

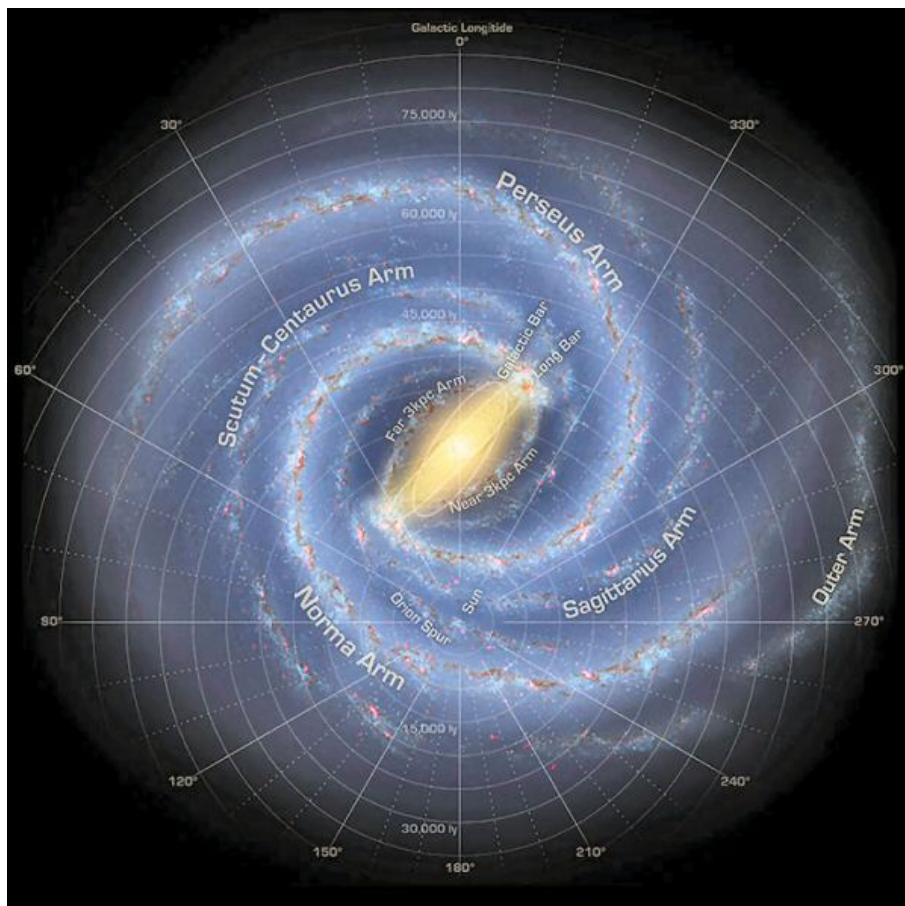
# Travaux Pratiques

## Radioastronomie

### Rotation de la Voie Lactée

P. Salomé, J. Neveu, P. Guillard

19 mars 2020



Vue d'artiste de la Voie Lactée ; source : NASA / JPL-Caltech / R. Hurt (SSC Caltech)

## 1 Objectif du TP

L'objectif de ce TP est de caractériser la vitesse de rotation de la galaxie. Pour cela nous observerons en différents points de la Voie Lactée l'émission de la raie hyperfine de l'hydrogène neutre, à une longueur d'onde de 21 cm. Le but est d'utiliser le décalage Doppler de cette raie

d'émission, différent suivant l'endroit de la galaxie où elle a été émise, pour en déduire la vitesse de rotation de notre Galaxie. Les parties § 2 à 3 sont communes à tous les sujets.

## 2 Introduction à 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 2.1 – 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  $\lambda/D$  où  $D$  est le diamètre de la parabole, or  $\lambda$  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** ( points)

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

**Question2** ( points)

Quels sont les avantages de la radio-astronomie ?

### 3 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.

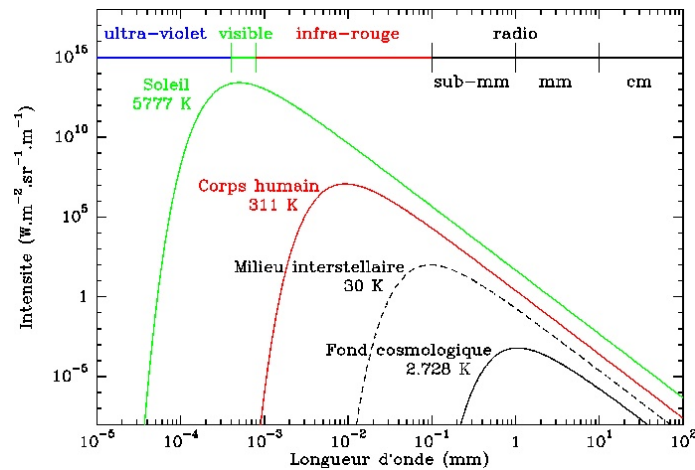


FIGURE 3.1 – Spectres de corps noirs idéals à différentes températures : le Soleil émet plus dans le visible, le corps humain dans l'infrarouge.

