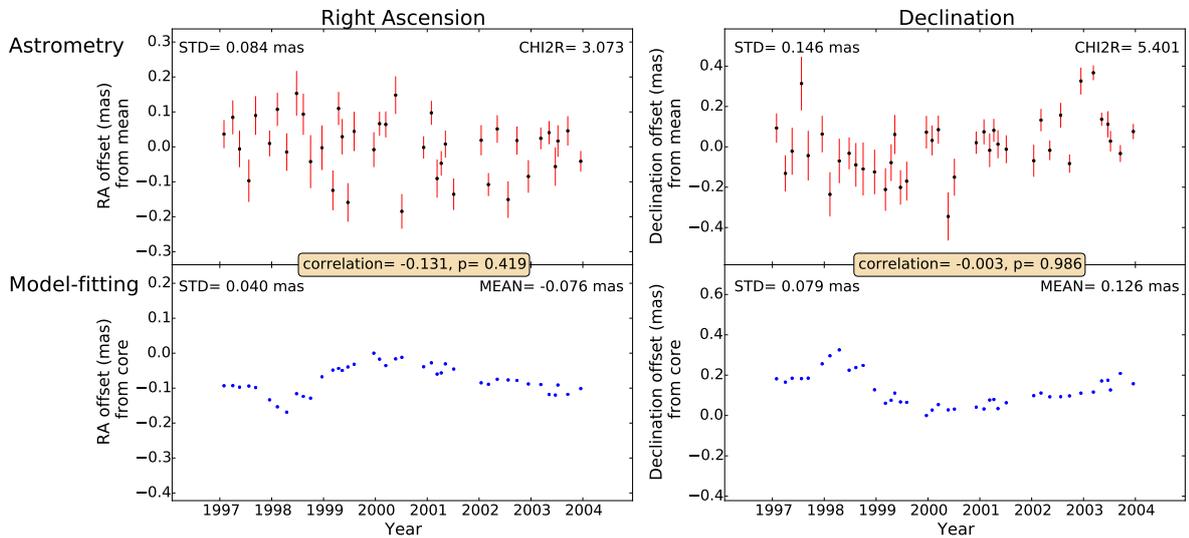


FIGURE A.43 – 1357+769

1357+769

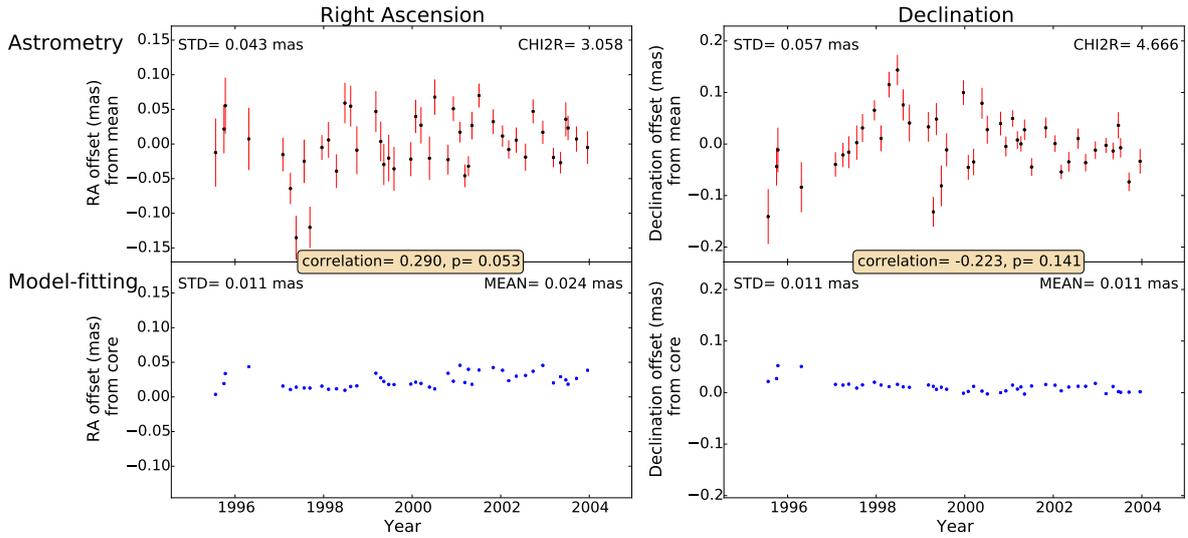


FIGURE A.44 – 1424-418

1424-418

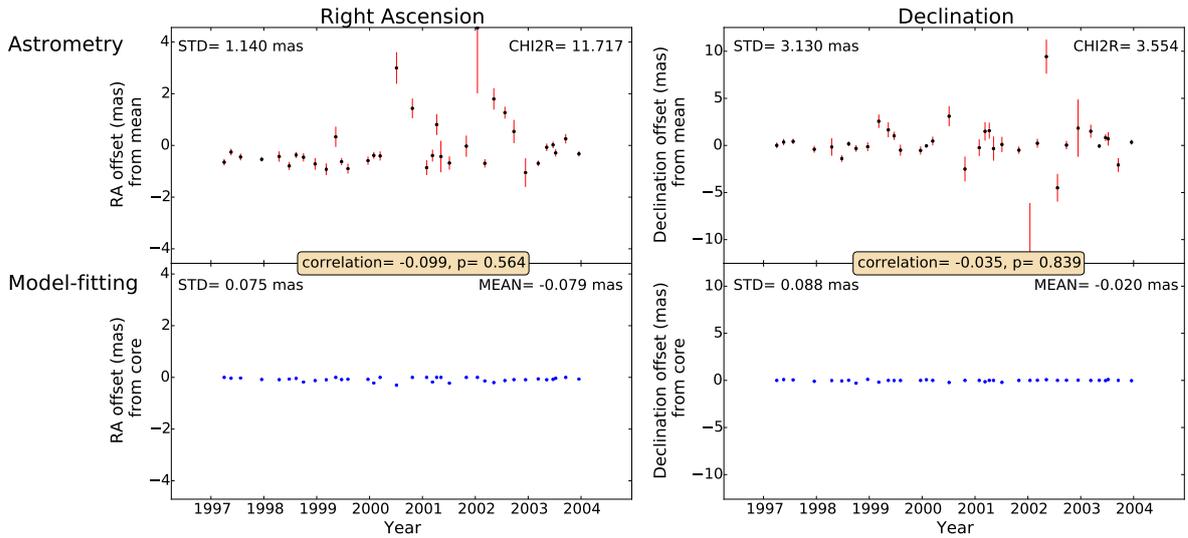


FIGURE A.45 – 1448+762

1448+762

