

Alma Mater Studiorum - Università di Bologna

---

Dipartimento di Fisica e Astronomia  
Corso di Laurea in Astronomia

**Struttura e cinematica della Via Lattea**  
Tesi di Laurea

**Presentata da:**  
Lorenzo Martinelli

**Relatore:**  
Chiar.mo Prof. Daniele Dallacasa

---

Anno accademico 2020-2021

*"Quello che in terzo luogo osservammo è l'essenza o materia della Via Lattea, la quale attraverso il cannocchiale si può vedere in modo così palmare che tutte le discussioni, per tanti secoli cruccio dei filosofi, si dissipano con la certezza della sensata esperienza, e noi siamo liberati da sterili dispute." [13]*

Galileo Galilei - Sidereus Nuncius (1610)

## Sommario

La Via Lattea è la galassia che ospita il Sistema Solare, sistema planetario di cui fa parte la Terra. Per questo motivo, il suo studio presenta delle difficoltà estranee allo studio delle altre galassie, a causa della prospettiva completamente diversa da cui la si osserva. Allo stesso tempo permette di ottenere delle informazioni molto dettagliate sui fenomeni su piccola scala, che non si possono ottenere per le altre galassie.

In questo elaborato si vuole dare una panoramica delle caratteristiche strutturali e cinematiche della Via Lattea (Sezione 3), presentando gli aspetti fondamentali dei metodi che permettono di desumere tali caratteristiche dalle osservazioni (Sezione 2).

# Indice

<b>1</b>	<b>Introduzione</b>	<b>1</b>
<b>2</b>	<b>Metodi di indagine</b>	<b>1</b>
2.1	Distribuzione spaziale delle stelle . . . . .	2
2.2	Rilevazione del mezzo interstellare . . . . .	3
2.2.1	Mezzo interstellare ionizzato . . . . .	3
2.2.2	Mezzo interstellare neutro . . . . .	4
2.3	Misure di velocità . . . . .	5
2.4	Studio della rotazione della Galassia . . . . .	5
2.4.1	Costanti di Oort . . . . .	7
2.4.2	Riga a 21 cm di HI . . . . .	9
2.4.3	Curva di rotazione per $R > R_{\odot}$ . . . . .	10
2.5	Distribuzione dell'idrogeno neutro . . . . .	11
<b>3</b>	<b>Componenti strutturali e cinematiche della Galassia</b>	<b>11</b>
3.1	Il Disco . . . . .	12
3.1.1	Struttura a Spirale . . . . .	12
3.2	Il Bulge . . . . .	13
3.3	L'Alone . . . . .	14
3.4	L'alone di Materia Oscura . . . . .	15
<b>4</b>	<b>Conclusioni</b>	<b>15</b>
<b>A</b>	<b>Appendici</b>	<b>17</b>
A.1	Sistema di coordinate Galattiche . . . . .	17
A.2	Dimostrazione equazione (9) . . . . .	17
A.3	Dimostrazione equazione (12) . . . . .	17
A.4	Dimostrazione delle equazioni (15) . . . . .	18
	<b>Riferimenti bibliografici</b>	<b>19</b>

# 1. Introduzione

*Via Lattea* è il nome che si utilizza per indicare sia la fascia luminosa visibile ad occhio nudo nel cielo notturno, sia la struttura cosmica che causa tale fenomeno. La Via Lattea viene anche chiamata la *Galassia* (con la G maiuscola), mentre con il termine generale *galassia* ci si riferisce a tutte le strutture più o meno simili alla Via Lattea. La Galassia è un complesso sistema principalmente composto di stelle, gas e polveri. La sua massa totale è stimata attorno alle  $10^{12}M_{\odot}$  di cui gran parte (si stima circa il 95%) sembra essere *materia oscura* (vedi sez. 3.4)[5]. Le stelle contribuiscono con circa  $5 \cdot 10^{10}M_{\odot}$  e si stima che siano tra le 100 e 400 miliardi in numero [9].

Dalla definitiva conclusione del *Grande dibattito*<sup>1</sup> nel 1924, è appurato che la Via Lattea è una galassia fra tante altre. Quando si cerca di studiare le proprietà della Galassia su larga scala, si incontrano considerevoli difficoltà a causa del fatto che ci troviamo al suo interno. Per questo motivo la conoscenza della struttura delle altre galassie fornisce una preziosa funzione di guida e di confronto nell'interpretazione di ciò che si osserva nella nostra.

Esistono classificazioni dettagliate delle galassie, ma per lo scopo di questo elaborato è sufficiente evidenziare che si distinguono tre diverse tipologie principali: le galassie *ellittiche*, *spirali* (o *a spirale*) e *lenticolari*, alle quali se ne può aggiungere una quarta, quella delle *irregolari*. Le galassie ellittiche appaiono nel cielo come dei raggruppamenti di stelle di forma ellittica, mentre la loro struttura tridimensionale può essere ben descritta da *sferoidi oblati*, *prolati*, o *ellissoidi triassiali*. Le galassie a spirale presentano un disco di stelle con un "rigonfiamento" centrale, detto *bulge*, che è strutturalmente simile ad una galassia ellittica. Inoltre, all'interno del disco di stelle si trova gas e altra materia interstellare, con una più o meno ben definita *struttura a spirale*, dove si osserva formazione stellare. Le spirali si possono suddividere in due sottoclassi, *spirali normali* e *spirali barrate*. Nelle spirali barrate la struttura a spirale termina in un rigonfiamento a forma di *barra*, mentre nelle spirali normali la struttura a spirale può finire in un anello centrale o continuare fino al centro geometrico. Le galassie lenticolari hanno un insieme di caratteristiche intermedie tra quelle delle galassie ellittiche e quelle delle spirali. Come le ellittiche contengono poca materia interstellare e non mostrano tracce né di struttura a spirale, né di formazione stellare. Tuttavia, in aggiunta alla tipica componente stellare di forma sferoidale, contengono un disco di stelle e polvere, aspetto che le accomuna alle spirali. Infine la classe delle galassie *irregolari* comprende tutte le galassie che non hanno particolari simmetrie [11].

## 2. Metodi di indagine

La Galassia è un sistema variegato, composto da stelle, ammassi di stelle, gas e polveri. Per questo motivo uno studio completo della sua struttura e cinematica richiede osservazioni in gran parte dello spettro elettromagnetico, e metodi differenti a seconda del tipo di componente che si sta prendendo in considerazione.

Si darà qui una breve panoramica dei metodi principali per ottenere, dalle osserva-

---

<sup>1</sup>Il dibattito che ci fu nei primi anni '20 del XX secolo sulla natura delle galassie a spirale, allora chiamate *nebulose spirali*, concluso da Edwin P. Hubble quando nel 1924 individuò una stella variabile cefeide nella Galassia di Andromeda (M31). Tale scoperta gli permise di concludere con sicurezza che M31 si trovasse molto all'esterno della Via Lattea, e quindi che le nebulose spirali fossero strutture simili alla Via Lattea, e non oggetti al suo interno.

zioni, le informazioni che permettono di ricostruire la struttura e la cinematica della Galassia. Inoltre, è opportuno rimarcare che la Galassia è un sistema dinamico. Ciò rende la comprensione della sua struttura indissolubilmente legata a quella della sua cinematica.

## 2.1. Distribuzione spaziale delle stelle

Per poter studiare la struttura della Galassia è necessario conoscere come sono distribuiti nello spazio i diversi tipi di oggetti che la compongono. Il primo parametro fondamentale che occorre a tale proposito è la *distanza*, uno dei più importanti e difficili da determinare in Astronomia. In certi casi la distanza delle stelle e degli ammassi di stelle<sup>2</sup> può essere determinata con relativa precisione, mentre nel caso della materia interstellare la cosa si complica notevolmente, come si può vedere in alcuni esempi nelle sezioni successive.

Un problema cruciale nello studio della struttura della Galassia è trovare come varia nello spazio la densità di stelle. Il numero di stelle per unità di volume, a distanza  $r$  dal Sole, nella direzione di coordinate Galattiche<sup>3</sup>  $(\lambda, b)$ , è dato dalla densità stellare  $D = D(r, \lambda, b)$ . La densità stellare non si può osservare direttamente eccetto che nelle immediate vicinanze del Sole, dove si conosce la distanza di tutte le stelle in maniera accurata. Tuttavia,  $D(r, \lambda, b)$  può essere calcolata se si conosce la *funzione di luminosità*  $\Phi(M)$ , la quale rappresenta la frazione di stelle di sequenza principale con magnitudine assoluta  $M$  compresa nell'intervallo  $[M - \frac{1}{2}, M + \frac{1}{2}]$  nel volume di spazio considerato. Inoltre, bisogna conoscere l'estinzione interstellare in funzione della distanza in una data direzione  $A(r, \lambda, b)$ . La  $\Phi(M)$  può essere misurata soltanto nei dintorni del Sole, dove è possibile ottenere valori accurati delle distanze, e di conseguenza delle magnitudini assolute per gran parte delle stelle, in un ampio intervallo di magnitudini. L'estinzione  $A(r, \lambda, b)$  può essere determinata tramite fotometria multibanda [7].

