

# Misura del tasso di formazione stellare nella galassia a spirale NGC 3338

Anna Boscolo, Veronica Cecchini, Valentina Penzo, Francesca Rubin

Liceo “G.Veronese”, Chioggia

## SOMMARIO

*Abbiamo preso in esame la galassia NGC3338, osservata in febbraio 2007 col telescopio da 122 cm dell’ Osservatorio Astrofisica di Asiago in configurazione Cassegrain + B&C + CCD. Successivamente, abbiamo misurato l’intensità della riga H $\alpha$  per arrivare a calcolare il tasso di formazione stellare (Star Formation Rate). Dopo aver rimosso l’assorbimento siamo arrivati a calcolare il flusso reale di H $\alpha$ , ma questo è stato possibile solo dove sia H $\alpha$  che H $\beta$  erano misurabili. Infatti, nella maggior parte dei casi solo H $\alpha$  era visibile e quindi misurabile.*

## I. INTRODUZIONE

È noto che l’intensità della riga di emissione H $\alpha$  nelle galassie a spirale è un potente strumento per esplorare il loro tasso di formazione stellare (SFR). Esistono altri metodi per stimare la SFR nelle galassie a spirale, tra cui l’utilizzo dell’emissione infrarossa e UV. Di questi metodi di misurazione, le osservazioni in H $\alpha$  sono le uniche che possono essere effettuate con telescopi a terra. In questa relazione esponiamo dati e descrizione di osservazioni H $\alpha$  in una galassia a spirale.

## II. DATI OSSERVATIVI

La galassia NGC3338 (Fig. 1) è classificata come spirale di tipo c (Sc). Si trova a una distanza di circa 17 Mpc, se consideriamo come valore per la costante di Hubble,  $H_0 = 75$  km/sec/Mpc. Le sue coordinate in cielo (all’equinozio 2000.0) sono A.R. = 10h 42m 07.5s, Dec. = +13° 44' 49". La sua magnitudine apparente è  $m = 12.8$ .

Dopo aver controllato il corretto funzionamento del CCD in assenza di luce, abbiamo acceso la lampada

Fe-Ar e preso uno spettro di prova. Abbiamo impostato l’angolo del reticolo 600 tratti/mm a 11°: questo permette di coprire l’intervallo di lunghezza d’onda fra 4700 Å e 7100 Å, che contiene sia H $\beta$  che H $\alpha$ . Abbiamo puntato il telescopio e osservato la galassia dopo averla posizionata in modo che il nucleo risultasse al centro della fenditura. Abbiamo ottenuto due spettri da 1800 sec ciascuno.

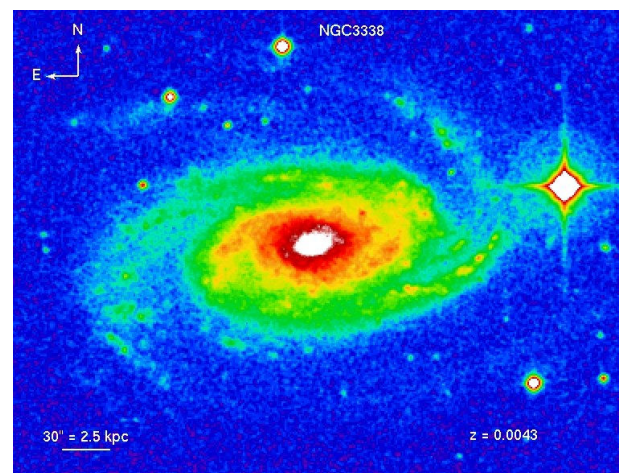


Figura 1: Immagine della galassia NGC3338 estratta dalla Digitized Sky Survey.

## III. DESCRIZIONE DEL LAVORO

I dati sono stati ottenuti con un sensore digitale. Un’immagine digitale contiene tre informazioni: la posizione (ascissa ed ordinata) e l’intensità. Il sensore funziona per effetto fotoelettrico e per effetto termoelettronico: infatti il calore può far emettere spontaneamente al sensore degli elettroni. Per poter eliminare questo flusso di elettroni bisogna portare il sensore a temperature molto basse.

La prima cosa da fare è la correzione per *bias* e *flat-field*, che sono correzioni strumentali. L’immagine di bias si ottiene facendo un’esposizione del CCD con l’otturatore chiuso in un intervallo di tempo

infinitesimo. Questa immagine mostra che i vari pixel hanno delle intensità diverse, una sorta di rumore di fondo presente in tutte le immagini, che rende necessaria la correzione. Viceversa, per ottenere un flat-field si accendono dei fari alogeni puntati verso la cupola e si prende lo spettro della luce diffusa. Se il CCD fosse fatto di pixel che hanno tutti la stessa capacità di catturare fotoni, allora il flat-field non servirebbe a nulla; ma è impossibile che tutti i pixel abbiano lo stesso comportamento. Le strutture presenti nell'immagine di flat-field rivelano appunto che ci sono delle disomogeneità tra i pixel.

