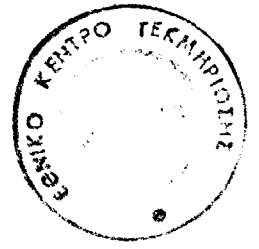


ΔΙΔΑΚΤΟΡΙΚΗ ΔΙΑΤΡΙΒΗ



18 ΔΕΚ. 2000

**ΚΑΤΑΝΟΜΗ ΑΣΤΕΡΙΩΝ ΚΑΙ ΣΚΟΝΗΣ ΣΕ
ΣΠΕΙΡΟΕΙΔΕΙΣ ΓΑΛΑΞΙΕΣ**

ΕΜΜΑΝΟΥΗΛ ΕΥΛΟΥΡΗΣ

**ΠΑΝΕΠΙΣΤΗΜΙΟ ΑΘΗΝΩΝ
ΤΜΗΜΑ ΦΥΣΙΚΗΣ**

ΦΕΒΡΟΥΑΡΙΟΣ 1999

ND: 12626
KOE: 12548



ΔΙΔΑΚΤΟΡΙΚΗ ΔΙΑΤΡΙΒΗ

**ΚΑΤΑΝΟΜΗ ΑΣΤΕΡΙΩΝ ΚΑΙ ΣΚΟΝΗΣ ΣΕ ΣΠΕΙΡΟΕΙΔΕΙΣ
ΓΑΛΛΕΙΕΣ**

ΕΜΜΑΝΟΥΗΛ ΕΥΛΟΥΡΗΣ

ΕΠΙΒΛΕΠΟΥΣΑ ΚΑΘΗΓΗΤΡΙΑ : Μ. ΚΟΝΤΙΖΑ

ΗΜΕΡΟΜΗΝΙΑ ΠΑΡΟΥΣΙΑΣΗΣ : 26 / 02 / 1999

ΗΜΕΡΟΜΗΝΙΑ ΑΝΑΓΟΡΕΥΣΗΣ : 29 / 03 / 1999

ΣΥΜΒΟΥΛΕΥΤΙΚΗ ΕΠΙΤΡΟΠΗ

Κοντιζά Μ. Κυλάφης Ν. Λιβανίου Ε.

ΕΞΕΤΑΣΤΙΚΗ ΕΠΙΤΡΟΠΗ

Βεντούρα Ι. Γούδης Χ.
Κοντιζά Μ. Κυλάφης Ν.
Λιβανίου Ε. Μαστιχιάδης Α.
Σειραδάκης Ι.

**ΤΜΗΜΑ ΦΥΣΙΚΗΣ
ΠΑΝΕΠΙΣΤΗΜΙΟ ΑΘΗΝΩΝ**

στον ανηψιό μου

Αντρέα Αντωνάκη

Χρωστάω ένα μεγάλο ευχαριστώ στην επιβλέπουσα καθηγήτρια της παρούσης διδακτορικής διατριβής Μ. Κοντιζά για την αμέριστη συμπαράσταση και την βοήθειά της καθ' όλη τη διάρκεια της προσπάθειάς μου.

Επίσης θέλω να ευχαριστήσω τους καθηγητές μου Ν. Κυλάφη και Ι. Παπαμαστοράκη για την πολύτιμη καθοδήγηση και την άριστη συνεργασία που είχαμε καθ' όλη τη διάρκεια της διδακτορικής μου διατριβής. Οι συζητήσεις μαζί τους και οι συμβουλές τους πάντα με βοηθούσαν στο να ξεπεράσω τα προβλήματα που κατά καιρούς συναντούσα.

Η διαμόρφωση του τελικού κειμένου ωφελήθηκε σημαντικά από τις υποδείξεις των Μ. Κοντιζά, Ν. Κυλάφη, Ι. Παπαμαστοράκη, Ι. Σειραδάκη και Ε. Λιβανίου.

Μεγάλη υπήρξε η βοήθεια και υποστήριξη από συνεργάτες και φίλους μου. Ευχαριστώ για την πολύτιμη συμπαράσταση, τις διεξοδικές συζητήσεις που είχαμε μαζί και όλες τις ευχάριστες εμπειρίες που μοιραστήκαμε τους Μ. Παλαιολόγου, Μ. Woche, Γ. Πατεράκη, Μ. Πρεβελιανάκη, Α. Κουγεντάκης, Ι. Παπαδάκη, Φ. Μαυροματάκη, Α. Μισιριώτη και Ν. Βλαχάκη.

Ξεχωριστά ευχαριστώ τον φίλο μου Γ. Καλόσακα και την οικογένειά του για την πολύτιμη βοήθεια που μου προσέφεραν σε όλη τη διάρκεια της προσπάθειάς μου.

Σημαντική ήταν η συνεργασία και ανταλλαγή απόψεων με ερευνητικές ομάδες στο εξωτερικό. Με χαρά αναφέρω τους J. Davies, M. Trewhella, P. Alton, Y. Byun, R. Giovanelli, G. Harendel και A. Just.

Τέλος θα ήθελα να ευχαριστήσω θερμά την οικογένειά μου για την ηθική υποστήριξη και ιδιαίτερα την αδελφή μου Κυριακή για την αγάπη που μου μετέδωσε για την επιστήμη της αστροφυσικής.

Περιεχόμενα

Πρόλογος	i
1 Εισαγωγή	2
1.1 Η σημασία της μεσοαστρικής σκόνης	4
1.1.1 Λόγος μάζας-φωτεινότητας	5
1.1.2 Συγκρίσεις μεταξύ γαλαξιών	5
1.1.3 Χρώματα	6
1.1.4 Μορφολογία	6
1.1.5 Σχέση Tully-Fisher	6
1.1.6 Απόκρυψη του μακρινού σύμπαντος	7
1.1.7 Αστρική γένεση	7
1.2 Ιστορική αναδρομή	7
1.3 Τρόποι επίλυσης του προβλήματος	11
1.3.1 Μελέτες ‘μεγάλου N’	11
1.3.2 Μελέτες ‘μικρού N’	13
2 Μεθοδολογία	17
2.1 Παρατηρήσεις	18
2.1.1 Πως και που έγιναν οι παρατηρήσεις.	21
2.1.2 Ανάλυση των οπτικών παρατηρήσεων.	23
2.2 Θεωρητικό μοντέλο.	29
2.3 Προσαρμογή του θεωρητικού μοντέλου στις παρατηρήσεις.	33
2.3.1 Μερική προσαρμογή	34
2.3.2 Ολική προσαρμογή	36
3 Αποτελέσματα	38
3.1 Ο γαλαξίας UGC 2048	39
3.1.1 Εισαγωγικά στοιχεία	39
3.1.2 Παρατηρήσεις	39
3.1.3 Αποτελέσματα	40

3.1.4	Συμπεράσματα	48
3.2	Ο γαλαξίας NGC 891	49
3.2.1	Εισαγωγικά στοιχεία	49
3.2.2	Παρατηρήσεις	50
3.2.3	Μοντέλο και αποτελέσματα	50
3.2.4	Συζήτηση	56
3.2.5	Συμπεράσματα	63
3.3	Ο γαλαξίας NGC 4013	64
3.3.1	Εισαγωγικά στοιχεία	64
3.3.2	Παρατηρήσεις	64
3.3.3	Αποτελέσματα και συζήτηση	65
3.3.4	Συμπεράσματα	70
3.4	Ο γαλαξίας IC 2531	72
3.4.1	Εισαγωγικά στοιχεία	72
3.4.2	Παρατηρήσεις	72
3.4.3	Μοντέλο και αποτελέσματα	73
3.4.4	Συμπεράσματα	78
3.5	Ο γαλαξίας UGC 1082	79
3.5.1	Εισαγωγικά στοιχεία	79
3.5.2	Παρατηρήσεις	79
3.5.3	Μοντέλο και αποτελέσματα	80
3.5.4	Συμπεράσματα	85
3.6	Ο γαλαξίας NGC 5529	86
3.6.1	Εισαγωγικά στοιχεία	86
3.6.2	Παρατηρήσεις	86
3.6.3	Μοντέλο και αποτελέσματα	86
3.6.4	Συμπεράσματα	91
3.7	Ο γαλαξίας NGC 5907	92
3.7.1	Εισαγωγικά στοιχεία	92
3.7.2	Παρατηρήσεις	92
3.7.3	Μοντέλο και αποτελέσματα	93
3.7.4	Συμπεράσματα	98
4	Παρατηρήσεις στο μακρινό υπέρυθρο	99
4.1	Παρατηρήσεις του γαλαξία NGC 891 στο μακρινό υπέρυθρο.	99
4.1.1	Εισαγωγικά στοιχεία	99

ΠΕΡΙΕΧΟΜΕΝΑ	1
4.1.2 Παρατηρήσεις	100
4.1.3 Αποτελέσματα και Συζήτηση	101
4.1.4 Ύπαρξη κρύας σκόνης σε μεγάλες ακτινικές αποστάσεις.	104
5 Γενικά συμπεράσματα	108
5.1 Ένας τυπικός σπειροειδής γαλαξίας	114
Παραρτήματα	116
A Υπολογισμός της μάζας της σκόνης	118
B Υπολογισμός του νόμου εξασθένησης	119
Γ Υπολογισμός της μάζας του αερίου	120
Βιβλιογραφία	I

1

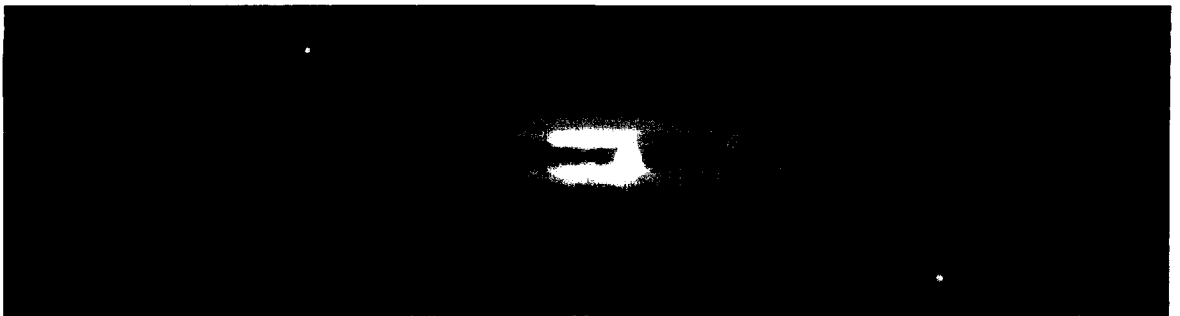
Εισαγωγή

Ο μεσοαστρικός χώρος είναι για τα γήινα δεδομένα ένα τέλειο κενό: μια μέση πυκνότητα στη γειτονιά του Ήλιου είναι περίπου 10^6 m^{-3} (ένα άτομο ανά κυβικό εκατοστό). Το διαστρικό μέσο αποτελείται από μεγάλες ποσότητες αερίου, κυρίως ατομικό και μοριακό υδρογόνο, καθώς και σκόνης. Η μεσοαστρική σκόνη αποτελείται από μικρούς κόκκους γραφίτη ή/και πυριτίου με μεγέθη από $0.1 \mu\text{m}$ μέχρι $10 \mu\text{m}$. Η σκόνη αυτή, που συνολικά είναι ένα μικρό ποσοστό της συνολικής μάζας των γαλαξιών, παίζει πολύ σημαντικό ρόλο σε πολλές φυσικές διαδικασίες του διαστρικού μέσου. Για παράδειγμα, είναι πιθανό ότι ο βασικός μηχανισμός παραγωγής μοριακού υδρογόνου στους γαλαξίες να επιτυγχάνεται στην επιφάνεια των κόκκων της σκόνης, όπου εκεί τα άτομα συγκρατούνται για αρκετό χρόνο και έτσι μπορούν να αλληλεπιδράσουν και να σχηματίσουν το μοριακό υδρογόνο.

Τα αστέρια και το διαστρικό υλικό συνεχώς αλληλεπιδρούν μεταξύ τους. Τα μεσοαστρικά νέφη είναι οι περιοχές όπου σχηματίζονται και εξελίσσονται τα άστρα. Τα άστρα με τη σειρά τους εμπλουτίζουν το διαστρικό μέσο με βαρύτερα άτομα (με τους αστρικούς ανέμους και τις εκρήξεις άστρων) καθώς και με την ακτινοβολία τους η οποία περιλούζει και θερμαίνει το διαστρικό μέσο. Η σκόνη αλληλεπιδρά με την ακτινοβολία με δύο τρόπους: 1) με σκέδαση, που έχει ως συνέπεια την αλλαγή της πορείας της δέσμης του φωτός και 2) με απορρόφηση, όπου η ενέργεια των φωτονίων μεταφέρεται στα σωματίδια της σκόνης και τα θερμαίνει. Η επίδραση της μεσοαστρικής σκόνης στην ακτινοβολία φαίνεται πολύ καλά ακόμα και με γυμνό μάτι κοιτώντας το Γαλαξιακό επίπεδο (βλέπε Εικόνα 1.1). Παρατηρούμε ότι το φως του Γαλαξία χωρίζεται σε δύο μέρη από μια μαύρη λωρίδα που διαπερνά το Γαλαξιακό επίπεδο από τη μια άκρη μέχρι την άλλη. Την ίδια ακριβώς εικόνα βλέπουμε κοιτώντας με το τηλεσκόπιο και άλλους μακρινούς γαλαξίες όπως για παράδειγμα τον NGC 4013 που φαίνεται στην Εικόνα 1.2. Αυτή η λωρίδα δεν είναι τίποτε άλλο από την επίδραση της σκόνης στο φως των αστεριών που υπάρχουν πίσω από αυτή και μέσα σ' αυτήν. **Πως όμως κατανέμεται η σκόνη μέσα στους γαλαξίες σε σχέση με τα αστέρια και πόση τελικά είναι αυτή σε ένα γαλαξία;** Αυτά τα βασικά ερωτήματα προσπαθώ να απαντήσω σε αυτή τη διδακτορική διατριβή



Εικ. 1.1: Φωτογραφία της περιοχής του κέντρου του Γαλαξία μας. Χαρακτηριστική είναι η ζώνη της σκόνης που απορροφά το φως που προέρχεται από τα αστέρια.



Εικ. 1.2: Φωτογραφία με πραγματικά χρώματα του σπειροειδούς γαλαξία NGC 4013. Εμφανής είναι η ζώνη απορρόφησης στο κέντρο του δίσκου, η οποία οφείλεται στην ύπαρξη της μεσοαστρικής σκόνης.

παρουσιάζοντας λεπτομερή μελέτη γαλαξιών στο ορατό και στο κοντινό υπέρυθρο μέρος του φάσματος με εφαρμογή ενός ρεαλιστικού μοντέλου το οποίο λαμβάνει υπ' όψη και τις δύο βασικές ιδιότητες της σκόνης, δηλαδή την απορρόφηση και τη σκέδαση του φωτός. Η παράμετρος που τελικά θα μπορέσει να μας δώσει όχι μόνο πληροφορίες αλλά και το μέτρο της αδιαφάνειας των γαλαξιών είναι το οπτικό βάθος (τ). Συγκεκριμένα, αυτό που μας ενδιαφέρει είναι να γνωρίζουμε το οπτικό βάθος στο κέντρο του γαλαξία όταν η γωνία κλίσης του επιπέδου του είναι 0° (face-on). Αν αυτό το οπτικό βάθος είναι μικρότερο από τη μονάδα, τότε ο γαλαξίας είναι διαφανής σε όλη την έκτασή του. Στην αντίθετη περίπτωση έχουμε ισχυρή εξασθένηση του φωτός και άρα μιλάμε για αδιαφανή γαλαξία (τουλάχιστον στην κεντρική περιοχή του).

Η εισαγωγή χωρίζεται σε τρεις Ενότητες. Στην Ενότητα 1.1 περιγράφεται η σπουδαιότητα της μεσοαστρικής σκόνης γενικά στην αστρονομία και εντοπίζονται τα προβλήματα που πρέπει να επιλυθούν. Στην Ενότητα 1.2 δίνεται μια ιστορική αναδρομή πάνω στο συγκεκριμένο θέμα από τη στιγμή που πρωτοεμφανίστηκε η έννοια της μεσοαστρικής σκόνης στην αστρονομία μέχρι και τις βασικότερες μελέτες που έχουν γίνει πρόσφατα πάνω στο θέμα αυτό. Τέλος στην Ενότητα 1.3 αναφέρονται οι τρόποι που μέχρι τώρα έχουν προταθεί για την επίλυση αυτού του προβλήματος.

Στο Κεφάλαιο 2, παρουσιάζεται η μεθοδολογία που χρησιμοποιήθηκε για να αντιμετωπιστεί αυτό το πρόβλημα ενώ στο Κεφάλαιο 3 παρατίθενται τα αποτελέσματα αυτής της μεθόδου, εφαρμόζοντάς τη σε μερικούς γαλαξίες. Στο Κεφάλαιο 4 παρουσιάζονται μεγάλης ακρίβειας παρατηρήσεις στο μακρινό υπέρυθρο για τον γαλαξία NGC 891. Τέλος στο Κεφάλαιο 5 συνοψίζονται τα γενικά συμπεράσματα αυτής της διατριβής.

1.1 Η σημασία της μεσοαστρικής σκόνης.

Στην αστρονομία ο μόνος τρόπος που έχουμε στη διάθεσή μας να διερευνήσουμε τη φυσική των γαλαξιών είναι η μελέτη της ηλεκτρομαγνητικής ακτινοβολίας που εκπέμπουν. Οποιαδήποτε ακτινοβολία που δημιουργείται στην περιοχή του φάσματος από το υπεριώδες μέχρι και το κοντινό υπέρυθρο, όπως αυτή των αστεριών, αντιδρά με τη σκόνη πριν αυτή ανιχνευθεί από εμάς. Το αποτέλεσμα είναι να έχουμε μείωση της έντασης που προέρχεται από την πρωτογενή ακτινοβολία των αστεριών. Για παράδειγμα, η εξασθένηση του φωτός μεταξύ εμών και του κέντρου του Γαλαξία μας

υπολογίζεται ότι είναι τόση, ώστε στα οπτικά μήκη κύματος, μονάχα ένα φωτόνιο σε κάθε 10^9 φωτόνια να φτάνει στο τηλεσκόπιό μας. Η εξασθένηση δηλαδή είναι ίση προς 25 φωτομετρικά μεγέθη.

Για να μπορέσουμε λοιπόν να εκμεταλλευτούμε σωστά τα παρατηρησιακά δεδομένα που έχουμε από τους γαλαξίες, θα πρέπει να ξέρουμε την πραγματική κατανομή του φωτός του γαλαξία, πράγμα που σημαίνει ότι πρέπει να γνωρίζουμε πόσο πολύ και με ποιόν τρόπο επηρεάζει η μεσοαστρική σκόνη το φως.

Είναι γενικά δύσκολο να βρει κανείς σχετικά εύκολες μεθόδους για να μπορέσει να διορθώσει τις παρατηρούμενες ιδιότητες των γαλαξιών από την επίδραση της σκόνης. Για το λόγο αυτό, πολλές από τις περιοχές της εξωγαλαξιακής αστρονομίας που στηρίζονται σε πολύ ακριβείς μετρήσεις της επιφανειακής λαμπρότητας των γαλαξιών επηρεάζονται πολύ από την ύπαρξη της σκόνης και αρκετές φορές οδηγούν σε λάθος συμπεράσματα.

1.1.1 Λόγος μάζας-φωτεινότητας

Αν ένα σημαντικό μέρος του φωτός του γαλαξία αποκρύπτεται λόγω της απορρόφησης που υφίσταται από τη σκόνη, τότε προφανώς ο λόγος μάζας-φωτεινότητας του συγκεκριμένου γαλαξία θα είναι λάθος υπολογισμένος. Πιο πρακτικά, αν οι γαλαξίες είναι οπτικά αδιαφανείς (η σκόνη είναι τόση πολύ που να απορροφά ένα σημαντικό μέρος του φωτός), τότε προφανώς δεν μπορούμε να δούμε το φως από όλα τα άστρα. Αυτό σημαίνει ότι υπολογίζουμε λάθος την συνολική μάζα του γαλαξία. Αν για παράδειγμα ένας face-on γαλαξίας είναι αδιαφανής και αν υποθέσουμε ότι αποτελείται συνολικά από 2×10^{11} άστρα, τότε εμείς βλέπουμε και μετράμε ίσως μόνο τα μισά ή λιγότερα.

1.1.2 Συγκρίσεις μεταξύ γαλαξιών

Οποιαδήποτε στατιστική μελέτη γαλαξιών, πρέπει να συγκρίνει τις ιδιότητές τους σε μια κοινή κλίμακα. Από τη στιγμή που οι παρατηρούμενες ιδιότητες των γαλαξιών (όπως π.χ. λαμπρότητα, διάμετρος, χρώμα, κ.τ.λ.) εξαρτώνται από το πόσο πολύ επηρεάζει η σκόνη αυτές τις ιδιότητες, δεν θα μπορέσουν να συγκριθούν σε μια ομοιόμορφη κλίμακα. Για παράδειγμα, λόγω του ότι η εξασθένηση του φωτός εξαρτάται από το πόσο μεγάλο μήκος διαδρομής έχει να διανύσει το φως μέσα στο γαλαξία και κατά συνέπεια πόση περισσότερη σκόνη συναντά στη διαδρομή του, οι ιδιότητες των γαλαξιών με μεγάλη κλίση (edge-on), αναμένεται να είναι διαφορετικές από αυτούς με μικρή κλίση (face-on). Επομένως κάθε στατιστική

μελέτη τέτοιων ιδιοτήτων των γαλαξιών, πρέπει να λαμβάνει υπ' όψη όλες τις διορθώσεις από την επίδραση της σκόνης.

1.1.3 Χρώματα

Τα χρώματα των γαλαξιών χρησιμοποιούνται για τον υπολογισμό κάποιων φυσικών ιδιοτήτων (π.χ. μεταλλικότητα, ηλικία) των αστερών μέσα σε αυτούς. Σε πολύ μακρινούς γαλαξίες (με μεγάλη μετατόπιση των φασματικών γραμμών προς το ερυθρό), τα χρώματα χρησιμοποιούνται ακόμα και για τον υπολογισμό των αποστάσεών τους. Επειδή το χρώμα ενός γαλαξία εξαρτάται από την εξασθένηση την οποία υφίσταται το φως στα διάφορα μήκη κύματος, είναι προφανές ότι αν κανείς δεν λάβει υπ' όψη του την ερυθρή χρώση (διόρθωση από την εξασθένηση λόγω της σκόνης), τότε είναι πολύ πιθανό αυτοί οι υπολογισμοί να είναι λάθος.

1.1.4 Μορφολογία

Η κατανομή της σκόνης σε ένα γαλαξία είναι δυνατό να είναι ανομοιογενής. Ως αποτέλεσμα, άλλες περιοχές κρύβονται περισσότερο από τη σκόνη και άλλες λιγότερο, πράγμα που κάνει πολύ δύσκολη την κατανόηση της μορφολογίας των γαλαξιών. Οι μπάρες στους σπειροειδείς γαλαξίες παίζουν πρωταρχικό ρόλο στην κατασκευή και εξέλιξη των σπειρών μέσω της θεωρίας κυμάτων πυκνότητας. Είναι επομένως απαραίτητο να γνωρίζει κανείς την ύπαρξη ή όχι μπάρας μέσα σε σπειροειδείς γαλαξίες και πόσο συχνά συναντάται σε αυτούς. Αν όμως τα κέντρα των γαλαξιών περιέχουν μεγάλα ποσά σκόνης, τότε τέτοια χαρακτηριστικά όπως οι μπάρες είναι δυνατό να κρύβονται εντελώς στα οπτικά μήκη κύματος. Αυτό συμβαίνει για παράδειγμα στον γαλαξία NGC 309, όπου ενώ στα οπτικά μήκη κύματος φαίνεται σαν ένας κανονικός σπειροειδής γαλαξίας με την κλασική σπειροειδή μορφή, στο κοντινό υπέρυθρο (2.1 μm), όπου οι επιδράσεις της σκόνης μειώνονται σημαντικά, φαίνεται καθαρά μια μπάρα στο κέντρο του γαλαξία (Block & Wainscoat 1991).

