

La calibration d'antenne

Problèmes de calibration en radio-astronomie par voie interférométrique

Calibration Problems in Astronomical Radio-Interferometry

par **Guy LE BESNERAIS**

*Laboratoire des Signaux et Systèmes (CNRS/SUPELEC/UPS)
Plateau du Moulon 91192 Gif-sur-Yvette Cedex.*

Résumé

Les techniques de synthèse d'ouverture en radio-astronomie visent à obtenir des informations à haute résolution sur la distribution de brillance d'une source céleste en mesurant les propriétés de cohérence spatiale du champ électromagnétique qu'elle rayonne. Ces techniques sont devenues d'un emploi courant depuis les années 70 et permettent aujourd'hui d'atteindre des résolutions supérieures à celles des télescopes optiques. Cette précision exige de corriger le mieux possible un grand nombre d'effets perturbateurs. Nous décrivons ici succinctement les perturbations les plus importantes, afin de présenter les méthodes de calibration utilisées à l'heure actuelle et les travaux du GDR TdSI dans ce cadre.

Mots clés : Problèmes de calibration, Synthèse d'ouverture, Radio-astronomie.

Abstract

Aperture synthesis techniques are now commonly used in radio-astronomy to obtain high resolution maps of radio-sources. Such a precision requires a careful calibration of several kind of measurement errors. In this report, we shortly describe the major perturbing effects encountered in the aperture synthesis procedure, in order to be able to present in a second paper (in this issue) the calibration techniques that radio-astronomers use nowadays, and the contribution of the GDR TdSI in the field.

Key words : Calibration, Aperture Synthesis, Radio-astronomy.

1. Introduction

Les techniques de synthèse d'ouverture en radio-astronomie visent à obtenir des informations à haute résolution sur la distribution de brillance d'une source céleste en mesurant les propriétés de cohérence spatiale du champ électromagnétique qu'elle rayonne. Ces techniques sont devenues d'un emploi courant depuis les années 1970 et permettent aujourd'hui d'atteindre des résolutions supérieures à celles des télescopes optiques. Cette précision exige de corriger le mieux possible un grand nombre d'effets perturbateurs. Nous décrivons ici très succinctement les perturbations les plus importantes, afin de présenter les méthodes de calibration utilisées à l'heure actuelle et les travaux du GDR TdSI dans ce cadre. Ces problèmes sont l'objet de nombreuses publications depuis l'avènement de l'interférométrie en radio-astronomie : on trouvera des synthèses bien plus détaillées sur le sujet dans les références.

Nous commençons par rappeler brièvement le principe des mesures interférométriques en radio-astronomie. Pour présenter les principales perturbations nous séparons les effets de propagation et d'instrumentation. Ensuite nous indiquons le modèle des perturbations qui est généralement considéré dans les techniques de calibration interne en radio-astronomie et ses limitations.

2. Mesures interférométriques en astronomie

On se place dans le cadre du paragraphe 2.3 du chapitre introductif. Le problème est d'obtenir une carte de la distribution spatiale d'intensité, $I_s(\mathbf{n})$. Le vecteur directeur unitaire \mathbf{n} décrit une portion réduite \mathcal{D} de la sphère céleste, située autour de la direction moyenne d'observation \mathbf{n}_0 .

Considérons une ligne de base, c'est-à-dire un dispositif permettant de mesurer l'intercorrélation entre les signaux reçus en deux antennes A_i et A_k ,

$$\gamma(\mathbf{r}_{ik}) = E\{x_i(t)x_k^*(t)\}.$$

En supposant que la source est lointaine et incohérente, que le modèle de propagation est plan et que les signaux sont à bande étroite (lumière quasi-monochromatique), on peut relier l'intercorrélation γ et la distribution spatiale d'intensité I_s par une transformation de Fourier bidimensionnelle (TF 2-D)

$$\gamma(\mathbf{u}_{ik}) = \int_{\mathcal{D}} I_s(\boldsymbol{\zeta}) \exp(-j2\pi\mathbf{u}_{ik}^*\boldsymbol{\zeta}) d\boldsymbol{\zeta} \quad (1)$$