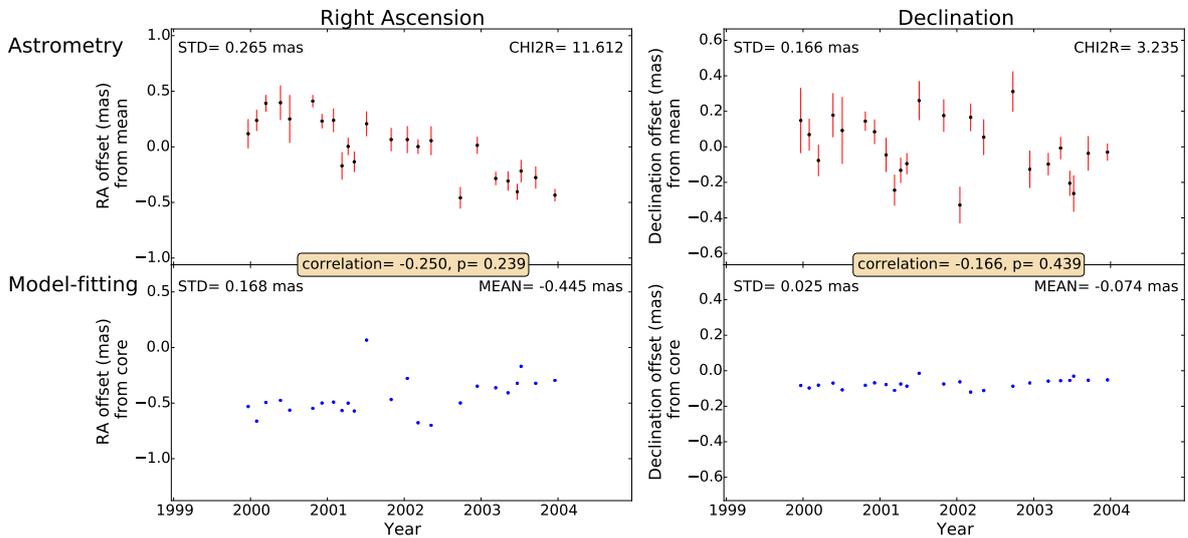


FIGURE A.46 – 1451-375
1451-375

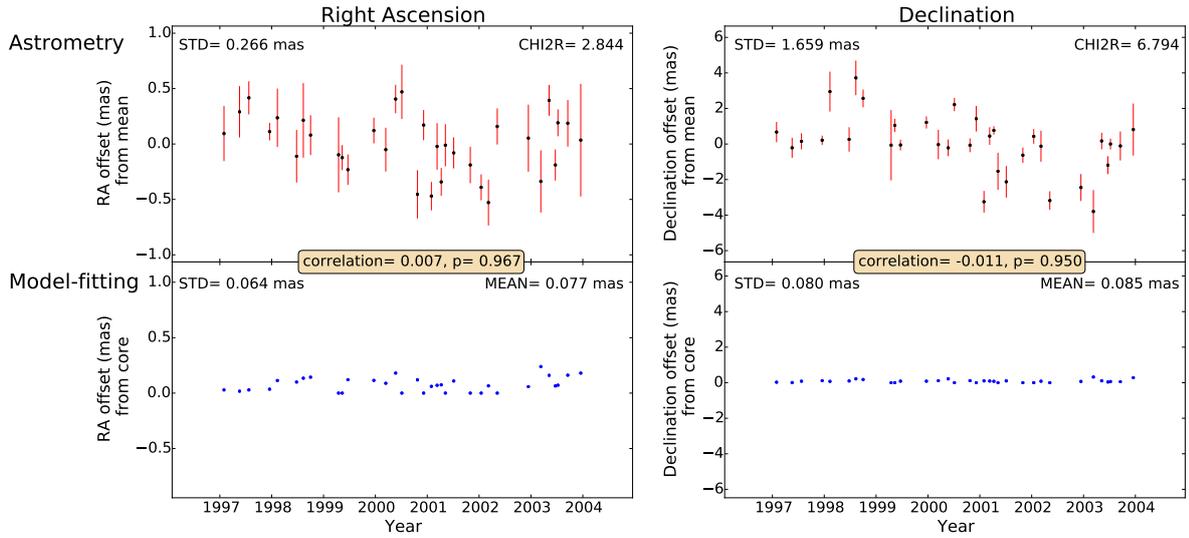


FIGURE A.47 – 1514-241
1514-241

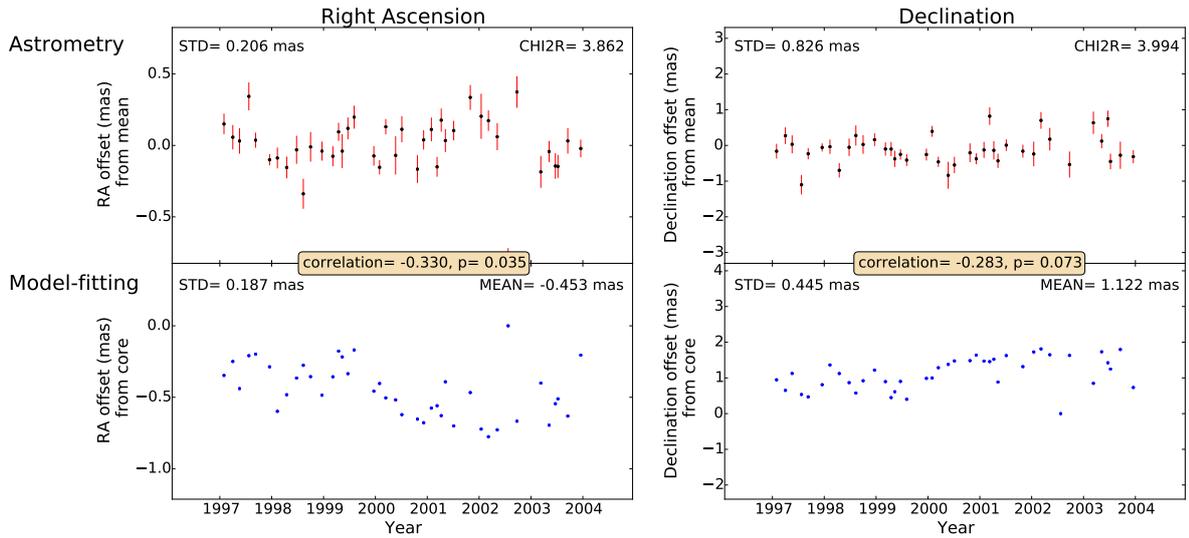


FIGURE A.48 – 1606+106
1606+106

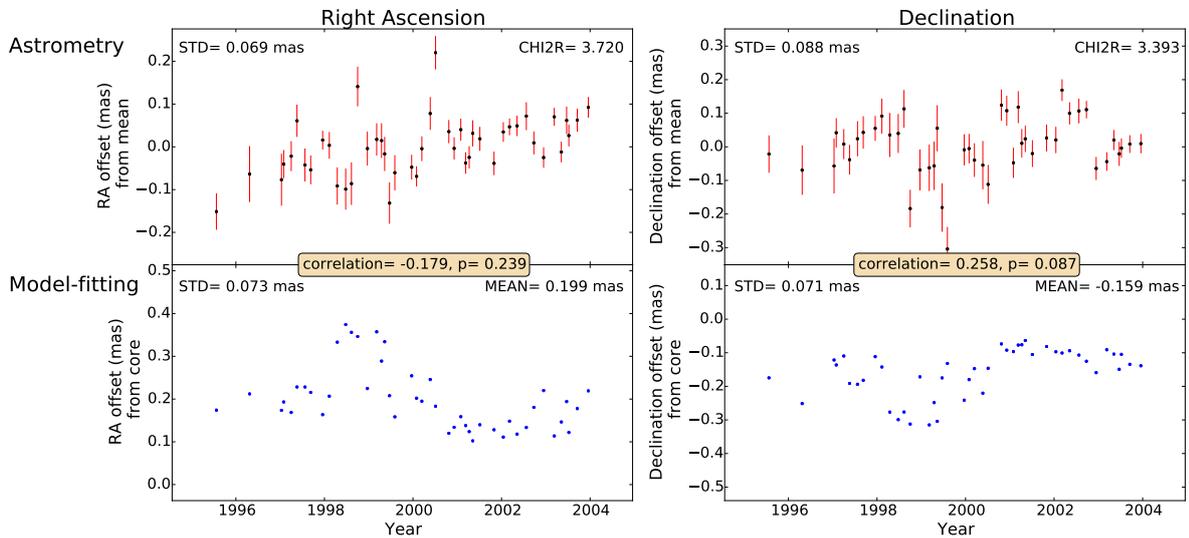