1.1.5 Σχέση Tully-Fisher

Η σχέση Tully-Fisher είναι μια συσχέτιση της συνολικής απόλυτης λαμπρότητας ενός γαλαξία και του εύρους της γραμμής των 21 cm. Η φυσική ερμηνεία αυτής της σχέσης είναι ότι μεγαλύτεροι γαλαξίες έχουν περισσότερα αστέρια και άρα εκπέμπουν περισσότερο φως, αλλά παράλληλα έχουν και περισσότερη μάζα και έτσι περιστρέφονται γρηγορότερα δίδοντας έτσι μεγαλύτερο εύρος στη γραμμή των 21 cm. Η κύρια εφαρμογή της σχέσης αυτής είναι ο προσδιορισμός των αποστάσεων

των γαλαξιών. Υπολογίζοντας το απόλυτο μέγεθος ενός γαλαξία με αυτή τη σχέση, μετρώντας μόνο το πλάτος της γραμμής των 21 cm, και κατ' επέκταση την περιστροφή του γαλαξία, και έχοντας το φαινόμενο μέγεθός του από παρατηρήσεις, μπορούμε να υπολογίσουμε την απόστασή του. Αν υπάρχει όμως σκόνη στο γαλαξία, τότε προφανώς οι παρατηρήσεις στα 21 cm δεν θα επηρεαστούν, θα επηρεαστεί όμως η συνολική λαμπρότητα του γαλαξία. Αν λοιπόν οι ιδιότητες της σκόνης επηρεάζουν διαφορετικά τους διαφορετικούς γαλαξίες, τότε θα υπάρχει μεγάλη απόκλιση σε αυτή τη σχέση με αποτέλεσμα τον λάθος υπολογισμό των αποστάσεων.

1.1.6 Απόκρυψη του μακρινού σύμπαντος

Κοιτώντας όλο και πιο μακριά στο σύμπαν, συναντούμε όλο και περισσότερους γαλαξίες. Αν οι γαλαξίες είναι οπτικά αδιαφανείς, τότε στην ευθεία παρατήρησής μας δημιουργείται μια στήλη σκόνης, που αν είναι αρκετά πυκνή, τότε είναι ικανή να μας αποκρύψει ολότελα αντικείμενα τα οποία βρίσκονται σε μεγάλες αποστάσεις. Έχει προταθεί ότι η σκόνη στους πιο κοντινούς γαλαξίες είναι υπεύθυνη για τη ελάττωση του αριθμού των quasars με τη απόσταση (Fall & Pei 1993) καθώς και για την αδυναμία να βρούμε πρωταρχικούς (primeval) γαλαξίες.

1.1.7 Αστρική γένεση

Οι δύο πιο διαδεδομένοι τρόποι μέτρησης του ρυθμού της αστρικής γένεσης μέσα σε γαλαξίες είναι είτε μετρώντας την πυκνότητα ροής Ηα είτε μετρώντας την πυκνότητα ροής στο μακρινό υπέρυθρο. Αν η σκόνη παίζει σημαντικό ρόλο στους γαλαξίες τότε και οι δύο μέθοδοι θα δώσουν μεγάλα λάθη. Από τη μια, η σκόνη θα κόψει μέρος της ροής Ηα που είναι στο οπτικό, με αποτέλεσμα να υποεκτιμηθεί η αστρική γένεση. Από την άλλη, αν υπάρχει αρκετή σκόνη η οποία θερμαίνεται από τα άστρα και εκπέμπει στο υπέρυθρο, τότε υπάρχει κίνδυνος υπερεκτίμησης της διαδικασίας της αστρικής γένεσης.

1.2 Ιστορική αναδρομή

Πολύ πριν την ανακάλυψή της, η μεσοαστρική σκόνη ήδη έπαιζε σημαντικό ρόλο στην άποψή μας για το σύμπαν, ή για να είμαστε πιο ακριβείς έπαιζε σημαντικό ρόλο επειδή δεν είχαμε υποπτευθεί την ύπαρξή της. Τώρα πια είναι γνωστό ότι οι σκοτεινές λωρίδες και περιοχές που βλέπουμε σε φωτογραφίες του Γαλαξία αντιπροσωπεύουν νέφη μεσοαστρικής σκόνης που απορροφούν το φως από τα πιο

μακρινά άστρα. Μέχρι την αρχή του αιώνα μας πάντως, αυτές οι σκοτεινές περιοχές πιστεύονταν ότι ήταν περιοχές όπου υπήρχε έλλειψη αστεριών.

Η μελέτη της εξασθένησης του φωτός από τη μεσοαστρική σκόνη μπορεί κανείς να πει ότι ξεκίνησε από την ανάλυση του Wilhelm Struve (1847), ο οποίος με μέτρηση άστρων, έδειξε ότι η πυκνότητα των αστεριών στο χώρο, μειώνεται προς όλες τις διευθύνσεις καθώς απομακρυνόμαστε από τον Ήλιο. Αυτό οδήγησε τον Struve να υποθέσει πως το αστρικό φως υπόκειται σε απορρόφηση και έτσι όσο πιο μακριά βρίσκεται η πηγή του φωτός, τόσο περισσότερο εξασθενεί.

Λόγω του ότι η μεσοαστρική εξασθένηση δεν είχε ληφθεί υπ' όψιν, οι Kapteyn και van Rhijn (1920) υποεκτίμησαν κατά πολύ το μέγεθος του Γαλαξία μας. Το μοντέλο αυτό του Γαλαξία, γνωστό και ως Σύμπαν του Kapteyn, έχει μήκος μόλις 18 kpc με τον Ήλιο να βρίσκεται κοντά στο κέντρο του.

Η τελική απόδειξη και αποδοχή της ύπαρξης της μεσοαστρικής σκόνης έγινε γνωστή το 1930 όταν ο Trumpler (αστρονόμος στο αστεροσκοπείο Lick), μέτρησε τις αποστάσεις ανοιχτών αστρικών σμηνών τα οποία βρίσκονταν στο επίπεδο του Γαλαξία. Βρήκε ότι οι αποστάσεις οι οποίες είχαν υπολογισθεί από τα μεγέθη των άστρων των σμηνών ήταν συστηματικά μεγαλύτερες από τις αποστάσεις τις οποίες υπολόγιζε από τις διαμέτρους των σμηνών, ενώ παρατήρησε ότι η διαφορά μεταξύ των δύο αποστάσεων αύξανε καθώς αύξανε και η απόσταση. Από αυτό έβγαλε το συμπέρασμα ότι στη γειτονιά του Ήλιου το φως υπόκειται σε εξασθένηση περίπου 0.7 φωτομετρικά μεγέθη ανά kpc.

Παρ' όλα αυτά, συστηματικές μελέτες για να μετρηθεί η επίδραση της σκόνης στους γαλαξίες άρχισαν στην δεκαετία του 1950. Ήταν ο Holmberg το 1958 ο οποίος πρώτος άρχισε να μελετά τις συστηματικές διαφορές στην επιφανειακή λαμπρότητα των γαλαξιών τους οποίους βλέπουμε με διαφορετική γωνία κλίσης. Η μελέτη που έκανε ακολουθούσε την εξής απλή λογική: για έναν διαφανή γαλαξία, όπου το φως από ένα οποιοδήποτε σημείο μέσα στον γαλαξία συνεισφέρει στην συνολική λαμπρότητά του (αφού ελάχιστα επηρεάζεται από την σκόνη), θα περίμενε κανείς να δει μια αύξηση της επιφανειακής λαμπρότητάς του καθώς τον κοιτάμε σε όλο μεγαλύτερες κλίσεις (σε μεγάλες κλίσεις το συνολικό μήκος διαδρομής του φωτός είναι μεγαλύτερο και έτσι προστίθεται περισσότερο φως). Αντίθετα σε έναν οπτικά αδιαφανή γαλαξία, το φως που θα δούμε εμείς θα είναι αυτό που εκπέμπεται από τις περιοχές εκείνες που το οπτικό βάθος είναι μικρότερο από την μονάδα, ανεξάρτητα από την γωνία με την οποία τον κοιτάμε. Αυτό θα έχει ως αποτέλεσμα η παρατηρούμενη επιφανειακή λαμπρότητα του γαλαξία να μένει σταθερή ως συνάρτηση της κλίσης του. Είναι προφανώς αδύνατο να παρατηρήσουμε

την επιφανειακή λαμπρότητα ενός γαλαξία σε διαφορετικές κλίσεις, αλλά είναι δυνατό να εξάγουμε πληροφορίες για την εξασθένηση του φωτός από την σκόνη (και επομένως για το οπτικό βάθος), κάνοντας στατιστική μελέτη πολλών γαλαξιών τους οποίους βλέπουμε υπό διαφορετικές γωνίες κλίσης. Αυτές οι μελέτες είναι γνωστές ως μελέτες Επιφανειακής λαμπρότητας/Κλίσης (E/K). Ο Holmberg έκανε μια τέτοια E/K μελέτη χρησιμοποιώντας ένα δείγμα 119 γαλαξιών και βρήκε ένα μέσο οπτικό βάθος 0.43 για γαλαξίες Sa και Sb, ενώ βρήκε 0.28 για τους Sc. Από αυτό κατέληξε στο συμπέρασμα ότι οι γαλαξίες είναι οπτικά διαφανείς.

Η αμέσως επόμενη μελέτη πάνω στην αδιαφάνεια ή μη των γαλαξιών έγινε το 1959 από τον de Vaucouleurs ο οποίος χρησιμοποιώντας πάλι μια μελέτη E/K με περισσότερους γαλαξίες κατέληξε στο συμπέρασμα ότι οι γαλαξίες είναι οπτικά διαφανείς. Λίγο αργότερα, σε μια σειρά τριών δημοσιεύσεων οι Heidmann et al. (1972 a, b, c), παρουσίασαν παρόμοιες μελέτες και πάλι κατέληξαν στο συμπέρασμα ότι οι γαλαξίες πρέπει να είναι οπτικά διαφανείς. Επίσης υπολόγισαν μια τιμή για το οπτικό βάθος των γαλαξιών που το βρήκαν να είναι περίπου 0.2, δηλαδή κάπως μικρότερο από αυτό που είχε βρει ο Holmberg.

Είχε αρχίσει να γίνεται αποδεκτή η ιδέα ότι οι γαλαξίες είναι διαφανείς στην οπτική ακτινοβολία, ώσπου στις αρχές της δεκαετίας του 1980 υπήρξαν προτάσεις ότι μπορούσε να συμβαίνει και το αντίθετο. Για παράδειγμα, ο Jura το 1980 πρότεινε ότι η σταθερότητα της κεντρικής επιφανειακής λαμπρότητας των γαλαξιών που είχε παρατηρήσει ο Freeman το 1970 οφειλόταν στην αυξημένη ποσότητα σκόνης μέσα στους σπειροειδείς δίσκους. Μάλιστα, σε μια άλλη του εργασία το 1982, ο Jura είχε προβλέψει ότι αν οι γαλαξίες περιέχουν αρκετή σκόνη, τότε παραπάνω από την μισή συνολική ενέργεια των γαλαξιών θα πρέπει να εκπέμπεται στο μακρινό υπέρυθρο. Τα πρώτα αποτελέσματα από τον IRAS έδειξαν ότι οι γαλαξίες όντως έχουν μεγάλες λαμπρότητες στο μακρινό υπέρυθρο, αλλά εξηγήθηκαν από τους Rowan-Robinson et al. το 1987 ως αποτέλεσμα του μεγάλου ρυθμού γένεσης άστρων.

Το 1987, οι Kylafis και Bahcall με εφαρμογή ενός μοντέλου το οποίο λύνει πλήρως το πρόβλημα της διάδοσης της ακτινοβολίας μέσα σε δίσκους με σκόνη, υπολόγισαν την κατανομή των αστεριών και της σκόνης στον edge-on σπειροειδή γαλαξία NGC891 συγκρίνοντας το μοντέλο τους με πραγματικά δεδομένα στο φίλτρο F (0.58–0.69 μ m). Βρήκαν ότι το οπτικό βάθος που χρειαζόταν για να εξηγήσει κανείς τις παρατηρήσεις ήταν 10.3 στην περίπτωση που βλέπει κανείς τον γαλαξία edge-on, ή 0.4 περίπου αν τον ίδιο γαλαξία είχαμε την δυνατότητα να τον δούμε face-on. Αυτή η εργασία ήρθε ως επιβεβαίωση της μέχρι τότε πρότασης ότι οι γαλαξίες είναι οπτικά διαφανείς.

Το 1989, οι Rowan-Robinson και Crawford χρησιμοποιώντας δεδομένα από τον

δορυφόρο IRAS για 227 γαλαξίες, σύγκριναν την λαμπρότητα των δίσκων στο μακρινό υπέρυθρο με την λαμπρότητά τους στο οπτικό και κατέληξαν υπέρ των διαφανών δίσκων.

Μια εργασία όμως των Disney, Davies και Phillipps το 1989 ήρθε να αλλάξει την μέχρι τότε επικρατούσα άποψη ότι οι γαλαξίες είναι οπτικά διαφανείς. Έδειξαν ότι όλες οι εργασίες E/K (π.χ. Holmberg (1958), de Vaucoulers (1959)), οδηγούσαν σε λάθος συμπεράσματα λόγω του ότι βασίζονταν σε πολύ απλοϊκά μοντέλα, με το βασικότερο από αυτά να κάνει την παραδοχή πως η σκόνη κατανέμεται σαν ένα πέτασμα μπροστά από τα αστέρια, αντίθετα με τις παρατηρήσεις οι οποίες δείχνουν ότι η σκόνη στους γαλαξίες είναι αναμεμιγμένη με τα αστέρια και συνήθως είναι περισσότερο συγκεντρωμένη στο κεντρικό επίπεδο του δίσκου. Έδειξαν ότι αν κανείς δεν χρησιμοποιήσει ρεαλιστικά μοντέλα για τις κατανομές, τότε είναι πιθανό να κάνει μεγάλο λάθος στον υπολογισμό της διαφάνειας ή μη των γαλαξιών. Συγκεκριμένα, είναι δυνατό ακόμα και με ένα οπτικά παχύ στρώμα σκόνης συγκεντρωμένο κοντά στο επίπεδο του γαλαξία, τα αστέρια που βρίσκονται πάνω από αυτό το στρώμα να συμπεριφέρονται έτσι ώστε να δείχνουν έναν οπτικά διαφανή δίσκο. Έτσι, συμπέραναν ότι οι δίσκοι των γαλαξιών μπορεί πάντα να φαίνονται διαφανείς σε μελέτες E/K, ανεξάρτητα της πραγματικής τους αδιαφάνειας. Με εφαρμογή των δικών τους μοντέλων, χρησιμοποιώντας μόνο την απορρόφηση ως μηχανισμό εξασθένησης του φωτός από τη σκόνη, κατέληξαν στο συμπέρασμα ότι οι γαλαξίες είναι πιθανό να είναι οπτικά αδιαφανείς τουλάχιστον στις πολύ εσωτερικές περιοχές τους.

Αυτό το αποτέλεσμα ενισχύθηκε ένα χρόνο αργότερα, όταν ο Valentijn (1990) έδειξε με μια E/K μελέτη που έκανε σε δεδομένα από τον κατάλογο γαλαξιών του ESO, ότι οι γαλαξίες συμπεριφέρονται σαν να είναι οπτικά αδιαφανείς μέχρι και τα πολύ εξωτερικά τους τμήματα. Αυτό δημιούργησε μια αύξηση του ενδιαφέροντος και της ενεργητικότητας πάνω σε αυτό το θέμα, με πάρα πολλές εργασίες να ακολουθούν προσπαθώντας να δώσουν μια εξήγηση στην σπουδαιότητα της σκόνης στην κατανόηση της δομής των γαλαξιών και τις επιπτώσεις σε άλλους τομείς της εξωγαλαξιακής αστρονομίας. Βέβαια, μέχρι και σήμερα οι γνώμες δίστανται όσον αφορά στην αδιαφάνεια ή μη των γαλαξιών. Αυτό φαίνεται από τον Πίνακα 1.1, όπου παρουσιάζονται όλες οι δημοσιεύσεις που έχουν γίνει μέχρι και σήμερα πάνω στο θέμα (μαζί και με τις πύο σπουδαιές που αναφέρθηκαν πιο πριν), ταξινομώντας τις σε δύο ομάδες. Σε αυτές που υποστηρίζουν την διαφάνεια και σε αυτές που υποστηρίζουν την αδιαφάνεια των γαλαξιών. Ο σοβαρότερος λόγος της μέχρι τώρα αδυναμίας να απαντηθεί αυτό το ερώτημα είναι η έλλειψη ενός ρεαλιστικού μοντέλου

ικανού να περιγράψει σωστά τις κατανομές των αστεριών και της σκόνης μέσα στον γαλαξία, αλλά και να λαμβάνει υπ' όψιν πλήρως όλες τις φυσικές διαδικασίες που γίνονται μέσα στους γαλαξίες.

1.3 Τρόποι επίλυσης του προβλήματος

Οι τρόποι που μέχρι σήμερα έχουν προταθεί για την επίλυση του προβλήματος της διαφάνειας ή μη των γαλαξιών, χωρίζονται σε δύο μεγάλες κατηγορίες. Είναι οι μελέτες 'μεγάλου N' και οι μελέτες 'μικρού N'.

1.3.1 Μελέτες 'μεγάλου N'

Στις μελέτες 'μεγάλου N' γίνεται μια στατιστική μελέτη πολλών γαλαξιών συγκρίνοντας κάποιες κοινές ιδιότητές τους (π.χ. επιφανειακή λαμπρότητα, διάμετρο του γαλαξία, χρώμα κ.τ.λ.) ως συνάρτηση της διαφορετικής γωνίας κλίσης που έχει κάθε γαλαξίας. Τέτοια είναι για παράδειγμα αυτή του Holmberg (1958) όπου, όπως είπαμε και στην προηγούμενη ενότητα, συγκρίνει το πως μεταβάλλεται η επιφανειακή λαμπρότητα των γαλαξιών ως συνάρτηση της κλίσης τους. Το πλεονέκτημα σε αυτή την περίπτωση είναι η καλή στατιστική αντιμετώπιση του προβλήματος αφού μιλάμε για ένα δείγμα από 100 μέχρι και 10,000 γαλαξίες. Ένα μειονέκτημα αυτής της μεθόδου είναι η χρήση πολύ απλοϊκών μοντέλων για την εξήγηση της επίδρασης της σκόνης στους γαλαξίες, αφού όπως αναφέρεται και στην εργασία των Disney et al. (1989), αν κανείς χρησιμοποιεί τέτοια μοντέλα είναι πιθανό να κάνει μεγάλο λάθος στον υπολογισμό της διαφάνειας ή μη των γαλαξιών. Ένα άλλο μειονέκτημα αυτής της μεθόδου είναι ότι υπάρχει ο κίνδυνος το δείγμα των γαλαξιών που επιλέγει κανείς να μην είναι αντιπροσωπευτικό όλων των γαλαξιών, αλλά η επιλογή των γαλαξιών να γίνεται έτσι ώστε να ευνοούνται εκείνοι που έχουν κάποια ιδιαίτερα χαρακτηριστικά (π.χ. αυτοί που φαίνονται λαμπρότεροι στις φωτογραφικές πλάκες και έτσι επιλέγονται ευκολότερα). Για παράδειγμα, αν πράγματι υπάρχει ένα μεγάλο εύρος επιφανειακής λαμπρότητας των γαλαξιών (κάτι που θα μπορούσε να υποστηρίξει την διαφάνεια των γαλαξιών), επιλεκτικά είναι δυνατόν να διαλέξουμε εκείνους τους γαλαξίες που ανήκουν μόνο σε ένα μικρό εύρος επιφανειακής λαμπρότητας (για παράδειγμα τους πιο κοντινούς γαλαξίες) και έτσι να φανεί ότι οι γαλαξίες είναι οπτικά αδιαφανείς (βλέπε Davies et al. 1993). Στον Πίνακα 1.1 έχουν σημειωθεί με N αυτές οι εργασίες που έχει εφαρμοστεί μια τέτοια μέθοδος.



Πίνακας 1.1: Πίνακας με τις σπουδαιότερες δημοσιεύσεις που έχουν γίνει πάνω στο θέμα της διαφάνειας ή μη των γαλαξιών

Δημοσιεύσεις που υποστηρίζουν την διαφάνεια των γαλαξιών	Δημοσιεύσεις που υποστηρίζουν την αδιαφάνεια των γαλαξιών
Holmberg (1958) [N]	Jura (1980, 1982) [N,N]
de Vaucouleurs (1959) [N]	Bruzual et al. (1988) [N]
Heidmann et al. (1972a, b, c) [N]	Rice et al. (1988) [N]
Kylafis & Bahcall (1987) [n]	Disney et al. (1989) [n]
Rowan-Robinson & Crawford (1989) [N]	Valentijn (1990) [N]
Saunders et al. (1990) [N]	Choloniewski (1991) [N]
Bothun & Rogers (1992) [N]	Burstein et al. (1991) [N]
Rowan-Robinson (1992) [N]	Phillipps et al. (1991) [n]
Huizinga & van Albada (1992) [N]	Knapen et al. (1991) [n]
Andredakis & van der Kruit (1992) [n]	Cunow (1992) [N]
Han (1992) [N]	Peletier & Willner (1992) [N]
White & Keel (1992) [n]	Witt et al. (1992) [N]
Devereux & Young (1993) [N]	James & Puxley (1993) [n]
Nedyalkov (1993) [N]	Valentijn (1994) [N]
Byun (1993, 1994) [n,N]	Jansen et al. (1994) [n]
Xu & Buat (1995) [N]	Boselli & Gavazzi (1994) [N]
Peletier et al. (1995) [N]	Giovanelli et al. (1994, 1995) [N,N]
Otha & Kodaira (1995) [n]	Beckmann et al. (1996) [n]
Emsellem (1995) [n]	de Jong (1996) [N]
Kodaira & Yamashita (1996) [n]	Corradi et al. (1996) [N]
Jones et al. (1996) [N]	Block (1996) [n]
	Trewhella et al. (1997) [N]

N: Μελέτες 'μεγάλου N' (στατιστικές μελέτες μεγάλου αριθμού γαλαξιών)

n: Μελέτες 'μικρού N' (λεπτομερής μελέτες μικρού σχετικά αριθμού γαλαξιών)

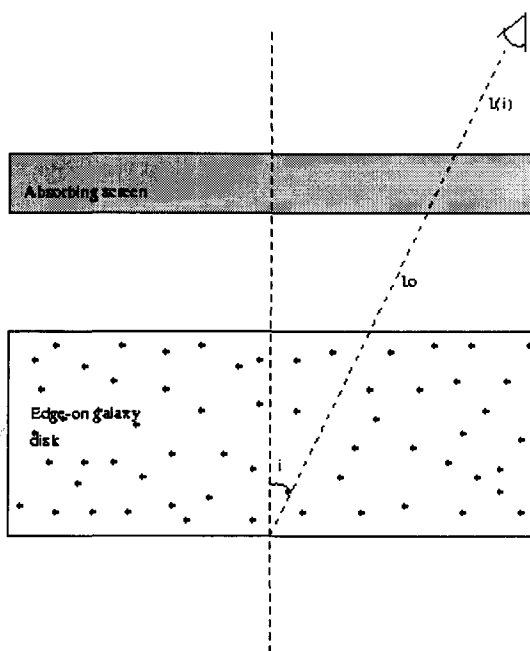


Εικ. 1.3: Ο σπειροειδής γαλαξίας NGC 5090 ο οποίος επικαλύπτει μέρος ενός ελλειπτικού.

