

Travaux Pratiques L2

Radioastronomie

TP1 : Calibration

Ph. Salomé, J. Neveu

20 janvier 2016

1 Qu'est-ce que la radioastronomie ?

La lumière visible est un domaine privilégié pour l'homme mais elle ne représente qu'une infime fraction du spectre électromagnétique. Les autres domaines de longueur d'onde peuvent aussi nous fournir une incroyable quantité d'information sur l'Univers. Évidemment, pour être en mesure d'analyser cette information, il faut d'abord construire des instruments capables de détecter les rayonnements en question, ce qui explique que l'astronomie non visible ne s'est développée qu'au milieu du siècle dernier.

Les ondes radio, en particulier, ont permis de découvrir certains objets dont on ne soupçonnait pas l'existence, comme les pulsars ou les radiogalaxies et elle a également ouvert la voie à l'étude des différents types de nuages d'hydrogène qui parsèment le milieu interstellaire et où les étoiles naissent.



FIGURE 1 – Antenne de Parkes en Australie : 64 m de diamètre

Mais l'un des problèmes majeurs de la radioastronomie est la résolution angulaire très décevante, même avec des télescopes de plusieurs centaines de mètres de diamètre. En effet,

cette résolution dépend du rapport λ/D où D est le diamètre de la parabole, or λ étant plus grand pour les ondes radio que pour le visible, il est nécessaire d'avoir des télescopes de plus grand diamètre. Pour augmenter la résolution, la solution la plus simple consisterait donc à augmenter encore la taille des instruments, mais il n'est évidemment guère envisageable de construire des radiotélescopes d'un kilomètre de diamètre ou plus.

Les radioastronomes ont surmonté ce problème en construisant des interféromètres, c'est-à-dire des réseaux de plusieurs radiotélescopes séparés les uns des autres. Si l'on combine les signaux de différentes antennes observant simultanément le même objet, il est possible d'obtenir de nombreuses informations sur l'objet et même de reconstruire une image de celui-ci. La résolution angulaire de cette image est alors déterminée par la taille totale du réseau et non celle d'un seul télescope, d'où la possibilité de voir des détails très fins.

Question1

Donner 5 faits marquants de la radio-astronomie (entre 1930 et 2012)

Question2

Quels sont les avantages de la radio-astronomie ?

2 Corps noir et température de brillance

Par définition un corps noir est un objet capable d'absorber intégralement les radiations électromagnétiques reçues, et ce pour toutes les longueurs d'onde. La lumière étant une onde électromagnétique, elle est absorbée totalement et l'objet devrait donc apparaître noir, d'où son nom.

Cependant, ce type de corps peut également réémettre de la lumière sous l'effet d'augmentation de sa température (un corps noir n'apparaît donc pas toujours noir!). En effet, à l'équilibre thermodynamique, un corps noir est un objet en équilibre avec le rayonnement électromagnétique qui l'entoure. Qui dit équilibre, dit que les températures de l'objet et du rayonnement sont égales et qu'elles ne varient plus. Or si l'objet absorbe du rayonnement, de l'énergie donc, il voit sa température augmenter. Donc, à l'équilibre, il doit nécessairement réémettre l'énergie absorbée : c'est ce qu'on appelle le rayonnement du corps noir.

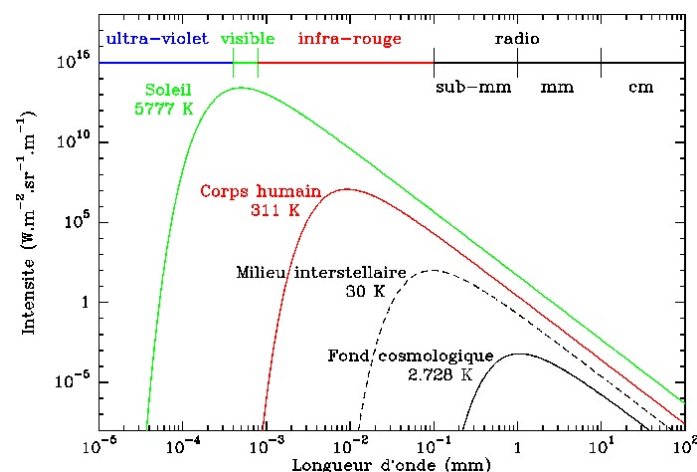


FIGURE 2 – Spectres de corps noirs idéals à différentes températures : le Soleil émet plus dans le visible, le corps humain dans l'infrarouge.