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  $\lambda_{max}$  correspondant au pic d'émission lumineuse du corps noir étudié :

$$T_{objet} = \frac{2,898 \times 10^{-3}}{\lambda_{max}} \tag{3.1}$$

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 parvenue à décrire le spectre de ce rayonnement. C'est Max Planck qui le premier proposa de quantifier le rayonnement électromagnétique et réconcilia théorie et expérience : la théorie quantique est née et la constante de Planck avec !

**Question3** ( points)

On appelle  $I_\nu$  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),  $I_\nu$  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 :

$$I_\nu \approx B_\nu(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1} \quad W.m^{-2}.Hz^{-1}.str^{-1} \quad (3.2)$$

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<sup>-1</sup>. 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

$$B_\nu(T_b) = \frac{2kT_b\nu^2}{c^2} \quad (3.3)$$

C'est ce que l'on appelle le régime de Rayleigh-Jeans. C'est ainsi que l'on définit la température de Brillance d'une source. C'est la température effective que devrait avoir un Corps Noir pour rayonner autant d'énergie (même si le processus d'émission est non-thermique). Dans ce dernier cas, les températures de Brillance 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 :

$$T_B = \frac{I_\nu c^2}{2k_B \nu^2} \quad (3.4)$$

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

**Question4** ( points)

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 :

$$S_\nu = \int I(\nu) d\Omega \quad (3.6)$$

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

$$S_\nu = \frac{2k\nu^2}{c^2} \int T_b d\Omega \quad W.m^{-2}.Hz^{-1} \quad (3.7)$$

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  $1 \text{ Jy} = 10^{26} W.m^{-2}.Hz^{-1}$ .

Supposons que le soleil ait une température de Brillance uniforme de  $10^5$  K à  $\lambda=21$  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** ( points)

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  $\eta$  par la formule :

$$S_\nu = \frac{2P}{\eta A d\nu} \quad \text{W.m}^{-2}.\text{Hz}^{-1} \quad (3.9)$$

Pour  $\eta=0.8$ , une antenne de diamètre 2.3m et un 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.

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

FIGURE 3.2 – Caractéristiques techniques de l'antenne fournies par le constructeur

### 3.1 La raie à 21 cm de l'hydrogène

**Question6** ()

Expliquez avec vos mots et votre compréhension du phénomène ce qu'est la "raie à 21 cm" ?

### 3.2 Coordonnées galactiques

Notre étoile, le Soleil, est située en bordure de la Galaxie, à une distance d'environ 8,5 kpc (environ 25 000 al) du centre de la galaxie. La plupart des étoiles et les gaz sont placés dans un disque fin en rotation autour du centre galactique. Supposons le soleil en rotation circulaire autour du centre Galactique avec une vitesse radiale d'environ 220 km/s et exécute une révolution complète autour du centre de la galaxie en 240 millions d'années environ.

Pour décrire la position d'une étoile ou d'un nuage de gaz dans la galaxie, il est commode d'utiliser ce que l'on appelle le système de coordonnées galactique (l, b), où l est la longitude galactique et b la latitude galactique (voir figures 1.1 et 1.2). Le système de coordonnées

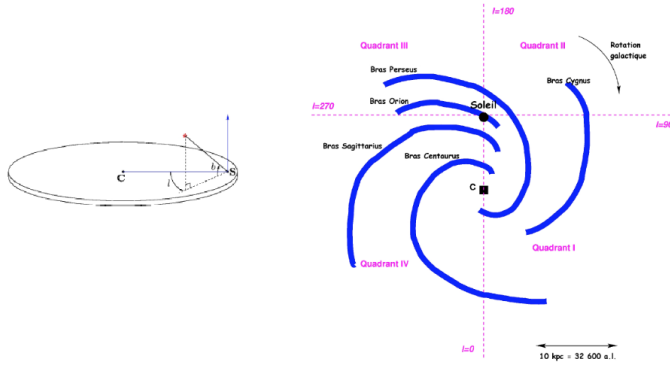


FIGURE 3.3 – Illustration du système de coordonnées galactiques.  $l$  désigne la longitude galactique,  $C$  le centre de la galaxie et  $S$  la position du Soleil. La galaxie est divisée en quatre quadrants.