FIGURE A.49 – 1611+343

1611+343

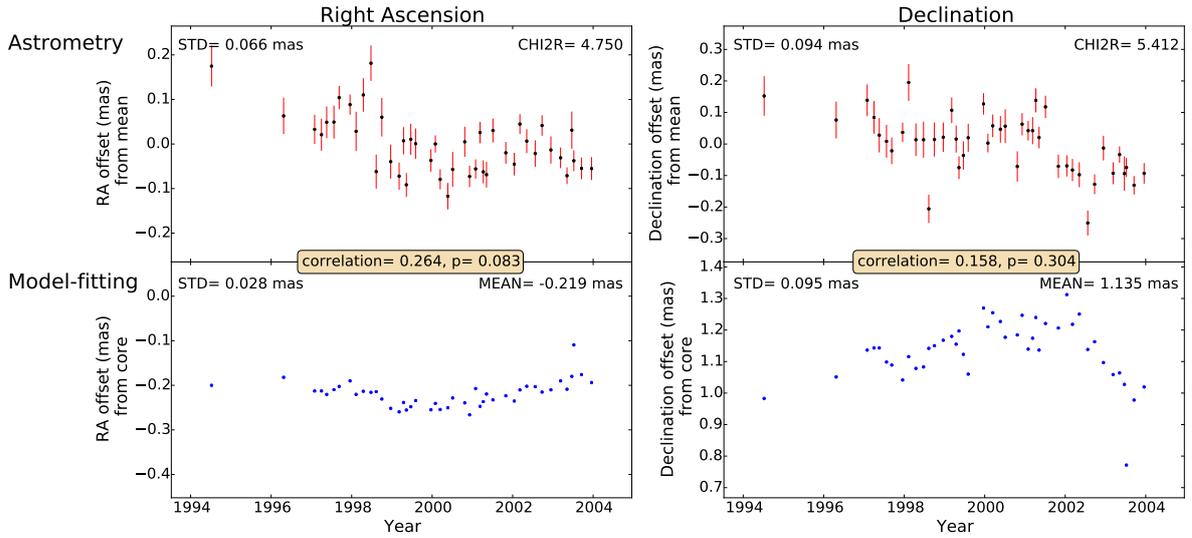


FIGURE A.50 – 1622-253

1622-253

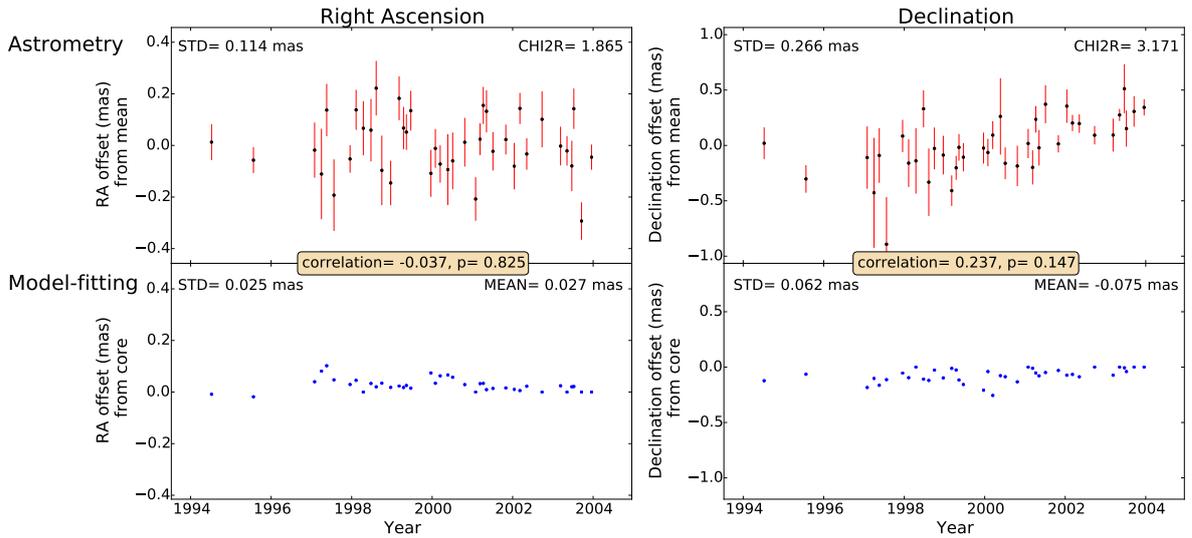


FIGURE A.51 – 1638+398

1638+398

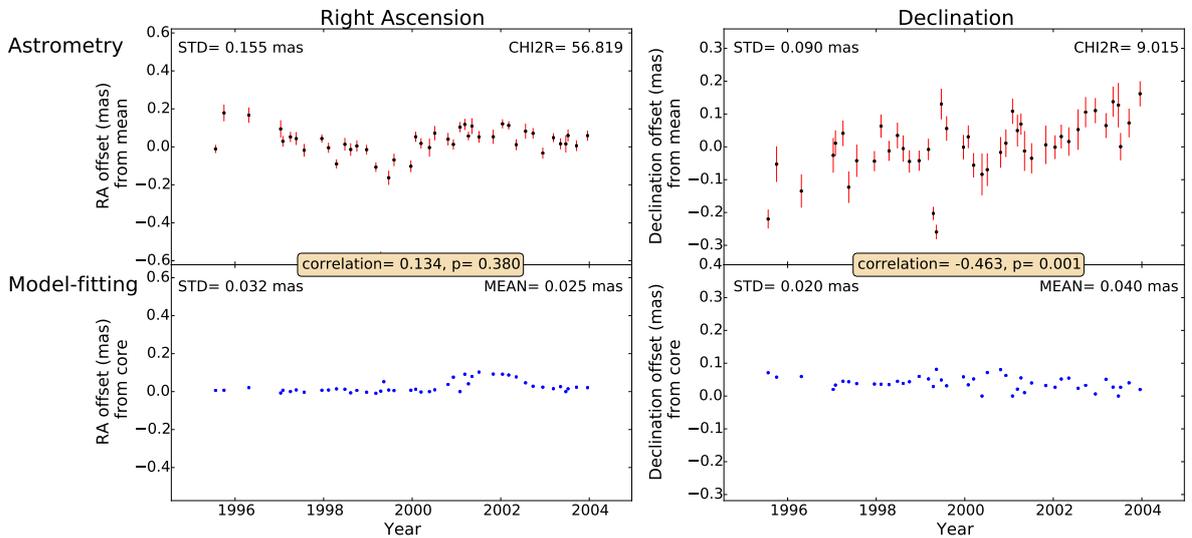


FIGURE A.52 – 1642+690