Cette relation est obtenue en projetant le problème sur le plan orthogonal à la direction moyenne d'observation \mathbf{n}_0 , que l'on appelle « plan du ciel ». Dans ce plan, $\boldsymbol{\zeta} = [\zeta, \xi]^t$ sont les coordonnées des sources appartenant au domaine \mathcal{D} , l'origine étant dans la direction \mathbf{n}_0 . Le vecteur \mathbf{u}_{ik} est la projection sur le plan du ciel du vecteur $\mathbf{r}_{ik}/\lambda_0$, qui indique la position relative des deux antennes, ramenée à la longueur d'onde moyenne d'observation. La relation précédente indique que \mathbf{u}_{ik} joue le rôle d'une fréquence spatiale 2-D, vis-à-vis de la distribution d'intensité à reconstruire. Les antennes A_i et A_k sont considérées comme des pupilles ponctuelles et on néglige leurs réponses.

L'intercorrélation $\gamma(\mathbf{u}_{ik})$ reçoit le nom de *visibilité complexe* car elle décrit le contraste et la position des franges d'interférence que l'on obtiendrait en combinant les amplitudes $x_i(t)$ et $x_k(t)$ reçues aux deux antennes [Goodman84].

Les mesures interférométriques permettent d'accéder à des informations à très haute résolution avec des ouvertures élémentaires de dimensions réduites, puisque, pour une longueur d'onde fixée, c'est la distance séparant les antennes qui définit la fréquence spatiale de la mesure relative à la distribution de brillance I_s . Ainsi, dans le domaine des ondes radio centimétriques, on parvient à faire interférer les signaux reçus en des points distants de plusieurs milliers de kilomètres, ce qui conduit à une résolution limite de l'ordre de 10^{-4} seconde d'arc.

Bien entendu, pour pouvoir obtenir une image fiable, il faut disposer d'un nombre de coefficients de Fourier suffisant : pour cela, on utilise des réseaux d'antennes et on mesure les intercorrélations sur chaque ligne de base (*i.e.* couple d'antennes du réseau). En radio-astronomie, les réseaux sont en général conçus pour être non-redondants, *i.e.* pour que chaque ligne de base permette d'observer une fréquence 2-D différente. Dans ces conditions, un réseau à M antennes permet de mesurer $M(M-1)/2$ coefficients de Fourier indépendants (compte tenu du fait que I_s est réelle). En outre, le recueil des données est facilité par deux facteurs : d'une part la stationnarité de l'émission de la majeure partie des sources radio, d'autre part la rotation terrestre. La rotation terrestre modifie l'orientation relative des lignes de base et de la direction moyenne d'observation \mathbf{n}_0 , ce qui induit une variation temporelle des fréquences 2-D $\mathbf{u}_{ik}(t)$ atteintes par le réseau.

Lorsque, comme c'est fréquemment le cas, la source étudiée est stationnaire, une série de L mesures aux instants t_1, \dots, t_L s'échelonnant sur plusieurs heures, permet de mesurer la valeur de la TF 2-D de la distribution d'intensité sur l'ensemble de fréquences spatiales

$$\mathcal{C}_f = \{\mathbf{u}_{ik}(t_l), 1 \leq i < k \leq M, 1 \leq l \leq L\},$$

que l'on appelle *couverture fréquentielle* associée à l'expérience. Cet ensemble comprend au maximum $LM(M-1)/2$ fréquences distinctes (compte tenu de la symétrie hermitienne). Sa forme et son extension dépendent de la position du réseau sur le globe terrestre, de la configuration choisie pour le réseau (position et nombre des antennes utilisées), de la position de la source observée sur la sphère céleste et de la durée d'observation.