Ce rayonnement est complètement caractérisé par la température du corps qui l'émet : plus le corps est chaud plus son spectre d'émission de corps noir est décalé vers le bleu. Bien entendu un corps noir est un objet idéal qui n'existe pas. Toutefois on a une bonne image

de ce phénomène lorsqu'on observe un morceau de métal chauffé : froid il n'émet pas de lumière, puis petit à petit il émet un rouge sombre, puis orangé, jusqu'au blanc ("chauffé à blanc"). Grâce à cette relation entre couleur et température, on peut ainsi connaître la température d'une étoile en regardant sa couleur : les étoiles rouges sont les plus froides tandis que les étoiles bleues sont les plus chaudes.

Il est donc possible de déterminer leur température de surface en observant leur spectre d'émission, suivant la loi de Wien qui décrit la relation entre cette température T (en K) et la longueur d'onde λ_{max} correspondant au pic d'émission lumineuse du corps noir étudié :

$$T_{objet} = \frac{2,898 \times 10^{-3}}{\lambda_{max}} \quad (2.1)$$

avec $2,898 \times 10^{-3}$ m.K la constante de Wien.

L'émission d'équilibre du corps noir a en fait une origine purement quantique, et a d'ailleurs été le point de départ de la mécanique quantique. En effet, jusqu'aux années 1900, aucune théorie thermodynamique classique n'était parvenu à décrire le spectre de ce rayonnement. C'est Max Planck qui le premier proposa de quantifier le rayonnement électromagnétique et reconcilia théorie et expérience : la théorie quantique est née et la constante de Planck avec !

Question3

On appelle I_ν l'intensité spécifique du rayonnement ($W.m^{-2}.Hz^{-1}.str^{-1}$). C'est cette quantité qui se propage le long de la ligne de visée. Dans un milieu à l'équilibre thermodynamique local (ETL), I_ν tend vers l'intensité du Corps Noir. La fonction de Planck qui exprime la densité spectrale d'énergie du rayonnement thermique de Corps Noir s'exprime par :

$$I_\nu \approx B_\nu(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1} \quad W.m^{-2}.Hz^{-1}.str^{-1} \quad (2.2)$$

avec h la constante de Planck $6.62 \cdot 10^{-34}$ J.s et k la constante de Boltzmann $1.38 \cdot 10^{-23}$ J.K⁻¹. Calculez $h\nu/kT$ pour une fréquence radio typique de 10 GHz et une température de l'ordre de 100 K. Montrer, en faisant un développement limité, que dans ce régime, la densité spectrale d'énergie peut s'écrire sous la forme

$$B_\nu(T_b) = \frac{2kT_b\nu^2}{c^2} \quad (2.3)$$

C'est ce que l'on appelle le régime de Rayleigh-Jeans. C'est ainsi que l'on définit la température de Brilliance d'une source. C'est la température effective que devrait avoir un Corps Noir pour pour rayonner autant d'énergie (même si le processus d'émission est non-thermique). Dans ce dernier cas, les températures de Brilliance ne sont pas des températures physiques. Au vu de cette équation, les radioastronomes ont pris l'habitude d'exprimer les intensités spécifiques en termes de températures de brillance T_B définies par :

$$T_B = \frac{I_\nu c^2}{2k_B \nu^2} \quad (2.4)$$

C'est pourquoi toutes nos valeurs mesurées par les radiotélescopes utilisés seront données en température.

Question4

Un radio-telescope mesure une densité spectrale de flux ($W.m^{-2}.Hz^{-1}$) émise par une source astronomique. Cette densité spectrale de flux correspond à l'intensité spécifique du Corps Noir intégrée sur l'angle solide de la source :

$$S_\nu = \int I(\nu) d\Omega \quad (2.6)$$

et dans l'approximation de Rayleigh-Jeans, on a :

$$S_\nu = \frac{2k\nu^2}{c^2} \int T_b d\Omega \quad \text{W.m}^{-2}.\text{Hz}^{-1} \quad (2.7)$$

la quantité mesurée par une antenne est donc proportionnelle à la température de Brillance de la source intégrée sur la surface de cette source.

En radio-astronomie, on exprime les densités spectrales de flux en Jansky, où $1 \text{ Jy} = 10^{26} \text{ W.m}^{-2}.\text{Hz}^{-1}$.

Supposons que le soleil ait une température de Brillance uniforme de 10^5 K à $\lambda=21 \text{ cm}$ (ce n'est pas une température physique, car le processus d'émission est non-thermique). Calculer, en Jansky, la densité de flux attendue en supposant que $\int d\Omega_{\text{Soleil}}$ est égal à l'aire d'un disque de diamètre apparent de 0.5 degrés.