1642+690

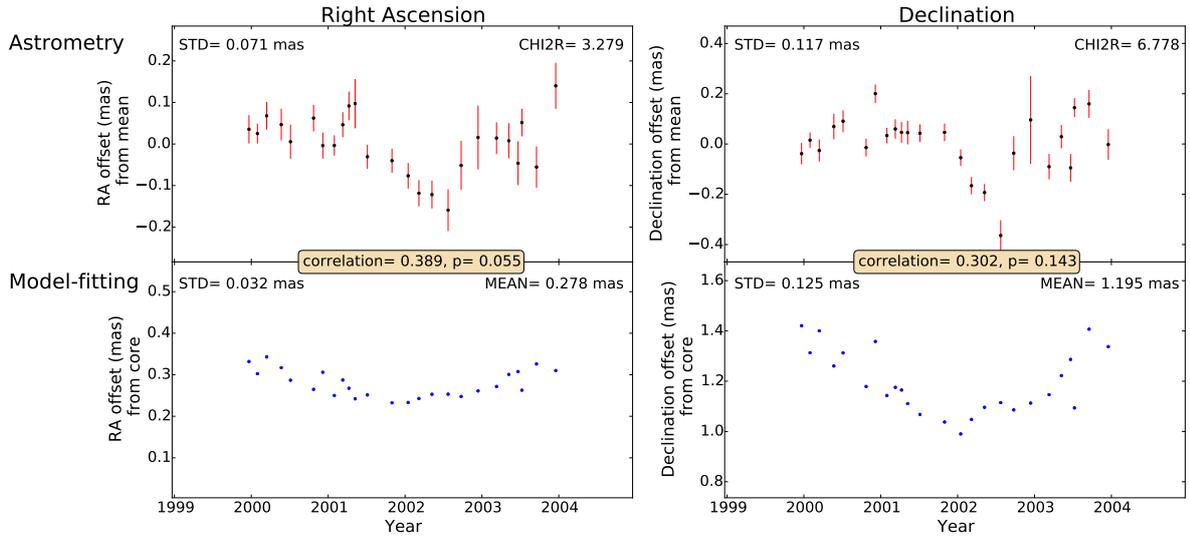


FIGURE A.53 – 1657-261

1657-261

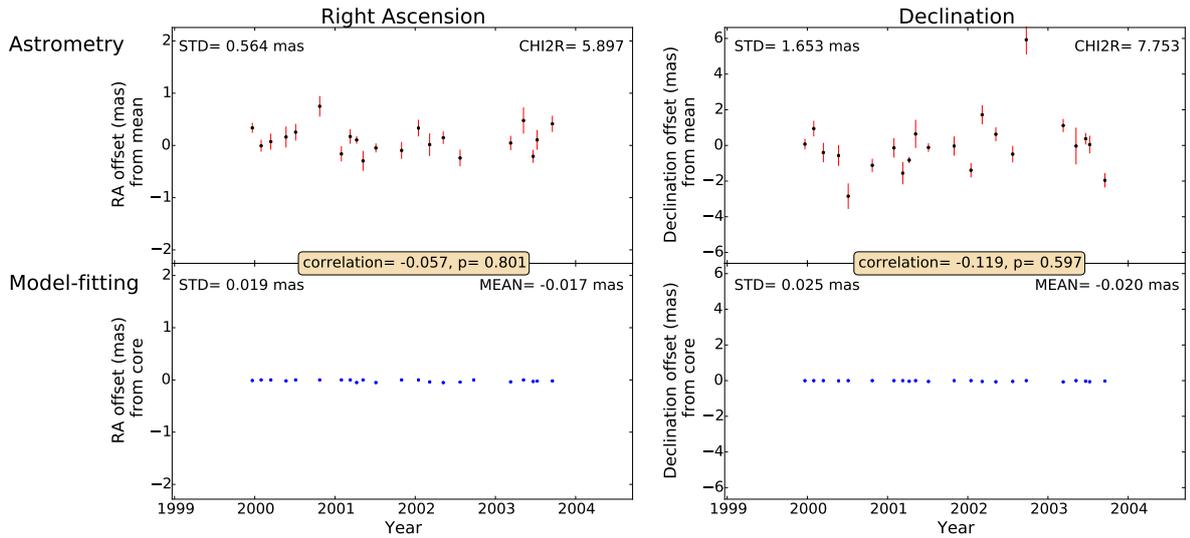


FIGURE A.54 – 1726+455

1726+455

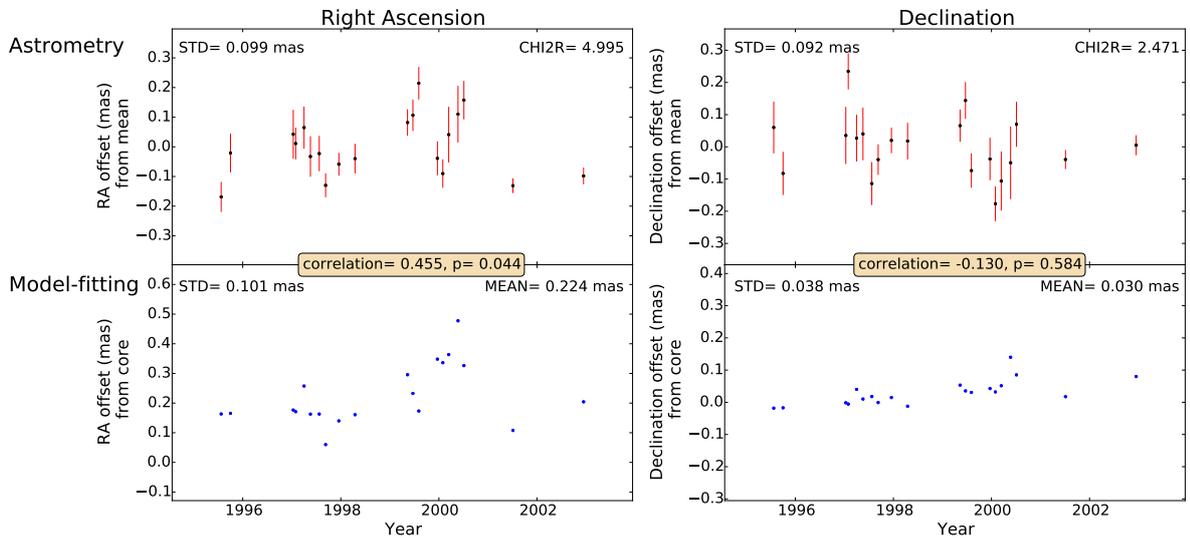


FIGURE A.55 – 1739+522

1739+522