1.3.2 Μελέτες ‘μικρού N’

Οι μελέτες ‘μικρού N’, συνίστανται στην λεπτομερή ανάλυση μικρού σχετικά αριθμού γαλαξιών, με σκοπό την εξαγωγή των παραμέτρων εκείνων που περιγράφουν με μεγάλη ακρίβεια την κατανομή του φωτός και της σκόνης στους συγκεκριμένους γαλαξίες.

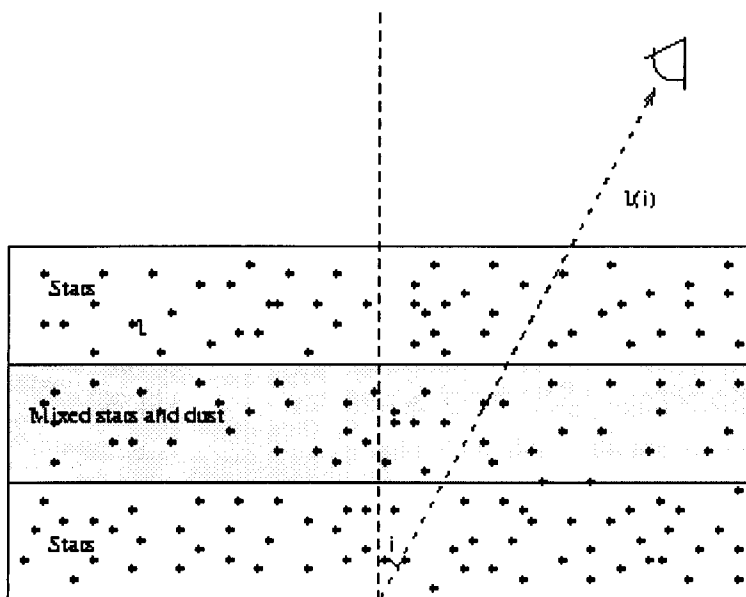
Μια μέθοδος που ανήκει σε αυτή την κατηγορία των μελετών, είναι η φωτομετρία επικαλυπτόμενων γαλαξιών. Σ’ αυτή την μέθοδο χρησιμοποιούνται ζευγάρια γαλαξιών, στα οποία τυχαίνει ένας σπειροειδής γαλαξίας να καλύπτει μέρος ενός δεύτερου γαλαξία (που στην καλύτερη περίπτωση είναι ελλειπτικός), όπως π.χ. στην Εικόνα 1.3 όπου βλέπουμε τον σπειροειδή γαλαξία NGC 5090 να επικαλύπτει μέρος ενός ελλειπτικού γαλαξία. Το πλεονέκτημα σε αυτή την περίπτωση είναι ότι όλο το φως του ελλειπτικού γαλαξία που βρίσκεται πίσω από τον σπειροειδή, πρέπει να περάσει μέσα από τον δίσκο του σπειροειδούς και έτσι να υποστεί εξασθένηση από τη σκόνη του σπειροειδούς. Το πόση εξασθένηση έχει υποστεί το φως του γαλαξία, μπορεί να υπολογισθεί μετρώντας την αναμενόμενη ένταση από το μέρος του γαλαξία που δεν επικαλύπτεται από τον γαλαξία που υπάρχει μπροστά και την ένταση που πραγματικά φτάνει σ’ εμάς ύστερα από την πορεία του φωτός μέσα από τη σκόνη. Τέτοιου είδους μελέτες έχουν γίνει από τους Keel (1983), Andredakis & van der Kruit (1992) και White & Keel (1992). Ένα μέσο οπτικό βάθος που υπολογίζεται σ’ αυτές τις περιπτώσεις είναι 0.7 για ολόκληρο τον γαλαξία (που υποστηρίζει ότι κατά μέσο όρο οι γαλαξίες είναι οπτικά διαφανείς), ενώ στις περιοχές που είναι οι



Εικ. 1.4: Το μοντέλο περιγραφής σπειροειδή γαλαξία με σκόνη ‘SCREEN’

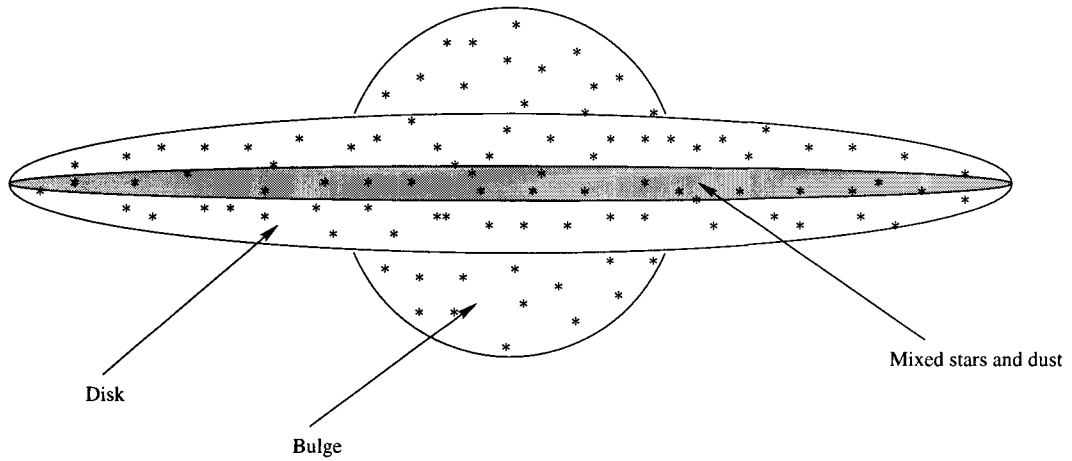
σπείρες φτάνει μέχρι και 1.4 και στις περιοχές ανάμεσα στις σπείρες πέφτει μέχρι και 0.3.

Μια δεύτερη μέθοδος που ανήκει στην κατηγορία των μελετών ‘μικρού N’, είναι αυτή της χρήσης μοντέλων διάδοσης της ακτινοβολίας και εφαρμογής τους σε συγκεκριμένους γαλαξίες. Για την κατασκευή ενός τέτοιου θεωρητικού μοντέλου που θα παρομοιάζει σωστά τον πραγματικό γαλαξία, χρειάζονται δύο πράγματα. Το ένα είναι η σωστή επιλογή των κατανομών των αστεριών και της σκόνης έτσι ώστε η τελική εικόνα του μοντέλου να είναι αρκετά κοντά στην εικόνα του πραγματικού γαλαξία και το άλλο είναι η σωστή αντιμετώπιση του προβλήματος της διάδοσης της ακτινοβολίας. Οι κατανομές των αστεριών και της σκόνης που είχαν χρησιμοποιηθεί στα περισσότερα μοντέλα μέχρι σήμερα, ήταν πολύ απλοϊκές, έτσι ώστε να γίνονται εύκολα οι υπολογισμοί. Χαρακτηριστικό παράδειγμα είναι τα μοντέλα SCREEN (Εικόνα 1.4) και SANDWICH (Εικόνα 1.5), που αμέσως μπορεί κανείς να διαπιστώσει, συγκρίνοντας με την Εικόνα 1.2 ενός πραγματικού γαλαξία, ότι απέχουν πολύ από τις πραγματικές κατανομές του γαλαξία. Στο μοντέλο SCREEN (Εικόνα 1.4), τα αστέρια είναι ομοιόμορφα κατανεμημένα σ’ ένα άπειρο στρώμα, ενώ η σκόνη μπαίνει σαν πέτασμα μπροστά από αυτό. Αυτό, αν και είναι μια καλή άσκηση για τη διάδοση της ακτινοβολίας μέσα σε στρώμα σκόνης, απέχει από την πραγματικότητα, αφού όπως δείχνουν οι παρατηρήσεις



Εικ. 1.5: Το μοντέλο περιγραφής σπειροειδή γαλαξία με σκόνη 'SANDWICH'

(βλέπε Εικόνα 1.2), η σκόνη φαίνεται να είναι αναμεμιγμένη με τα αστέρια και μάλιστα πιο συγκεντρωμένη προς το κεντρικό μέρος του δίσκου του γαλαξία. Μια καλύτερη προσέγγιση αποτελεί το μοντέλο SANDWICH (Εικόνα 1.5), όπου τώρα η σκόνη και τα αστέρια είναι αναμεμιγμένα σε ένα στρώμα που βρίσκεται ανάμεσα σε δύο στρώματα αστεριών. Και πάλι όμως βλέπουμε ότι σε σύγκριση με την Εικόνα 1.2 υπάρχει μεγάλη απόκλιση. Η σωστότερη και πιο ρεαλιστική γεωμετρία (που είναι αυτή που θα χρησιμοποιήσω και που περιγράφεται στην Ενότητα 2.2), είναι αυτή που τα αστέρια και η σκόνη κατανέμονται εκθετικά στο δίσκο του γαλαξία, ενώ υπάρχει μια ξεχωριστή συνιστώσα που περιγράφει την κατανομή του φωτός στον πυρήνα του γαλαξία. Συγκρίνοντας ένα τέτοιο μοντέλο (Εικόνα 1.6) με πραγματική εικόνα του γαλαξία (Εικόνα 1.2), βλέπουμε ότι είναι σαφώς πιο ρεαλιστικό να υποθέσουμε τέτοιου είδους κατανομές. Από τη στιγμή που έχουν οριστεί οι κατανομές των αστεριών και της σκόνης, χρειάζεται μια μέθοδος που θα λύσει το πρόβλημα της διάδοσης της ακτινοβολίας. Κατά καιρούς έχουν προταθεί τέτοιου είδους μέθοδοι (π.χ. Kylafis & Bahcall 1987, Bruzual et al. 1988, Disney et al. 1989, Witt et al. 1992, Di Bartolomeo et al. 1995, Xu & Buat 1995, Bianchi et al. 1996, Corradi et al. 1996), όπου όμως τις περισσότερες φορές γίνεται η απλούστευση πως η διάδοση της ακτινοβολίας γίνεται μέσα σε μέσο που μόνο απορροφά, χωρίς να λαμβάνεται υπ' όψη η διαδικασία της σκέδασης. Ο βασικότερος λόγος που



Εικ. 1.6: Ρεαλιστικό μοντέλο κατανομής αστεριών και σκόνης σε σπειροειδή γαλαξία.

κανείς αγνοεί τη σκέδαση είναι ότι ο υπολογισμός της αποτελεί ένα αρκετά δύσκολο αριθμητικό πρόβλημα. Ένα από τα μοντέλα που υπολογίζει πλήρως τη διάδοση της ακτινοβολίας, λαμβάνοντας υπ' όψη απορρόφηση και σκέδαση από τη σκόνη για ρεαλιστικές τρισδιάστατες κατανομές αστεριών και σκόνης, είναι αυτό των Kylafis & Bahcall (1987). Αυτός ο δύσκολος υπολογισμός έγινε εφικτός με μια προσέγγιση που επιτρέπει να υπολογίζουμε τη συνολική ένταση που προέρχεται από πολλαπλές σκεδάσεις του φωτός από τη σκόνη, κάνοντας χρήση μόνο του όρου της έντασης του φωτός που δεν υπέστη καμία σκέδαση και του όρου που περιγράφει τα φωτόνια που σκεδάστηκαν μόνο μια φορά (βλέπε §2.2 για μια λεπτομερή περιγραφή του τρόπου λειτουργίας αυτού του μοντέλου). Ήδη έχει γίνει προσαρμογή αυτού του μοντέλου στα δεδομένα του γαλαξία NGC 891 στο φίλτρο F. (Kylafis & Bahcall 1987) και βρέθηκε ότι ο γαλαξίας θα ήταν διαφανής αν τον βλέπαμε face-on.

Στον Πίνακα 1.1 αναφέρονται με η οι εργασίες που στηρίζονται σε μελέτες 'μικρού N'.

2

Μεθοδολογία

Η μέθοδος που χρησιμοποιείται (και που παρουσιάζεται σε αυτή τη διδακτορική διατριβή) για την επίλυση του προβλήματος της διαφάνειας ή μη των γαλαξιών είναι η λεπτομερής μοντελοποίηση μικρού σχετικά αριθμού γαλαξιών (μικρό N; βλέπε §1.3.2). Η κατασκευή ενός σωστού και ρεαλιστικού θεωρητικού μοντέλου και η εφαρμογή του σε ένα τυπικό δείγμα γαλαξιών, είναι αναμφισβήτητα ο πιο σίγουρος τρόπος για να λυθεί αυτό το πρόβλημα. Εκτός από το ότι αυτή η μέθοδος δίνει άμεση απάντηση στον τρόπο που κατανέμεται η σκόνη στους συγκεκριμένους γαλαξίες, είναι και ένα χρήσιμο εργαλείο στο να ελαχιστοποιηθούν τα λάθη στις στατιστικές μελέτες (Byun et al. 1994).

Η μεθοδολογία αυτή απαιτεί την κατασκευή και χρήση θεωρητικού μοντέλου, καθώς και παρατηρήσεις καλής ποιότητας στα κατάλληλα μήκη κύματος. Τα μέχρι τώρα θεωρητικά μοντέλα που έχουν κατασκευασθεί αποτελούν μονάχα μια πρώτη προσέγγιση, αφού λόγω της πολύπλοκης γεωμετρικής δομής των γαλαξιών αλλά και του τρόπου που γίνεται η διάδοση της ακτινοβολίας σε αυτούς, αναγκαστικά γίνονται πολλές προσεγγίσεις με αποτέλεσμα το μοντέλο τελικά να βγάζει μη ρεαλιστικά και λανθασμένα αποτελέσματα. Η έλλειψη καλής γεωμετρίας είναι εμφανής στα μοντέλα SCREEN και SANDWICH (βλέπε §1.3.2), όπου ο γαλαξίας περιγράφεται από μια άπειρη επίπεδη κατανομή φωτός και σκόνης. Η βασική προσέγγιση του τρόπου επίλυσης του προβλήματος της διάδοσης της ακτινοβολίας, που γίνεται από τις περισσότερες ερευνητικές ομάδες, είναι ότι αντιμετωπίζεται μόνο η απορρόφηση από τη σκόνη αλλά όχι η σκέδαση. Ανάλογη είναι και η κατάσταση για τα παρατηρησιακά δεδομένα. Ενώ έχει γίνει αρκετή δουλειά όσον αφορά οπτικές παρατηρήσεις, η εξέλιξη τόσο των υπερευαίσθητων ανιχνευτών όσο και των τηλεσκοπίων, ευνοεί τη λήψη όλο και καλύτερης ποιότητας δεδομένων που είναι απαραίτητα γι' αυτή τη δουλειά, αλλά και επέκταση των παρατηρήσεων και σε άλλα μήκη κύματος όπως το κοντινό και το μακρινό υπέρυθρο, όπου η διαφορετική συμπεριφορά της σκόνης καθιστά αναγκαία την μελέτη των γαλαξιών σε αυτά τα μήκη κύματος.

Η βασική ιδέα της μεθοδολογίας αυτής είναι ότι με κάποιες αρχικές παραμέτρους,

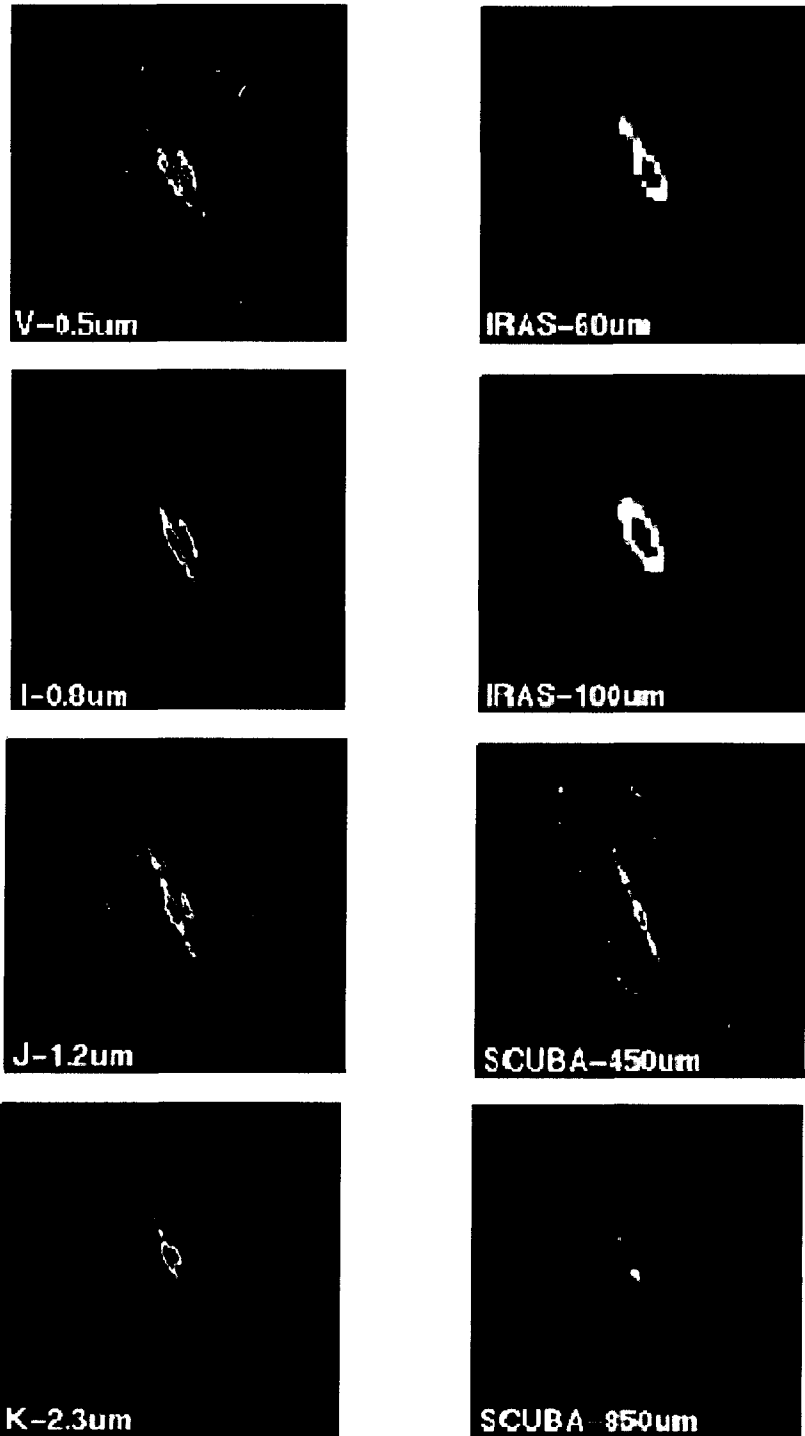
οι οποίες επιλέγονται όχι αυθαίρετα αλλά με βάση φυσικά επιχειρήματα (βλέπε §2.3.1), κατασκευάζεται μια δυσδιάστατη εικόνα του 'γαλαξία - μοντέλου' και συγκρίνεται με την παρατήρηση. Αν η συμφωνία δεν είναι καλή, μεταβάλλονται οι παράμετροι έτσι ώστε να επιτευχθεί καλύτερη συμφωνία με την παρατήρηση. Επαναλαμβάνοντας αυτή την τεχνική, φτάνουμε σταδιακά σε ένα σημείο όπου έχουμε την ελάχιστη δυνατή απόκλιση θεωρητικού μοντέλου και παρατήρησης. Οι παράμετροι που υπολογίζονται έτσι από το θεωρητικό μοντέλο είναι αυτές που είναι πιο κοντά στις πραγματικές παραμέτρους του γαλαξία.

2.1 Παρατηρήσεις

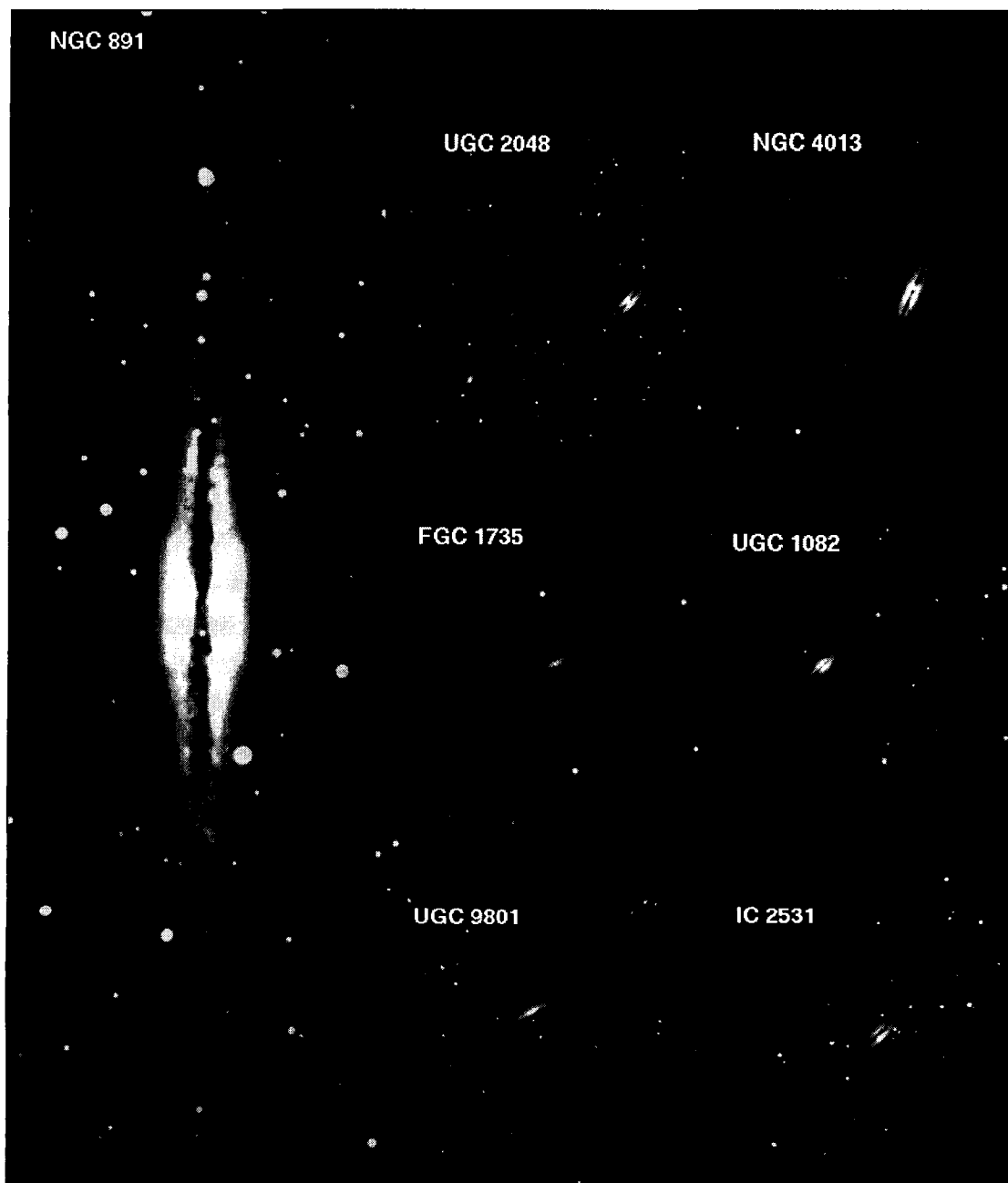
Για τη σωστή αντιμετώπιση του προβλήματος της σκόνης απαιτούνται παρατηρήσεις σε ένα αρκετά ευρύ μέρος του φάσματος. Η σκόνη είναι ενεργή από το υπεριώδες μέχρι και το μακρινό υπέρυθρο, όπου ανάλογα με το μήκος κύματος εμφανίζεται και με διαφορετικές ιδιότητες κάθε φορά. Συγκεκριμένα, στα μήκη κύματος από το υπεριώδες (UV - 0.1 μ m) μέχρι το κοντινό υπέρυθρο (NIR - 2 μ m) η σκόνη φαίνεται να απορροφά και να σκεδιάζει το αστρικό φως ενώ η απορροφούμενη ενέργεια επανεκπέμπεται στο μακρινό υπέρυθρο (FIR - μέχρι τα 1500 μ m). Στην Εικόνα 2.1 φαίνεται ο γαλαξίας NGC 891 σε μερικές χαρακτηριστικές περιοχές σε αυτό το εύρος του φάσματος. Στην αριστερή στήλη παρουσιάζονται εικόνες του γαλαξία NGC 891 στο ορατό (V-0.5 μ m, I-0.8 μ m) και στο κοντινό υπέρυθρο (J-1.2 μ m, K-2.3 μ m) όπου η σκόνη φαίνεται να απορροφά το φως που προέρχεται από τα άστρα. Στην δεξιά στήλη παρουσιάζονται παρατηρήσεις του ίδιου γαλαξία στο μακρινό υπέρυθρο (παρατηρήσεις του δορυφόρου IRAS στα 60 και 100 μ m καθώς και του ανιχνευτή SCUBA στα 450 και 850 μ m) όπου τώρα βλέπουμε τη σκόνη να εκπέμπει.