Le « modèle idéal » de l'interférométrie radio est résumé dans le système suivant

$$\boldsymbol{\gamma} = \mathbf{A}\mathbf{I} + \mathbf{b}, \quad (2)$$

où $\boldsymbol{\gamma}$ est l'ensemble des coefficients de Fourier mesurés sur \mathcal{C}_f , \mathbf{I} est la distribution de brillance échantillonnée sur \mathcal{D} , \mathbf{A} est la matrice de la TD 2-D discrète correspondant à la couverture fréquentielle \mathcal{C}_f , enfin \mathbf{b} est un terme de bruit généralement supposé complexe gaussien blanc circulaire. Notons que la mise en œuvre de la transformation de Fourier \mathbf{A} passe en général par un algorithme de transformée de Fourier rapide. Bien entendu, cela exige d'échantillonner le domaine image et le domaine de Fourier, ce qui entraîne des erreurs de repliement. En ayant recours à un fenêtrage des données, les erreurs résiduelles sont faibles et surtout localisées sur les bords de l'image reconstruite [Thompson86]. Nous ne discuterons donc pas plus avant ces approximations.

L'inversion de (2) est un problème de synthèse de Fourier : les méthodes qui existent pour résoudre ce problème ont été présentées succinctement au chapitre introductif (paragraphe 3.1). En fait, en radio-astronomie, il est indispensable de considérer le problème en prenant en compte les perturbations que nous allons présenter.

Les mesures interférométriques sont perturbées par nombre de phénomènes que l'on peut regrouper en deux classes : les effets de propagation et les effets instrumentaux. Ces perturbations peuvent empêcher toute mesure directe de la visibilité, comme c'est le cas pour interférométrie optique terrestre, à cause de la turbulence atmosphérique. Dans le domaine radio, les conditions de propagation à travers l'atmosphère sont moins critiques et l'on peut mesurer une version dégradée de la visibilité, dont le modèle est donné plus loin. Pour ce qui concerne les effets instrumentaux, l'étude précise des perturbations qu'il est nécessaire de corriger pour exploiter les données recueillies doit être entreprise pour chaque réseau particulier. Dans ce document nous essaierons simplement de dégager les perturbations communes à tous les réseaux. Il est nécessaire, cependant, de distinguer au moins deux types de dispositifs expérimentaux : l'*interférométrie connectée* consiste à utiliser un réseau d'antennes reliées par liaison radio aux corrélateurs, ce qui permet une mesure en ligne des

intercorrélations; l'*interférométrie à très grande ligne de base* (ou VLBI pour Very Long Baseline Interferometry) consiste à collecter des données recueillies par des observatoires radio conventionnels, puis d'en déduire des informations à haute résolution sur la source étudiée. On commence donc par enregistrer les signaux sur chaque site (qui doivent tous pointer sur le même endroit au même instant, avec des tolérances très faibles) puis on effectue les estimations d'intercorrélations *hors ligne*. Ce type d'expérience se heurte à un certain nombre de perturbations spécifiques, que nous indiquerons rapidement.

3. Effets de propagation

Dans un premier temps, nous présentons succinctement les perturbations provenant de la propagation des ondes à travers les différents milieux séparant la source et l'antenne : milieu ionisé interstellaire, milieu ionisé interplanétaire, ionosphère (altitude > 70 km), troposphère (de 6 à 17 km d'altitude).

Ces milieux peuvent être plus ou moins opaques à certaines fréquences (on peut prendre pour exemple les raies de l'oxygène à 50–70 GHz dans la troposphère). Ensuite, certaines structures à grande échelle contenues dans ces milieux (comme la vapeur d'eau dans la troposphère) introduisent des effets de *réfraction* : des *retards* différents s'intercalent devant chaque antenne et conduisent à des facteurs complexes variables sur la mesure; la *déflexion* des rayons entraîne des imprécisions dans le pointage et dans la poursuite de la source; les *rotations du plan de polarisation* entraînent une perte de puissance en réception.