Si considerino le stelle entro un angolo solido  $\omega$  in direzione  $(\lambda, b)$  e nell'intervallo di distanze  $[r, r + dr]$ , e si assuma la  $\Phi(M)$  ottenuta nei dintorni del Sole, mentre la densità stellare  $D(r, \lambda, b)$  è sconosciuta. La magnitudine assoluta  $M$  di stelle di magnitudine apparente  $m$  è

$$M = m - 5 \text{Log}\left(\frac{r}{10 \text{ pc}}\right) - A(r, \lambda, b) \quad (1)$$

Il numero di stelle nell'intervallo di magnitudine apparente  $[m - 0.5, m + 0.5]$  nell'elemento di volume  $dV = \omega r^2 dr$  a distanza  $r$  è quindi

$$dN(m) = D(r, \lambda, b) \cdot \Phi\left[m - 5 \text{Log}\left(\frac{r}{10 \text{ pc}}\right) - A(r, \lambda, b)\right] dV \quad (2)$$

Le stelle di magnitudine apparente  $m$ , osservate nella regione di cielo considerata, sono in realtà a distanze diverse. Per ottenere il loro numero  $N(m)$  bisogna integrare  $dN(m)$  su tutte le possibili distanze  $r$ :

$$N(m) = \int_0^\infty D(r, \lambda, b) \cdot \Phi\left[m - 5 \text{Log}\left(\frac{r}{10 \text{ pc}}\right) - A(r, \lambda, b)\right] \cdot \omega r^2 dr \quad (3)$$

---

<sup>2</sup>Esempi di tecniche per misurare le distanze delle stelle sono le parallassi trigonometriche, le distanze fotometriche, le relazioni periodo-luminosità di particolari classi di stelle variabili. Un metodo molto importante per gli ammassi di stelle è invece il main sequence fitting.

<sup>3</sup>Vedere appendice A.1.

Quindi  $N(m)$  è il numero di stelle di magnitudine apparente compresa nell'intervallo  $[m - 0.5, m + 0.5]$  nell'angolo solido  $\omega$ , e può essere ottenuto dalle osservazioni contando le stelle di diverse magnitudini in una fotografia di una porzione di cielo. Si assume come funzione di luminosità quella trovata per i dintorni del Sole e si considera l'estinzione  $A(r, \lambda, b)$  già nota. A questo punto, in linea di principio, la (3) (che è un'equazione integrale) può essere risolta per  $D(r, \lambda, b)$ .

Questo metodo di studio della densità stellare si può applicare anche considerando solo stelle con particolari caratteristiche, come ad esempio classe spettrale o metallicità, aggiungendo così informazioni preziose per la comprensione della formazione ed evoluzione della Galassia [5]. In altre regioni della Galassia dove questo metodo non è applicabile, come ad esempio nel bulge, la densità stellare può essere ricavata dalla distribuzione di brillantezza superficiale.

Con questi metodi, come si vedrà poco più in dettaglio nella Sezione 3 è stato possibile stabilire che le stelle si distribuiscono in una struttura discoidale relativamente sottile (il *disco*), e che nelle regioni centrali si trova un rigonfiamento di stelle (il *bulge*).

## 2.2. Rilevazione del mezzo interstellare

Anche se gran parte della massa della Galassia è condensata in stelle, confrontando i diametri tipici di queste ultime (dell'ordine di  $10^6 \text{ km}$ ) con le distanze che le separano (dell'ordine di  $1 \text{ pc} \simeq 3.08 \cdot 10^{13} \text{ km}$ ), ci si rende subito conto che solo una piccolissima parte di spazio è occupato dalla componente stellare. Lo spazio interstellare non è completamente vuoto, è riempito da grandi masse di *gas* (molecole, atomi, ioni) e dalla *polvere interstellare* (costituita da granelli di ghiaccio di varie specie, grafite, silicati e forse metalli). L'insieme di questi gas e polveri è chiamato *mezzo interstellare* (*interstellar medium*, ISM). Dal punto di vista dei parametri fisici, l'ISM si presenta sotto forma di *fasi a differenti temperature e densità*. Queste diverse fasi sono il risultato dei processi di riscaldamento e raffreddamento a cui l'ISM è soggetto.

### 2.2.1. Mezzo interstellare ionizzato

La fase più calda, chiamata *hot ionized medium* (HIM), è gas ionizzato a temperature maggiori di  $10^6 \text{ K}$ . Il gas più caldo è prodotto in seguito all'esplosione di supernovae che, tramite le onde d'urto associate, generano temperature anche superiori ai  $10^7 \text{ K}$ . Mentre gas a temperature dell'ordine di  $10^6 \text{ K}$  (o inferiori), viene prodotto dall'urto di resti di supernova [6]. Nel primo caso il processo principale di raffreddamento è la *bremstrahlung termica*, che produce tipicamente radiazione X. Nel secondo caso contribuisce significativamente la ricombinazione degli elettroni più interni degli elementi più comuni e altamente ionizzati, processo che produce radiazione X soffice [10]. Questa fase dell'ISM si osserva perciò tramite telescopi per raggi X in orbita al di fuori dell'atmosfera.

Una seconda fase è costituita da gas ionizzato dalla radiazione UV emessa da stelle massive (classe spettrale O e B) e viene chiamata *warm ionized medium* (WIM). L'emissione del WIM è dovuta sia a transizioni *libero-libero*, sia a processi di *ricombinazione* e transizioni *legato-legato*. Le transizioni libero-libero in questo caso consistono in *bremstrahlung termica*, che produce uno spettro continuo approssimativamente costante dalla banda radio fino all'infrarosso (dove presenta un cutoff esponenziale). I processi di *ricombinazione* e le transizioni *legato-legato* producono uno spettro a righe, dalla banda radio fino all'ottico (e.g. riga  $H_\alpha$ , righe  $500.7 \text{ nm}$  [OIII]  $^3P_2 - ^1D_2$ ,

495.9 nm [OIII]  $^3P_1 - ^1D_2$ ). Questa fase si manifesta come *regioni di HII* (idrogeno ionizzato) ed è osservabile sia con telescopi ottici, sia con radiotelescopi anche in zone non accessibili ad osservazioni visuali a causa dell'estinzione. L'idrogeno ionizzato è presente nella Galassia sotto forma di nubi discrete con densità variabili da 1 a oltre  $10^3$  atomi per  $cm^3$  (e.g. Nebulosa di Orione) [10].

È noto dallo studio delle altre galassie a spirale che le regioni HII possono essere considerate come "traccianti" dei bracci a spirale. Per questo motivo, è importante poterne studiare la distribuzione all'interno della Galassia. Ciò può essere fatto soltanto se si conosce la loro distanza. La determinazione delle distanze può essere fatta attraverso lo studio delle caratteristiche delle stelle che ionizzano le nubi, quando sono visibili, oppure dalle velocità radiali delle regioni stesse, misurate in base alle righe in emissione e assumendo un modello di rotazione della Galassia, come si fa con l'idrogeno neutro (vedi 2.4.2) [6].

### 2.2.2. Mezzo interstellare neutro

Le ultime fasi dell'ISM sono il *warm neutral medium* (WNM) e il *cold neutral medium* (CNM). Il primo è costituito da gas neutro diffuso a temperature variabili tra circa 100 K e 8000 K, e densità dell'ordine di  $10^{-1}$  particelle per  $cm^3$ . Il secondo è costituito da idrogeno atomico a temperature di circa 100 K e densità di 1–10 particelle per  $cm^3$ , o molecolare ( $H_2$ ) a temperature attorno ai 20 K e densità dell'ordine di  $10^3$  particelle per  $cm^3$ , ed è prevalentemente condensato in nubi [6].

L'idrogeno neutro (HI) del WNM e del CNM è rilevabile nella banda radio tramite la riga spettrale a 21 cm, lunghezza d'onda a cui l'ISM è completamente trasparente. In questo modo è possibile esaminare la struttura della Galassia anche in regioni vicine dove l'assorbimento nell'ottico è troppo elevato, o troppo lontane per poter effettuare delle osservazioni ottiche.

La *polvere* gioca un ruolo importante nel determinare lo stato del gas a temperature  $T < 10^3$  K. I grani di polvere assorbono efficientemente la radiazione elettromagnetica a lunghezze d'onda minori delle loro dimensioni e, in condizioni di equilibrio, riemettono l'energia assorbita nell'infrarosso. La maggior parte della polvere si stabilizza a temperature comprese tra circa 30 K e 100 K.