Question5

Pour estimer la faible puissance des signaux astronomiques mesurés, nous allons les comparer à ceux d'un téléphone portable. En effet, on peut exprimer la puissance P (en Watt) effectivement mesurée par une antenne de surface collectrice A dans la bande de fréquence $d\nu$ en supposant une efficacité d'antenne η par la formule :

$$S_\nu = \frac{2P}{\eta A d\nu} \quad \text{W.m}^{-2}.\text{Hz}^{-1} \quad (2.9)$$

Pour $\eta=0.8$, une antenne de diamètre 2.3m et une largeur de bande de 1.22 MHz , calculer, en mW , la puissance mesurée par l'antenne lors de l'observation du Soleil à 1.4 GHz . Comparer à la puissance maximale d'émission d'un téléphone mobile : 250 mW à 900 MHz .

3 Calibration du récepteur - température système

Le radiotélescope utilisé est une antenne de $2,3 \text{ m}$ de diamètre avec un angle de résolution annoncé de 7° . La manipulation du télescope s'effectue grâce à un logiciel permettant de contrôler la position à laquelle on veut observer, ainsi que la fréquence, la calibration, la programmation automatique des tâches, le temps de pose, l'enregistrement des fichiers, etc... On peut orienter le télescope selon deux directions : l'une dans le plan horizontal, on parle d'azimut, et l'autre dans le plan vertical (à 0° le télescope est à l'horizontale alors qu'à 90° il regarde au zénith), on parle d'élévation.

Ce radiotélescope est équipé d'un capteur ayant une largeur de bande de $1,22 \text{ MHz}$ et 156 canaux (soit $7,8 \text{ kHz}$ par canal) et optimisé, d'après le constructeur, pour fonctionner à des fréquences comprises entre 1400 et 1440 MHz .

Ce récepteur est dit de type hétérodyne. Ce type de récepteur permet de transposer le spectre du signal radio-fréquence (RF) reçu par l'antenne, autour d'une autre fréquence dite intermédiaire (FI), fixe et en général plus basse que la RF ; cette transformation s'effectue grâce à un mélangeur. Le signal issu de ce mélangeur peut être faible, il faut donc l'amplifier avant d'arriver sur le détecteur, puis sur l'ordinateur.

Mesures :

A l'aide du manuel d'utilisation, familiarisez-vous avec l'interface d'observations. Essayer de pointer le Soleil, de changer la fréquence d'observation, d'observer une région dans notre Galaxie. Commentez vos premières manipulations de l'antenne. Pour ceci, commencer par ouvrir SRT par la commande suivante : `./srt0`.

Question6

En électronique, on appelle température de bruit, la température d'un composant (en Kelvin), telle que la puissance de bruit de ce composant s'écrit $P \sim kT d\nu$, où k est la constante



FIGURE 3 – Notre antenne : 2,3 m de diamètre

de Boltzmann, et $d\nu$ la largeur de la bande en fréquence de ce composant. Si un signal de température T_A arrive dans un récepteur de température de bruit T_{rec} et de Gain G_{rec} , alors la puissance mesurée est :

$$P_A = G_{\text{rec}} \cdot k \cdot d\nu (T_A + T_{\text{rec}}) \quad (3.1)$$

On appelle température système T_{SYS} le bruit de l'ensemble du système de mesure qui inclut la température d'antenne T_A (bruit de l'atmosphère, bruit venant des réflexions sur le sol ($T_{\text{spill}}...$)) et la température du récepteur T_{rec} . De sorte que :

$$\begin{aligned} T_{\text{SYS}} &= T_{\text{rec}} + T_A \\ &= T_{\text{rec}} + T_{\text{sky}} + T_{\text{spill}} + \dots \end{aligned}$$

Aux longueurs d'ondes centimétriques, c'est T_{rec} qui domine la température système. Pour mesurer T_{SYS} , si on considère que le bruit de l'atmosphère est très petit devant $T_{\text{spill}} \sim 20$ K, ie $T_{\text{sky}} \sim 0$ K alors :

$$T_{\text{SYS}} = T_{\text{rec}} + T_{\text{spill}} \quad (3.2)$$

Cherchons à déterminer T_{rec} et T_{sys} . Pour cela, nous allons utiliser un diode émettrice déjà étalonnée, dont on connaît la température attendue, ici $T_{\text{cal}}=200$ K. Nous allons effectuer une mesure avec et une mesure sans la diode, pour éliminer le facteur $G_{\text{rec}} \cdot k \cdot d\nu$, du gain du récepteur qui n'est pas connu.

Mesures :

Pour faire ceci, utiliser le bouton *cal* de l'interface de commande. Les signaux mesurés sont alors (toujours avec $T_{\text{sky}} \sim 0$ K) :

$$\begin{aligned} P_{\text{cal}} &= G_{\text{rec}} \cdot k \cdot d\nu (T_{\text{rec}} + T_{\text{spill}} + T_{\text{cal}}) \\ P_{\text{sky}} &= G_{\text{rec}} \cdot k \cdot d\nu (T_{\text{rec}} + T_{\text{spill}}) \end{aligned}$$

Ecrire l'équation qui donne T_{rec} en fonction de P_{cal} et de P_{sky} pour éliminer G_{rec} . Donner aussi l'expression de T_{sys} . Vérifier avec la valeur affichée à l'écran.