L'étude de ces phénomènes nécessite une modélisation adaptée de chacun des milieux concernés. La présentation des nombreux modèles utilisés suivant les milieux et les longueurs d'onde, sort largement du cadre de ce document (le lecteur intéressé est invité à consulter le Chapitre 13 de [Thompson86] et les références qui s'y trouvent). Nous nous contenterons ici de quelques généralités sur l'origine des perturbations principales rencontrées dans le domaine radio. Le milieu perturbateur le plus néfaste est sans doute la troposphère : les effets de réfraction y deviennent importants pour les fréquences supérieures à 2 GHz ($\lambda < 6$ cm) et pour des distances entre antennes de plus de 1 km. Pour les fréquences inférieures à 1 GHz ($\lambda > 12$ cm) c'est la réfraction dans les couches ionosphériques qui domine les perturbations de phase. En ce qui concerne les milieux ionisés interstellaire et interplanétaire, la plupart des effets qu'ils impliquent décroissent en proportion inverse du carré de la fréquence temporelle moyenne des ondes, et il est donc possible de s'en affranchir en travaillant aux fréquences élevées. Les fluctuations de l'amplitude des visibilités sont en général moins importantes et varient plus lentement que celles sur la phase; toutefois, pour des fréquences supérieures à 5 GHz ($\lambda < 2$ cm) l'absorption par la troposphère peut entraîner des variations importantes du module des visibilités, qui peuvent être rapidement variables en fonction des conditions météorologiques.

Lorsqu'on effectue des mesures d'intercorrélations, les problèmes les plus importants proviennent des fluctuations des conditions de propagation dans le temps et dans l'espace. L'aspect temporel conditionne l'estimation des intercorrélations. Il est résumé par la *durée de cohérence*, qui mesure la durée de stabilité des conditions de propagation entre la source et l'observateur pour une longueur d'onde donnée. Lorsque la durée de cohérence est très inférieure à la durée d'intégration nécessaire à une estimation correcte des intercorrélations, la mesure directe des visibilités est impossible. C'est le cas de l'interférométrie optique terrestre, parce que la durée de cohérence dans le domaine visible sur Terre est de l'ordre de 10 ms. Dans le domaine radio centimétrique, il est possible d'avoir des conditions stables pendant plusieurs heures. Cette situation se dégrade lorsque le temps est mauvais et la période des fluctuations peut alors descendre en dessous du temps d'intégration nécessaire (quelques minutes). Dans le domaine millimétrique la situation est un peu moins favorable, mais elle n'empêche pas, en général, les mesures de visibilité. Les variations spatiales des conditions de propagation prennent deux aspects. En premier lieu, pour un observateur donné, les conditions varient suivant la position dans le ciel de la source étudiée : la *région d'isoplanétisme* est définie comme la portion de sphère céleste sur laquelle les conditions de propagations peuvent être considérées comme constantes. Pour le domaine radio, cette région a une extension angulaire typique de 1 degré, ce qui recouvre généralement entièrement le domaine \mathcal{D} étudié. En outre, les conditions de propagation sont différentes pour deux points d'observations différents : on peut définir l'*aire de cohérence* comme la zone sur laquelle les ondes reçues en provenance d'une source ponctuelle de position donnée ont subi les mêmes effets de propagation. Ces caractéristiques spatiales varient elles aussi avec la longueur d'onde. Pour les longueurs d'onde visibles, la largeur de l'aire de cohérence au sol est de quelques dizaines de centimètres au maximum, alors que pour le domaine radio, elle se compte en kilomètres.

En conclusion, on peut rappeler ces faits bien connus : les problèmes de propagations sont essentiellement dus à l'atmosphère et sont nettement plus critiques dans le domaine optique que dans le domaine radio. Dans ce dernier domaine, on peut généralement résumer ces effets par un facteur multiplicatif complexe affectant la mesure de visibilité (voir plus loin l'équation d'observation auquel on parvient en interférométrie radio-astronomique).

4. Effets instrumentaux

4.1. INTERFÉROMÉTRIE CONNECTÉE

La figure 1 est un schéma expérimental très simplifié d'interférométrie connectée à deux antennes.