Σε αυτήν τη διατριβή θα παρουσιαστούν οπτικές παρατηρήσεις οι οποίες έχουν γίνει στο αστεροσκοπείο του Σκίνακα [εκτός από αυτές του IC 2531 που έχουν γίνει στο Siding Spring Observatory (SSO)], καθώς και παρατηρήσεις στο κοντινό υπέρυθρο που έχουν γίνει στα αστεροσκοπεία Wyoming InfraRed Observatory (WIRO) και SSO. Επίσης στο Κεφάλαιο 4 παρουσιάζονται πολύ καλής ποιότητας παρατηρήσεις στο μακρινό υπέρυθρο (450 μ m και 850 μ m) του γαλαξία NGC 891 από τον ανιχνευτή SCUBA ο οποίος είναι εγκατεστημένος στο τηλεσκόπιο James Clerk Maxwell Telescope (JCMT) στην Χαβάι. Στον Πίνακα 2.1, Παρουσιάζονται μερικές πληροφορίες για τους γαλαξίες που έχουν αναλυθεί και θα παρουσιαστούν σε αυτήν τη διατριβή, ενώ στην Εικόνα 2.2 παρουσιάζονται οι εικόνες αυτών των γαλαξιών.

Η επιλογή αυτών των γαλαξιών έγινε λαμβάνοντας υπ' όψη τα εξής κριτήρια:



Εικ.2.1: Ο γαλαξίας NGC 891 όπως φαίνεται στα διάφορα μήκη κύματος. Στην αριστερή στήλη παρουσιάζονται εικόνες του γαλαξία στο ορατό (0.5, 0.8 μm) και στο κοντινό υπέρυθρο (NIR; 1.2, 2.3 μm) όπου η σκόνη φαίνεται να απορροφά το φως. Στην δεξιά στήλη παρουσιάζονται εικόνες του γαλαξία στο μακρινό υπέρυθρο (FIR; 60, 100, 450, 850 μm) όπου η σκόνη τώρα φαίνεται να εκπέμπει.



Εικ. 2.2: Εικόνες των γαλαξιών που θα αναλυθούν σε αυτή τη διατριβή

Πίνακας 2.1: Πίνακας με στοιχεία για τους γαλαξίες που χρησιμοποιούνται σε αυτή τη διατριβή.

Γαλαξίας	RA_{2000}	DEC_{2000}	Hubble type	B mag
UGC 2048	02:34:22	32:30:10	Sb	13.0
NGC 891	02:22:36	42:21:00	Sb	10.8
NGC 4013	11:58:34	43:56:18	Sbc	12.0
IC 2531	09:59:55	-29:37:02	Sb	12.9
UGC 9801	15:15:54	56:19:00	Sc	11.4
UGC 1082	01:30:53	17:11:26	Sb	14.0
FGC 1735	14:15:34	36:13:27	Sc	13.0

- 1) Να είναι σχετικά μεγάλοι σε μέγεθος έτσι ώστε να υπάρχει η κατάλληλη διακριτική ικανότητα ώστε να εφαρμοστεί το μοντέλο.
- 2) Να είναι σχετικά λαμπροί έτσι ώστε να μην χρειάζεται υπερβολικός χρόνος παρατήρησης.
- 3) Να φαίνεται πολύ καλά η επίδραση της σκόνης στο αστρικό φως. Η μόνη γεωμετρία που βολεύει σ' αυτή την περίπτωση είναι η edge-on (βλέπε Εικόνα 2.2).

2.1.1 Πως και που έγιναν οι παρατηρήσεις.

Παρατηρήσεις στο Οπτικό

Όλες οι παρατηρήσεις των γαλαξιών στο οπτικό (εκτός από αυτές του IC 2531), έγιναν στο αστεροσκοπείο του Σκίνακα στην Κρήτη. Το αστεροσκοπείο βρίσκεται σε υψόμετρο 1750 μέτρων. Το τηλεσκόπιο που χρησιμοποιήθηκε είναι τύπου Ritchey - Cretien με διάμετρο κατόπτρου 1.3 m και εστιακό λόγο $f/7.7$. Είναι εφοδιασμένο με CCD κάμερα (TH7896) με 1024×1024 pixel και με $19 \mu\text{m}$ το μέγεθος του κάθε pixel. Με αυτή τη διάταξη, το οπτικό πεδίο του τηλεσκοπίου είναι $6.7' \times 6.7'$ και το pixel αντιστοιχεί σε $0.39''$. Για την παρατήρηση των γαλαξιών NGC 891 και UGC 9801, λόγω του μεγάλου μεγέθους τους ($\sim 11'$), χρησιμοποιήθηκε ειδική οπτική διάταξη (FOCAL REDUCER) με την οποία είναι εφοδιασμένο το τηλεσκόπιο. Σε αυτή την περίπτωση επιτυγχάνεται μεγέθυνση του οπτικού πεδίου σε περίπου $13' \times 13'$ ενώ τώρα το μέγεθος του pixel αντιστοιχεί σε $0.75''$. Το τηλεσκόπιο διαθέτει αυτόματο σύστημα οδήγησης, όπου μια δεύτερη CCD κάμερα αναλαμβάνει την ακριβή διόρθωση των κινήσεων του τηλεσκοπίου επιτρέποντας έτσι μεγάλο χρόνο έκθεσης. Τα φίλτρα που χρησιμοποιήθηκαν είναι τα ευρείας ζώνης διέλευσης B, V, I φωτομετρικά φίλτρα.

Οι καμπύλες των B και V είναι παρόμοιες με αυτές των φίλτρων Johnson με μέσο μήκος κύματος 0.443 μm για το B και 0.564 μm για το V ενώ το I είναι παρόμοιο με το φίλτρο I - Cousins με μέσο μήκος κύματος 0.809 μm .

Οι οπτικές παρατηρήσεις του γαλαξία IC 2531 έγιναν από τον Y. Byun τον Μάρτιο του 1991, χρησιμοποιώντας το ενός μέτρου τηλεσκόπιο Australian National University (ANU) στο Siding Spring Observatory (SSO). Η κάμερα η οποία χρησιμοποιήθηκε ήταν εφοδιασμένη με ένα chip τύπου EEV-CCD το οποίο είχε 576×380 pixel, ενώ κάθε pixel είχε μέγεθος 0.56" στην f/8 Cassegrain εστία του τηλεσκοπίου. Τα φίλτρα που χρησιμοποιήθηκαν ήταν ευρείας ζώνης διέλευσης B, V, I φωτομετρικά φίλτρα.

Παρατηρήσεις στο Κοντινό Υπέρυθρο (NIR)

Η ραγδαία εξέλιξη των ανιχνευτών CCD έχει οδηγήσει τα τελευταία χρόνια στην ικανότητα να μπορούμε εύκολα να απεικονίζουμε αστρονομικά αντικείμενα και σε άλλα μήκη κύματος εκτός του ορατού όπως για παράδειγμα στο κοντινό υπέρυθρο. Η τεχνική που ακολουθείται είναι παρόμοια με αυτή της οπτικής παρατήρησης, βάζοντας μια ειδικά κατασκευασμένη κάμερα στην οπτική εστία ενός τηλεσκοπίου. Σ' αυτή τη διατριβή έχουν γίνει τέτοιες παρατηρήσεις στα αστεροσκοπεία WIRO και SSO. Στο WIRO έγιναν οι παρατηρήσεις του γαλαξία NGC 891 στα φίλτρα J και K από τον M.Trewhella. Το τηλεσκόπιο που χρησιμοποιήθηκε έχει διάμετρο κατόπτρου 2.5 m και η κάμερα που χρησιμοποιήθηκε ήταν μια Michigan InfRared Camera (MIRC) με έναν ανιχνευτή NICMOS II και με διαστάσεις 128×128 pixel. Η γωνιακή διάσταση του κάθε pixel αντιστοιχεί σε 2.2" ενώ το οπτικό πεδίο ήταν $4.7' \times 4.7'$.

Οι παρατηρήσεις στο κοντινό υπέρυθρο του γαλαξία IC 2531 έγιναν τον Μάρτιο του 1991 από τον Y. Byun με το 2.3 μέτρων ANU τηλεσκόπιο στο SSO χρησιμοποιώντας την CASPIR (Cryogenic Array Spectrometer/Imager) κάμερα. Ο ανιχνευτής ήταν εγκατεστημένος στην f/18 Cassegrain εστία του τηλεσκοπίου και περιείχε ένα chip τύπου SBRC InSb με 256×256 pixel. Αυτός ο συνδυασμός τηλεσκοπίου και ανιχνευτή έδινε ένα μέγεθος 0.5" για κάθε pixel. Οι παρατηρήσεις έγιναν με τα φίλτρα J και K.

Παρατηρήσεις στο Μακρινό Υπέρυθρο (FIR)

Δυστυχώς, το μακρινό υπέρυθρο είναι μια απαγορευμένη περιοχή του φάσματος όσον αφορά την παρατήρηση αντικειμένων με επίγεια μέσα. Οι περισσότερες παρατηρήσεις που έχουμε σε αυτή την περιοχή γίνονται ή θα γίνουν από δορυφόρους, ενώ μόλις αυτή την περίοδο αναπτύσσονται ειδικά μηχανήματα για τηλεσκόπια έτσι ώστε να παρατηρούν αστρονομικά είδωλα μόνο σε περιορισμένα μήκη κύματος σε

αυτή την περιοχή του φάσματος. Ο πρώτος δορυφόρος που έδωσε παρατηρήσεις στο μακρινό υπέρυθρο ήταν ο IRAS. Ο δορυφόρος αυτός έχει καταγράψει μέχρι σήμερα αρκετές πηγές στα 12, 25, 60 και 100 μm (στην εικόνα 2.1 φαίνεται η εκπομπή της σκόνης στα 60 μm και 100 μm για τον γαλαξία NGC 891). Το πρόβλημα με τον IRAS (εκτός από την πολύ μικρή διακριτική ικανότητα που διαθέτει) είναι ότι δεν καταγράφει την εκπομπή από όλη την σκόνη στους γαλαξίες αφού μέχρι τα 100 μm εκπέμπει μόνο η ζεστή σκόνη ($\sim 30^\circ\text{K}$). Η περισσότερη σκόνη εικάζεται (και θα επαληθευτεί για πρώτη φορά σε αυτή τη διατριβή) ότι είναι πιο ψυχρή ($\sim 10^\circ\text{K}$) και εκπέμπει σε μεγαλύτερα μήκη κύματος. Λαμβάνοντας υπ' όψη μόνο τη ζεστή σκόνη υποεκτιμάται η συνολική μάζα της σκόνης και υπολογίζεται περίπου μια τάξη μεγέθους λιγότερη. Ας σημειωθεί σ' αυτό το σημείο ότι το μοντέλο που χρησιμοποιείται σ' αυτή την εργασία προβλέπει τη σωστή μάζα σκόνης (βλέπε Κεφάλαιο 5). Τη σωστή μάζα σκόνης θα μπορέσει να καταγράψει ο δορυφόρος ISO στα 200 μm . Αποτελέσματα από τις μετρήσεις αυτού του δορυφόρου αναμένονται σύντομα αφού οι παρατηρήσεις του είναι σχετικά πρόσφατες. Ο πρώτος επίγειος ανιχνευτής στο FIR είναι ο SCUBA προσαρμοσμένος στο JCMT στη Χαβάι. Από τις πρώτες παρατηρήσεις που έχουν γίνει με αυτό το σύστημα είναι αυτή της χαρτογράφησης της κρύας σκόνης στον γαλαξία NGC 891 (στα 450 μm και στα 850 μm) η ανάλυση των οποίων και τα αποτελέσματα παρουσιάζονται αναλυτικά στο Κεφάλαιο 4.

2.1.2 Ανάλυση των οπτικών παρατηρήσεων.

Η ανάλυση των παρατηρήσεων των γαλαξιών γίνεται σε δύο στάδια. Το πρώτο στάδιο είναι η φωτομετρία των γαλαξιών που γίνεται η κατ' αρχήν επεξεργασία των εικόνων και η βαθμονόμηση της έντασης με δάση συγκεκριμένα φωτομετρικά αστέρια. Το δεύτερο στάδιο είναι η επεξεργασία της εικόνας όπου η εικόνα προετοιμάζεται έτσι ώστε να μπορεί να εισαχθεί στο θεωρητικό μοντέλο. Αναλυτική παρουσίαση αυτής της επεξεργασίας παρουσιάζεται στη διπλωματική εργασία της Φ. Συλιγάρδου (1998).

Φωτομετρία

Κατά τη λήψη των εικόνων των γαλαξιών είχε ληφθεί και μια σειρά από δευτερεύουσες εικόνες. Αυτές οι εικόνες είναι βοηθητικές και χρησιμεύουν στην 'διόρθωση' και σωστή βαθμονόμηση των εικόνων των γαλαξιών. Τέτοιες είναι οι εικόνες Bias και Flatfield, καθώς και οι εικόνες φωτομετρικών αστεριών.

Το Bias είναι η εικόνα που καταγράφει την εσωτερική διαφορά δυναμικού λει-

τουργίας της κάμερας. Υπάρχουν δύο τρόποι για να διορθώσει κανείς από αυτή την εσωτερική τάση. Ο ένας είναι παίρνοντας εικόνες Bias σε ολόκληρο το chip και αφαιρώντας αυτή την εικόνα από την εικόνα του γαλαξία. Ο άλλος τρόπος είναι η λήψη μιας λωρίδας Bias (overscan region), ενώ γίνεται η έκθεση της εικόνας του γαλαξία και αφαιρώντας έπειτα την μέση τιμή της στατιστικής κατανομής του Bias. Αυτός ο τρόπος είναι και ο πιο ακριβής αφού το Bias υπολογίζεται για κάθε εικόνα του γαλαξία ξεχωριστά. Ο πρώτος τρόπος (αφαίρεση όλης της εικόνας), ενδείκνυται αν υπάρχει κάποια δομή στην εικόνα του Bias ώστε να αφαιρεθεί κι αυτή. Η διαδικασία που ακολουθήθηκε, είναι στη συγκεκριμένη νύχτα παρατήρησης να καταγράφονται κατά τακτά χρονικά διαστήματα εικόνες Bias και να ελέγχεται η σταθερότητα του επιπέδου του Bias, αλλά για κάθε εικόνα ξεχωριστά να αφαιρείται το Bias που μετράται από το overscan region. Ας σημειωθεί ότι η συγκεκριμένη κάμερα που χρησιμοποιήθηκε (TH 7896), δεν παρουσίαζε καθόλου δομή στις εικόνες Bias και η μέση τιμή του επιπέδου Bias παρέμενε σταθερή καθ' όλη την διάρκεια της νύχτας.

Οι εικόνες Flatfield, είναι εικόνες του φωτεινού ακόμα ουρανού, κατά τη διάρκεια του λυκόφωτος ή του λυκαυγούς, έτσι ώστε ο φωτισμός του chip της CCD να είναι όσο γίνεται πιο ομοιόμορφος. Η χρήση τέτοιων εικόνων έχει ως σκοπό τη διόρθωση των εικόνων του γαλαξία από τυχόν μεταβολές της απόκρισης μεταξύ διαφορετικών pixel και από άλλες πηγές που εισάγουν σφάλματα στην ένταση που καταγράφει το chip, όπως για παράδειγμα, κόκοι σκόνης πάνω στο chip. Για κάθε φίλτρο (B, V, I) τη συγκεκριμένη νύχτα, καταγράφονται μερικές τέτοιες εκθέσεις (3 - 6). Μεταξύ των εκθέσεων το τηλεσκόπιο μετατοπίζεται κατά μερικά arcsec έτσι ώστε αν υπάρχουν λαμπρά άστρα που φαίνονται εκείνη την ώρα, να μην εμφανιστούν στο ίδιο μέρος του chip. Έπειτα, με την εντολή FLATCOMBINE του IRAF, συνδυάζονται οι εικόνες Flatfield σε κάθε φίλτρο και δημιουργείται μια μέση εικόνα Flatfield η οποία και χρησιμοποιείται στη συνέχεια για να διορθωθεί η εικόνα του γαλαξία. Η διόρθωση της εικόνας του γαλαξία γίνεται με τη διαίρεσή της με την εικόνα Flatfield. Με αυτό τον τρόπο, επιτυγχάνεται η κανονικοποίηση όλων των pixel ως προς την απόκρισή τους.

Κατά τη διάρκεια κάθε νύχτας παρατήρησης, γινόταν λήψη εικόνων με φωτομετρικά αστέρια από τον κατάλογο του Landolt (Landolt 1992), με σκοπό τη σωστή βαθμονόμηση της έντασης των γαλαξιών. Κάθε νύχτα γινόταν παρατήρηση σε τουλάχιστον τρεις τέτοιες περιοχές και σε διαφορετικές αέριες μάζες ώστε να γίνεται σωστός υπολογισμός της ατμοσφαιρικής εξασθένησης. Κάθε τέτοια περιοχή περιέχει 3 - 8 φωτομετρικά αστέρια. Για τη φωτομετρία των αστεριών και τον υπολογι-

σμό του 'εργαστηριακού' φωτομετρικού τους μεγέθους, έγινε χρήση του αλγορίθμου DAOGROW (Stetson 1990) ο οποίος είναι προσαρμοσμένος στο IRAF. Αυτός ο αλγόριθμος, υπολογίζει τη μέση κατανομή του φωτός για τα αστέρια, λαμβάνοντας υπ' όψη τις μετρήσεις από όλα τα αστέρια για μια συγκεκριμένη νύχτα παρατήρησης και στη συνέχεια με βάση αυτή την κατανομή, διορθώνει εκείνες τις μετρήσεις των αστεριών στις οποίες υπολογίζεται μικρός λόγος σήματος-προς-θόρυβο. Έτσι επιτυγχάνεται ο καλύτερος δυνατός υπολογισμός των φωτομετρικών μεγεθών των άστρων, ακόμα και των αμυδρότερων. Τα πραγματικά φωτομετρικά μεγέθη των αστεριών αυτών υπάρχουν στον κατάλογο του Landolt. Για την μετατροπή από το 'εργαστηριακό' σύστημα στο σύστημα standard (εξωατμοσφαιρικό), χρησιμοποιούνται σε πρώτη προσέγγιση τρεις όροι σε κάθε φίλτρο. Ο ένας όρος είναι το μηδέν της κλίμακας (συμβολίζεται με b_o , v_o , i_o για τα φίλτρα B, V, I αντίστοιχα) και είναι το σημείο από το οποίο αρχίζουμε να μετράμε τα φωτομετρικά μεγέθη. Ο δεύτερος όρος (b_1 , v_1 , i_1) έχει να κάνει με τον υπολογισμό της ατμοσφαιρικής εξασθένησης σε κάθε φίλτρο και είναι ανάλογος της ζενίθειας απόστασης (X_b , X_v , X_i) του αστεριού. Τέλος, υπάρχει ένας όρος ανάλογος του δείκτη χρώματος του αστεριού (b_2 , v_2 , i_2). Έτσι αν με b , v , i συμβολίσουμε τα εργαστηριακά μεγέθη των άστρων που εμείς υπολογίζουμε και με B, V, I τα standard φωτομετρικά μεγέθη των άστρων που παίρνουμε από τους καταλόγους, τότε οι σχέσεις μετατροπής στα τρία φίλτρα B, V, I που χρησιμοποιήθηκαν είναι:

$$\begin{aligned} b &= B + b_o + b_1 X_b + b_2 (B - V) \\ v &= V + v_o + v_1 X_v + v_2 (B - V) \\ i &= I + i_o + i_1 X_i + i_2 (V - I) \end{aligned} \quad (2.1)$$

Κάνοντας προσαρμογή των παρατηρησιακών δεδομένων στις τιμές των μεγεθών που παίρνουμε από τους καταλόγους, υπολογίζουμε τελικά τις σταθερές b_o , v_o , i_o ; b_1 , v_1 , i_1 και b_2 , v_2 , i_2 . Η προσαρμογή γίνεται με ειδική ρουτίνα του IRAF (FITPARAMS) όπου γίνεται χρήση του αλγορίθμου προσαρμογής Levenberg-Marquardt (Press et al. 1986). Στον Πίνακα 2.2 παρουσιάζονται αναλυτικά οι τιμές γι' αυτές τις παραμέτρους, για όλες τις νύχτες παρατήρησης.

Έχοντας υπολογίσει αυτές τις παραμέτρους κάνοντας την προσαρμογή, μπορούμε τώρα να βαθμονομήσουμε την ένταση του γαλαξία, αντιστρέφοντας τις εξισώσεις και λύνοντας ως προς B, V, I. Συγκεκριμένα έχουμε:

$$B = \frac{b - C_2}{1 + b_2} + \frac{C_5 b_2}{1 + b_2}$$

Πίνακας 2.2: Φωτομετρικές παράμετροι για κάθε νύχτα παρατήρησης.