4 Variation de la température système en fonction de l'élévation

Nous allons utiliser un fichier regroupant différentes commandes que l'antenne va exécuter successivement : fond.cmd.

Question7

Nous avons vu que lorsque l'on regarde le ciel dans une region assez éloignée du plan galactique, on mesure :

$$T_{\text{SYS}} = T_{\text{rec}} + T_{\text{sky}} + T_{\text{spill}} \quad (4.1)$$

Nous allons voir comment évolue T_{sys} en fonction de l'élévation.

Mesures :

1. Ouvrir fond.cmd avec un éditeur de texte et à la ligne correspondante donner un nom explicite au fichier de sortie.
2. Exécuter fond.cmd en cliquant sur le bouton Rcmdfl de SRT puis dans l'invite de commande en bas taper fond.cmd. L'antenne exécute les commandes une par une.
3. Une fois le scan terminé, ouvrir un terminal et exécuter les commandes suivantes :
 - (a) `cp nom_du_fichier_de_sortie.rad ../SRT/rad/` : copie le fichier de sortie dans le répertoire d'analyse.
 - (b) `emacs fond.py &` : éditer le fichier pour indiquer au programme le nom du fichier à lire.
 - (c) `python fond.py` : le script python trace la valeur moyenne des scans obtenus en fonctions de l'élévation.

Tracer la courbe qui T_{SYS} vs Elevation. Commenter le comportement de T_{SYS} en fonction de l'élévation. Quel est le comportement attendu? Expliquer pourquoi.

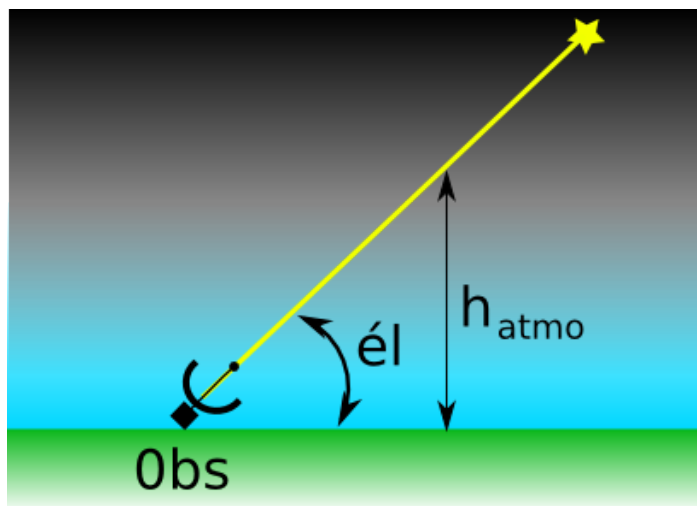


FIGURE 4 – Traversée de l'atmosphère par un rayon.

Question8

L'atmosphère n'est pas très gênante à 1.4 GHz. Lorsqu'on observe le ciel, on mesure la température d'émission astronomique, atténuée par un facteur proportionnel à longueur d'atmosphère traversée (airmass) par le rayon lumineux, à laquelle s'ajoute l'émission de

l'atmosphère elle-même multipliée par un facteur proportionnel à longueur d'atmosphère traversée (airmass). On a donc :

$$T_{\text{sky}} = T_{\text{astro}}(1 - \text{airmass}(El)) + T_{\text{atm}}\text{airmass}(El) \quad (4.2)$$

pour airmass=1, tout le signal astronomique est absorbé par l'atmosphère est la température mesurée est égale à T_{atm} . A l'aide de la figure, déterminer la fonction f telle que $\text{airmass}=f(El)$. Cela est-il cohérent avec vos mesures ? Pourquoi ?

L.O. Frequency range	1370-1800 MHz
L.O. Tuning steps	40 kHz
L.O. Settle time	<5 ms
Rejection of LSB image	>20 dB
Bandwidth/Resolution Modes	1200/8 kHz*
(Currently supported in ver 1.0 firmware)	500/8 kHz
-	250/4 kHz
-	125/2 kHz
I.F. Center	800 kHz
6 dB I.F. range	0.5-3 MHz
Preamp frequency range	1400-1440 MHz
Typical system temperature	150K
Typical L.O. leakage out of preamp	-105dBm
Preamp input for dB compression from out of band signals	-24 dBm
Preamp input for intermodulation interference	-30 dBm
Control	RS-232 2400 baud

FIGURE 5 – Caractéristiques techniques de l'antenne fournies par le constructeur