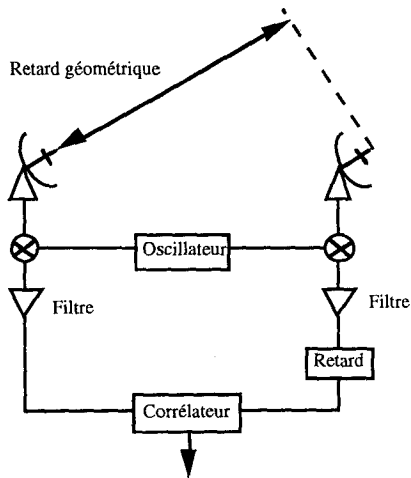


Figure 1. – Schéma de principe d'un interféromètre connecté à deux antennes.

Le signal en sortie de l'antenne est tout d'abord translaté dans une bande de fréquences moins élevée au moyen d'un oscillateur local de fréquence ν_{LO} , puis une bande étroite est sélectionnée à l'aide de filtres passe-bande de fréquence centrale ν_0 et de largeur de bande $\Delta\nu$ (ce qui revient à se placer dans l'hypothèse bande étroite ou de quasi-monochromaticité), enfin on introduit un retard τ_i sur une des voies de façon à pointer l'interféromètre dans la direction n_0 , où se trouve la source à étudier. Le corrélateur intègre le produit de ses entrées sur une durée Δt choisie suffisamment importante devant $1/\Delta\nu$ car le rapport signal-à-bruit en sortie dépend de la puissance de la source observée, et croît comme la racine du nombre d'échantillons « indépendants » sommés dans le corrélateur, nombre que l'on estime par la quantité $\Delta t \Delta\nu$. Pour une largeur de bande de l'ordre de 50 MHz, l'obtention d'un rapport signal-à-bruit suffisant conduit à des valeurs de Δt de l'ordre de la minute.

Les perturbations instrumentales sont nombreuses et leur élimination est un problème délicat. On peut distinguer ([Thompson86]) :

1. les quantités à calibrer une bonne fois pour toutes pour une position donnée du réseau : position des antennes, erreurs de pointage dues à des tolérances sur l'alignement des axes de l'antenne, retard zéro du système (associé à la ligne joignant les antennes et le corrélateur);
2. les quantités dont le comportement est en grande partie prévisible et calculé à l'avance : déformation élastique des antennes avec la position, effets d'ombre portée d'une antenne sur l'autre pour les faibles déclinaisons et les courtes lignes de bases;
3. les quantités estimées et corrigées durant les observations : variation de la température de bruit équivalente du système, fluctuations de phase dans la synchronisation des oscillateurs de chaque antenne.

Des méthodes de calibration externe sont utilisées pour corriger ces perturbations, mais une calibration rigoureuse exige d'utiliser l'interféromètre lui-même pour estimer les gains résultant de ces perturbations (voir le chapitre sur les méthodes de calibration et d'autocalibration).

4.2. VLBI

La figure 2 représente un schéma-bloc extrêmement simplifié d'un dispositif d'interférométrie VLBI.

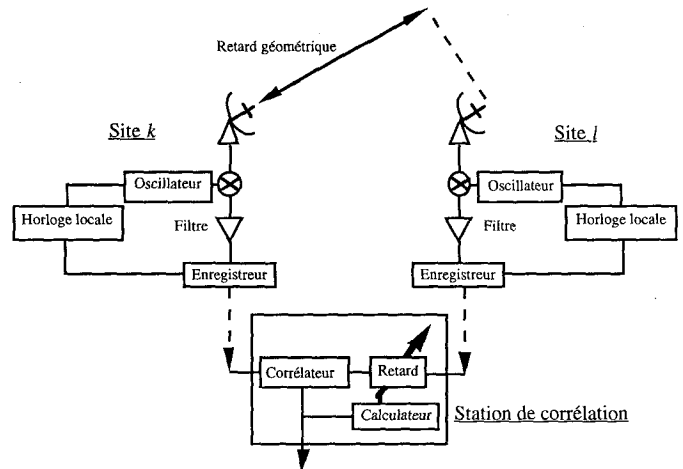


Figure 2. – Schéma de principe d'un dispositif VLBI.