Successivamente ci siamo occupati della calibrazione dello spettro in lunghezze d'onda, che permette di passare da misure in pixel a misure in Angstrom ( $\text{\AA}$ ). Essa è stata possibile grazie alla presenza nello spettrografo di una lampada di Ferro-Argon che emette righe a lunghezze d'onda conosciute. Infine abbiamo calibrato in flusso dopo aver preso lo spettro di una stella opportuna: questa operazione serve a convertire le intensità contenute nei pixel in unità fisiche ( $\text{erg/cm}^2/\text{sec}/\text{\AA}$ ).

Dopo questi passaggi lo spettro di questa galassia mostra ancora delle righe verticali, che sono righe emesse dal cielo, essenzialmente emesse da molecole di ossigeno, ma anche da mercurio, sodio e altri elementi, dovuti all'atmosfera. In pratica lo spettro osservato è la somma dello spettro della galassia + lo spettro del cielo, e quest'ultimo deve essere sottratto prima di procedere alle misure.

Lo spettro della galassia così elaborato mostra una striscia centrale orizzontale più luminosa che è dovuta al nucleo della galassia e delle righe spettrali nella direzione ortogonale, ossia lungo la fenditura, che corrispondono a diverse regioni di emissione della galassia stessa. Infatti, nelle galassie a spirale ci sono spesso regioni in corrispondenza alle quali osserviamo righe di emissione intense, che individuano zone di formazione stellare con gas ionizzato. Queste righe, essendo più brillanti delle righe in assorbimento, rendono più semplice determinare la rotazione delle galassie. Infatti è sufficiente misurare la posizione della riga  $H\alpha$  a varie distanze dal centro per ottenere una curva di rotazione. Le curve di rotazione delle galassie a spirale hanno suggerito la presenza di materia oscura.

Infatti, allontanandosi dal centro della galassia la velocità di rotazione dovrebbe diminuire. Ma spesso invece si osservano profili piatti o addirittura crescenti, e questo sta a significare che c'è più massa di quella osservabile. La velocità massima si misura quando la galassia si presenta di taglio, mentre è nulla quando la galassia si presenta di fronte. La parte centrale della curva di rotazione presenta un andamento lineare.

Le varie zone lungo la fenditura dove la riga  $H\alpha$  è più brillante ci permettono di identificare varie regioni della galassia e di ottenere per ogni regione un singolo spettro. In particolare, abbiamo selezionato 7 regioni di emissione, e indicato con N quella corrispondente al

nucleo della galassia e con A1, A2, A3 e B1, B2, B3 le regioni esterne da lati opposti rispetto al nucleo e con distanza dal centro crescente (Fig. 2). Per ognuna di queste regioni abbiamo preso lo spettro e misurato il flusso di  $H\alpha$  e  $H\beta$  (Fig. 3).

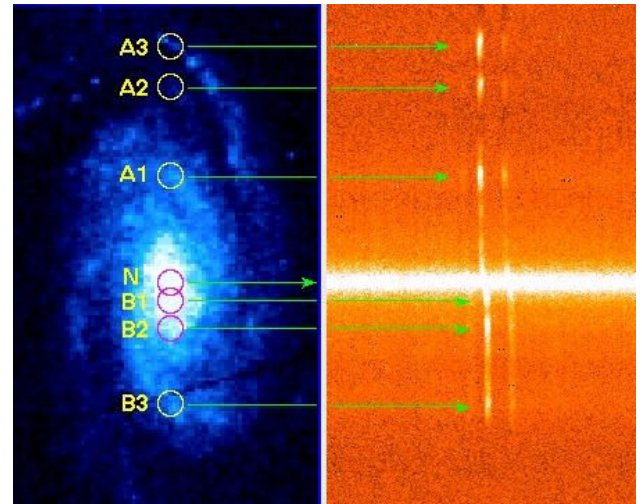


Figura 2 : A sinistra la galassia e a destra lo spettro. La fenditura è posizionata lungo l'asse maggiore della galassia attraverso il nucleo. Sono indicate le regioni individuate e l'emissione di  $H\alpha$  corrispondente. La striscia brillante al centro è lo spettro del nucleo.