galactiques est centré sur le Soleil.  $b = 0$  correspond au plan galactique. La direction  $b = 90^\circ$  est appelée pôle nord galactique. La longitude  $l$  est mesurée en degrés, en sens inverse des aiguilles d'une montre, à partir de la direction Soleil vers le Centre de la galaxie. Le centre de la galaxie a ainsi pour coordonnée ( $l = 0$ ;  $b = 0$ ). Il y a en fait quelque chose de très particulier sur le centre de la galaxie : une très grande concentration de masse en forme d'un trou noir contenant environ 4 millions de fois la masse du soleil. Tout autour, il y a une brillante source d'ondes radio et de rayons X appelée Sagittarius A\*.

La galaxie a été divisée entre 4 quadrants numérotés par des chiffres romains :

- Quadrant I  $0^\circ < l < 90^\circ$
- Quadrant II  $90^\circ < l < 180^\circ$
- Quadrant III  $180^\circ < l < 270^\circ$
- Quadrant IV  $270^\circ < l < 360^\circ$

### 3.3 Mesure de l'effet Doppler-Fizeau

L'effet Doppler est le décalage de fréquence d'une onde acoustique ou électromagnétique entre la mesure à l'émission et la mesure à la réception lorsque la distance entre l'émetteur et le récepteur varie au cours du temps. On peut montrer que si un observateur se déplace par rapport à un émetteur à une vitesse  $V$ , si l'émetteur émet une onde de fréquence  $f_{\text{rest}}$ , alors le récepteur perçoit une onde de fréquence  $f_{\text{obs}} \neq f_{\text{rest}}$  suivant la loi :

$$f_{\text{obs}} = f_{\text{rest}} \left(1 - \frac{v}{c}\right) \quad (3.11)$$

et donc :

$$\Delta\nu/\nu_0 = \Delta v/c \quad (3.12)$$

#### Question7 ( points)

Pour une vitesse de 220 km/s, à quelle fréquence est décalée la raie à 21 cm de l'hydrogène ?  
Quelle est la largeur de bande en km/s d'un récepteur de  $\Delta\nu=1.2$  MHz ?

### 3.4 Géométrie du problème

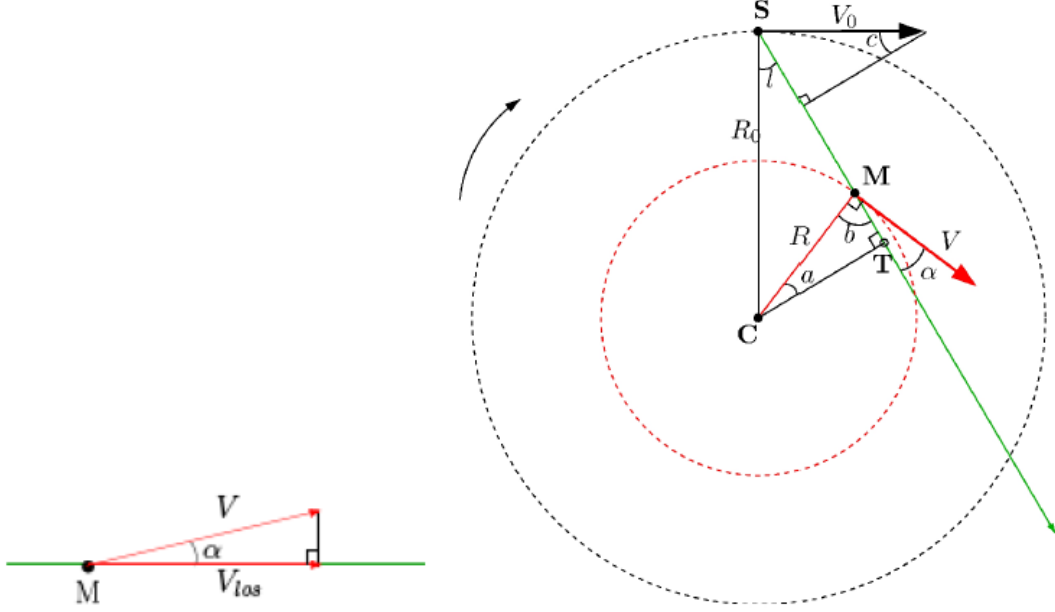


FIGURE 3.4 – Vecteurs vitesse dans la galaxie.  $\vec{V}_{los}$  est la projection de  $\vec{V}$  le long de la ligne de visée du radiotélescope. C désigne le centre de la galaxie, S la position du Soleil,  $l$  la longitude galactique,  $R$  la distance au centre galactique.  $V_0$  et  $R_0$  désignent respectivement la vitesse du Soleil dans la galaxie et sa distance au centre galactique.