I grani di polvere hanno un ruolo importante nel mezzo interstellare in quanto agiscono come catalizzatori per la formazione di molecole ( $H_2$  e CO le più abbondanti). Le grandi nubi di polvere contengono perciò grandi concentrazioni di molecole, le quali possono emettere a loro volta radiazione per transizioni rotazionali nel lontano infrarosso e nelle microonde [10]. Di particolare importanza è la molecola di *monossido di carbonio* (CO), la quale è la seconda più abbondante dopo l' $H_2$  (idrogeno molecolare). Nelle zone del piano Galattico ricche di polvere si trova invariabilmente anche l'emissione da CO. L'interesse principale deriva dal fatto che quest'ultimo può essere usato come tracciante per lo studio dell'idrogeno molecolare che, pur essendo molto più abbondante, non è osservabile nella banda radio e lo è a fatica nell'ultravioletto. La molecola del CO fa da tracciante dell'idrogeno molecolare in quanto si forma in condizioni analoghe a quelle dell' $H_2$  e la sua principale sorgente di eccitazione è costituita proprio dalle collisioni con quest'ultimo.

Anche le grandi nubi molecolari (ricche di  $H_2$  e polveri) sono traccianti dei bracci a spirale e costituiscono i luoghi di innesco della formazione stellare.

### 2.3. Misure di velocità

Per poter studiare la cinematica della Galassia servono dei metodi per misurare le velocità degli oggetti astronomici. Un oggetto nello spazio che si muove rispetto all'osservatore ha una sua *velocità relativa*, rappresentata da un vettore  $\mathbf{v}_{rel}$ . Quest'ultimo può sempre essere scomposto in due componenti, una parallela alla linea di vista, detta *velocità radiale*  $v_{\parallel}$  e una perpendicolare alla linea di vista, detta velocità tangenziale  $v_{\perp}$ , in modo tale che

$$\|\mathbf{v}_{rel}\| = \sqrt{v_{\perp}^2 + v_{\parallel}^2} \quad (4)$$

La  $v_{\perp}$  ha come risultato osservabile i cosiddetti *moti propri*, cioè una variazione nel tempo delle coordinate celesti, *declinazione* e *ascensione retta*. Fotografando la regione di cielo interessata a distanza di anni si misura il moto proprio  $\mu$ , cioè la velocità di variazione delle coordinate angolari. Se è nota anche la distanza  $r$  dell'oggetto allora la velocità tangenziale è data da  $v_{\perp} = \mu \cdot r$ .

La  $v_{\parallel}$  si può misurare grazie all'effetto Doppler, cioè una variazione della frequenza e della lunghezza d'onda della radiazione elettromagnetica, dovuta alla velocità radiale della sorgente.

I metodi citati misurano la velocità relativa tra l'osservatore e l'oggetto interessato, perciò bisogna tener conto del fatto che tutte le nostre osservazioni sono fatte dalla Terra (o almeno dalle sue immediate vicinanze) che ha una velocità orbitale attorno al Sole, il quale a sua volta ha un suo moto all'interno della Galassia. Una volta corrette tutte le osservazioni dalla velocità orbitale terrestre, il moto del Sole rispetto alle stelle vicine si riflette nei loro moti propri e nelle loro velocità radiali.

Per studiare il moto effettivo delle stelle bisogna stabilire un sistema di riferimento rispetto al quale definire i moti. Il sistema di riferimento più pratico è il cosiddetto *local standard of rest* (LSR), il quale è definito nel modo seguente.

Si supponga che nei dintorni del Sole le velocità delle stelle rispetto ad esso siano distribuite casualmente. Assumendo di conoscere tutti i loro moti propri e velocità radiali, il LSR è definito in modo tale che il valor medio dei vettori velocità delle stelle sia opposto alla velocità del Sole rispetto a tale sistema. In questo modo la velocità media delle stelle considerate rispetto al LSR sarà zero [7].

Rispetto al LSR, la velocità peculiare del Sole è chiamata di solito *moto solare*, mentre la velocità di una stella è nota come *velocità peculiare* e si ottiene sommando (vettorialmente) il moto solare alla velocità misurata.

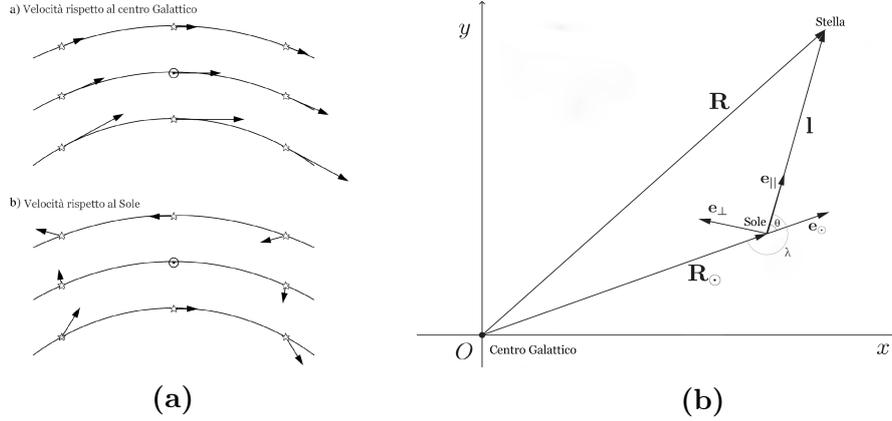
Il moto solare può essere determinato con i valori medi delle velocità misurate delle stelle nei dintorni del Sole, grazie a considerazioni che vanno oltre lo scopo di questo elaborato [5]. Ciò che risulta da tale analisi per il moto solare è che  $v_{\odot} = 19.7 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$  e che la direzione dell'*apice*, cioè il punto nella sfera celeste verso il quale si muove il Sole (situato nella costellazione di Ercole) ha coordinate Galattiche  $\lambda = 56^{\circ}$ ,  $b = +23^{\circ}$  (fare riferimento a Fig.7)[7]. Una volta noto il moto solare, le velocità delle stelle rispetto al Sole possono essere trasformate in moti peculiari rispetto al LSR.

### 2.4. Studio della rotazione della Galassia

La forma discoidale della Galassia suggerisce la possibilità di un generale moto di rotazione attorno ad un asse perpendicolare al piano galattico. Inoltre, le osservazioni delle velocità delle stelle nei dintorni del Sole suggeriscono che tale rotazione sia *differenziale* (Fig.1a), con velocità angolare decrescente allontanandosi dal centro.

Nel 1927 l'astronomo olandese *Jan H. Oort* (1900-1992) derivò una serie di relazioni che permettono di determinare la *curva di rotazione*<sup>4</sup> della Galassia, a partire dalle misure di velocità radiali  $v_{\parallel}$  e tangenziali  $v_{\perp}$  degli oggetti nel disco galattico.

Per comprendere il ragionamento di Oort, come primo approccio è utile partire con l'assunzione che le stelle, e in generale la materia che compone il disco, percorrano delle orbite circolari attorno a tale asse. Portando avanti questa assunzione, sarà poi possibile confrontarne le implicazioni con le osservazioni, e valutare quanto sia effettivamente corretta studiandone le deviazioni. Un'altra assunzione che permette una trattazione più semplice, senza limitare eccessivamente il modello, è che il disco non abbia spessore. Quest'ultimo è in realtà presente, pur essendo relativamente sottile (Sezione 3.1).



**Figura 1:** (a) Effetto della rotazione differenziale sulle velocità delle altre stelle. (b) Impostazione geometrica del problema.

In questo contesto, come mostrato in Fig.1b, si fa coincidere il piano del disco con il piano  $(x,y)$ , così  $\mathbf{e}_z$  è il versore diretto lungo l'asse  $z$  (uscende dal piano del foglio). Si individua una stella generica nel disco con il raggio vettore  $\mathbf{R}$ , mentre il Sole, o più propriamente il LSR, è individuato dal raggio vettore  $\mathbf{R}_{\odot} = R_{\odot}\mathbf{e}_{\odot}$ , con  $\mathbf{e}_{\odot}$  versore appartenente al piano galattico che punta verso l'*anticentro*. Si indica con  $\Omega(R) = \Omega(R)\mathbf{e}_z$  la velocità angolare della stella (dove  $R = \|\mathbf{R}\|$ ) e con  $\Omega_{\odot} \equiv \Omega(R_{\odot}) = \Omega_{\odot}\mathbf{e}_z$  la velocità angolare del Sole. Le velocità di una stella generica e del Sole rispetto al centro galattico sono rispettivamente

$$\mathbf{v} = \Omega \wedge \mathbf{R}, \quad \mathbf{v}_{\odot} = \Omega_{\odot} \wedge \mathbf{R}_{\odot} \quad (5)$$

Si definisce infine il vettore che congiunge il Sole e la stella

$$\mathbf{l} = \mathbf{R} - \mathbf{R}_{\odot}, \quad l = \|\mathbf{l}\| \quad (6)$$

e due versori, uno parallelo e uno perpendicolare a  $\mathbf{l}$

$$\mathbf{e}_{\parallel} = \frac{\mathbf{l}}{l}, \quad \mathbf{e}_{\perp} = \mathbf{e}_z \wedge \mathbf{e}_{\parallel} \quad (7)$$

<sup>4</sup>La *curva di rotazione* è una proprietà del campo gravitazionale di una distribuzione di massa a simmetria assiale. Essa rappresenta la funzione che, per ogni valore della distanza  $R$  dall'asse di simmetria, dà la velocità  $v_c(R)$  che dovrebbe avere un punto materiale di massa qualsiasi, per mantenere un'orbita circolare di raggio  $R$ .  $v_c(R)$  è quindi la velocità che avrebbero eventuali oggetti in orbita circolare in una struttura a simmetria assiale.