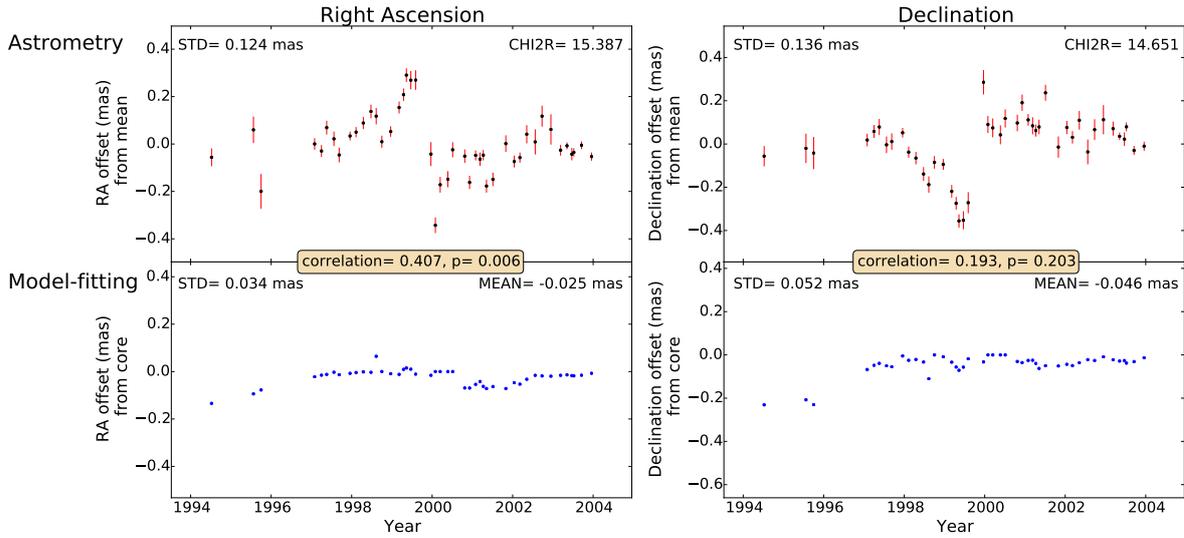


FIGURE A.56 – 1741-038

1741-038

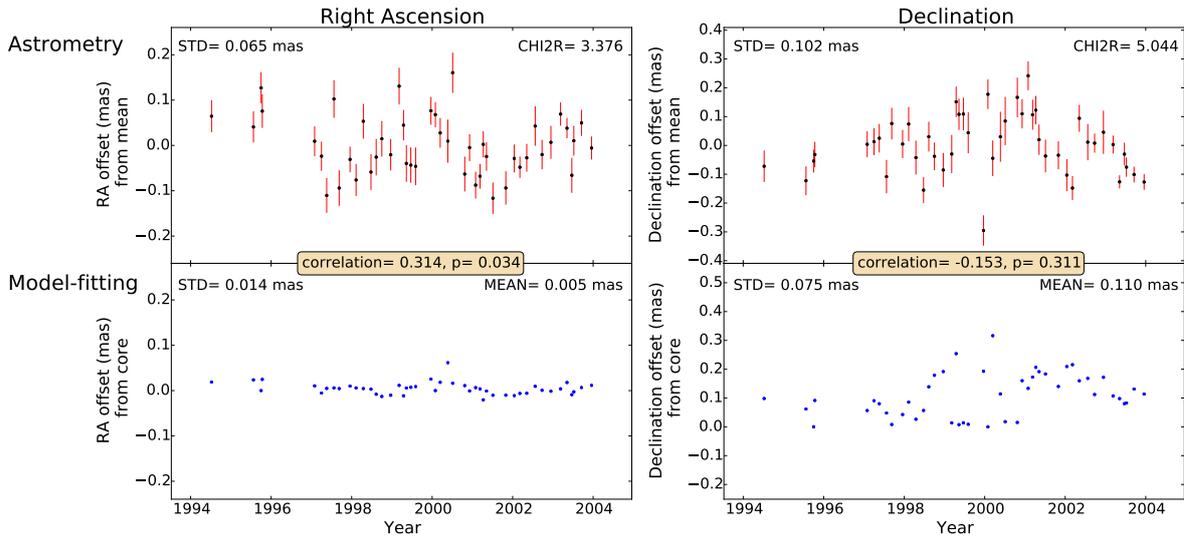


FIGURE A.57 – 1745+624

1745+624

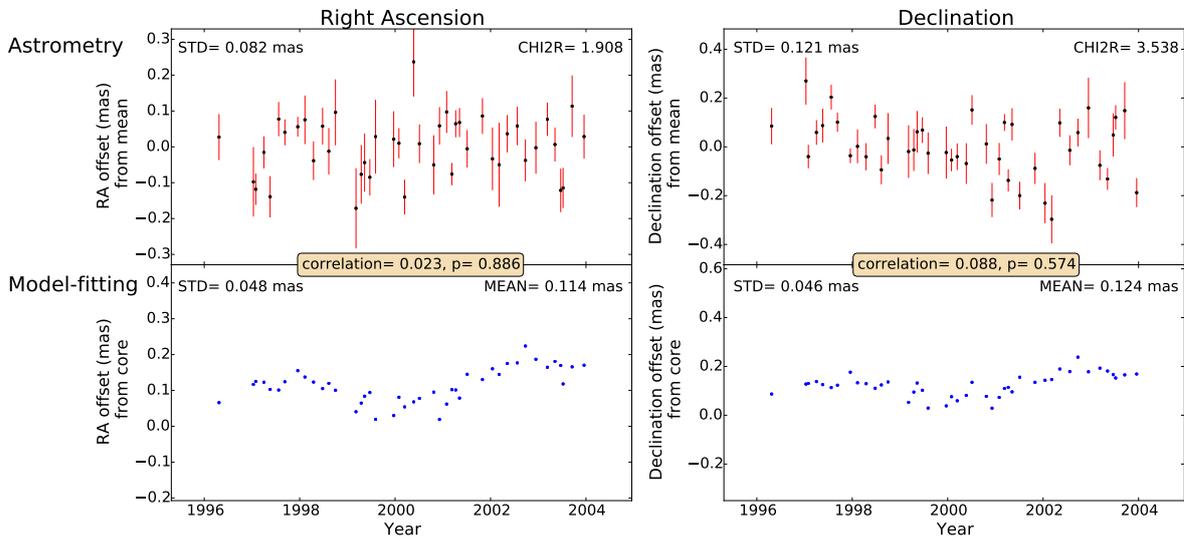


FIGURE A.58 – 1749+096

1749+096