Imaginons que nous pointons notre radiotélescope vers un nuage de gaz de notre Galaxie. Dans la figure 3.4, nous voyons que la vitesse réelle  $\vec{V}$  d'un nuage fait un angle avec la ligne de visée. Nous pouvons mesurer la projection de la vitesse du nuage sur la ligne de visée ( $\vec{V}_{los}$ ) en utilisant l'effet Doppler.

Seulement, le Soleil bouge aussi dans la galaxie. Notre radiotélescope observe donc ce que l'on appelle la vitesse radiale,  $V_r$ , projection de la vitesse d'un nuage sur la ligne de visée moins la projection de la vitesse du soleil sur la ligne de visée. De la figure 3.4 nous obtenons :

$$V_r = V \cos \alpha - V_0 \sin c \quad (3.15)$$

Dans le triangle supérieur, nous voyons que :

$$(90 - l) + 90 + c = 180 \Rightarrow c = l \quad (3.16)$$

L'angle  $\alpha$  que  $V$  fait avec la ligne de visée peut être calculé à partir du triangle CMT où nous avons :

$$a + b + 90 = 180 \Rightarrow b = 90 - a \quad (3.17)$$

La droite CM fait un angle droit avec  $V$ . En utilisant l'expression ci-dessus pour l'angle  $b$  (à ne pas confondre avec la latitude galactique) nous avons :

$$b + \alpha = 90 \Rightarrow \alpha = 90 - b = 90 - (90 - a) = a \Leftrightarrow \alpha = a \quad (3.18)$$

L'expression finale de  $V_r$  est obtenue en réécrivant l'équation 3.15

$$V_r = V \cos \alpha - V_0 \sin l \quad (3.19)$$

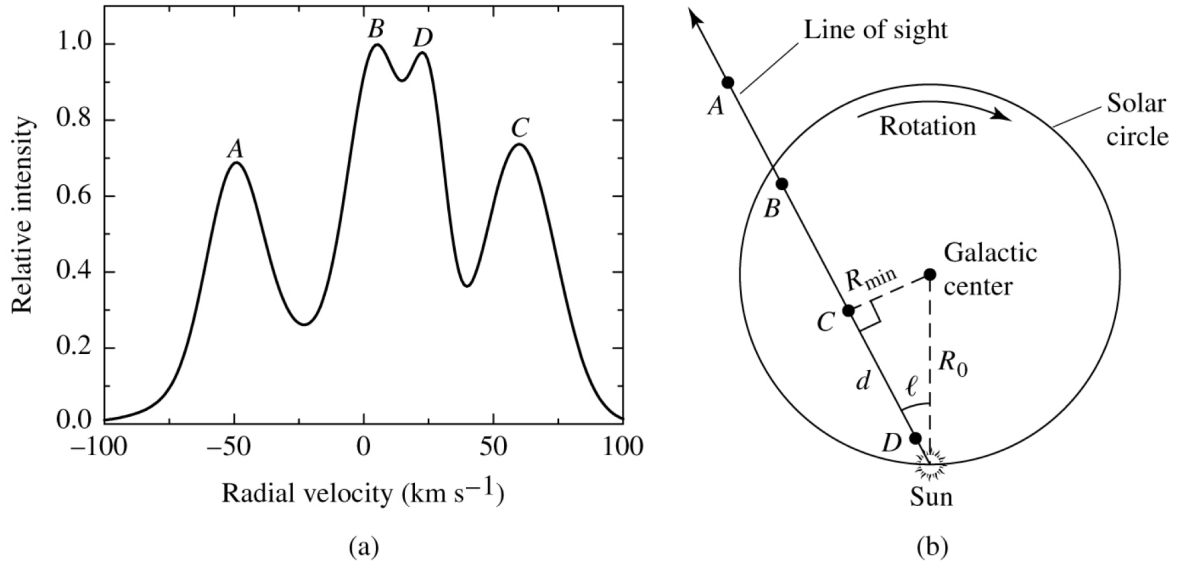


FIGURE 4.1 – (a) Emission de la raie d'émission HI à 21 cm le long d'une ligne de visée depuis le Soleil. (b) Schéma illustrant la position des 4 nuages d'hydrogène (A,B,C,D) par rapport au Soleil. Le nuage situé au plus petit rayon galactique  $R$  (C) a la vitesse radiale la plus grande.