Si ricorda che le quantità misurabili sono le componenti parallela  $v_{\parallel}$  e perpendicolare  $v_{\perp}$  alla linea di vista (cioè ad  $\mathbf{l}$ ) della velocità relativa della stella  $\mathbf{v}_{rel}$ , dove

$$\mathbf{v}_{rel} = \mathbf{v} - \mathbf{v}_{\odot}, \quad v_{\parallel} = \langle \mathbf{v}_{rel}, \mathbf{e}_{\parallel} \rangle, \quad v_{\perp} = \langle \mathbf{v}_{rel}, \mathbf{e}_{\perp} \rangle \quad (8)$$

quindi dalla (5) si ha che (vedere A.2)

$$\mathbf{v}_{rel} = \boldsymbol{\Omega} \wedge \mathbf{l} + \Delta\boldsymbol{\Omega} \wedge \mathbf{R}_{\odot}, \quad \Delta\boldsymbol{\Omega} \equiv \boldsymbol{\Omega} - \boldsymbol{\Omega}_{\odot} \quad (9)$$

Dalle (8) si ottiene che

$$v_{\parallel} = \langle \boldsymbol{\Omega} \wedge \mathbf{l}, \mathbf{e}_{\parallel} \rangle + \langle \Delta\boldsymbol{\Omega} \wedge \mathbf{R}_{\odot}, \mathbf{e}_{\parallel} \rangle \quad (10)$$

il primo termine della (10) è nullo, infatti  $\mathbf{l} = l\mathbf{e}_{\parallel}$ . Per il secondo termine della (10) si osservi che  $\langle \Delta\boldsymbol{\Omega} \wedge \mathbf{R}_{\odot}, \mathbf{e}_{\parallel} \rangle = \Delta\Omega R_{\odot} \langle \mathbf{e}_z \wedge \mathbf{e}_{\odot}, \mathbf{e}_{\parallel} \rangle$ , e che  $\langle \mathbf{e}_z \wedge \mathbf{e}_{\odot}, \mathbf{e}_{\parallel} \rangle = \langle \mathbf{e}_{\odot} \wedge \mathbf{e}_{\parallel}, \mathbf{e}_z \rangle$ , per cui osservando la Fig.1b, è evidente che

$$v_{\parallel} = \Delta\Omega R_{\odot} \sin \theta \quad (11)$$

Dalla (8) con un po' di algebra (vedere A.3) si ottiene

$$v_{\perp} = \Omega l + \Delta\Omega R_{\odot} \cos \theta \quad (12)$$

Le equazioni (11) e (12) sono esatte nell'ambito delle assunzioni fatte e permettono di ottenere  $\Omega(R)$  una volta noti gli altri parametri [11]. Tuttavia  $l$ , cioè la distanza tra il Sole e le stelle considerate, è un dato difficile da ottenere e spesso affetto da grandi incertezze. Un'altra complicazione è data dall'estinzione causata dall'ISM, la quale limita la nostra capacità di osservare la struttura della Galassia a grandi distanze nello spettro visibile. In altre porzioni dello spettro elettromagnetico, come si vedrà successivamente, la situazione può essere molto diversa. Per questo motivo, a meno di osservare in una direzione particolarmente poco affetta da estinzione, ci si trova limitati nel visibile, ad osservare entro poche migliaia di parsec dal Sole.

#### 2.4.1. Costanti di Oort

Considerando questa limitazione, Oort introdusse un'approssimazione che permette di ottenere i parametri della curva di rotazione nelle vicinanze del Sole, conoscendo solo le componenti di velocità  $v_{\parallel}$  e  $v_{\perp}$  e la distanza  $l$  di un campione di stelle vicine al Sole. L'approssimazione consiste nel considerare  $l \ll R_{\odot}$ , così  $\Omega(R) = \Omega(\|\mathbf{R}_{\odot} + \mathbf{l}\|)$  si può espandere in serie di Taylor

$$\Omega(R) = \Omega_{\odot} + \langle \nabla\Omega(R_{\odot}), \mathbf{l} \rangle + O(l^2) \quad (13)$$

Considerando che  $\nabla\Omega(R_{\odot}) = \Omega'(R_{\odot})\mathbf{e}_{\odot}$ , dove  $\Omega' = \frac{d\Omega}{dR}$  e  $\mathbf{e}_{\odot} = \frac{\mathbf{R}_{\odot}}{R_{\odot}}$ , facendo riferimento a Fig.1b, trascurando i termini di ordine superiore al primo in  $l$  si ottiene

$$\Omega(R) = \Omega_{\odot} + \Omega'(R_{\odot})l \cos \theta \quad (14)$$

A questo punto, ricordando che  $\Delta\Omega = \Omega - \Omega_{\odot}$ , si può sostituire l'espressione (14) approssimata nelle (11) e (12) e ottenere con semplici passaggi (vedi A.4)

$$v_{\parallel} = lA \sin 2\theta, \quad v_{\perp} = Bl + Al \cos 2\theta \quad (15)$$

dove  $A$  e  $B$  sono le costanti

$$A = \frac{\Omega'(R_{\odot})R_{\odot}}{2}, \quad B = \Omega_{\odot} + A \quad (16)$$

note rispettivamente come *prima e seconda costante di Oort* [11]. Le due relazioni (15) contengono quantità in linea di principio misurabili, eccetto  $A$  e  $B$  che possono essere ottenute dalle osservazioni invertendo tali relazioni. È utile notare che le (15), al contrario delle (11) e (12), rimangono invariate se al posto di  $\theta$  si utilizza la longitudine galattica  $\lambda$ .

Supponendo per il momento note  $A$  e  $B$  si vede subito che sarebbe possibile ottenere il valore di  $\Omega_{\odot}$  tramite

$$B - A = \Omega_{\odot} \quad (17)$$

Inoltre, in termini della velocità circolare  $v_c(R)$  si ha  $\Omega(R) = \frac{v_c(R)}{R}$  e  $\frac{d\Omega}{dR} = \frac{1}{R} \frac{dv_c}{dR} - \frac{v_c}{R^2}$ , quindi sostituendo nelle (16) si ottiene

$$A = \frac{1}{2} \left( \frac{dv_c}{dR} - \frac{v_c}{R} \right) \Big|_{R=R_{\odot}}, \quad B = \frac{1}{2} \left( \frac{dv_c}{dR} + \frac{v_c}{R} \right) \Big|_{R=R_{\odot}} \quad (18)$$

dalle quali si ricava

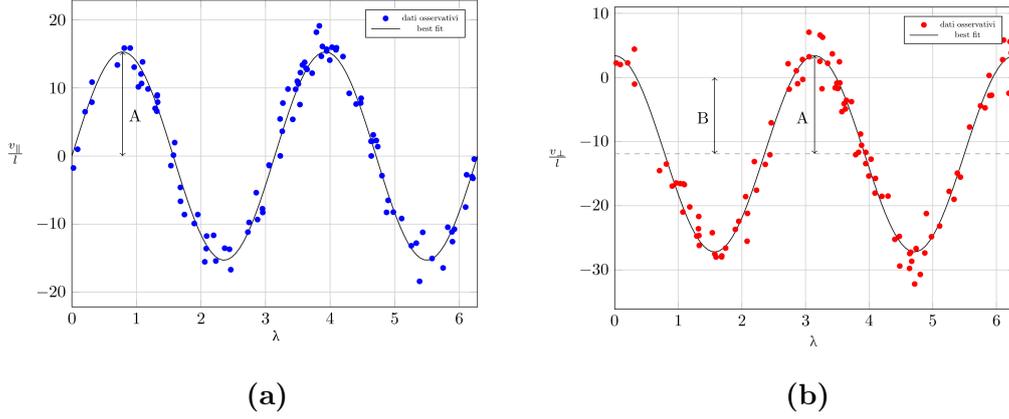
$$B - A = \frac{v_c(R_{\odot})}{R_{\odot}}, \quad B + A = \left( \frac{dv_c}{dR} \right) \Big|_{R=R_{\odot}} \quad (19)$$

Se dalle osservazioni si riuscisse ad ottenere il valore di  $A$  e  $B$  e di  $R_{\odot}$ , allora si potrebbe ottenere la velocità orbitale del Sole attorno al centro della Galassia e la variazione della velocità circolare nei dintorni del Sole, ovvero una piccola porzione di curva di rotazione della regione nelle vicinanze del Sole [11].

La misura di  $A$  e  $B$  dalle osservazioni non è semplice e oggi viene fatta utilizzando tecniche osservative molto raffinate e modelli più sofisticati di quello presentato qui. Nonostante questo, la logica alla base della procedura è apprezzabile anche in questo modello semplificato, il quale può essere visto come un primo approccio al problema che poi può essere raffinato.