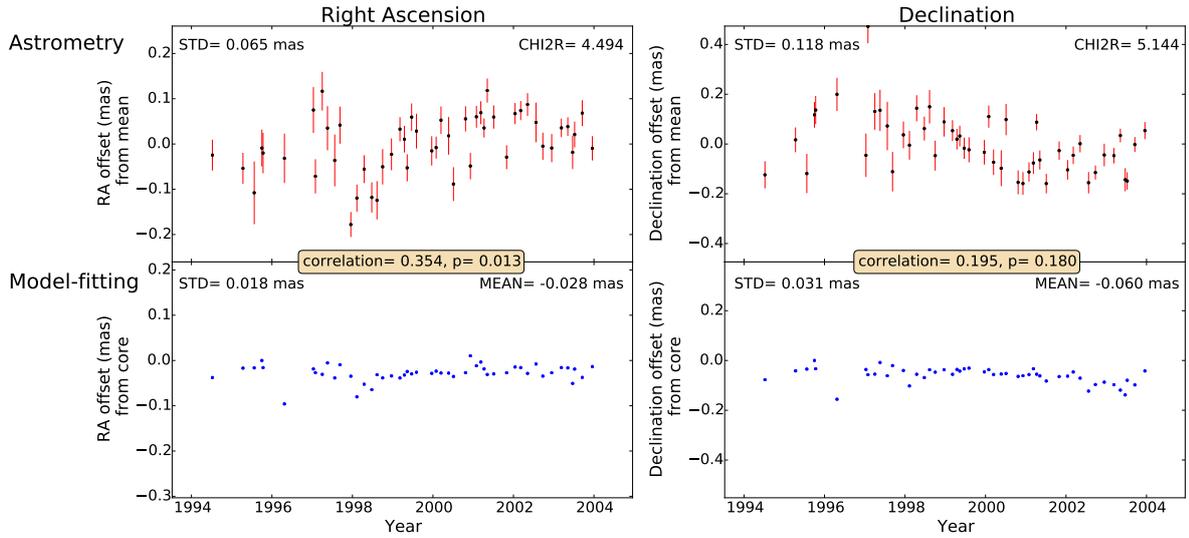


FIGURE A.59 – 1803+784

1803+784

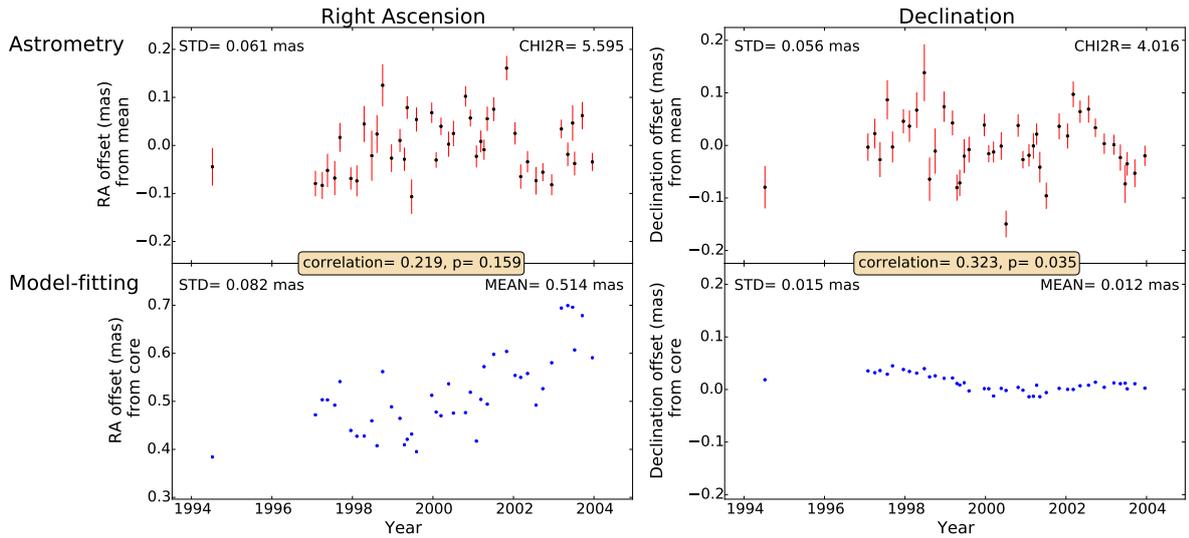


FIGURE A.60 – 1908-201

1908-201

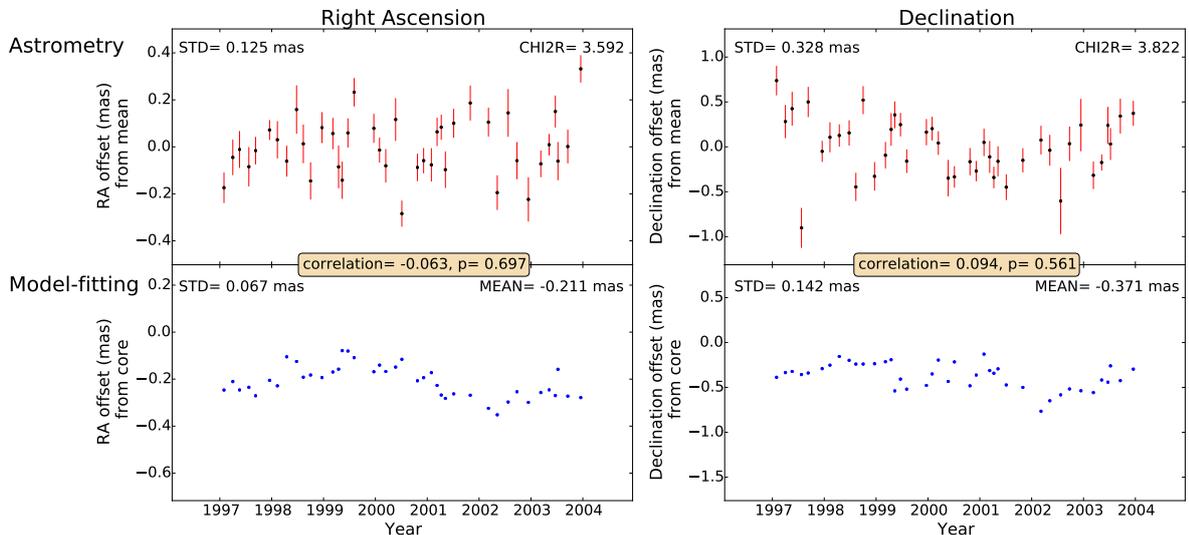


FIGURE A.61 – 1921-293

1921-293

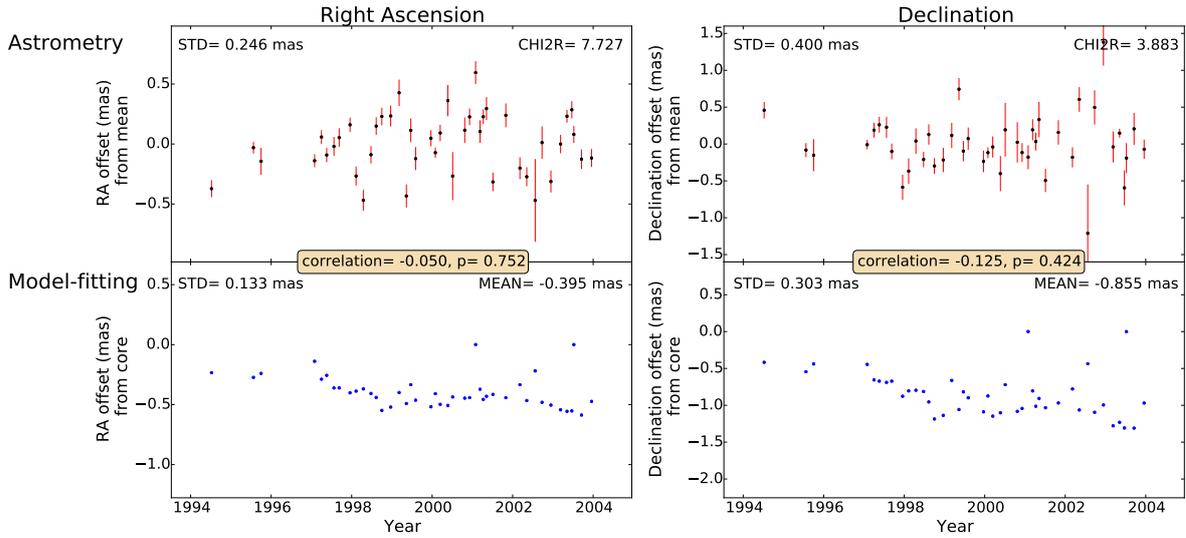