Par rapport à l'interférométrie connectée, le principe de la mesure est inchangé mais les corrélations sont effectuées hors ligne sur un ordinateur en combinant les signaux enregistrés en chaque site. Des perturbations nouvelles apparaissent [Schwab88] :

1. la diversité des matériels utilisés en chaque site (antennes, systèmes de traitement électronique, ...), provenant de ce que ces matériels ont été construits avant la VLBI pour servir seuls, entraîne des facteurs sur les visibilitées mesurées qui ne sont pas tous susceptibles d'être correctement estimés;
2. l'utilisation d'horloges locales en chaque site, introduit des erreurs de synchronisation et des dérives de fréquence;
3. la distribution géographique étendue des antennes combinée au fait que la Terre n'est pas un corps parfaitement rigide, introduit des erreurs sur la mesure de distance entre antennes, donc sur l'estimation du retard géométrique entre les rayons reçus en chaque site.

Ces erreurs sont suffisamment importantes pour que l'on soit amené à rechercher les franges : c'est-à-dire à rechercher le retard à introduire afin de compenser le retard de propagation (ou instrumental) entre les signaux reçus sur chacune des antennes de chaque ligne de base ce qui permet de calculer le coefficient $\gamma(u_{ik})$. Ce traitement est aujourd'hui effectué de manière globale (c'est-à-dire en recherchant les retards simultanément sur toutes les lignes de bases, et non ligne de base par ligne de base), et il s'apparente aux techniques d'autocalibration que nous décrivons dans la suite [Schwab88]. On constate que le traitement informatique des données en VLBI commence plus tôt, avec les amplitudes reçues elles-mêmes et non avec les intercorrélations : le volume de données est donc extrêmement important [Thompson86].

5. Modèle des perturbations sur la mesure de visibilité en radio-astronomie

Considérons un réseau à M antennes. On effectue une série de mesures d'intercorrélation aux instants t_1, \dots, t_L (par exemple toutes les cinq minutes durant 6 heures). En sortie du corrélateur relié à la ligne de base (A_i, A_k), la mesure à l'instant t_l est reliée à la visibilité complexe par la relation suivante

$$x_{ik}(t_l) = \gamma(\mathbf{u}_{ik}(t_l)) G_{ik}(t_l) + b_{ik}(t_l). \quad (3)$$

Dans cette équation, $\mathbf{u}_{ik}(t_l)$ est la valeur moyenne de la fréquence 2-D de la visibilité mesurée autour de l'instant t_l (rappelons que la fréquence varie grâce à la rotation terrestre); $G_{ik}(t_l)$ est un gain complexe associé à la ligne de base, qui résume les perturbations décrites précédemment; enfin $b_{ik}(t_l)$ est un terme de bruit qu'on modélise en général par un bruit gaussien complexe circulaire, blanc (spatialement et temporellement). Pour écrire (3), il faut supposer que les diverses quantités impliquées peuvent être considérées comme constantes durant la durée d'intégration du corrélateur, en particulier le gain de ligne de base, qui évolue en fonction de l'état de l'atmosphère. Cette hypothèse est le plus souvent justifiée dans le domaine des ondes radio, à la différence du domaine visible.

L'ensemble de ces équations, écrites à un instant donné pour chaque ligne de base du réseau, définit ce qu'on peut appeler la réponse en fréquence spatiale instantanée de l'interféromètre, qui est donc donnée par la liste des fréquences spatiales atteintes et par la liste des gains. La calibration est la correction de ces gains.