Nous voulons maintenant remplacer  $\alpha$  par les autres variables. En regardant les triangles CST et CMT nous trouvons que la distance entre le centre de galaxie (C) et le point tangentiel (T) peut s'exprimer de 2 façons différentes :

$$CT = R_0 \sin l = R \cos \alpha \quad (3.20)$$

En remplaçant  $\cos \alpha$  de l'équation ?? dans l'équation 3.19 nous obtenons :

$$V_r = V \frac{R_0}{R} \sin l - V_0 \sin l \quad (3.21)$$

## 4 Vitesse de rotation de la galaxie

Il peut y avoir de nombreux nuages le long de la ligne de visée. On observe en fait plusieurs pics Doppler cumulés dans un spectre galactique. La courbe de rotation de la galaxie est la courbe  $v = f(R)$ . D'après l'équation 3.21, puisque  $V(R)$  est une fonction monotone croissante de  $R$ , le long d'une ligne de visée,  $V_r$  sera maximum quand  $R$  est minimum. Donc, si l'on observe un ensemble d'objets (par exemple de nuages atomiques emettant en HI) sur la même ligne de visée, celui situé à la plus petite distance Galacto-centrique ( $R$ ) aura la plus grande vitesse  $V_r$ . La figure ?? illustre ceci. Autrement dit, le pic ayant la plus grande vitesse  $V_{r,max}$  vient du nuage au point tangentiel T où nous observons le vecteur vitesse tout entier le long de la ligne de visée. A ce point tangentiel nous avons  $\alpha=0$ . Exprimer dans cette hypothèse  $V$  et  $R$  des Eq. 3.20 et 3.21.

$$R(l) = \quad (4.1)$$

$$V(l) = \quad (4.2)$$

Nous avons donc deux inconnues  $R$  et  $V$ , deux équations, et deux paramètres mesurables  $l$  et  $V_{r,max}$ .  $V_0$  et  $R_0$  sont connus par ailleurs. En observant à des longitudes galactiques différentes, nous pouvons mesurer  $V_{r,max}$  pour différentes valeurs de  $l$ . Nous pouvons alors calculer  $R$  et  $V$  pour chaque  $l$  et déterminer la courbe de rotation  $V(R)$ .



**Question8** ( points)

Connectez-vous sur l'interface <http://euhou.obspm.fr> et effectuez vos observations. Vos points de mesure semblent-ils cohérents? Sinon expliquer pourquoi.

## 5 Bras spiraux

Nous utilisons encore l'équation 3.19. Mais, influencés par la forme des courbes de rotation que nous avons mesurées, nous supposons maintenant que le gaz dans la Voie Lactée est conforme à une rotation différentielle, qui se traduit par le fait que la vitesse radiale est constante par rapport au rayon :  $V(R) = \text{constante} = V_0$ . L'équation 3.19 devient alors

$$V_r = V_0 \sin l \left( \frac{R_0}{R} - 1 \right) \quad (5.1)$$

Et nous pouvons exprimer R comme une fonction de quantités connues :

$$R = \frac{R_0 V_0 \sin l}{V_0 \sin l + V_r} \quad (5.2)$$

Maintenant, nous voulons faire une carte de la Voie Lactée et placer les nuages que nous avons détectés. De la mesure de la vitesse radiale  $V_r$  pour chaque pic Doppler du spectre, nous pouvons calculer la distance R au centre galactique du gaz émetteur (équation 5.2) connaissant sa longitude galactique l.

Si nous observons dans le quadrant I et quadrant IV, il y a 2 positions possibles correspondant aux valeurs données de l et de R : sur la ligne de visée on intersecte deux fois un cercle à R constant donc un pic correspond a priori à deux positions distinctes. Si, d'un autre côté, nous observons dans le quadrant II ou quadrant III alors la position de nuage du gaz émetteur peut être déterminée de façon unique. Vous devriez faire un schéma pour vous convaincre que c'est vrai!

**Question9** ( points)

Pour déduire une vitesse de rotation à partir du spectre mesuré, on n'a utilisé que le pic le plus décalé par effet Doppler de 1420,4 MHz, correspondant au point tangentiel dans le ligne de visée. Si on utilise tous les pics, alors on peut situer ces points de mesure dans les différents bras de la galaxie, chaque pic correspondant à une vitesse particulière donc à une distance particulière du centre galactique.

Connectez-vous sur l'interface <http://euhou.obspm.fr>, effectuez vos mesures et construisez une carte de bras spiraux pour 3 ou 4 lignes de visée.