FIGURE A.62 – 1954-388

1954-388

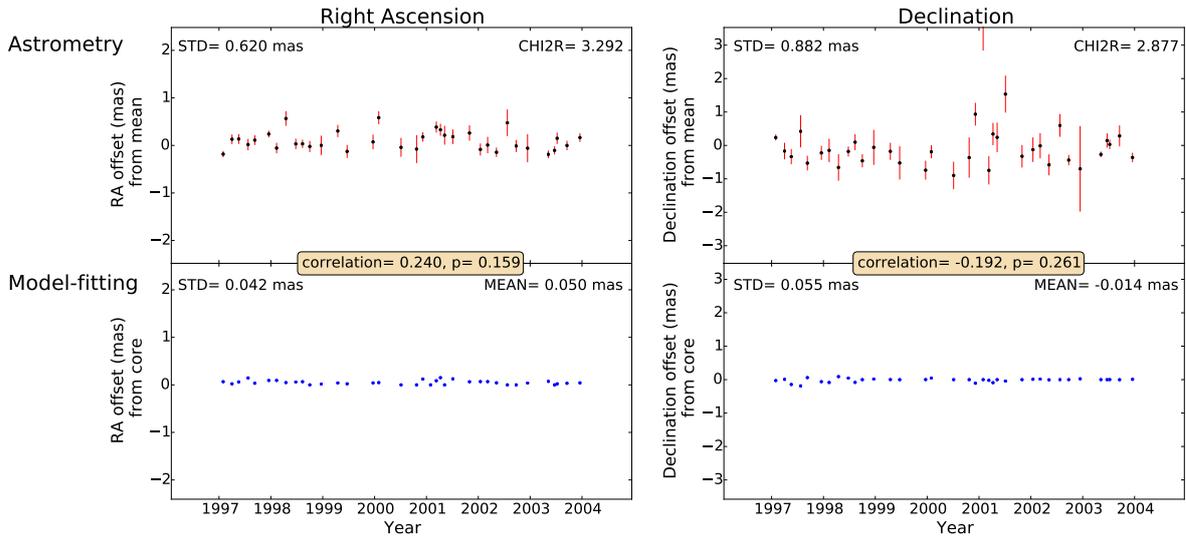


FIGURE A.63 – 2052-474

2052-474

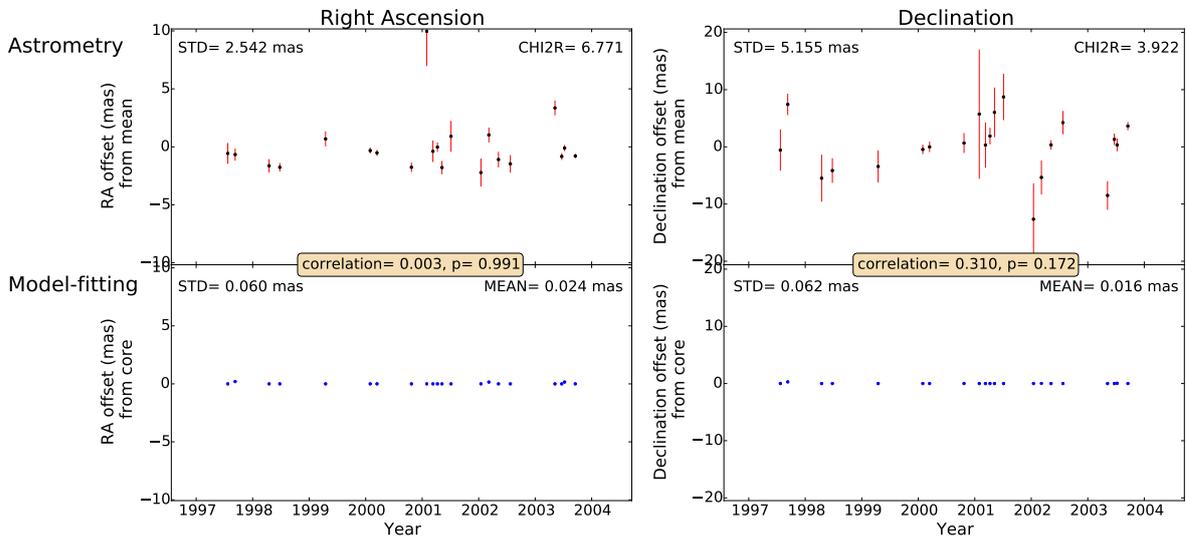


FIGURE A.64 – 2145+067
2145+067

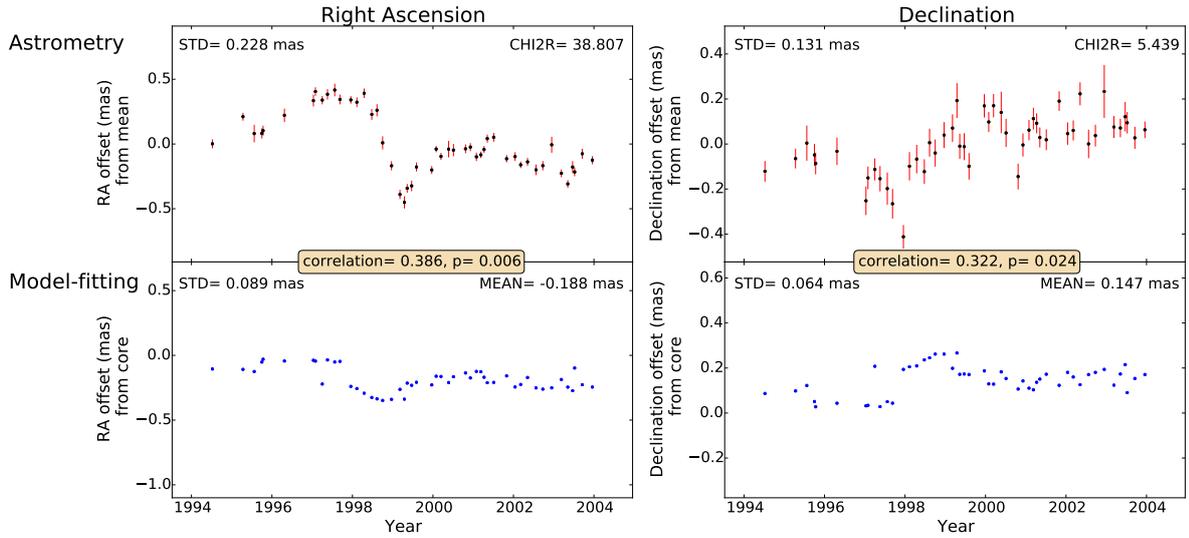