Come prima cosa bisogna selezionare un campione di stelle nelle vicinanze del Sole, a differenti valori di longitudine galattica  $\lambda$ , con distanza  $l$  nota. Da misure Doppler si ottiene  $v_{\parallel}$  per ogni stella del campione e, utilizzando la prima delle (15), si aggiusta  $A$  in modo da ottenere il *best fit* ai dati in forma  $(v_{\parallel}/l, \lambda)$ , vedi Fig.2a. Per ottenere  $B$  bisogna misurare i moti propri dello stesso campione di stelle, così da ottenere  $v_{\perp}$ . Nota  $A$ , il valore di  $B$  si ottiene dalla traslazione verticale del grafico dei punti  $(v_{\perp}/l, \lambda)$ , vedi Fig.2b.

Le osservazioni mostrano che  $A \simeq 15.3 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{kpc}^{-1}$  e  $B \simeq -11.9 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{kpc}^{-1}$  [8].



**Figura 2:** Esempio di misura delle costanti di Oort tramite un fit di dati sperimentali (simulati per puro scopo dimostrativo) con la relazione aspettata dal modello.

Assumendo di poter misurare  $R_{\odot} \simeq 8.5 \text{ kpc}$  si ha che

$$v_c(R_{\odot}) = -231.2 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1} \quad \left. \left( \frac{dv_c}{dR} \right) \right|_{R=R_{\odot}} \simeq 3.4 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{kpc}^{-1} \quad (20)$$

Per cui il Sole, o meglio il LSR, orbita attorno al centro galattico con una velocità di circa  $230 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ , il che implica un periodo orbitale di circa  $230 \text{ Myr}$ . Il fatto che  $v_c < 0$ , significa che la Galassia ruota in senso orario in un sistema di riferimento con l'asse  $z$  diretto verso il Polo Nord Galattico<sup>5</sup>. Inoltre il valore relativamente piccolo di  $\left. \left( \frac{dv_c}{dR} \right) \right|_{R=R_{\odot}}$  indica che la curva di rotazione nei dintorni del Sole è quasi piatta [11]. Ovviamente quanto visto è un semplice modello che descrive grossolanamente la realtà: le orbite delle stelle sono più complicate di orbite perfettamente circolari e complanari, e di conseguenza si complica l'interpretazione dei valori delle costanti di Oort in termini di curva di rotazione. Nonostante ciò, i dati osservativi mostrano in generale un buon accordo con il modello<sup>6</sup>, che si può vedere quindi come una prima approssimazione del moto di rotazione della Galassia.

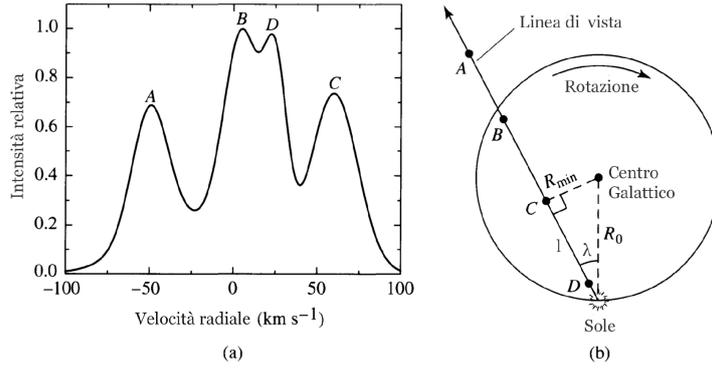
#### 2.4.2. Riga a 21 cm di HI

Per determinare la struttura su grande scala della rotazione della materia nel disco, bisogna far riferimento alle formule (11) e (12) e utilizzare una qualche tecnica di osservazione che non risenta significativamente dell'estinzione. Per questo scopo si rivela perfetta l'emissione a 21 cm dell'HI, capace di penetrare praticamente tutta la Galassia.

Misurando la  $v_{\parallel}$  della regione HI con misure Doppler sulla riga a 21 cm, conoscendo la distanza della regione e  $\Omega_{\odot}$ , la (12), espressa però in termini di longitudine Galattica  $\lambda = \theta + \pi$ , permette di ottenere  $\Omega(R)$  e quindi la curva di rotazione.

<sup>5</sup>Il vettore momento angolare della Galassia punta quindi verso il polo Sud Galattico.

<sup>6</sup>In particolare ciò suggerisce che i moti peculiari delle stelle sono piccoli rispetto al moto d'insieme di rotazione della Galassia. Il Sole, ad esempio si muove rispetto al LSR a circa  $19.7 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ , quindi circa il 8.5% della velocità con cui orbita attorno alla Galassia.



**Figura 3:** (a) Tipico profilo di un'osservazione a lunghezza d'onda attorno a 21 cm nel piano galattico. (b) Il profilo è prodotto dall'emissione delle regioni A-B-C-D lungo la linea di vista.

La Fig.3a mostra un tipico profilo osservato a 21 cm lungo una linea di vista nel piano galattico.

La radiazione a 21 cm emessa da una nube di HI subisce, lungo la linea di vista uno spostamento Doppler della lunghezza d'onda per effetto della rotazione differenziale della Galassia. Inoltre, l'intensità della radiazione emessa è proporzionale al numero di atomi di idrogeno lungo la linea di vista nella nube. I massimi del profilo di riga mostrati in Fig.3a corrispondono alle nubi A-B-C-D in Fig.3b.

La difficoltà principale nell'utilizzo della riga a 21 cm per determinare  $\Omega(R)$ , e quindi  $v_c(R)$ , sta nella misura della distanza  $l$ . Questo problema può essere risolto selezionando la  $v_{\parallel}$  più grande lungo la linea di vista (indicata con  $v_{\parallel,max}$ ) la quale, se il modello è adeguato, si deve originare nella regione a distanza  $R_{min}$  dal centro Galattico. Da questo si ha che  $l = R_{\odot} \cos \lambda$  (vedere Fig.3b).

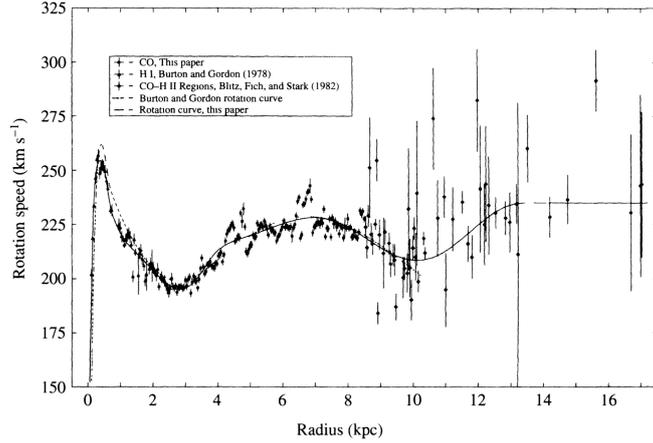
Misurando  $v_{\parallel,max}$  per  $0^\circ < \lambda < 90^\circ$  e  $270^\circ < \lambda < 360^\circ$ , si può determinare la curva di rotazione per  $R < R_{\odot}$ . Per  $\lambda \leq 20^\circ$  circa si incontrano ulteriori problemi. Infatti, in queste regioni ci sono nubi con moti significativamente non circolari, quindi le assunzioni alla base della precedente analisi non sono più valide [6].

### 2.4.3. Curva di rotazione per $R > R_{\odot}$

Per estendere la curva di rotazione oltre  $R_{\odot}$  bisogna utilizzare oggetti disponibili nel piano Galattico, per i quali si possono determinare direttamente le distanze. Oggi è possibile fare misure dirette osservando regioni HII nelle regioni dell'anticentro della Galassia, dove queste sono visibili anche a grande distanza dal Sole. Questo è possibile dato che l'assorbimento causato dalle polveri interstellari è molto minore che non in direzione del centro Galattico. La loro distanza può essere determinata con osservazioni spettroscopiche delle stelle di classe O e B che le ionizzano, mentre le loro velocità radiali possono essere determinate osservando righe spettrali di molecole, come il CO, o righe spettrali stellari [6].

Combinando tutti i dati, una possibile forma della curva di rotazione è mostrata in Fig.4.

Fu una sorpresa per gli astronomi scoprire che la curva di rotazione della Galassia fosse essenzialmente costante per  $R$  ben oltre  $R_{\odot}$ . Secondo la meccanica Newtoniana, se gran parte della massa si trovasse entro  $R_{\odot}$  la curva di rotazione dovrebbe tendere ad un andamento proporzionale a  $1/R^2$ , noto come *curva Kepleriana*. Il fatto che



**Figura 4:** Curva di rotazione della Via Lattea ricavata combinando dati ottenuti con diverse tecniche osservative. [3]

la curva di rotazione della Galassia non somigli ad una curva kepleriana a grandi distanze fa concludere che una quantità significativa di massa si trovi oltre  $R_{\odot}$ . Questo risultato fu particolarmente inaspettato considerando che gran parte della luminosità della Galassia è prodotta da materia che si trova all'interno di  $R_{\odot}$ . I dati della Via Lattea sono ampiamente supportati dalle osservazioni di altre galassie a spirale.