Νύχτα	b_o	b_1	b_2	v_o	v_1	v_2	i_o	i_1	i_2
8 Sep 1994	-20.34	0.24	-0.14	-21.32	0.17	-0.10	-20.93	0.045	-0.007
9 Sep 1994	-20.33	0.34	-0.24	-21.41	0.26	-0.07	-21.05	0.20	-0.008
16 Oct 1995	-19.49	0.22	-0.29	-20.77	0.20	-0.13	-20.09	0.14	-0.009
20 Jun 1995	-19.92	0.39	-0.23	-20.93	0.25	-0.11	-20.66	0.12	-0.045
21 Jun 1995	-19.91	0.25	-0.22	-20.95	0.16	-0.10	-20.66	0.06	-0.040
7 May 1997	-20.17	0.38	-0.22	-21.07	0.19	-0.12	-20.17	0.11	-0.014
4 Aug 1997				-21.22	0.19	-0.10	-20.71	0.06	-0.050

$$V = \frac{v - C_1 b - C_3 + C_1 C_2}{1 - v_2 + C_1 b_2}$$

$$I = \frac{i - C_4}{1 - i_2} - \frac{C_5 i_2}{1 - i_2} \quad (2.2)$$

όπου:

$$C_1 = \frac{v_2}{1 + b_2}$$

$$C_2 = b_o + b_1 X_b$$

$$C_3 = v_o + v_1 X_v$$

$$C_4 = i_o + i_1 X_i$$

$$C_5 = \frac{v - C_1 b - C_3 + C_1 C_2}{1 - v_2 + C_1 b_2} \quad (2.3)$$

Το επόμενο βήμα σ' αυτή τη διαδικασία είναι ο υπολογισμός σήματος- προς-θόρυβο. Είναι ο λόγος που μας επιτρέπει να διαλέγουμε αυτά τα δεδομένα που είναι αρκετά πάνω από το θόρυβο και άρα μπορούμε να τα εμπιστευθούμε. Εδώ ακολουθείται ο τρόπος που περιγράφεται στην εργασία του Newberry (1991). Συγκεκριμένα, στον υπολογισμό του σφάλματος κάθε εικόνας ξεχωριστά λαμβάνεται υπόψη ο θόρυβος του ουρανού (N_{sky}), ο φωτονικός θόρυβος (N_{obj}) και ο θόρυβος ανάγνωσης [Read-Out-Noise (RON)] της κάμερας. Έτσι ο συνολικός θόρυβος της εικόνας είναι:

$$N_{total}^2 = N_{obj} + N_{sky} + (RON)^2 \quad (2.4)$$

Έχοντας υπολογίσει για κάθε εικόνα ξεχωριστά το θόρυβο, στη συνέχεια λαμβάνουμε υπ' όψη τις πράξεις που έχουν γίνει μεταξύ εικόνων και με τη μέθοδο της διάδοσης του σφάλματος, υπολογίζουμε τον θόρυβο για την τελική εικόνα σε κάθε φίλτρο, φτιάχνοντας έτσι μια νέα εικόνα θορύβου. Ο λόγος σήματος-προς-θόρυβο

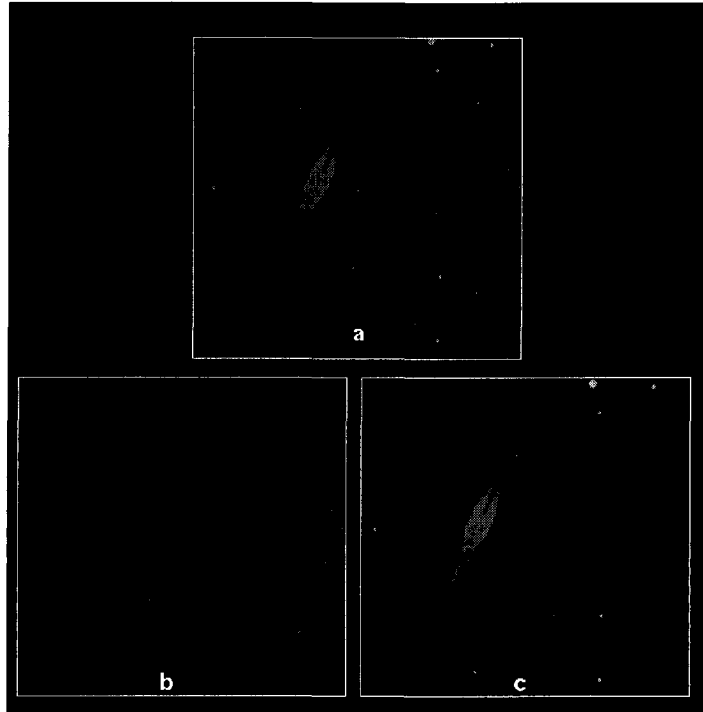
δεν είναι τίποτε άλλο από την τελική βαθμονομημένη εικόνα του γαλαξία προς την εικόνα αυτή του θορύβου. Αυτή η νέα εικόνα μας επιτρέπει να έχουμε σε **κάθε** σημείο του γαλαξία τον ακριβή λόγο σήματος-προς-θόρυβο και ανάλογα να δεχόμαστε ή να απορρίπτουμε συγκεκριμένα σημεία του γαλαξία. Ένα γενικά αποδεκτό όριο ασφαλείας γι' αυτό τον λόγο είναι η τιμή τρία. Διαλέγουμε δηλαδή τα σημεία εκείνα που το σήμα τους είναι τουλάχιστον τρεις φορές περισσότερο από το θόρυβο. Σε όλες τις παρατηρήσεις των γαλαξιών χρησιμοποιήθηκε αυτό το κριτήριο, εκτός από την περίπτωση των γαλαξιών UGC 2048 και UGC 1082 στο φίλτρο B, όπου για να πάρουμε μεγάλο μέρος της περιοχής όπου βρίσκεται η σκόνη, αναγκαστήκαμε να πάρουμε και σημεία που ο λόγος σήμα-προς-θόρυβο ήταν δύο.

Επεξεργασία εικόνας

Για να ετοιμαστεί η εικόνα ενός γαλαξία προκειμένου να γίνει η σύγκριση με το μοντέλο, ακολουθήθηκε μια συγκεκριμένη διαδικασία κάνοντας κάθε φορά χρήση διαφορετικών ρουτινών του πακέτου ESO-MIDAS.

Το πρώτο στάδιο ήταν η αφαίρεση των κοσμικών ακτίνων από την εικόνα του γαλαξία. Η ανίχνευση και στη συνέχεια η αφαίρεση των κοσμικών ακτίνων έγινε αυτόματα με χρήση μιας ρουτίνας, που ψάχνει αν η ένταση των pixel ήταν πάνω από ένα προβλεπόμενο όριο θορύβου και αν η κατανομή τους ήταν διαφορετική από αυτή που προβλέπεται από τις ατμοσφαιρικές διαταραχές (seeing) για τα άστρα. Τα pixel που είχαν αυτά τα κριτήρια, τα αντικαθιστούσε με την μεσαία (median) τιμή της γειτονικής περιοχής. Η αφαίρεση των κοσμικών ακτίνων γινόταν με ελαστικά κριτήρια και κάπως συντηρητικά έτσι ώστε να αποφευχθεί η περίπτωση της αφαίρεσης πραγματικής δομής του γαλαξία. Ένα παράδειγμα ανίχνευσης και αφαίρεσης κοσμικών ακτίνων φαίνεται στην Εικόνα 2.3 όπου στην 2.3 a) φαίνεται η αρχική εικόνα (μια έκθεση 30 λεπτών στο B φίλτρο του γαλαξία NGC 4013), στην οποία διακρίνονται καθαρά οι κοσμικές ακτίνες. Στην Εικόνα 2.3 b) παρουσιάζεται η 'μάσκα' που φτιάχνει η ρουτίνα με την θέση των κοσμικών ακτίνων που ανίχνευσε και τέλος στην 2.3 c) παρουσιάζεται η τελική εικόνα, με εμφανή τη διόρθωσή της από τις κοσμικές ακτίνες.

Το επόμενο βήμα ήταν ο προσδιορισμός της λαμπρότητας του ουρανού ο οποίος έγινε υπολογίζοντας αυτόματα (με ρουτίνα του MIDAS) την μεσαία τιμή του ιστογράμματος του ουρανού. Σε μερικά σημεία, όσο γινόταν πιο ελεύθερα από αστρικά αντικείμενα και αρκετά έξω από τον ορατό γαλαξία, υπολογίστηκε με αυτό τον τρόπο η τιμή του ουρανού και τελικά χρησιμοποιήθηκε η μέση τιμή αυτών των μετρήσεων. Μονάχα στην περίπτωση του γαλαξία UGC 2048 υπήρξε μια δυσκολία



Εικ.2.3: Διαδικασία αφαίρεσης κοσμικών ακτίνων. Στην εικόνα a) φαίνεται η αρχική εικόνα του γαλαξία NGC 4013 χωρίς καμία επεξεργασία. Στην εικόνα b) παρουσιάζεται η 'μάσκα' με τις θέσεις των κοσμικών ακτίνων που ανιχνεύτηκαν και τέλος στην εικόνα c) παρουσιάζεται η τελική εικόνα του γαλαξία μετά την διόρθωση από τις κοσμικές ακτίνες.

υπολογισμού της τιμής του ουρανού από ένα πολύ λαμπρό αστέρι στο ένα άκρο της εικόνας, το οποίο δημιουργούσε μια διαβάθμιση στην κατανομή του ουρανού. Για να λυθεί αυτό το πρόβλημα, έγινε προσαρμογή στο επίπεδο του ουρανού, ενός δυσδιάστατου πολωνύμου (γραμμικό και στις δύο διευθύνσεις). Με αυτό τον τρόπο κατασκευάστηκε μια τεχνητή εικόνα του ουρανού που αναπαριστούσε πολύ καλά αυτή τη διαβάθμιση, και στη συνέχεια αφαιρέθηκε από την εικόνα του γαλαξία.

Για να μπορέσουμε να συγκρίνουμε την εικόνα του γαλαξία με τον 'γαλαξία - μοντέλο', χρειάζεται να περιστρέψουμε την εικόνα του γαλαξία με τέτοιο τρόπο ώστε ο μέγιστος άξονας του δίσκου του γαλαξία να είναι οριζόντιος. Για τον λόγο αυτό έγινε προσαρμογή ελλείψεων στις ισόφωτες του γαλαξία και έτσι μερικά χαρακτηριστικά του γαλαξία, όπως το κέντρο και η γωνία θέσης του (position angle), μπόρεσαν να υπολογισθούν. Ένα παράδειγμα μιας τέτοιας προσαρμογής, φαίνεται στην Εικόνα 2.4. Ύστερα από τον σωστό προσανατολισμό μιας εικόνας του γαλαξία, όλες οι άλλες περιστράφησαν με τον ίδιο προσανατολισμό, συγκρίνοντας τη θέση συγκεκριμένων άστρων από εικόνα σε εικόνα.

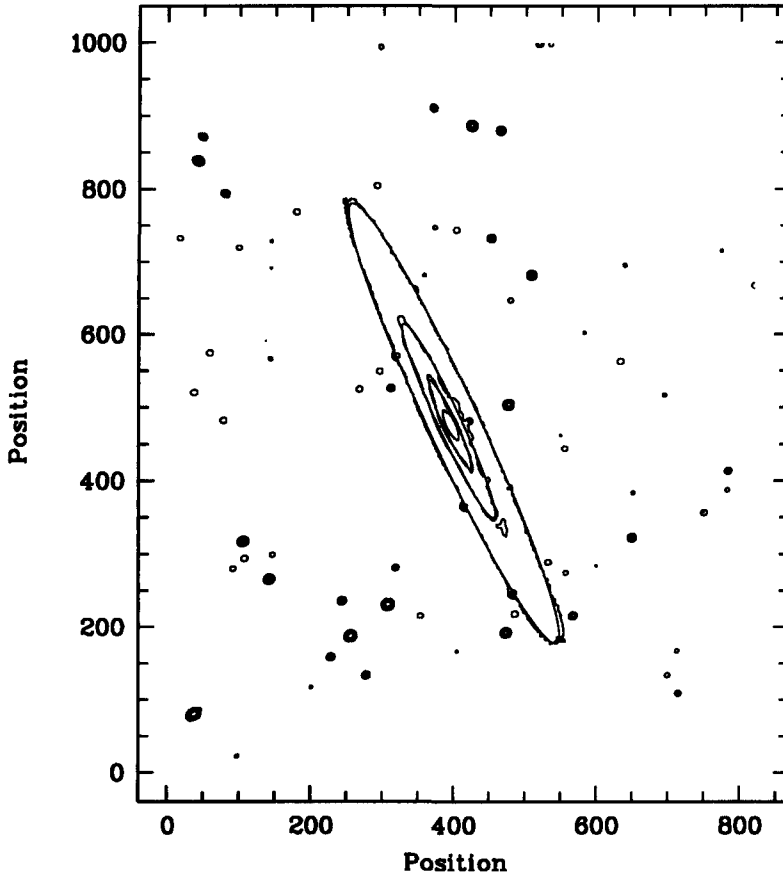
Ένα άλλο βήμα, που τελικά αποδείχθηκε αρκετά χρήσιμο, είναι το 'δίπλωμα' της εικόνας του γαλαξία. Το μοντέλο που χρησιμοποιούμε (βλέπε §2.2) είναι αξιωματικό. Από μια οπτική μελέτη της εικόνας του γαλαξία (βλέπε Εικόνα 2.2), παρατηρούμε ότι και ο πραγματικός γαλαξίας είναι συμμετρικός γύρω από τον κάθετο άξονα που περνά από το κέντρο του. Αυτό μας οδήγησε στο να 'κόψουμε' τον γαλαξία σε δύο τμήματα γύρω από τον μικρό άξονα που περνά από το κέντρο του γαλαξία και στη συνέχεια να πάρουμε τη μέση τιμή από τα δύο μέρη του γαλαξία. Με αυτό τον τρόπο εξοικονομήθηκε αρκετός χρόνος κατά την προσαρμογή του μοντέλου, αφού τώρα χρησιμοποιήθηκαν τα μισά pixel απ' ό,τι αρχικά, χωρίς καμία έλλειψη ακρίβειας. Από την άλλη μεριά, με το να γίνει αυτή η άθροιση των δύο μισών του γαλαξία, οι ανομοιογένειες στη δομή του γαλαξία εξομαλύνθηκαν σε μεγάλο βαθμό, πράγμα που βοηθάει πολύ στην προσαρμογή ενός ομαλού μοντέλου.

Το τελευταίο στάδιο είναι η αφαίρεση όλων των προβαλλόμενων άστρων πάνω στον γαλαξία. Αυτή η διαδικασία έγινε χρησιμοποιώντας την εντολή IMEDIT του IRAF, όπου οι περιοχές που υπήρχαν αρχικά τα άστρα αντικαταστάθηκαν με μηδενικά και έτσι με αυτό τον τρόπο, στο πρόγραμμα της προσαρμογής δεν ελήφθη υπ' όψιν αυτό το μέρος του γαλαξία.

2.2 Θεωρητικό μοντέλο.

Στο μοντέλο που χρησιμοποιούμε, υποθέτουμε ότι η αστρική κατανομή σε ένα σπειροειδή γαλαξία, αποτελείται από δύο μέρη, τον δίσκο και τον πυρήνα του γαλαξία (βλέπε Εικόνα 1.6). Για την κατανομή του φωτός σε σπειροειδείς δίσκους, δύο συναρτήσεις φαίνεται να είναι γενικά αποδεκτές μέχρι τώρα. Η συνάρτηση $sech^2 z$ (van der Kruit & Searle 1981) και η εκθετική συνάρτηση (Freeman 1970; Wainscoat et al. 1989). Και οι δύο αυτές συναρτήσεις δίνουν μια καλή αναπαράσταση της κατανομής του φωτός κάθετα στο γαλαξιακό δίσκο, ενώ στην ακτινική διεύθυνση χρησιμοποιείται η εκθετική συνάρτηση. Για την συγκεκριμένη εργασία, χρησιμοποιήθηκαν εκθετικές κατανομές και για τις δύο διευθύνσεις, κάθετα και παράλληλα στο δίσκο του γαλαξία.

Για τον πυρήνα του γαλαξία αρκετές συναρτήσεις κατανομής λαμπρότητας έχουν γίνει αποδεκτές μέχρι σήμερα. Η πολύ γνωστή συνάρτηση $R^{1/4}$ (de Vaucouleurs 1953; Young 1976), η συνάρτηση Hubble-Reynolds (Reynolds 1913; Hubble 1930), η συνάρτηση Hemquist (Hemquist 1990) και η εκθετική συνάρτηση (Andredakis & Sanders 1994) φαίνεται να κάνουν καλές προσαρμογές σε πυρήνες γαλαξιών. Για την συγκεκριμένη εργασία χρησιμοποιούνται οι κατανομές $R^{1/4}$ και Hubble-Reynolds,



Εικ. 2.4: Προσαρμογή ελλείψεων στην εικόνα του γαλαξία. Οι μαύρες γραμμές παριστάνουν ισόφωτες του γαλαξία ενώ οι κόκκινες γραμμές είναι οι ελλείψεις που έχουν υπολογιστεί από την προσαρμογή στα πραγματικά δεδομένα. Οι μονάδες στους άξονες είναι σε pixels.

ενώ μια σύγκριση μεταξύ των δύο γίνεται στην εφαρμογή τους στο γαλαξία UGC 2048 (βλέπε Κεφάλαιο 5). Μια καλή περιγραφή αυτών των δύο κατανομών υπάρχει στην εργασία του Christensen (1990) για την κατανομή $R^{1/4}$ και από τους Binney & Tremaine (1987) για την κατανομή Hubble-Reynolds.

Η συνολική πυκνότητα αστρικής εκπομπής (δίσκος και πυρήνας), δίδεται από τη συνάρτηση

$$L(R, z) = L_s \exp\left(-\frac{R}{h_s} - \frac{|z|}{z_s}\right) + \begin{cases} L_b(1 + B^2)^{-3/2} & \text{για την κατανομή Hubble} \\ L_b \exp(-7.67B^{1/4})B^{-7/8} & \text{για την κατανομή } R^{1/4}, \end{cases} \quad (2.5)$$

όπου R και z είναι οι κυλινδρικές συντεταγμένες, L_s είναι η αστρική εκπομπή ανά μονάδα όγκου στο κέντρο του δίσκου και h_s και z_s είναι τα χαρακτηριστικά

μήκη κατανομής των άστρων στο δίσκο, στην ακτινική και στην κάθετη διεύθυνση αντίστοιχα. Ο δεύτερος όρος σε αυτή την συνάρτηση δίνει τους δύο διαφορετικούς τύπους της κατανομής του φωτός στον πυρήνα, με πρώτη την κατανομή Hubble-Reynolds και δεύτερη την κατανομή $R^{1/4}$, με το L_b να είναι ένας παράγοντας κανονικοποίησης και

$$B = \frac{\sqrt{R^2 + z^2(b/a)^2}}{R_e}, \quad (2.6)$$

όπου R_e είναι η χαρακτηριστική ακτίνα του πυρήνα και b και a είναι ο μικρός και μεγάλος ημίάξονας του πυρήνα αντίστοιχα. Λόγω του ότι η συνάρτηση $R^{1/4}$ απειρίζεται στο κέντρο, για να αποφευχθούν υπολογιστικά προβλήματα, αντικαταστάθηκε η τιμή της στο κέντρο (σε μια μικρή σφαίρα ~ 3 pixels) με σταθερή τιμή και ίση με την τιμή της συνάρτησης ακριβώς εκεί που θεωρήθηκε το 'κόψιμο'. Για να είναι συνεπές αυτό με την διαδικασία που θα ακολουθηθεί παρακάτω, αφαιρέθηκε αυτή η περιοχή ενώ γινόταν η προσαρμογή του μοντέλου στην πραγματική εικόνα του γαλαξία.

Για το συντελεστή εξασθένησης χρησιμοποιείται και πάλι η διπλή εκθετική συνάρτηση, δηλαδή

$$\kappa_\lambda(R, z) = \kappa_\lambda \exp\left(-\frac{R}{h_d} - \frac{|z|}{z_d}\right), \quad (2.7)$$

όπου κ_λ είναι ο συντελεστής εξασθένησης στο μήκος κύματος λ στο κέντρο του δίσκου και h_d και z_d είναι τα χαρακτηριστικά μήκη κατανομής της σκόνης, παράλληλα και κάθετα αντίστοιχα στο δίσκο.

Αν μπορούσαμε να δούμε τον γαλαξία-μοντέλο που φτιάχνουμε με τις παραπάνω κατανομές edge-on και ξεχάσουμε προσωρινά την επίδραση της σκόνης, η επιφανειακή λαμπρότητα του γαλαξία που οφείλεται μόνο στο δίσκο, βρίσκεται μετά από ολοκλήρωση του πρώτου όρου της Εξίσωσης (2.5) και είναι

$$I_{\text{disk stars}}(R, z) = 2L_s R K_1(R/h_s) \exp(-|z|/z_s), \quad (2.8)$$

όπου $K_1(\chi)$ είναι η modified συνάρτηση Bessel δεύτερου είδους, πρώτου βαθμού (Abramowitz & Stegun 1965), με κεντρική τιμή

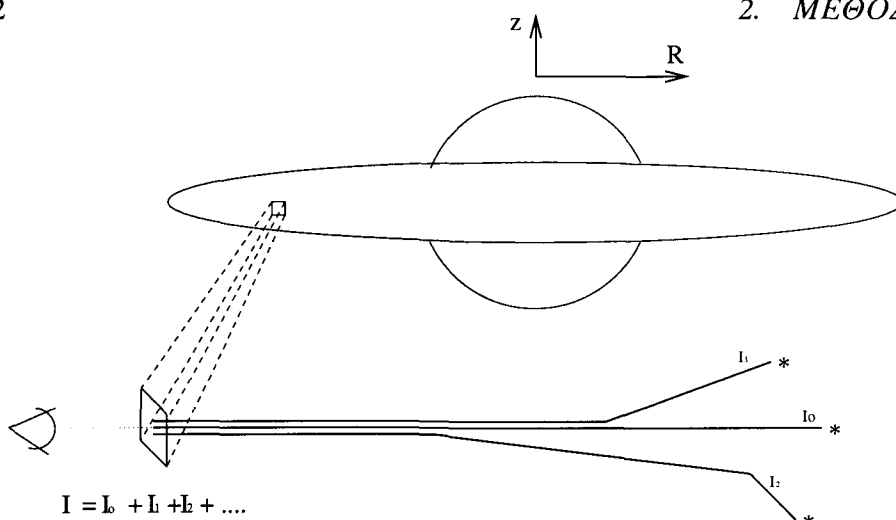
$$I_s = I_{\text{disk stars}}(0, 0) = 2L_s h_s. \quad (2.9)$$

Η κεντρική τιμή για την επιφανειακή λαμπρότητα του πυρήνα είναι

$$I_b = I_{\text{bulge}}(0, 0) = 2L_b R_e, \quad (2.10)$$

για την κατανομή Hubble και

$$I_b = I_{\text{bulge}}(0, 0) = 5.12L_b R_e, \quad (2.11)$$



Εικ.2.5: Η βασική ιδέα του μοντέλου. Η συνολική ένταση I που φτάνει στο κάθε pixel προέρχεται από το άθροισμα των εντάσεων I_0 (που είναι η ένταση από φωτόνια που δεν σκεδάστηκαν καθόλου), I_1 (που είναι η ένταση από τα φωτόνια που σκεδάστηκαν μια φορά), I_2 (που είναι η ένταση από τα φωτόνια που σκεδάστηκαν δύο φορές) κ.ο.κ.