FIGURE A.65 – 2200+420
2200+420

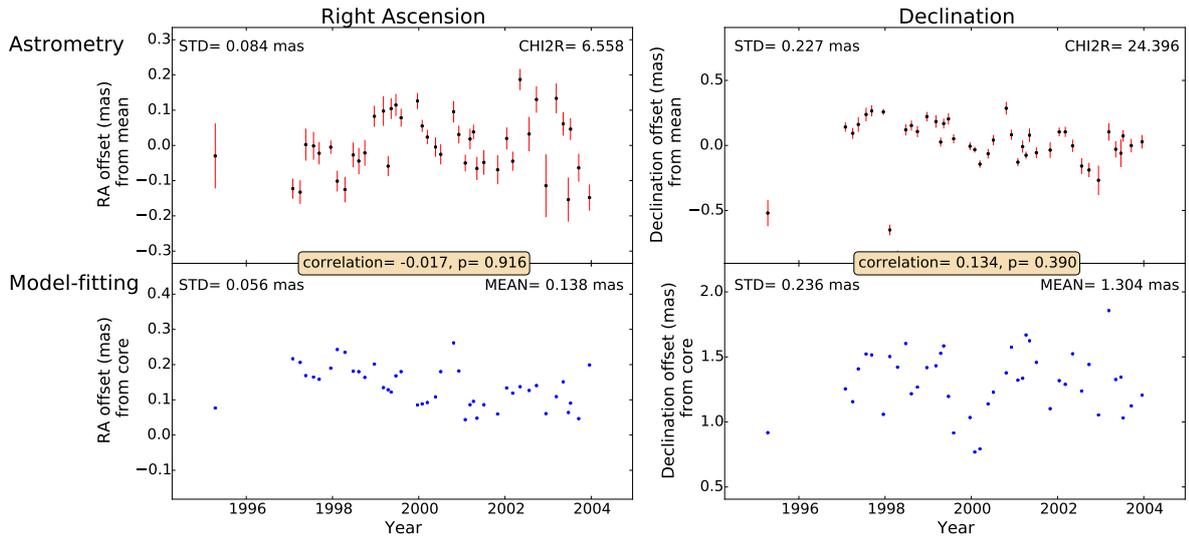


FIGURE A.66 – 2223-052
2223-052

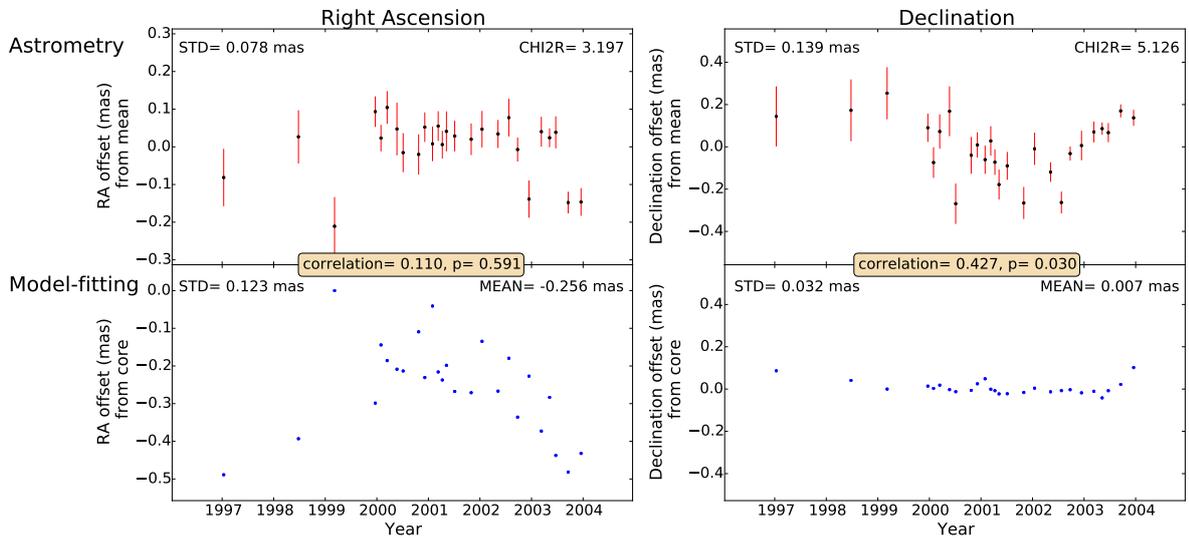
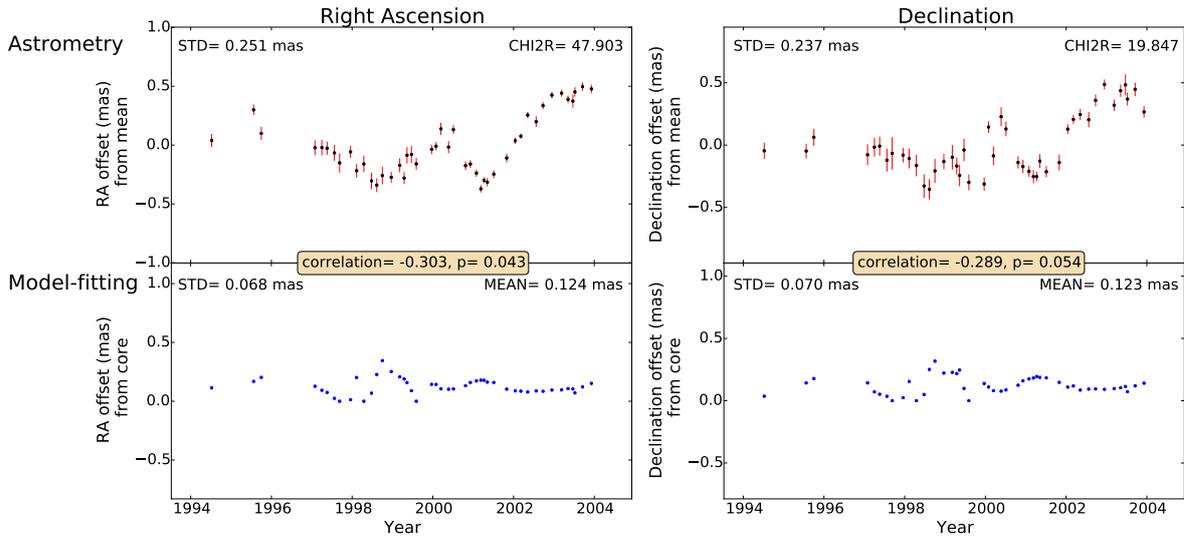


FIGURE A.67 – 2234+282
2234+282FIGURE A.68 – 2243-123
2243-123