## 2.5. Distribuzione dell'idrogeno neutro

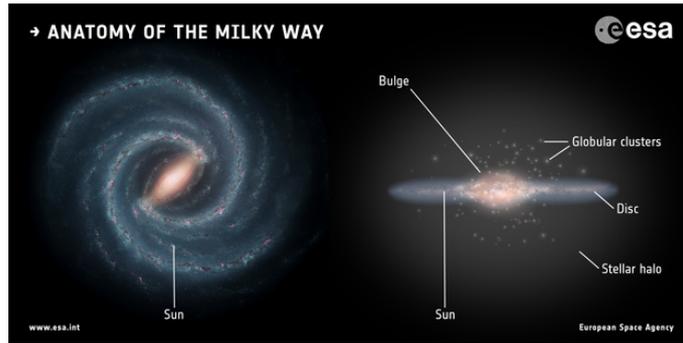
Assumendo la curva di rotazione trovata, è possibile anche ricostruire la distribuzione spaziale dell'HI, del CO e di altra materia diffusa nel disco. Infatti dalla (11) espressa in termini di  $\lambda$ , si ottiene un valore di  $\Omega(R)$  per ogni  $v_{\parallel}$  misurata per effetto Doppler sulla riga spettrale. Interpolando dalla curva di rotazione assunta per la Galassia, si ottiene il valore di  $R$  ed è quindi possibile attribuire ad ogni nube di HI una distanza dal centro Galattico. Inoltre, poichè dall'intensità della riga si ricava la quantità di idrogeno presente lungo la linea di vista nella nube, ecco che è possibile mappare la distribuzione dell'idrogeno neutro nel piano Galattico mostrata in Fig.6b. L'idrogeno non è distribuito uniformemente ma appare concentrato in strutture filamentari con densità di  $1 - 10^2$  atomi per  $cm^3$ , separate da regioni di densità significativamente inferiore. Questi filamenti sono considerati una forte evidenza della struttura a spirale.

## 3. Componenti strutturali e cinematiche della Galassia

Forti dei dati ottenuti da decenni di ricerche basate sui metodi discussi ed altri più raffinati, che per ovvi motivi non è possibile affrontare qui, gli astronomi sono riusciti a costruire un modello della struttura e della cinematica della nostra Galassia<sup>7</sup>.

Come prima grezza descrizione della struttura della Galassia si può dire che gran parte della materia osservabile si distribuisce su una struttura *discoidale* di circa 50 *kpc* di diametro, molto sottile rispetto alla sua estensione, un rigonfiamento centrale detto

<sup>7</sup>È opportuno ricordare che molti dei dettagli del modello rimangono incerti e potrebbero anche cambiare significativamente quando saranno disponibili più informazioni.



**Figura 5:** Illustrazione della Galassia (Left: NASA/JPL-Caltech; right: ESA; layout: ESA/ATG medialab)

*Bulge* ed un alone di stelle e ammassi globulari. In questo imponente sistema si trova il Sole, collocato nel disco a circa  $8.5 \text{ kpc}$  dal centro galattico.

Da un punto di vista più dettagliato si possono distinguere alcune *componenti principali*.

### 3.1. Il Disco

Il Disco è la zona più varia della struttura Galattica, in quanto in essa sono presenti, oltre alle stelle, quantità significative di gas e polveri interstellari. In realtà il disco si può distinguere in due componenti principali. Questa distinzione è motivata dalle differenze di popolazioni stellari (metallicità ed età), e dall'esistenza di un gradiente di dispersione di velocità<sup>8</sup> tra le popolazioni dei due dischi, che le caratterizza come due componenti strutturali e cinematiche separate.

Il *disco sottile* è composto da polvere, gas e stelle di formazione relativamente recente. Ha una densità numerica di stelle che diminuisce esponenzialmente in direzione perpendicolare al piano Galattico (coordinata  $z$ ) con un'altezza scala<sup>9</sup>  $z_{thin} \simeq 350 \text{ pc}$  ed è la regione in cui vi è attualmente formazione stellare.

Il *disco spesso*, che si tratta probabilmente di una popolazione di stelle più vecchia, ha un'altezza scala  $z_{thick} \simeq 1000 \text{ pc}$ . Il numero di stelle per unità di volume nel disco spesso è circa l'8.5% di quello del disco sottile in corrispondenza del piano Galattico.

Il Sole adesso si trova nel disco sottile a circa  $30 \text{ pc}$  al di sopra del piano Galattico. La materia nel disco ha un moto di rotazione differenziale con una curva di rotazione mostrata in Fig.4.

#### 3.1.1. Struttura a Spirale

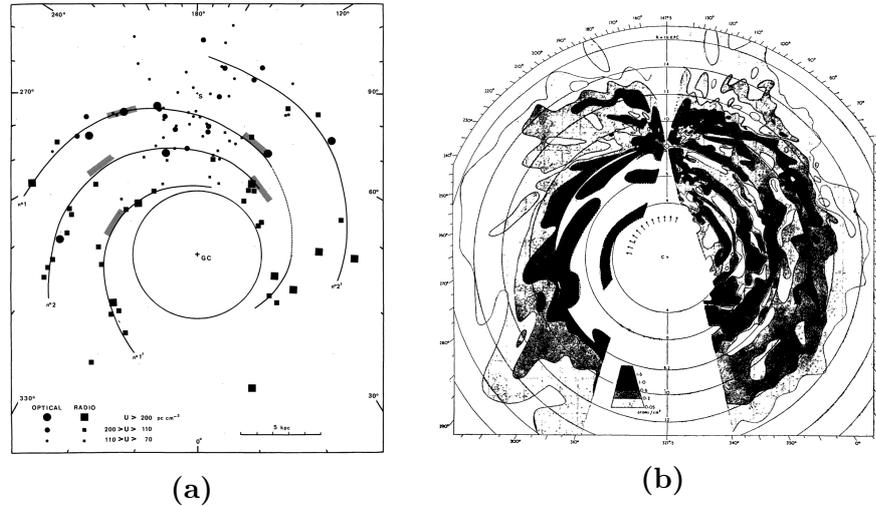
Quando si utilizzano come traccianti della struttura della Galassia nubi di HI, stelle giovani di classe O e B, regioni HII e ammassi aperti, emerge una *struttura a spirale*. Come già detto, dallo studio delle altre galassie a spirale si osserva che queste strutture sono regioni in cui c'è formazione stellare e si trovano più gas interstellare e nubi di polvere.

In Fig.6a sono riportate un centinaio di regioni HII giganti. La loro distribuzione mostra addensamenti in ragionevole accordo con quelli dell'idrogeno neutro in Fig.6b, ma

<sup>8</sup>Dispersione statistica rispetto alla velocità media di un gruppo di oggetti.

<sup>9</sup>L'altezza scala rappresenta la distanza dal piano Galattico alla quale la densità numerica è diminuita di un fattore  $\frac{1}{e}$ .

anche con le distribuzioni di stelle giovani o di altri traccianti di bracci a spirale come le nubi molecolari (individuate con il CO).



**Figura 6:** (a) Distribuzione delle regioni HII [2]. (b) Distribuzione schematica dell'idrogeno neutro nella Galassia come dedotto dalla riga a 21 cm [1].

Sono stati fatti diversi studi sulla struttura a spirale, utilizzando vari metodi sia dipendenti che indipendenti da assunzioni sulla legge di rotazione della Galassia, sia nello spettro ottico che in quello radio. Tutti sembrano concordare che una struttura a quattro bracci sia la miglior descrizione della spirale della Galassia, ma non c'è un accordo generale sulla sua forma dettagliata. La causa della struttura a spirale è un problema che si protrae da diverso tempo: sono state sviluppate delle teorie che riescono a spiegare adeguatamente molti degli aspetti osservabili delle strutture a spirale. Due teorie di successo sono la teoria dell'onda di densità e il modello SSPSF (*stochastic self-propagating star formation*), ma non è possibile trattarle qui.

### 3.2. Il Bulge

Le regioni centrali della galassia sono molto oscurate dalla polvere interstellare: nella direzione del centro galattico si può avere un'estinzione di 30 mag nel visibile. È importante notare che la distribuzione della polvere non è uniforme ed esistono aperture che permettono di osservare porzioni delle regioni centrali anche nel visibile (e.g. Finestra di Baade).

A parte queste eccezioni, le regioni centrali devono essere studiate in altre parti dello spettro elettromagnetico, come nel vicino infrarosso, dove domina la luce stellare (la polvere emette principalmente nel lontano infrarosso) e l'estinzione è molto ridotta, ma comunque da considerare.

Lo studio della distribuzione delle stelle mostra che l'altezza scala verticale, che nel disco sottile nei pressi del Sole è  $z_{thin} \simeq 350 pc$ , tende ad aumentare verso le regioni centrali della Galassia, fino ad incontrare una componente strutturale e cinematica della Galassia che si può considerare indipendente, il *bulge*.