Un modèle très utilisé en radio-astronomie [Pearson84] consiste à factoriser les gains des lignes de base par antenne

$$G_{ik}(t) = g_i(t)g_k(t)^*. \quad (4)$$

Les coefficients $g_i(t)$ et $g_k(t)$ sont appelés *gains d'antenne* à l'instant t . L'intérêt de cette factorisation est qu'elle décrit correctement les principaux effets perturbateurs rencontrés en radio-astronomie, en particulier l'apparition de retards mal connus entre les signaux présentés au corrélateur (effets de réfraction variables suivant les sites des antennes, mauvaise estimation des distances inter-antennes) ou, plus généralement, la présence de facteurs (complexes) différents sur chacun des signaux (aberrations d'antennes, effets d'atténuation variables suivant les sites). Par ailleurs, cette factorisation permet de gagner un ordre de grandeur sur le problème d'estimation des gains puisque les inconnues sont au nombre de M pour chaque instant de mesure. Elle est en fait l'hypothèse fondamentale d'un grand nombre de techniques d'astronomie terrestre à haute résolution (*i.e.* par rapport aux limites associées à la turbulence atmosphérique) en optique comme en radio. Dans ce dernier domaine, elle sous-tend les méthodes d'autocalibration dont nous parlerons plus loin.

Nous présentons maintenant quelques effets qui ne sont pas séparables sur chaque antenne, et ne rentrent donc pas dans le cadre précédent.

Certaines différences entre les deux sites de réception des signaux, qui définissent la ligne de base sont à l'origine de perturbations non-séparables : par exemple, des réponses fréquentielles différentes entre les filtres passe-bande qui définissent la bande de réception de chaque antenne, ou des différences dans la polarisation de chaque antenne [Pearson84]. Ces problèmes sont une limitation importante des expériences de VLBI actuelles qui, comme indiqué au paragraphe précédent, collectent des données sur des sites hétérogènes. Notons que des réseaux homogènes dédiés à la VLBI devraient bientôt entrer en service (comme le « Very Large Baseline Array » qui occupe tout le continent Nord-Américain).

Par ailleurs, si les gains d'antenne varient sur des échelles de temps trop courtes (*i.e.* réduction du temps de cohérence par mauvais temps), on observe aussi des perturbations non séparables lorsque ces gains sont intégrés par le corrélateur : cette situation est d'autant plus fréquente en VLBI que les problèmes de synchronisation des oscillateurs locaux raccourcissent le temps de cohérence tandis que l'obtention d'un bon rapport signal-à-bruit sur la mesure conduit à allonger le temps d'intégration lors de la corrélation.

Enfin il faut signaler l'influence de la région d'isoplanétisme, définie précédemment. Si l'on effectue des observations dans des conditions météorologiques difficiles sur une zone suffisamment large avec des interféromètres connectés (en VLBI les zones étudiées sont de très faible extension) il arrive que les gains d'antennes varient sur la région observée, ce qui occasionne des effets non-séparables sur la mesure de visibilité.

6. Conclusion

Nous avons rappelé succinctement les sources et la forme des principales perturbations rencontrées en astronomie interférométrique, en nous attachant plus spécialement aux conditions du domaine radio, afin de pouvoir présenter dans un chapitre ultérieur un état de l'art rapide des méthodes de calibrations actuellement utilisées par les radio-astronomes et d'introduire ensuite les travaux effectués dans le cadre du GDR TdSI (action « Synthèse d'ouverture ») dans ce domaine.

BIBLIOGRAPHIE

- [Goodman84] J.W. GOODMAN, *Statistical Optics*, Wiley Interscience, New-York, 1984.
- [Pearson84] T.J. PEARSON and A.C.S. READHEAD, « Image Formation by Self-Calibration in Radio Astronomy », *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, vol. 22, pp. 97—130, 1984.
- [Schwab88] F.R. SCHWAB, « VLBI Imaging Techniques », NRAO' *Distributed Optical Array Workshop*, Tucson, Arizona, January 28—29, 1988.
- [Thompson86] A.R. THOMPSON, J.M. MORAN and G.W. SWENSON Jr., *Interferometry and Synthesis in Radio-Astronomy*, Wiley Interscience, New-York, 1986.