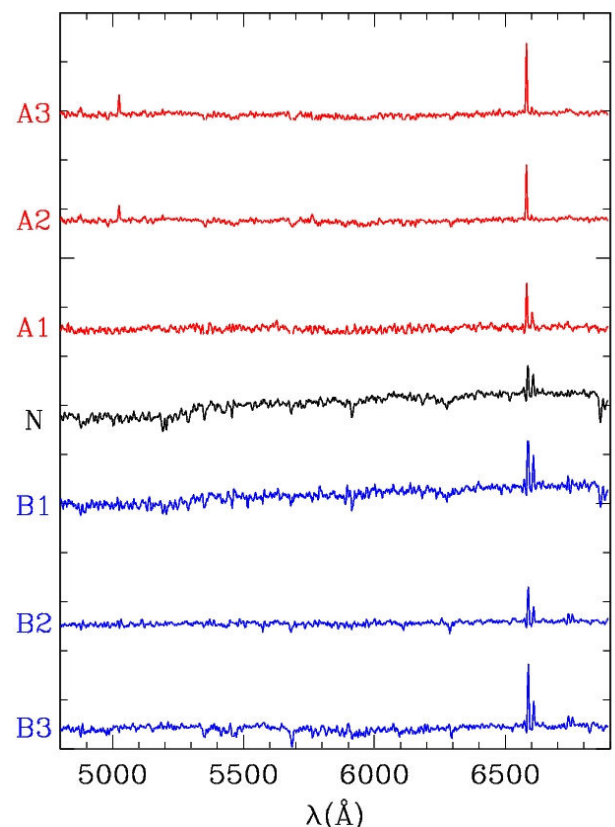


Figura 3: Gli spettri estratti delle singole regioni.

Per fare questo, le righe di emissione sono state riprodotte con funzioni gaussiane (Fig. 4), la cui area si può ottenere con il calcolo dell'integrale e rappresenta il flusso contenuto nella riga (in unità di  $\text{erg}/\text{cm}^2/\text{sec}$ ):

$$I(\lambda) = I_0 \cdot e^{-\frac{(\lambda - \lambda_0)^2}{2\sigma^2}}$$

$$F(\lambda_0) = \int_{-\infty}^{+\infty} I_0 \cdot e^{-\frac{(\lambda - \lambda_0)^2}{2\sigma^2}} d\lambda$$

dove  $I(\lambda)$  è l'intensità della riga a diverse lunghezze d'onda,  $I_0$  è l'intensità della riga al centro ( $\lambda_0$ ),  $F(\lambda_0)$  è il flusso della riga e  $\sigma$  la sua larghezza.

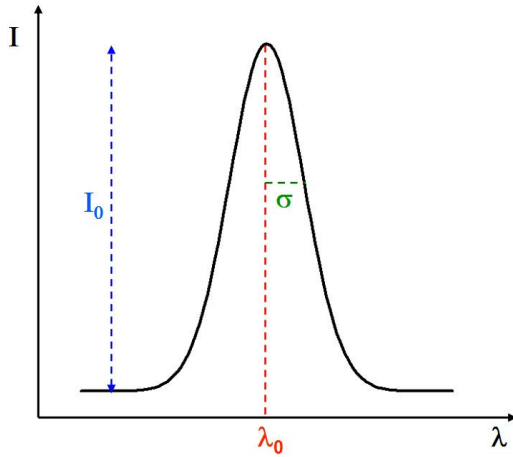


Fig. 4: Funzione di Gauss che riproduce la forma di una riga spettrale. Sono indicati i parametri che definiscono la funzione.

Il calcolo di quell'integrale porta al seguente risultato:

$$F(\lambda_0) = \sqrt{2\pi} \cdot \sigma \cdot I_0$$

Quindi riprodurre il profilo di una riga spettrale con una gaussiana significa determinare i parametri della funzione ( $\lambda_0$ ,  $\sigma$ ,  $I_0$ ) dai quali si ricava facilmente il flusso.

#### IV. RISULTATI

Dopo aver trovato i flussi di  $H\alpha$  e  $H\beta$  abbiamo calcolato i loro rapporti e li abbiamo confrontati con il Decremento di Balmer teorico per un gas ionizzato a  $T = 10\,000\text{ K}$ :

$$I(H\alpha) / I(H\beta) = 2.86$$

$$I(H\gamma) / I(H\beta) = 0.47$$

$$I(H\delta) / I(H\beta) = 0.26$$

per ricavare l'assorbimento  $A(V)$ , espresso in magnitudini visuali.

Infatti, è noto che le righe spettrali, e più in generale la radiazione delle sorgenti astronomiche, prima di arrivare a noi subiscono un assorbimento dovuto alla presenza di polveri interstellari, che dipende dalle lunghezze d'onda: è maggiore per  $\lambda$  minori, e minore per  $\lambda$  maggiori. Quindi, osservando l'assorbimento si può ripristinare il flusso reale di  $H\alpha$ , ma questo lo si può fare solo se almeno  $H\alpha$  e  $H\beta$  sono entrambe misurabili. Purtroppo di solito  $H\alpha$  è ben visibile, mentre  $H\beta$  è debole, talvolta così debole da non essere misurabile.