Il bulge è una struttura con un'alta densità di stelle, con mezzo interstellare quasi assente eccetto un diffuso e poco denso HIM. Si presenta come un rigonfiamento di forma sferoidale nella regione centrale della galassia. Le ultime ricerche mostrano che il bulge ha una forma allungata, da cui il nome di *barra*. La natura di questa struttura

è ancora attivamente dibattuta: si ritiene che sia un ellissoide triassiale il cui semiasse maggiore è lungo tra i 2.5 e i 4.5  $kpc$  e sia orientato con un angolo tra i 20 e i 45° rispetto alla direzione del centro galattico. Inoltre, sembra che la barra sia più spessa nel piano Galattico rispetto alla direzione perpendicolare, con rapporti assiali approssimativamente 1 : 0.5 : 0.4. Le abbondanze chimiche nelle stelle del Bulge variano in maniera significativa, passando da stelle abbastanza povere a stelle molto ricche di metalli, con un range di metallicità  $-2 < [Fe/H] < 0.5$ . Infatti, basandosi sulle abbondanze chimiche, sembra che esistano gruppi di stelle di età diverse. La maggior parte delle stelle del Bulge sono vecchie (con età maggiori di 9  $Gyr$ ) le cosiddette stelle di *Popolazione II*, ma sono presenti anche gruppi di stelle giovani (con età minori di 200  $Myr$ ) e di età intermedia (tra circa 200  $Myr$  e 9  $Gyr$ ). In maniera apparentemente controintuitiva, le stelle più vecchie del Bulge tendono ad avere le metallicità più alte, mentre quelle più giovani hanno metallicità distribuite uniformemente nell'intervallo sopra citato. Questo dà informazioni sulla storia della formazione stellare nella Galassia, suggerendo un picco di formazione di stelle di grande massa quando la Galassia era giovane. In tale periodo il mezzo interstellare si è arricchito molto velocemente tramite esplosioni di supernovae core-collapse e, in seguito, un afflusso di materiale "fresco" (non contaminato) ha prodotto le stelle più giovani [5].

Le stelle del Bulge sono caratterizzate sia da moti disordinati che da una significativa componente di moto rotazionale attorno al centro Galattico con velocità che aumenta linearmente con la distanza dal centro. Questo rende la struttura leggermente schiacciata in direzione perpendicolare al disco [12]. Alla rotazione si sovrappongono anche componenti di moto radiale che sono state interpretate come segni della struttura a forma di barra.

Avvicinandosi sempre di più al centro Galattico, la densità stellare continua a crescere raggiungendo un picco centrale. Questa regione, che viene anche chiamata *nucleo*, ha una struttura molto complessa. Nel nucleo la maggior parte delle stelle sono vecchie, e.g. giganti rosse, ma sono presenti anche giovani stelle molto massicce (di classe O-B e stelle Wolf-Rayet), segno di relativamente recente formazione stellare.

Nel nucleo si trova un denso disco di gas neutro con un raggio dell'ordine di 1  $kpc$ , ma gran parte della sua massa è in forma molecolare concentrata negli ultimi 300  $pc$ . Si stima che contenga circa il 5% della massa molecolare totale della Galassia. Queste nubi molecolari sono probabilmente confinate dalla pressione del gas circostante molto caldo, in fase di HIM a temperature di circa  $10^8 K$ . Gli ultimi parsec sono dominati da una complessa sorgente radio, nota come *SgrA*, e da un denso ammasso di stelle che orbita attorno ad un oggetto estremamente massiccio e denso. Quest'ultimo coincide con un'intensa sorgente radio puntiforme *SgrA\**. Le ricerche hanno confermato che questo massiccio oggetto è un *buco nero supermassiccio* con una massa stimata (dallo studio delle orbite delle stelle più interne) tra 4 e  $5 \cdot 10^6 M_{\odot}$  [7].

### 3.3. L'Alone

L'ultima componente luminosa della Galassia è l'*alone*, composto da almeno 150 *ammassi globulari*, a distanze variabili dal centro Galattico (tra 500  $pc$  e 120  $kpc$ ) e da *stelle di campo* che non sono membri di ammassi. L'osservazione di stelle di campo molto luminose e lontane suggerisce un raggio medio per l'alone stellare di 50  $kpc$ . Quest'ultimo è una struttura sferoidale che avvolge il piano Galattico ed è leggermente schiacciato lungo la direzione perpendicolare ad esso (rapporto fra asse minore maggiore

di circa 0.7). La distribuzione degli ammassi globulari invece, sembra essere praticamente sferica<sup>10</sup>. Gran parte degli ammassi globulari e delle stelle di campo possono raggiungere posizioni molto al di sopra o al di sotto del piano Galattico.

Questa struttura contiene stelle molto vecchie e molto povere di metalli ( $-3 < [Fe/H] < -1$ ) con un gradiente radiale di metallicità decrescente allontanandosi dal centro, con età che vanno dai 10 *Gyr* ai 13 *Gyr*. Anche gli ammassi globulari, a parte alcuni ammassi vicini al disco, mostrano metallicità molto basse ( $[Fe/H] < -1$ ) ed età dagli 11 *Gyr* ai 13 *Gyr* [12]. Per questa ragione le stelle d'alone vengono talvolta classificate come stelle di Popolazione II estrema.

Le stelle di campo dell'alone hanno grandi velocità relative rispetto al Sole e si muovono su orbite molto ellittiche disposte in maniera casuale rispetto al piano Galattico. A differenza del disco, in cui le stelle orbitano attorno al centro della Galassia su orbite approssimativamente circolari e tutte nello stesso verso, la velocità delle stelle di alone, essendo casuale, ha un valor medio prossimo a zero.

Per quanto riguarda il mezzo interstellare, si osserva la presenza di un diffuso e poco denso HIM, individuato attraverso la scoperta di righe spettrali del carbonio e dell'ossigeno altamente ionizzati (C IV, O VI).

### 3.4. L'alone di Materia Oscura

Quando si combinano le stime delle masse di tutte le componenti luminose della Galassia (disco sottile, disco spesso, bulge e alone), la massa totale della materia luminosa nella Galassia viene stimata essere circa  $9 \cdot 10^{10} M_{\odot}$ . Ciò che invece appare dall'analisi della curva di rotazione, come si è visto in 2.4.3, è una situazione molto diversa. Sembra che la maggior parte della massa nella Galassia sia in una forma di materia non luminosa, per questo chiamata *materia oscura* (*dark matter*, DM), che manifesta la sua presenza soltanto tramite l'influenza gravitazionale sulla componente luminosa della Galassia e delle sue galassie satelliti. Da questo sembra che la DM si distribuisca in un *alone* a simmetria sferica, con una distribuzione del tipo

$$\rho(r) = \frac{\rho_0}{1 + \left(\frac{r}{a}\right)^2} \quad (21)$$

con  $r$  distanza dal centro galattico, e sembra estendersi almeno fino a  $r \simeq 230 \text{ kpc}$ . La massa dell'alone di materia oscura è stimata  $1 - 2 \cdot 10^{12} M_{\odot}$  e sembra costituire il 95% della massa dell'intera Galassia [5]. La composizione dell'alone di materia oscura è ancora un mistero. Una delle ipotesi più accreditate è che sia composta principalmente di materia non barionica, quindi di un nuovo tipo di particelle subatomiche ancora non scoperte, che non interagiscono<sup>11</sup> con la materia barionica eccetto che tramite interazione gravitazionale.

## 4. Conclusioni

Lo studio della struttura e della cinematica della Via Lattea, come si è cercato di mettere in evidenza nelle precedenti sezioni, coinvolge gran parte dei settori dell'astronomia

<sup>10</sup>La distribuzione degli ammassi globulari assunta simmetricamente distribuita rispetto al centro Galattico è stato uno dei metodi con cui si è individuata la sua posizione e misurata  $R_{\odot}$ .

<sup>11</sup>O se lo fanno, devono farlo con sezioni d'urto estremamente piccole.

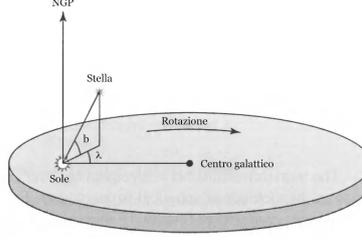
e rappresenta un inestimabile banco di prova e di perfezionamento di nuove teorie e tecniche osservative.

Le informazioni che si ottengono studiando in dettaglio la Via Lattea dal suo interno contribuiscono notevolmente a migliorare la nostra comprensione della struttura, formazione ed evoluzione delle galassie in generale.

## A. Appendici

### A.1. Sistema di coordinate Galattiche

Il piano Galattico non è allineato con il piano dell'equatore celeste, ma è inclinato rispetto ad esso di un angolo di  $62.87^\circ$ . Per cui, per studiare la struttura e la cinematica della Galassia, invece di usare le coordinate equatoriali, è conveniente introdurre un nuovo sistema di coordinate che sfrutti la naturale simmetria dovuta all'esistenza del disco Galattico. L'intersezione del piano Galattico con la sfera celeste forma quasi perfettamente un *cerchio massimo*, noto come *equatore Galattico*<sup>12</sup>.