για την κατανομή $R^{1/4}$ (Christensen 1990).

Το οπτικό βάθος στο δίσκο, σε διευθύνσεις παράλληλες προς την διεύθυνση του επιπέδου του δίσκου είναι

$$\tau_\lambda(R, z) = 2\kappa_\lambda R K_1(R/h_d) \exp(-|z|/z_d). \quad (2.12)$$

Έτσι, το κεντρικό οπτικό βάθος για ένα γαλαξία που τον βλέπουμε edge-on είναι $\tau_\lambda(0, 0) = 2\kappa_\lambda h_d \equiv \tau_\lambda^e$ και το κεντρικό οπτικό βάθος για τον ίδιο γαλαξία αν τον βλέπαμε face-on είναι $\tau_\lambda(0) = 2\kappa_\lambda z_d \equiv \tau_\lambda^f$.

Η διάδοση της ακτινοβολίας γίνεται με τον τρόπο που περιγράφεται στην εργασία των Kylafis & Bahcall (1987). Η ένταση I που φτάνει σε κάθε pixel προέρχεται από το άθροισμα των εντάσεων $I_0 + I_1 + I_2 + \dots$, όπου I_0 είναι η ένταση που προήλθε από φωτόνια τα οποία δεν σκεδάστηκαν καθόλου στην πορεία τους μεταξύ του σημείου εκπομπής τους και του pixel, I_1 είναι η ένταση που προήλθε από φωτόνια τα οποία σκεδάστηκαν μόνο μια φορά από το σημείο εκπομπής τους μέχρι να φτάσουν στο pixel, I_2 είναι η ένταση που προήλθε από φωτόνια που σκεδάστηκαν δύο φορές από το σημείο εκπομπής τους μέχρι να φτάσουν στο pixel κ.τ.λ. (βλέπε Εικόνα 2.5). Ο όρος I_1 είναι ανάλογος του συντελεστή ανακλαστικότητας της σκόνης (albedo) ω , ο όρος I_2 είναι ανάλογος του ω^2 κ.τ.λ. Επειδή το ω είναι πάντα μικρότερο της μονάδας (ας πούμε $\omega \sim 0.6$, βλέπε παρακάτω), η συνεισφορά στην ένταση των όρων I_n με $n \geq 2$, είναι γενικά μικρή συγκρινόμενη με το $I_0 + I_1$. Έτσι, για να γλιτώσουμε χρόνο

Πίνακας 2.3: Συντελεστές ανακλαστικότητας (ω) και ανισοτροπίας (g) για την σκέδαση από τη σκόνη στα διάφορα μήκη κύματος (Bruzual et al. 1988).

Μήκος κύματος (μm)	Ανακλαστικότητα (ω)	Συντελεστής ανισοτροπίας (g)
0.45 (B)	0.65	0.58
0.55 (V)	0.60	0.50
0.80 (I)	0.49	0.34
1.20 (J)	0.37	0.16
2.30 (K)	0.25	0.00

στον υπολογιστή, υπολογίζουμε τα I_0 και I_1 με μεγάλη ακρίβεια και προσεγγίζουμε το άθροισμα $\sum_{n=2}^{\infty} I_n$ με $I_0 x^2/(1-x)$, όπου $x = I_1/I_0 < 1$ (βλέπε Εξίσωση 19 της εργασίας Kylafis & Bahcall 1987). Το σφάλμα που εισάγεται με αυτή την προσέγγιση στη συνολική ένταση I , είναι τυπικά μικρότερο από 1%.

Για συγκεκριμένες τιμές των παραμέτρων στις Εξισώσεις (2.5)-(2.12), κατασκευάζεται μια δυσδιάστατη εικόνα του γαλαξία-μοντέλο. Ο στόχος είναι να βρεθούν αυτές οι παράμετροι που φτιάχνουν ένα ‘γαλαξία-μοντέλο’, όσο γίνεται πιο κοντά στην εικόνα του παρατηρούμενου γαλαξία. Για την χωρική κατανομή της σκεδαζόμενης ακτινοβολίας έχει χρησιμοποιηθεί η συνάρτηση φάσης Heyney-Greenstein (Heyney-Greenstein 1941), ενώ οι τιμές για τον συντελεστή ανισοτροπίας της σκέδασης g και τον συντελεστή ανακλαστικότητας ω , πάρθηκαν από την εργασία των Bruzual et al. (1988) και παρουσιάζονται στον Πίνακα 2.3.

2.3 Προσαρμογή του θεωρητικού μοντέλου στις παρατηρήσεις.

Σύμφωνα με τις Εξισώσεις (2.5)-(2.12), η προσαρμογή του θεωρητικού μοντέλου στην παρατηρούμενη επιφανειακή λαμπρότητα ενός σπειροειδή γαλαξία, θα πρέπει να δώσει τιμές των παραμέτρων α) L_s (ή αντίστοιχα I_s), z_s και h_s για τα αστέρια στο δίσκο, β) L_b (ή αντίστοιχα I_b), R_e και b/a για τα αστέρια στον πυρήνα, γ) κ_λ (ή αντίστοιχα τ_λ^f), z_d και h_d για τη σκόνη στο δίσκο και δ) την γωνία κλίσης θ της καθέτου στον γαλαξιακό δίσκο με την ευθεία παρατήρησης. Το ψάξιμο του ελαχίστου (με την έννοια της προσαρμογής ελαχίστων τετραγώνων) στο χώρο των δέκα (ο αριθμός των παραμέτρων) διαστάσεων, δεν είναι μόνο χρονοβόρο, αλλά επίσης περιέχει τον κίνδυνο να καταλήξει κανείς σε ένα τοπικό ελάχιστο παρά στο ολικό ελάχιστο. Γι’ αυτό το λόγο είναι χρήσιμο να έχει κανείς καλή εκτίμηση για

όσες πιο πολλές παραμέτρους γίνεται πριν την απόπειρα για ολική προσαρμογή του γαλαξία.

2.3.1 Μερική προσαρμογή

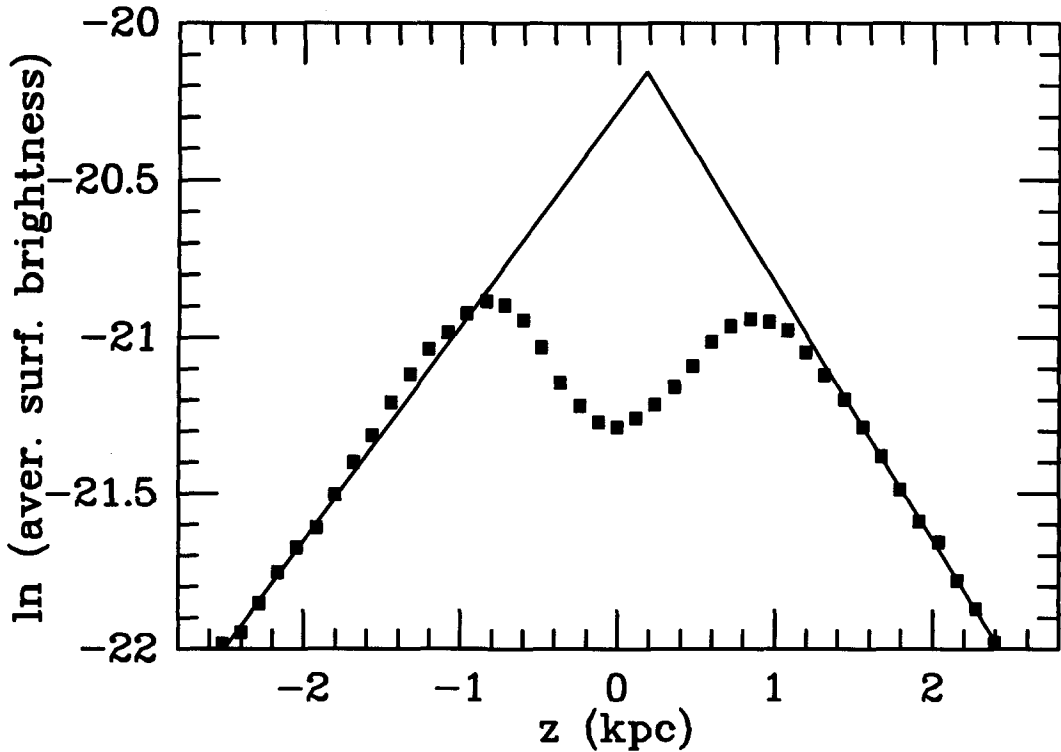
Παρ' όλο που σε αυτή την παράγραφο θα αναφερθούν μόνο παραδείγματα που έγιναν κατά την ανάλυση του γαλαξία UGC 2048, παρόμοια διαδικασία ακολουθήθηκε και για τους υπόλοιπους γαλαξίες.

Μια οπτική μελέτη της εικόνας του UGC 2048 (Εικόνα 2.2) αποκαλύπτει ότι ο γαλαξίας φαίνεται περίπου edge-on (η ακριβής τιμή της γωνίας κλίσης θα υπολογισθεί παρακάτω). Για έναν δισκοειδή edge-on γαλαξία, η επιφανειακή λαμπρότητα μακριά από την λωρίδα της σκόνης είναι ανάλογη του όρου $\exp(-|z|/z_s)$ σε όλες τις ακτινικές αποστάσεις R (βλέπε Εξίσωση 2.8). Έτσι αν εξαιρέσουμε το κεντρικό μέρος του UGC 2048, το οποίο επηρεάζεται από τον πυρήνα, τον υπόλοιπο γαλαξία μπορούμε να τον συμπίεσουμε στη μία διάσταση παράλληλα στον άξονα z . Αυτό κάνουμε στην Εικόνα 2.6, όπου έχουμε 'συμπιέσει' τον γαλαξία μεταξύ των ακτινικών αποστάσεων 15 kpc και 25 kpc και δείχνουμε την μέση τιμή της επιφανειακής λαμπρότητας ως συνάρτηση του z . Είναι εμφανές ότι για μεγάλα $|z|$ η επιφανειακή λαμπρότητα του γαλαξία πέφτει εκθετικά με το $|z|$ με ένα χαρακτηριστικό μήκος $z_s \sim 1.2$ kpc για $z > 0$ και $z_s \sim 1.4$ kpc για $z < 0$. Καμία από τις τιμές αυτές δεν είναι ακριβής αλλά δίνουν αρκετά καλή εκτίμηση για τις αρχικές τιμές των παραμέτρων. Η ανακρίβεια στον προσδιορισμό του z_s οφείλεται αφ' ενός στο αστρικό φως από τον πυρήνα του γαλαξία και αφ' ετέρου στην επίδραση της σκόνης στο αστρικό φως. Μεταξύ των δύο, το φως από τον πυρήνα του γαλαξία, το οποίο είναι εμφανές ακόμα και σε πολύ απομακρυσμένες περιοχές του γαλαξία, φαίνεται να παίζει το σημαντικότερο λόγο στον υπολογισμό του z_s . Για τον προσδιορισμό του χαρακτηριστικού μήκους h_s των αστεριών στο δίσκο, συμπιέζουμε τον γαλαξία κάθετα στον z άξονα. Αποφεύγοντας τις περιοχές του πυρήνα του γαλαξία και της σκόνης, ο υπόλοιπος γαλαξίας θα πρέπει να περιγράφεται αρκετά καλά από την Εξίσωση (2.8). Ολοκληρώνοντας αυτή την εξίσωση ως προς z , ψάχνουμε για εκείνη την τιμή του h_s που θα κάνει τον λόγο

$$\frac{I_{\text{observ}}}{RK_1(R/h_s)} \quad (2.13)$$

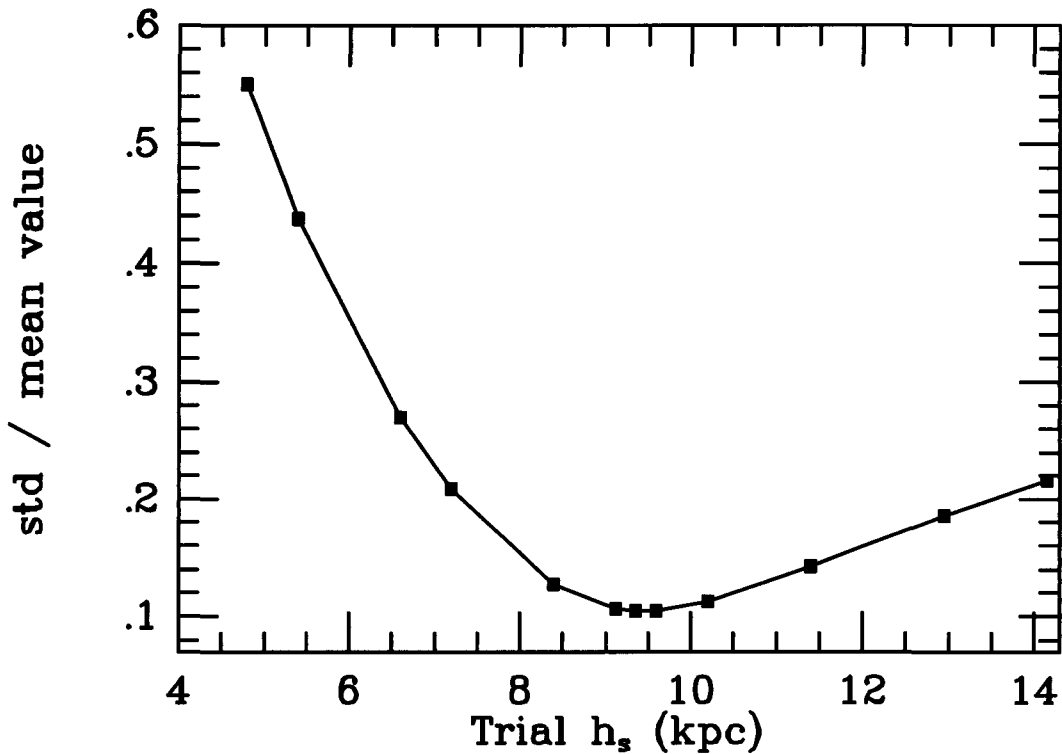
σχεδόν σταθερό για κάθε R .

Για κάθε δοκιμαστική τιμή του h_s , υπολογίζουμε τον λόγο (2.13) και για κάθε R υπολογίζουμε την μέση τιμή και την τυπική απόκλιση. Στην Εικόνα 2.7 βλέπουμε τον λόγο της τυπικής απόκλισης προς τη μέση τιμή ως συνάρτηση του δοκιμαστικού h_s .



Εικ.2.6: Φυσικός λογάριθμος της μέσης επιφανειακής λαμπρότητας (τετράγωνα) ως συνάρτηση του z για τα μέρη του γαλαξία μακριά από τον πυρήνα. Οι γραμμές δίνουν την κλίση της μέσης επιφανειακής λαμπρότητας στα μεγάλα z .

Στο ελάχιστο έχουμε την καλύτερη εκτίμηση του πραγματικού h_s . Στην υποτιθέμενη απόσταση αυτό είναι 9.4 kpc στο I φίλτρο. Και πάλι, αυτή η τιμή είναι ανακριβής λόγω της επίδρασης του φωτός του πυρήνα και λόγω της σκόνης. Έχοντας κάνει κάποιες εκτιμήσεις για το z_s και το h_s , χρησιμοποιούμε την Εξίσωση (2.8) για να κάνουμε προσαρμογή της επιφανειακής λαμπρότητας του γαλαξία σε μερικά σημεία μακριά από τον πυρήνα και τη σκόνη. Με αυτό τον τρόπο υπολογίζεται η κεντρική πυκνότητα λαμπρότητας L_s και κατ' αυτό τον τρόπο και η κεντρική επιφανειακή λαμπρότητα I_s του δίσκου που βρίσκεται να είναι $I_s = 18.7 \text{ mags/arcsec}^2$ στο I φίλτρο. Αφαιρώντας την κατασκευασμένη εικόνα του δίσκου από την εικόνα του γαλαξία, έχουμε ως αποτέλεσμα μια εικόνα του πυρήνα μακριά από τη σκόνη. Από αυτή την εικόνα βρίσκουμε $b/a = 0.45$, $I_b = 15 \text{ mags/arcsec}^2$ και $R_e = 0.55 \text{ kpc}$ για την κατανομή Hubble, ενώ βρίσκουμε $I_b = 10 \text{ mags/arcsec}^2$ και $R_e = 1.9 \text{ kpc}$ για την κατανομή $R^{1/4}$ στο φίλτρο I. Στη συνέχεια, υποθέτοντας ότι $h_d = h_s$, προσδιορίζουμε την αναλυτική λύση της εξίσωσης διάδοσης της ακτινοβολίας στην περίπτωση edge-on (αγνοώντας τη σκέδαση) σε μερικά σημεία του γαλαξία μακριά από τον πυρήνα. Από αυτό καταφέραμε να προσδιορίσουμε το z_d και το τ_λ^f , τα οποία τα βρήκαμε



Εικ. 2.7: Απόκλιση προς μέση τιμή (παρατήρησης και θεωρητικής πρόβλεψης), ως συνάρτηση της δοκιμαστικής τιμής του h_s . Το ελάχιστο αντιστοιχεί στην καλύτερη εκτίμηση για το h_s .

0.36 kpc και 0.25 αντίστοιχα, στο φίλτρο I. Τελικά, χρησιμοποιώντας το αριθμητικό μοντέλο, το οποίο λαμβάνει υπ' όψη οποιαδήποτε γωνία κλίσης του γαλαξία, κάνουμε προσαρμογή στην επιφανειακή λαμπρότητα του γαλαξία σε μερικές τομές παράλληλα προς τον z άξονα αλλάζοντας μόνο τη γωνία κλίσης. Χρησιμοποιώντας μερικές τιμές γι' αυτή την παράμετρο, βρίσκουμε ότι η γωνία θ πρέπει να είναι περίπου $\theta = 89.5^\circ$. Ξανατονίζουμε ότι αυτές οι τιμές δεν είναι ακριβείς αλλά είναι καλές αρχικές εκτιμήσεις για τις παραμέτρους στο φίλτρο I.

2.3.2 Ολική προσαρμογή

Για την ολική προσαρμογή του μοντέλου στην παρατήρηση, χρησιμοποιούμε τον αλγόριθμο Levenberg - Marquardt (Press et al. 1986) ενταγμένο στην μαθηματική βιβλιοθήκη IMSL MATH/LIBRARY. Κατά τη διάρκεια της προσαρμογής, γίνεται η διάδοση της ακτινοβολίας και έτσι σχηματίζεται ένας γαλαξίας-μοντέλο. Έπειτα, η παρατηρούμενη επιφανειακή λαμπρότητα του γαλαξία συγκρίνεται με την υπολογισμένη από το μοντέλο επιφανειακή λαμπρότητα και έτσι υπολογίζεται μια νέα σειρά παραμέτρων. Η διαδικασία αυτή επαναλαμβάνεται μέχρι να βρεθεί η ελάχιστη τιμή

για το χ^2 . Για κάθε παράμετρο προσαρμογής, υπολογίζεται το διάστημα εκείνο, μέσα στο οποίο η πιθανότητα εύρεσης της τιμής της παραμέτρου είναι 95%. Για το σκοπό αυτό γίνεται χρήση της συνάρτησης κατανομής Student's t (Press et al. 1986).

Έχοντας υπολογίσει καλές αρχικές τιμές για τις παραμέτρους, ήταν σχετικά εύκολο να βρεθεί η ελάχιστη τιμή για το χ^2 . Δοκιμές έδειξαν ότι και με αρχικές τιμές 30% έξω από τις τιμές που υπολογίστηκαν από τη μερική προσαρμογή, πάλι η ολική προσαρμογή κατέληγε κοντά στις ίδιες τιμές (μέσα στα όρια του διαστήματος με πιθανότητα 95%). Με αυτό τον τρόπο, βεβαιωθήκαμε ότι πρόκειται για το ολικό ελάχιστο και όχι για κάποιο τοπικό ελάχιστο.

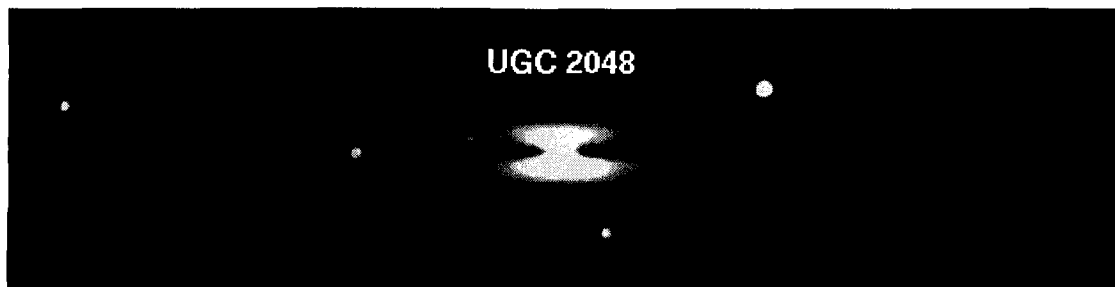
3

Αποτελέσματα

Σε αυτό το κεφάλαιο παρουσιάζονται τα αποτελέσματα από την εφαρμογή του μοντέλου σε επτά γαλαξίες. Σε κάθε ενότητα παρουσιάζεται και ένας γαλαξίας συγκρίνοντας την επιφανειακή του λαμπρότητα σε διάφορα φίλτρα με την αντίστοιχη επιφανειακή λαμπρότητα που υπολογίζεται από ρεαλιστικό μοντέλο σπειροειδών γαλαξιών το οποίο λαμβάνει υπ' όψιν τόσο την απορρόφηση όσο και την σκέδαση απο την σκόνη. Ο στόχος είναι ο προσδιορισμός της κατανομής των αστεριών και της σκόνης μέσα στο γαλαξία, με βάση την παρατηρούμενη επιφανειακή λαμπρότητα. Στο τρισδιάστατο μοντέλο που χρησιμοποιούμε, υποθέτουμε ότι τα αστέρια και η σκόνη στο δίσκο κατανέμονται αξισυμμετρικά και εκθετικά και προς τις δύο διευθύνσεις, δηλαδή παράλληλα και κάθετα προς το επίπεδο του δίσκου. Για το κεντρικό μέρος του γαλαξία (τον πυρήνα), χρησιμοποιούνται οι συναρτήσεις de Vaucouleurs ($R^{1/4}$) και Hubble (για την περίπτωση των γαλαξιών UGC 2048 και NGC 891). Με αυτό τον τρόπο υπολογίζουμε το κεντρικό οπτικό βάθος του γαλαξία αν τον βλέπαμε face-on, τα χαρακτηριστικά μήκη κατανομής των αστεριών και της σκόνης στο δίσκο και τον πυρήνα του γαλαξία, καθώς και την γωνία κλίσης του γαλαξία.

Στην αρχή κάθε ενότητας υπάρχει μια εισαγωγή που συνήθως έχει στοιχεία από την βιβλιογραφία για τον συγκεκριμένο γαλαξία. Στη συνέχεια περιγράφονται οι παρατηρήσεις μαζί με κάποια ειδική ανάλυση των δεδομένων (όπου αυτή έγινε), καθώς και λίγα στοιχεία για το μοντέλο (μόνο αν χρησιμοποιήθηκε κάτι καινούριο δηλαδή κάτι που δεν περιγράφεται αναλυτικά στο Κεφάλαιο 2). Αμέσως μετά παρουσιάζονται τα αποτελέσματα για τον συγκεκριμένο γαλαξία και γίνεται συζήτηση πάνω σε αυτά. Τέλος παρουσιάζονται συμπεράσματα με μια σύντομη ανασκόπηση των αποτελεσμάτων.