Dopo aver corretto il flusso di  $H\alpha$  per assorbimento, l'abbiamo convertito in luminosità ( $L$ ). Prima abbiamo convertito la lunghezza d'onda di  $H\alpha$  misurata nel nucleo ( $\lambda = 6593,23\text{ \AA}$ ), in redshift:

$$z = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} = 0.0046$$

poi abbiamo calcolato la distanza usando la legge di Hubble:

$$D = \frac{c \cdot z}{H_0} = \frac{3 \cdot 10^5 \cdot 0.0046}{72} = 19.17 \text{ (Mpc)}$$

e infine abbiamo moltiplicato il flusso per  $4\pi D^2$ :

$$L(H\alpha) = 4\pi \cdot D^2 \cdot F(H\alpha) \text{ (erg/sec)}$$

Per ottenere la *star formation rate* abbiamo usato la relazione:

$$\text{SFR} = 7.9 \cdot 10^{-42} L(H\alpha) \text{ (M}_\odot/\text{anno)}$$

Infine, poiché la riga  $H\alpha$  viene emessa quando gli elettroni liberi si ricombinano con i loro protoni, la sua intensità è strettamente legata al numero di fotoni ionizzanti (cioè con energia  $> 13.6\text{ eV}$ ) emessi da una sorgente, in questo caso stelle calde:

$$Q_{\text{ion}} = 7.3 \cdot 10^{11} L(H\alpha) \text{ (fotoni/sec)}$$

E conoscendo il numero tipico di fotoni ionizzanti emessi da una stella calda, ad esempio una O5

$$Q_{\text{ion}}(O5) \cong 5 \cdot 10^{49} \text{ (fotoni/sec)}$$

si può stimare il numero di stelle di quel tipo spettrale che stanno fotoionizzando il gas.

Nelle tabelle seguenti mostriamo i risultati ottenuti da questi calcoli.

|           | <b>F(H<math>\beta</math>)</b> | <b>F(H<math>\alpha</math>)</b> | <b>H<math>\alpha</math>/H<math>\beta</math></b> | <b>A(V)</b> |
|-----------|-------------------------------|--------------------------------|-------------------------------------------------|-------------|
| <b>A3</b> | $9,49 \times 10^{-16}$        | $5,96 \times 10^{-15}$         | 6,27                                            | 2,47        |
| <b>A2</b> | $5,70 \times 10^{-16}$        | $4,64 \times 10^{-15}$         | 8,14                                            | 3,28        |
| <b>A1</b> | $5,02 \times 10^{-16}$        | $4,48 \times 10^{-15}$         | 8,93                                            | 3,56        |
| <b>N</b>  | $1,38 \times 10^{-15}$        | $6,49 \times 10^{-15}$         | 4,70                                            | 1,57        |
| <b>B1</b> | $8,14 \times 10^{-16}$        | $6,81 \times 10^{-15}$         | 8,37                                            | 3,37        |
| <b>B2</b> | $7,43 \times 10^{-16}$        | $4,42 \times 10^{-15}$         | 5,95                                            | 2,30        |
| <b>B3</b> | $1,13 \times 10^{-15}$        | $6,21 \times 10^{-15}$         | 5,51                                            | 2,06        |

|           | <b>I(H<math>\alpha</math>)</b> | <b>L(H<math>\alpha</math>)</b> | <b>SFR</b> | <b>Q<sub>ion</sub></b> | <b>N(O5)</b> |
|-----------|--------------------------------|--------------------------------|------------|------------------------|--------------|
| <b>A3</b> | $3,83 \times 10^{-14}$         | $1,69 \times 10^{39}$          | 0,013      | $1,23 \times 10^{51}$  | 24,7         |
| <b>A2</b> | $5,49 \times 10^{-14}$         | $2,42 \times 10^{39}$          | 0,019      | $1,77 \times 10^{51}$  | 35,3         |
| <b>A1</b> | $6,54 \times 10^{-14}$         | $2,88 \times 10^{39}$          | 0,023      | $2,10 \times 10^{51}$  | 42,0         |
| <b>N</b>  | $2,11 \times 10^{-14}$         | $0,93 \times 10^{39}$          | 0,007      | $0,68 \times 10^{51}$  | 13,6         |
| <b>B1</b> | $8,62 \times 10^{-14}$         | $3,80 \times 10^{39}$          | 0,030      | $2,77 \times 10^{51}$  | 55,5         |
| <b>B2</b> | $2,50 \times 10^{-14}$         | $1,10 \times 10^{39}$          | 0,008      | $0,80 \times 10^{51}$  | 16,1         |
| <b>B3</b> | $2,93 \times 10^{-14}$         | $1,29 \times 10^{39}$          | 0,010      | $0,94 \times 10^{51}$  | 18,8         |