**Figura 7:** Definizione delle coordinate Galattiche  $\lambda$  e  $b$ . È mostrata anche la direzione di rotazione della Galassia con una freccia.

La *latitudine Galattica*  $b$  e *longitudine Galattica*  $\lambda$  si definiscono da un punto di osservazione coincidente con il Sole. La latitudine Galattica ( $-90^\circ \leq b \leq +90^\circ$ ) si misura in gradi Nord (+) o Sud (-) rispetto all'equatore Galattico, lungo un cerchio massimo che passa dal *polo nord Galattico*. La longitudine Galattica ( $0^\circ \leq \lambda \leq 360^\circ$ ) si misura in gradi lungo l'equatore Galattico, rispetto ad una direzione stabilita *vicino* al centro Galattico (vedere Fig.7) crescente in senso antiorario se guardata dal polo nord Galattico.

### A.2. Dimostrazione equazione (9)

Dalla (5) si ha

$$\mathbf{v}_{rel} = \boldsymbol{\Omega} \wedge \mathbf{R} - \boldsymbol{\Omega}_\odot \wedge \mathbf{R}_\odot \quad (22)$$

Per ottenere la (9) basta sommare e sottrarre  $\mathbf{R}_\odot$  ad  $\mathbf{R}$

$$\mathbf{v}_{rel} = \boldsymbol{\Omega} \wedge (\mathbf{R} - \mathbf{R}_\odot + \mathbf{R}_\odot) - \boldsymbol{\Omega}_\odot \wedge \mathbf{R}_\odot \quad (23)$$

ricordando la definizione di  $\mathbf{l}$  si ha

$$\mathbf{v}_{rel} = \boldsymbol{\Omega} \wedge \mathbf{l} + \Delta\boldsymbol{\Omega} \wedge \mathbf{R}_\odot \quad (24)$$

### A.3. Dimostrazione equazione (12)

Si osservi che

$$v_\perp = \langle \mathbf{v}_{rel}, \mathbf{e}_\perp \rangle = \langle \mathbf{v}_{rel}, \mathbf{e}_z \wedge \mathbf{e}_\parallel \rangle = \langle \mathbf{e}_z, \mathbf{e}_\parallel \wedge \mathbf{v}_{rel} \rangle \quad (25)$$

<sup>12</sup>In realtà il piano Galattico non traccia esattamente un cerchio massimo, perchè il Sole non si trova precisamente sul piano (ma soltanto 30 pc al di sopra). La deviazione è tuttavia molto piccola.

ma  $\mathbf{e}_{\parallel} \wedge \mathbf{v}_{rel}$  è parallelo ad  $\mathbf{e}_z$ , quindi per valutare  $v_{\perp}$  basta trovare il suo modulo. Ora sostituendo  $\mathbf{v}_{rel}$  dalla (9) si ottiene

$$\mathbf{e}_{\parallel} \wedge \mathbf{v}_{rel} = \mathbf{e}_{\parallel} \wedge (\boldsymbol{\Omega} \wedge \mathbf{l} + \Delta\boldsymbol{\Omega} \wedge \mathbf{R}_{\odot}) \quad (26)$$

ricordando che  $\boldsymbol{\Omega} = \Omega \mathbf{e}_z$  e  $\mathbf{l} = l \mathbf{e}_{\parallel}$ , allora  $(\boldsymbol{\Omega} \wedge \mathbf{l}) = \Omega l (\mathbf{e}_z \wedge \mathbf{e}_{\parallel}) = (\Omega l) \mathbf{e}_{\perp}$ . per cui

$$\mathbf{e}_{\parallel} \wedge (\boldsymbol{\Omega} \wedge \mathbf{l}) = (\Omega l) \mathbf{e}_z, \quad \mathbf{e}_{\parallel} \wedge (\Delta\boldsymbol{\Omega} \wedge \mathbf{R}_{\odot}) = \mathbf{e}_{\parallel} \wedge (\mathbf{e}_z \wedge \mathbf{e}_{\odot}) \Delta\Omega R_{\odot} \quad (27)$$

sfruttando l'identità vettoriale  $\mathbf{a} \wedge (\mathbf{b} \wedge \mathbf{c}) = \mathbf{b} \langle \mathbf{a}, \mathbf{c} \rangle - \mathbf{c} \langle \mathbf{a}, \mathbf{b} \rangle$  si ha

$$\mathbf{e}_{\parallel} \wedge (\Delta\boldsymbol{\Omega} \wedge \mathbf{R}_{\odot}) = (\mathbf{e}_z \langle \mathbf{e}_{\parallel}, \mathbf{e}_{\odot} \rangle - \mathbf{e}_{\odot} \langle \mathbf{e}_{\parallel}, \mathbf{e}_z \rangle) \Delta\Omega R_{\odot} = (\Delta\Omega R_{\odot} \cos \theta) \mathbf{e}_z \quad (28)$$

Quindi la (26) diventa

$$\mathbf{e}_{\parallel} \wedge \mathbf{v}_{rel} = (\Omega l + \Delta\Omega R_{\odot} \cos \theta) \mathbf{e}_z \quad (29)$$

Infine sostituendola nella (25) si ottiene la (12).

#### A.4. Dimostrazione delle equazioni (15)

Sostituendo la (14) nella (11) si ottiene

$$v_{\parallel} = (\Omega - \Omega_{\odot}) R_{\odot} \sin \theta = \Omega' (R_{\odot}) l R_{\odot} \cos \theta \sin \theta = \frac{\Omega' (R_{\odot}) l R_{\odot}}{2} \sin 2\theta \quad (30)$$

Sostituendo la (14) nella (12), mantenendo soltanto i termini al prim'ordine in  $l$ , si ottiene

$$v_{\perp} = \Omega_{\odot} l + \cancel{\Omega' (R_{\odot}) l^2 \cos \theta} \overset{\simeq 0}{+ \Omega' (R_{\odot}) l R_{\odot} \cos^2 \theta} \quad (31)$$

considerando l'identità trigonometrica  $\cos^2 \theta = \frac{1 + \cos 2\theta}{2}$ , si ha

$$v_{\perp} = \Omega_{\odot} l + \frac{\Omega' (R_{\odot}) l R_{\odot}}{2} + \frac{\Omega' (R_{\odot}) l R_{\odot}}{2} \cos 2\theta \quad (32)$$

a questo punto definendo  $A$  e  $B$  come

$$A = \frac{\Omega' (R_{\odot}) R_{\odot}}{2}, \quad B = \Omega_{\odot} + A \quad (33)$$

si ottengono le (15).

## Riferimenti bibliografici

- [1] J. H. Oort. «A summary and assessment of current 21-cm results concerning spiral and disk structures in our galaxy». In: *Paris Symposium on Radio Astronomy, IAU Symposium no. 9 and URSI Symposium no. 1* (1959).
- [2] Y. M. Georgelin e Y. P. Georgelin. «The Spiral Structure of Our Galaxy Determined from HII Regions». In: *Astronomy and Astrophysics, Vol. 49* (1976), pp. 57–79.
- [3] Dan P. Clemens. «Massachusetts-Stony Brook Galactic plane CO survey: The Galactic disk rotation curve». In: *The Astrophysical Journal, Vol. 295* (1985), pp. 422–436.
- [4] James Binney e Michael Merrifield. *Galactic Astronomy*. Princeton Series in Astrophysics. Princeton University Press, 1998. ISBN: 978-0-691-02565-0.
- [5] Bradley W. Carrol e Dale A. Ostlie. *Introduction to Modern Astrophysics*. Pearson International Edition. Addison-Wesley, 2007. ISBN: 0-321-44284-9.
- [6] Carla Fanti e Roberto. *Una finestra sull'Universo "Invisibile"*. Lezioni di radioastronomia. 2012.
- [7] Hannu Karttunen et al. *Fundamental Astronomy*. Sixth Edition. Springer, 2016. ISBN: 978-3-662-53044-3.
- [8] Jo Bovy. «Galactic rotation in Gaia DR1». In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* (2017).
- [9] Andrea Cimatti. *Astronomia*. Appunti del corso. 2018.
- [10] Daniele Dallacasa. *Processi di radiazione e MHD*. Appunti del corso. 2020.
- [11] Luca Ciotti. *Astrofisica Extragalattica*. Appunti del corso. 2021.
- [12] Mario G. Lattanzi e Reanto Pannunzio. *Fondamenti di Astronomia della Via Lattea*. Corso di Laurea Magistrale in Astrofisica e Fisica Cosmica. Facoltà di Fisica - Università di Torino, 2021.
- [13] Galileo Galilei traduzione di Luisa Lanzillotta. *Sidereus Nuncius*. Galileo e gli scienziati del Seicento. Casa Editrice Ricciardi.