3.1 Ο γαλαξίας UGC 2048



Εικ.3.1: Εικόνα του γαλαξία UGC 2048 στο I φίλτρο.

3.1.1 Εισαγωγικά στοιχεία

Ο γαλαξίας UGC 2048 (Εικόνα 3.1), έχει όλα εκείνα τα χαρακτηριστικά ενός τυπικού σπειροειδούς γαλαξία. Στο δίσκο του, ο οποίος προβάλλεται σχεδόν κάθετα στο επίπεδο του χαρτιού, φαίνεται καθαρά η επίδραση της σκόνης η οποία απορροφά το φως. Το αποτέλεσμα το βλέπουμε σαν μια μαύρη λωρίδα η οποία διαπερνά το δίσκο του γαλαξία. Στο κέντρο διακρίνουμε ένα φωτεινό πυρήνα που έχει σχήμα ‘κουτιού’ όπου εκεί υπάρχει μεγάλη συγκέντρωση αστεριών.

3.1.2 Παρατηρήσεις

Οι παρατηρήσεις αυτού του γαλαξία έγιναν στις 8 και 9 Σεπτεμβρίου του 1994 με το τηλεσκόπιο των 1.3 m του αστεροσκοπείου Σκίνακα στην Κρήτη (βλέπε §2.1.1). Ο τρόπος παρατήρησης ήταν με την κάμερα κατευθείαν προσαρμοσμένη στο εστιακό επίπεδο του τηλεσκοπίου. Υποθέτοντας ότι ο γαλαξίας βρίσκεται σε απόσταση 63 Mpc (Gourgoulhon et al., 1992), το μέγεθος του pixel της κάμερας αντιστοιχεί σε 0.12 kpc. Οι παρατηρήσεις έγιναν με τα φίλτρα B, V, I ενώ ο τρόπος επεξεργασίας τους παρουσιάζεται αναλυτικά στην Ενότητα 2.1.2. Ο συνολικός χρόνος έκθεσης ήταν 120 λεπτά στο B, 50 λεπτά στο V και 20 λεπτά στο I φίλτρο. Η διαφορά μεταξύ των μεγεθών των φωτομετρικών αστεριών που υπολογίζουμε εμείς από τη διαδικασία της φωτομετρίας και των αντίστοιχων μεγεθών που υπάρχουν στους καταλόγους είναι 0.04 μεγέθη στο B, 0.03 μεγέθη στο V και 0.03 μεγέθη στο I. Το ατμοσφαιρικό seeing ήταν 1.2'' και 1.4'' αντίστοιχα για τις δύο νύχτες παρατήρησης.

¹Το περιεχόμενο αυτής της ενότητας έχει δημοσιευτεί στο A&A (Xilouris et al. 1997)

Πίνακας 3.1: Αποτελέσματα της ολικής προσαρμογής του μοντέλου στον γαλαξία UGC 2048. Για την περιγραφή του πυρήνα του γαλαξία χρησιμοποιήθηκε η κατανομή Hubble.

Parameter	Units	I band		V band		B band	
I_s	mags/arcsec ²	18.68	±0.05	19.81	±0.06	20.64	±0.05
z_s	kpc	1.01	±0.01	0.96	±0.02	0.89	±0.02
h_s	kpc	11.9	±0.2	12.4	±0.3	13.7	±0.1
I_b	mags/arcsec ²	15.55	±0.05	16.82	±0.08	17.48	±0.12
R_e	kpc	0.62	±0.02	0.58	±0.04	0.53	±0.06
b/a	--	0.45	±0.01	0.45	±0.01	0.44	±0.01
τ_λ^f	--	0.26	±0.01	0.48	±0.01	0.60	±0.01
z_d	kpc	0.50	±0.02	0.50	±0.01	0.54	±0.01
h_d	kpc	16.5	±0.3	16.1	±0.3	16.1	±0.4
θ	degrees	89.6	±0.1	89.6	±0.1	89.6	±0.1

3.1.3 Αποτελέσματα

Προσαρμόζοντας το θεωρητικό μοντέλο (βλέπε §2.2) στις παρατηρήσεις του γαλαξία κάνοντας χρήση της τεχνικής της μερικής προσαρμογής (βλέπε §2.3.1) και της ολικής προσαρμογής (βλέπε §2.3.2), επιτύχαμε να προσδιορίσουμε όλες εκείνες τις παραμέτρους που περιγράφουν τις κατανομές των αστεριών και της σκόνης μέσα στον γαλαξία. Οι παράμετροι του UGC 2048, φαίνονται στον Πίνακα 3.1 για την περίπτωση που χρησιμοποιούμε την κατανομή Hubble και στον Πίνακα 3.2, στην περίπτωση που χρησιμοποιούμε την κατανομή $R^{1/4}$. Σ' αυτούς τους πίνακες, όλα τα μήκη είναι σε kpc (δες όμως το σχόλιο για την απόσταση στο τέλος αυτής της ενότητας), ενώ οι κεντρικές επιφανειακές λαμπρότητες I_s και I_b για τα αστέρια στο δίσκο και τον πυρήνα του γαλαξία αντίστοιχα, είναι σε μονάδες mag/arcsec². Το οπτικό βάθος τ_λ^f είναι το κεντρικό οπτικό βάθος του γαλαξία, αν αυτός φαινόταν face-on.

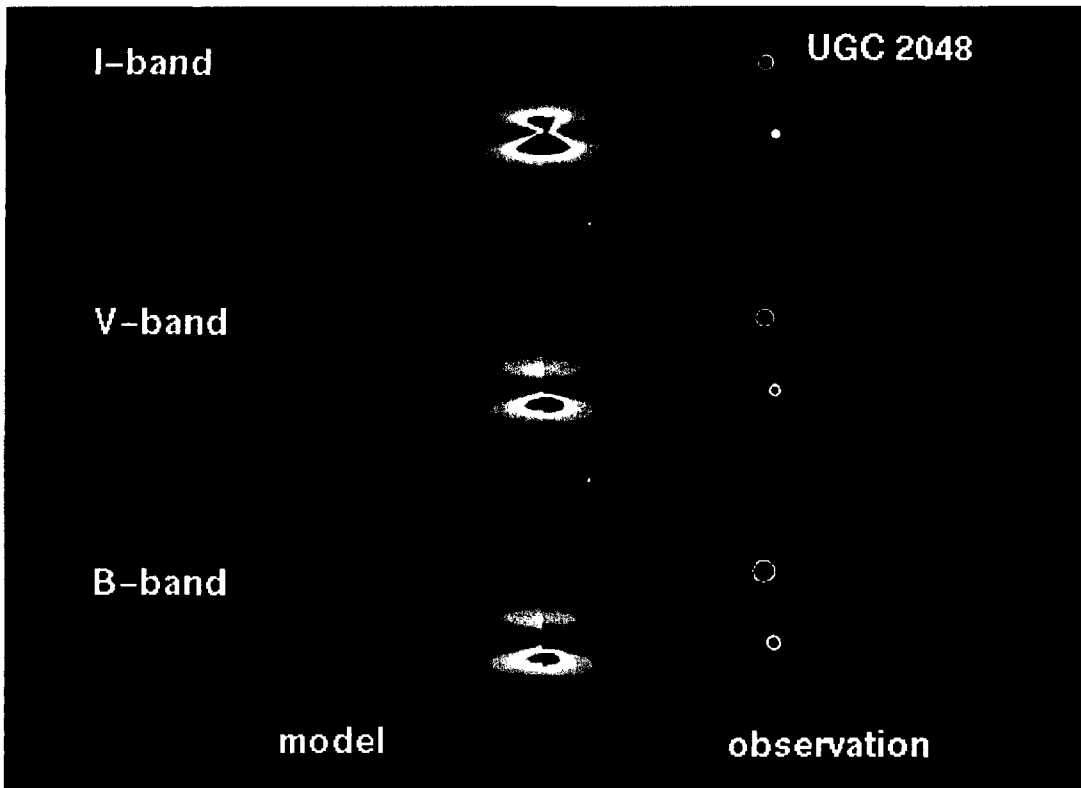
Στην Εικόνα 3.2, δείχνουμε την δυσδιάστατη εικόνα του UGC 2048 στα I, V και B φίλτρα (από πάνω προς τα κάτω) με το μοντέλο στο αριστερό μισό του σχήματος και με την πραγματική παρατήρηση (διπλωμένη γύρω από τον άξονα συμμετρίας του γαλαξία) στο δεξιό μισό κάθε εικόνας του γαλαξία. Για απλούστευση παρουσιάζουμε μόνο την περίπτωση που χρησιμοποιούμε την κατανομή $R^{1/4}$ για τον πυρήνα, ενώ παρόμοια αποτελέσματα δίνει και η προσαρμογή με την κατανομή

Πίνακας 3.2: Αποτελέσματα της ολικής προσαρμογής του μοντέλου στον γαλαξία UGC 2048. Για την περιγραφή του πυρήνα του γαλαξία χρησιμοποιήθηκε η κατανομή $R^{1/4}$.

Parameters	Units	I band		V band		B band	
I_s	mags/arcsec ²	18.43	±0.06	19.36	±0.06	20.50	±0.08
z_s	kpc	1.00	±0.02	0.93	±0.02	0.87	±0.02
h_s	kpc	11.0	±0.3	11.0	±0.12	11.3	±0.15
I_b	mags/arcsec ²	9.07	±0.11	9.62	±0.10	10.58	±0.11
R_e	kpc	2.38	±0.10	1.69	±0.08	1.67	±0.07
b/a	--	0.44	±0.01	0.45	±0.01	0.46	±0.01
τ_λ^f	--	0.30	±0.01	0.52	±0.01	0.65	±0.01
z_d	kpc	0.57	±0.01	0.59	±0.01	0.57	±0.01
h_d	kpc	16.5	±0.4	16.2	±0.5	16.1	±0.5
θ	degrees	89.6	±0.1	89.6	±0.1	89.6	±0.1

Hubble (βλέπε επίσης Κεφάλαιο 5). Από αυτή την εικόνα είναι φανερό ότι ο γαλαξίας-μοντέλο, αναπαριστά πολύ καλά τον πραγματικό γαλαξία. Αυτό το έχουμε εξακριβώσει, σχηματίζοντας τις αποκλίσεις μεταξύ του παρατηρούμενου γαλαξία και του γαλαξία-μοντέλου το οποίο κατασκευάζουμε. Στην Εικόνα 3.3 δείχνουμε το πως κατανέμονται οι αποκλίσεις σε όλη την εικόνα του γαλαξία, στα I, V και B φίλτρα (από πάνω προς τα κάτω), με την έννοια της απόλυτης τιμής της ποσοστιαίας απόκλισης. Διαφορετικά χρώματα, δηλώνουν περιοχές με διαφορετική τιμή της απόκλισης. Το κόκκινο χρώμα, αντιστοιχεί σε περιοχές με απόκλιση λιγότερη από 10%, το πορτοκαλί σε περιοχές με απόκλιση μεταξύ 10% και 20%, το κίτρινο αντιστοιχεί σε περιοχές με απόκλιση μεταξύ 20% και 30%, ενώ το μαύρο σε περιοχές με απόκλιση μεγαλύτερη από 30%. Οι άσπροι κύκλοι, υποδεικνύουν τις περιοχές όπου άστρα του δικού μας γαλαξία προβάλλονται πάνω στην εικόνα του γαλαξία.

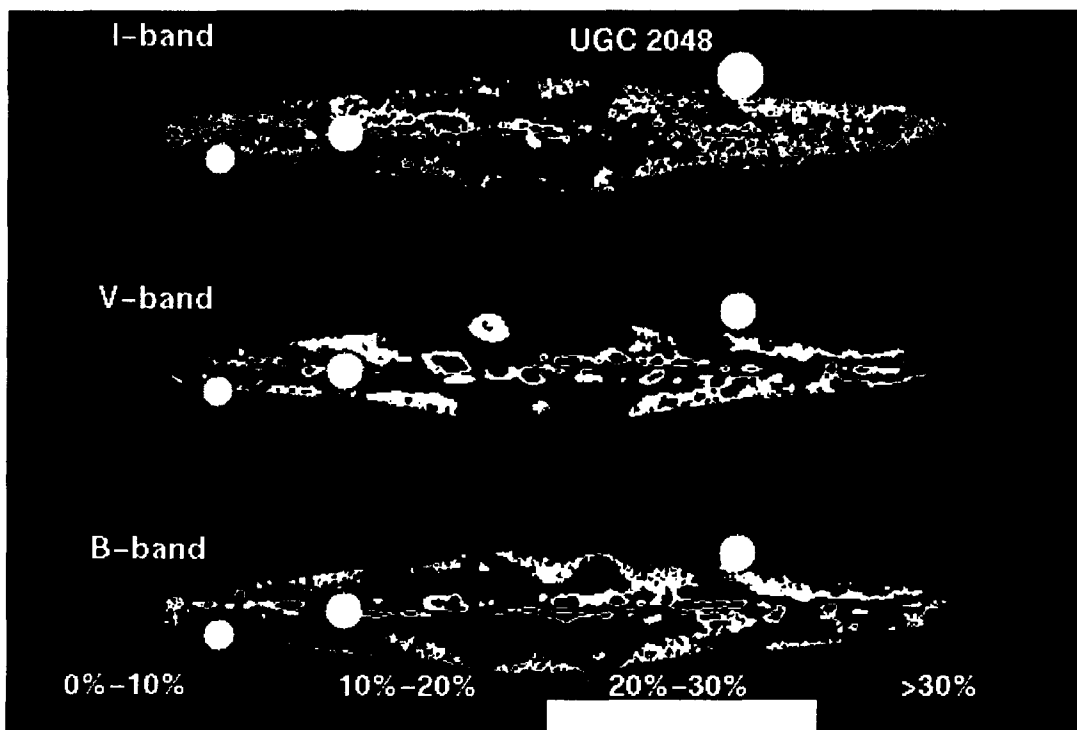
Στην πραγματικότητα η Εικόνα 3.3, περιέχει περισσότερη πληροφορία από ότι συζητήθηκε παραπάνω. Πρώτ' απ' όλα, δίνει μια ιδέα για την ποιότητα της προσαρμογής του μοντέλου που έγινε στα παρατηρησιακά δεδομένα. Για την προσαρμογή με την κατανομή $R^{1/4}$ (και κατά μέσο όρο σε όλα τα φίλτρα), το κόκκινο χρώμα (σφάλμα μικρότερο από 10% σε απόλυτη τιμή), καλύπτει το 46% της συνολικής εικόνας του γαλαξία, ενώ κόκκινο και πορτοκαλί χρώμα μαζί (σφάλμα



Εικ.3.2: Εικόνα του γαλαξία UGC 2048 στην I-μπάντα (επάνω), V-μπάντα (μέση) και B-μπάντα (κάτω). Το αριστερό μισό σε κάθε εικόνα είναι η εικόνα του μοντέλου και το δεξί μισό είναι η ‘διπλωμένη’ εικόνα του πραγματικού γαλαξία (για περισσότερες λεπτομέρειες βλέπε το κείμενο). Για τον πυρήνα χρησιμοποιήθηκε η κατανομή $R^{1/4}$.

μικρότερο από 20%) καλύπτει 80% του γαλαξία. Μόνο 4% του συνολικού γαλαξία έχει σφάλμα μεγαλύτερο από 30% (μαύρο χρώμα). Για την κατανομή Hubble, 43% της συνολικής εικόνας του γαλαξία έχει σφάλμα μικρότερο από 10%, ενώ στο 76% της συνολικής εικόνας του γαλαξία το σφάλμα είναι μικρότερο από 20%. Σε αυτή την περίπτωση, 5% του γαλαξία έχει σφάλμα μεγαλύτερο από 30%. Λαμβάνοντας υπ’ όψη την τρισδιάστατη ανομοιογένεια και σπειροειδή μορφή που μπορεί να παρουσιάζει ένας σπειροειδής γαλαξίας, αυτοί οι υπολογισμοί δείχνουν από τη μια το πόσο καλά έγινε η προσαρμογή του θεωρητικού μοντέλου στα δεδομένα και από την άλλη, την ισχύ της τρισδιάστατης κατανομής των αστεριών και της σκόνης που χρησιμοποιήσαμε.

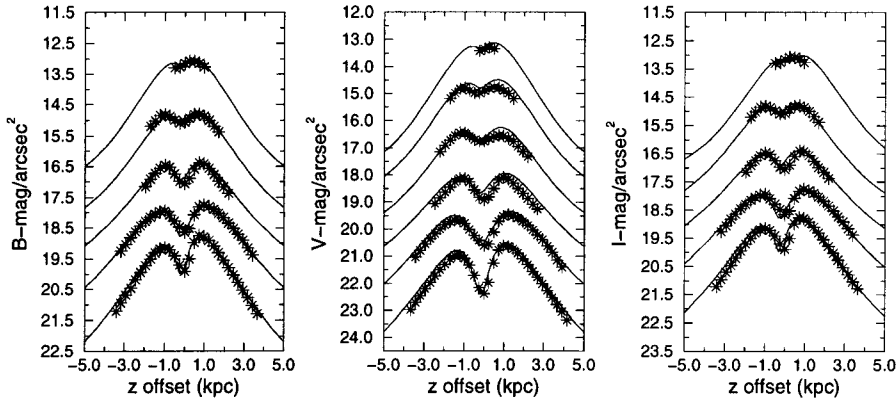
Κάτι άλλο που φαίνεται από αυτές τις εικόνες απόκλισης, είναι μια ένδειξη για την λεπτομερή δομή και ανομοιογένεια του πραγματικού γαλαξία. Η ανομοιογένεια στην τρισδιάστατη κατανομή των αστεριών και της σκόνης αναγνωρίζεται από τις περιοχές του γαλαξία όπου η παρατηρούμενη επιφανειακή λαμπρότητα παρουσιάζει



Εικ.3.3: Χρωματική αναπαράσταση της σχετικής απόκλισης μεταξύ της παρατηρούμενης εικόνας και της εικόνας της απόκλισης του μοντέλου για τις τρεις μπάντες I, V και B (από πάνω προς τα κάτω). Για περισσότερες λεπτομέρειες βλέπε το κείμενο.

μεγάλες αποκλίσεις από την στρωτή κατανομή. Με άλλα λόγια, περιοχές στην εικόνα απόκλισης (μεταξύ του παρατηρούμενου γαλαξία και του ομαλού μοντέλου) με μεγάλες αποκλίσεις υποδεικνύει ότι κατά την ευθεία παρατήρησης η τρισδιάστατη κατανομή των αστεριών και της σκόνης έχει σημαντικές αποκλίσεις από την υποτιθέμενη στρωτή κατανομή. Αυτές οι αποκλίσεις μπορεί να είναι λόγω της σπειροειδούς δομής του γαλαξία ή απλά λόγω ανομοιογενειών (π.χ. λόγω τοπικών αποκλίσεων από την λεία τρισδιάστατη κατανομή). Παρόμοια, οι σχετικά μεγάλες μαύρες και κίτρινες περιοχές στο γαλαξιακό δίσκο μακριά από τον μέγιστο άξονα του δίσκου, πιθανότατα να υποδεικνύει την θέση των σπειρών. Ακόμα, μπορεί κανείς να διακρίνει εύκολα τέσσερις ‘λοβούς’ που είναι κατανεμημένοι συμμετρικά γύρω από το κέντρο του γαλαξία στην περιοχή του πυρήνα. Αυτές οι δομές προέρχονται από το γεγονός ότι η προβολή του πυρήνα του γαλαξία στο επίπεδο του ουρανού, έχει την χαρακτηριστική μορφή του ‘κουτιού/φυστικιού’ (‘box/peanut’) και διαφέρει από τις κατανομές $R^{1/4}$ και Hubble που χρησιμοποιούμε.

Επίσης θέλουμε να επισημάνουμε το γεγονός ότι τα χαρακτηριστικά της κατανομής του αστρικού δίσκου και της σκόνης δεν επηρεάζονται σημαντικά από τον



Εικ.3.4: Κάθετες τομές του ‘διπλωμένου’ γαλαξία UGC 2048 στα φίλτρα B(αριστερά), V(μέση), I(δεξιά). Οι πέντε τομές (έξι για το φίλτρο V) αντιστοιχούν σε αποστάσεις $0, 0.5h_s^I, 1.0h_s^I, 1.5h_s^I, 2.0h_s^I$ και $2.5h_s^I$ πάνω στον μεγάλο άξονα του γαλαξιακού δίσκου όπως παρουσιάζονται από κάτω προς τα πάνω. Τα αστεράκια αντιστοιχούν σε τομές της ‘διπλωμένης’ εικόνας του γαλαξία, ενώ οι γραμμές δίνουν το αντίστοιχο μοντέλο. Η κλίμακα της λαμπρότητας σε αυτές τις τομές έχει μετακινηθεί κατά 0, 2, 4, 6, 8 και 10 μεγέθη καθώς πηγαίνουμε από την κατώτερη στην ανώτερη τομή. Για περισσότερες λεπτομέρειες βλέπε την αντίστοιχη περιγραφή του κειμένου.

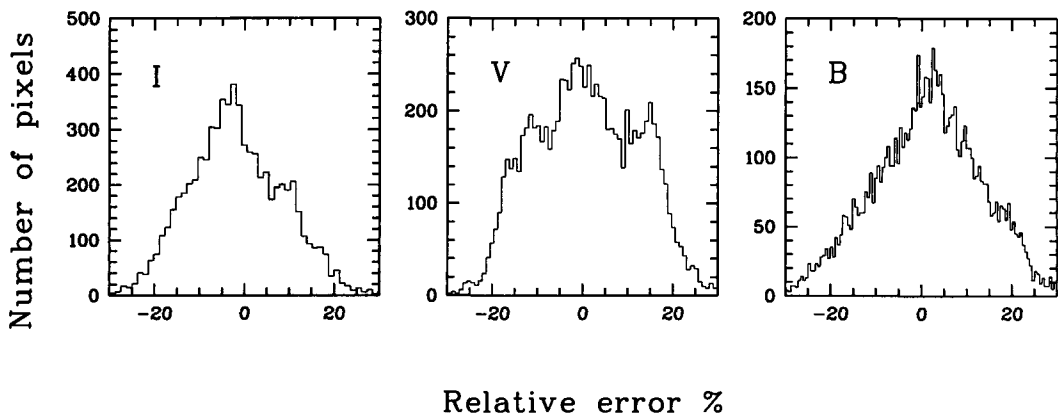
διαφορετικό τύπο του πυρήνα του γαλαξία που χρησιμοποιούμε. Αυτό είναι προφανές από τους Πίνακες 3.1 και 3.2 όπου φαίνονται οι τιμές των παραμέτρων του μοντέλου (βλέπε επίσης Κεφάλαιο 5). Εκτός των διαφορετικών χαρακτηριστικών των πυρήνων, επειδή χρησιμοποιούνται δύο εντελώς διαφορετικές συναρτήσεις, μόνο μικρές αλλαγές παρατηρούνται στις παραμέτρους που περιγράφουν τις εκθετικές κατανομές της σκόνης και των αστεριών στο δίσκο. Αυτό μας δίνει την ελευθερία να χρησιμοποιούμε οποιονδήποτε από τους δύο αυτούς τύπους πυρήνων όταν ο στόχος είναι να υπολογίσουμε τα χαρακτηριστικά του αστρικού δίσκου και της κατανομής της σκόνης στο γαλαξία.

Ένας ακόμα τρόπος που μας βοηθάει στο να δούμε πόσο καλή είναι η προσαρμογή του μοντέλου στα παρατηρησιακά δεδομένα είναι αυτός που φαίνεται στην Εικόνα 3.4. Εδώ, παρουσιάζονται κάθετες τομές του πραγματικού ‘διπλωμένου’ γαλαξία (αστεράκια) μαζί με τις αντίστοιχες τομές του μοντέλου (γραμμές). Σε κάθε διάγραμμα ο οριζόντιος άξονας δίνει την απόσταση στην κάθετη (στο επίπεδο του δίσκου) διεύθυνση (σε kpc), με το μηδέν να είναι ακριβώς πάνω στον μέγιστο άξονα του δίσκου. Ο κάθετος άξονας δίνει την επιφανειακή λαμπρότητα (σε $\text{mag}/\text{arcsec}^2$). Οι πέντε διαφορετικές τομές (έξι για το V φίλτρο), είναι σε διαφορετικές αποστάσεις πάνω στο μέγιστο άξονα του γαλαξιακού δίσκου. Συγκεκριμένα είναι στις αποστά-

σεις $0, 0.5h_s^I, 1.0h_s^I, 1.5h_s^I, 2.0h_s^I$ (και $2.5h_s^I$ για το V φίλτρο) όπως παρουσιάζονται από κάτω προς τα πάνω, με h_s^I να είναι το χαρακτηριστικό μήκος της κατανομής των αστεριών που υπολογίσθηκε από την προσαρμογή του μοντέλου στα δεδομένα του φίλτρου I. Η κλίμακα στον κατακόρυφο άξονα αντιστοιχεί μονάχα στην πρώτη τομή στο κάτω μέρος του διαγράμματος. Οι υπόλοιπες τομές έχουν μετακινηθεί σε αυτή την κλίμακα, και η λαμπρότητα έχει αυξηθεί, κατά 2, 4, 6, 8 και 10 μεγέθη αντίστοιχα. Οι τομές που αντιστοιχούν στις αποστάσεις από το κέντρο μέχρι και $1.5h_s^I$ περιγράφουν την επιφανειακή λαμπρότητα η οποία υπολογίσθηκε παίρνοντας τη μέση τιμή σε μια περιοχή $4''$ παράλληλα στον μεγάλο άξονα, ενώ για τις τομές στις αποστάσεις $2.0h_s^I$ και $2.5h_s^I$ η μέση τιμή υπολογίσθηκε σε περιοχές $8''$ στην ίδια διεύθυνση όπως και οι προηγούμενες. Αυτό έγινε για να ελαχιστοποιηθεί όσο γίνεται δυνατόν η τοπική ανομοιογένεια του γαλαξία η οποία είναι πιθανό να υπάρχει σε διάφορες περιοχές του. Σε αυτά τα διαγράμματα χρησιμοποιήθηκαν μόνο τα δεδομένα του γαλαξία τα οποία είναι πάνω από το όριο του θορύβου (~ 3 σίγμα πάνω από τον τοπικό ουρανό) τα οποία είναι και αυτά που χρησιμοποιήθηκαν για την προσαρμογή του μοντέλου, ενώ έχουν αφαιρεθεί τα άστρα του δικού μας Γαλαξία τα οποία προβάλλονται μπροστά από τον συγκεκριμένο γαλαξία. Από αυτά τα διαγράμματα είναι φανερό η καλή συμφωνία μεταξύ μοντέλου και παρατήρησης παρά την μικρή απόκλιση σε μερικά μέρη. Αξίζει άλλωστε να σημειωθεί ότι η προσαρμογή του μοντέλου έγινε σε ολόκληρο τον γαλαξία και οι παράμετροι δίνουν την γενική περιγραφή ολόκληρου του γαλαξία.

Κάποιος μπορεί να υποστηρίξει ότι η δομή και οι ανομοιογένειες που υπάρχουν στην τρισδιάστατη κατανομή των αστεριών και της σκόνης σε ένα γαλαξία κάνουν πρακτικά αδύνατη την εύρεση κάποιας ομαλής κατανομής που μπορεί να περιγράψει καλά τον γαλαξία. Αυτή θα ήταν η κατάσταση αν κάποιος προσπαθούσε να περιγράψει ένα μικρό μέρος του γαλαξία. Με το να κάνουμε όμως ολική προσαρμογή παίρνοντας υπ' όψη ολόκληρη την εικόνα του γαλαξία, το μοντέλο προσπαθεί να διαγράψει όλες αυτές τις ανομοιογένειες και έτσι υπολογίζεται μια μέση κατανομή του εκπεμπόμενου φωτός. Ως αποτέλεσμα, υπάρχουν περιοχές στην εικόνα του γαλαξία που οι αποκλίσεις είναι θετικές και περιοχές που είναι αρνητικές, κατανεμημένες έτσι που να επιτυγχάνεται η μέγιστη δυνατή συμμετρία μεταξύ θετικών και αρνητικών τιμών. Αυτό φαίνεται στην Εικόνα 3.5, όπου το ιστόγραμμα του ποσοστιαίου σχετικού σφάλματος μεταξύ της 'διπλωμένης' εικόνας του γαλαξία (πάνω στην οποία έγινε η προσαρμογή) και του μοντέλου-γαλαξία φαίνεται για την περίπτωση που η συνάρτηση κατανομής de Vaucouleurs ($R^{1/4}$) χρησιμοποιείται για τον πυρήνα.

Έχοντας προσδιορίσει την κατανομή του φωτός στον γαλαξία, θέλαμε να διερευ-

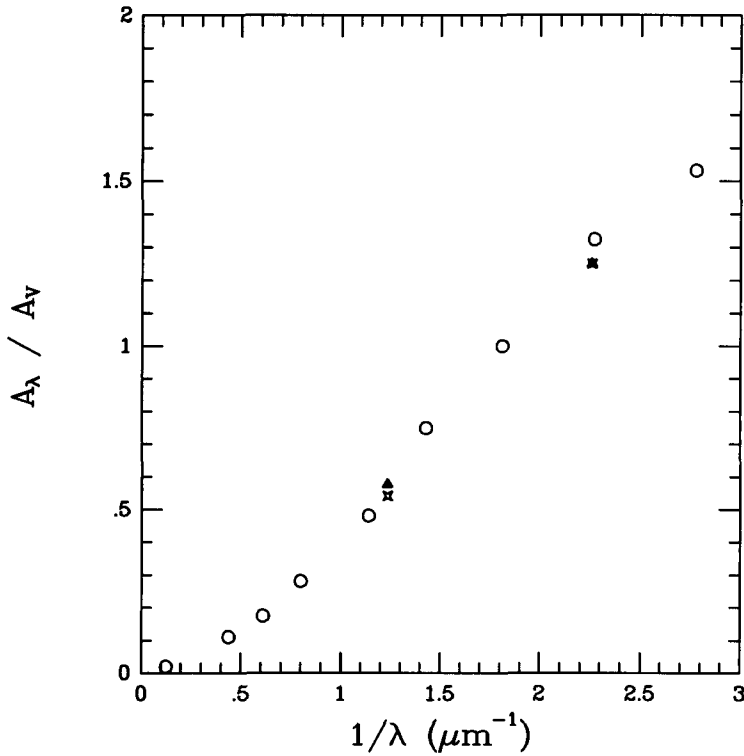


Εικ.3.5: Ιστόγραμμα των σχετικών αποκλίσεων μεταξύ πραγματικής εικόνας και της εικόνας του μοντέλου του γαλαξία στα τρία φίλτρα I, V, B (από αριστερά προς τα δεξιά).

νήσουμε το πως συμπεριφέρεται η σκόνη αν για την ώρα παραλείψουμε το φαινόμενο της σκέδασης και υποθέσουμε ότι μόνο η απορρόφηση λαμβάνει χώρα. Για να το κάνουμε αυτό, ξανακάναμε προσαρμογή του μοντέλου στην εικόνα του γαλαξία, αλλά αφήνοντας αυτή τη φορά μόνο το οπτικό βάθος να μεταβάλλεται ως ελεύθερη παράμετρος. Με αυτό τον τρόπο βρέθηκε ότι το κεντρικό οπτικό βάθος έπεσε περίπου κατά 30% και στα τρία φίλτρα. Αυτό υποδεικνύει ότι η σκέδαση παίζει σοβαρό ρόλο στον προσδιορισμό των χαρακτηριστικών του γαλαξία και ότι η αδιαφάνεια του γαλαξία μπορεί να υποεκτιμηθεί αν λαμβάνεται υπ' όψη μόνο η απορρόφηση. Αυτό το αποτέλεσμα έχει βρεθεί και από άλλους ερευνητές (βλέπε π.χ. Bruzual et al. 1988, Di Bartolomeo et al. 1995, Corradi et al. 1996).

Από το face-on κεντρικό οπτικό βάθος της σκόνης τ_{λ}^f και χρησιμοποιώντας μια μέση τιμή για το χαρακτηριστικό μήκος z_d της σκόνης για όλα τα φίλτρα, μπορούμε να υπολογίσουμε τον συντελεστή απορρόφησης κ_{λ} σε κάθε φίλτρο (βλέπε Παράρτημα Β). Με αυτό τον τρόπο βρίσκουμε ότι $\kappa_B/\kappa_V = 1.250(1.250)$ και $\kappa_I/\kappa_V = 0.541(0.576)$ για την περίπτωση που χρησιμοποιούμε την κατανομή Hubble ($R^{1/4}$). Αυτές οι τιμές μπορούν να συγκριθούν κατ' ευθείαν με το λόγο των συντελεστών εξασθένησης A_{λ}/A_V και σχεδιάζονται σαν συνάρτηση του ενεργού μήκους κύματος στην Εικόνα 3.6. Τα γεμάτα τρίγωνα και οι αστερίσκοι αντιστοιχούν στις τιμές που υπολογίζονται από το μοντέλο για την περίπτωση που χρησιμοποιείται η κατανομή Hubble και $R^{1/4}$ αντίστοιχα. Οι ανοιχτοί κύκλοι είναι οι τιμές που δίδονται από τους Rieke & Lebofsky (1985) για τον δικό μας Γαλαξία.

Χρησιμοποιώντας την Εξίσωση (2) των Devereux & Young (1990) και την δημοσιευμένη τιμή για την ένταση ακτινοβολίας 21 cm του ατομικού υδρογόνου (Huchtmeier &



Εικ.3.6: Οι παρατηρημένες (ανοιχτοί κύκλοι) τιμές της ποσότητας A_λ/A_V για τον δικό μας Γαλαξία και οι αντίστοιχες τιμές υπολογισμένες από το μοντέλο (γεμάτα τρίγωνα για την περίπτωση Hubble και αστεράκια για την περίπτωση $R^{1/4}$) για τον γαλαξία UGC 2048.

Richter 1989) $S_{H_I} = 8.83 \text{ Jy km s}^{-1}$, υπολογίζουμε την μάζα του ατομικού υδρογόνου, η οποία βρίσκεται να είναι

$$M(H_I) = 8.3 \times 10^9 M_\odot \quad (3.1)$$

για την συγκεκριμένη απόσταση (βλέπε Παράρτημα Γ). Δυστυχώς, δεν κατέστη δυνατό να βρούμε μετρήσεις για τη γραμμή του CO στα 2.6 mm γι' αυτό τον γαλαξία έτσι ώστε να μπορέσουμε να υπολογίσουμε τη μάζα του μοριακού υδρογόνου $M(H_2)$. Παρ' όλα αυτά, μια πολύ πρόχειρη παραδοχή που μπορούμε να κάνουμε, είναι να υποθέσουμε την ίδια μάζα για το μοριακό υδρογόνο όπως αυτή που υπολογίσαμε για το ατομικό (βλέπε π.χ. Πίνακα 1 των Devereux & Young 1990). Με αυτή την υπόθεση, η συνολική μάζα του αερίου είναι προσεγγιστικά

$$M_g = 1.7 \times 10^{10} M_\odot. \quad (3.2)$$

Αντικαθιστώντας τις τιμές για τα τ_V^f και h_d που βρήκαμε από την προσαρμογή στην Εξίσωση A.2 του Παραρτήματος A που δίνει την μάζα της σκόνης, βρίσκουμε για

την συγκεκριμένη απόσταση των 63 Mpc ότι η συνολική μάζα της σκόνης είναι

$$M_d = 1.4 \times 10^8 M_\odot \quad (3.3)$$

Τελικά από τους πιο πάνω υπολογισμούς, μπορούμε να υπολογίσουμε τον λόγο της μάζας αερίου-προς-σκόνη γι' αυτό τον γαλαξία τον οποίο βρισκόμαστε να είναι

$$\frac{M_g}{M_d} = 120 \quad (3.4)$$

που είναι αρκετά κοντά στην τιμή ~ 164 που είναι η τιμή που έχει υπολογισθεί για τον δικό μας Γαλαξία (Spitzer 1978, σελ. 162; Sodroski et al. 1994). Τέλος, θα θέλαμε να παρατηρήσουμε ότι όλα τα χαρακτηριστικά μήκη των αστεριών και της σκόνης έχουν βρεθεί να είναι μεγαλύτερα, κατά έναν παράγοντα περίπου δύο, συγκρινόμενα με τις μέσες τιμές που έχουν βρεθεί από υπολογισμούς σε άλλους γαλαξίες γι' αυτά τα μήκη (βλέπε π.χ. Byun 1992). Έτσι, η δημοσιευμένη απόσταση των 63 Mpc μπορεί να έχει υπερεκτιμηθεί κατά ένα παράγοντα δύο από την πραγματική απόσταση. Σε αυτή την περίπτωση η μάζα της σκόνης και του αερίου γίνεται $M_d = 3.5 \times 10^7 M_\odot$ και $M_g = 4.25 \times 10^9 M_\odot$ αντίστοιχα, αφήνοντας τον λόγο της μάζας αερίου-προς-σκόνη ανεπηρέαστο και ίσο με 120.

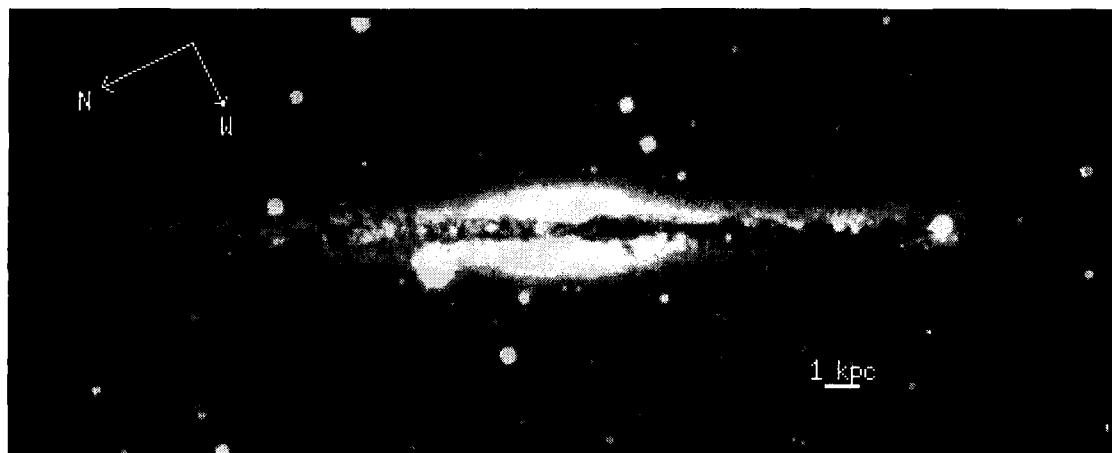
3.1.4 Συμπεράσματα

Με χρήση ενός τρισδιάστατου και αξιωματικού μοντέλου αστεριών και σκόνης, επιτύχαμε να υπολογίσουμε όλες εκείνες τις παραμέτρους που περιγράφουν καλύτερα την κατανομή των αστεριών και της σκόνης στον γαλαξία UGC 2048. Για να γίνει αυτό χρησιμοποιήθηκαν παρατηρήσεις στα B, V και I φίλτρα.

Από αυτούς τους υπολογισμούς βρέθηκε ότι ο γαλαξίας UGC 2048 θα ήταν οπτικά διαφανής στην ορατή ακτινοβολία αν μπορούσαμε να τον δούμε face-on. Για τα χαρακτηριστικά μήκη του δίσκου των αστεριών και της σκόνης έχουμε βρει ότι: $z_s \approx 1.0$ kpc, $z_d \approx 0.6$ kpc, $h_s \approx 11 - 13$ kpc (από το I στο B) και $h_d \approx 16$ kpc. Όμως για τον συγκεκριμένο γαλαξία βλέπουμε ότι αυτά τα μήκη είναι σχεδόν διπλάσια από ότι θα περίμενε κανείς από μέσες τιμές αυτών των παραμέτρων σε άλλους γαλαξίες, πράγμα που μας κάνει να πιστεύουμε ότι η δημοσιευμένη του απόσταση (63 Mpc) έχει υπερεκτιμηθεί κατά ένα παράγοντα δύο.

Υπολογισμοί της μάζας της σκόνης από τις παραμέτρους του μοντέλου καθώς και υπολογισμός του νόμου εξασθένησης δείχνουν τιμές πολύ κοντά σε αυτές του δικού μας Γαλαξία.

3.2 Ο γαλαξίας NGC 891



Εικ.3.7: Εικόνα του γαλαξία NGC 891 στο B φίλτρο.

3.2.1 Εισαγωγικά στοιχεία

Στην εργασία που ακολουθεί θα παρουσιάσουμε την προσαρμογή του μοντέλου στον πολύ γνωστό σπειροειδή γαλαξία NGC 891 στο οπτικό (B, V, I μπάντες) και στο κοντινό υπέρυθρο (J και K μπάντες).

Αρκετές εργασίες που περιγράφουν δυσδιάστατη ανασύνθεση αυτού του γαλαξία έχουν δημοσιευθεί (π.χ. van der Kruit & Searle 1981; Bahcall & Kylafis 1985; Shaw & Gilmore 1989). Σ' αυτές τις εργασίες υπολογίζονται φωτομετρικές παράμετροι που προέρχονται από προσαρμογή διαφόρων μοντέλων κατανομής αστεριών στην επιφανειακή λαμπρότητα του γαλαξία σε μέρη μακριά από τη ζώνη απορρόφησης της σκόνης. Αυτές οι εργασίες υποδεικνύουν ότι ο NGC 891 μπορεί να περιγραφεί καλά από ένα μοντέλο που έχει δύο συνιστώσες και αποτελείται είτε από ένα λεπτό δίσκο (με εκθετικές ή με συναρτήσεις τύπου sec^2hz) και με μια συνάρτηση κατανομής $R^{1/4}$, είτε από ένα λεπτό και ένα παχύ δίσκο, με τον δεύτερο να περιγράφει την κατανομή των αστεριών πληθυσμού II. Όταν βέβαια συμπεριλαμβάνεται και η σκόνη στους υπολογισμούς, τα πράγματα γίνονται πιο δύσκολα και απαιτείται ένα τρισδιάστατο μοντέλο για την διάδοση της ακτινοβολίας. Οι Kylafis & Bahcall (1987; απ' εδώ και στο εξής KB87) χρησιμοποίησαν ένα τέτοιο μοντέλο για να ερμηνεύσουν τα δεδομένα στην F μπάντα. Δύο δίσκοι, εκθετικοί στην ακτινική διεύθυνση και τύπου sec^2z στην κάθετη διεύθυνση χρησιμοποιήθηκαν για την περιγραφή των αστεριών και της σκόνης και η προσαρμογή στην επιφανειακή

¹Το περιεχόμενο αυτής της ενότητας έχει δημοσιευτεί στο A&A (Xilouris et al. 1998a)

λαμπρότητα του γαλαξία έγινε σε μερικές περιοχές του γαλαξία. Η εργασία που περιγράφουμε εδώ είναι συμπληρωματική αυτής των KB87 με την έννοια ότι το μοντέλο επεκτείνεται στις πέντε μπάντες όπως είπαμε και παραπάνω και επίσης, ένα πιο πλήρες μοντέλο, που τώρα περιέχει και ξεχωριστή συνιστώσα για τον πυρήνα του γαλαξία, χρησιμοποιείται για μια ολική προσαρμογή στην επιφανειακή λαμπρότητα του γαλαξία.

3.2.2 Παρατηρήσεις

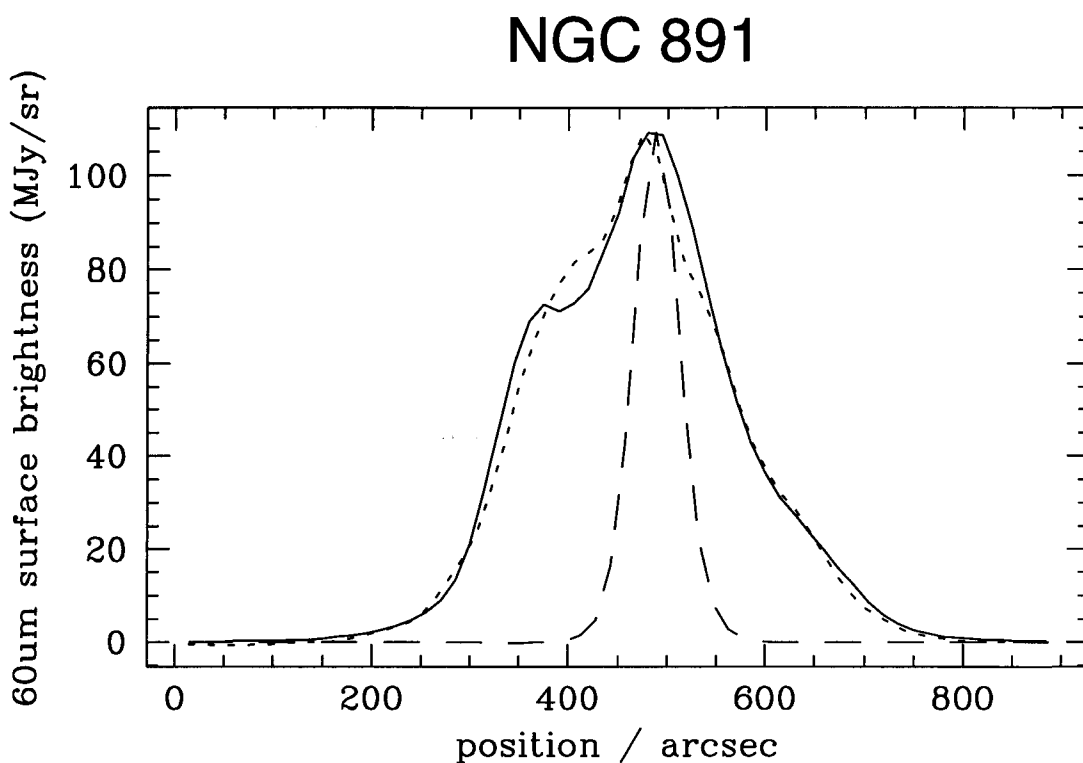
Οι οπτικές παρατηρήσεις του NGC 891 έγιναν στις 16 Οκτωβρίου 1996 με το 1.3 m τηλεσκόπιο του αστεροσκοπείου Σκίνακα στην Κρήτη (βλέπε §2.1.1). Γι' αυτές τις παρατηρήσεις, λόγω του μεγάλου γωνιακού μεγέθους του γαλαξία ($\sim 13'$), χρησιμοποιήθηκε ο FOCAL REDUCER που ήταν προσαρμοσμένος στο τηλεσκόπιο. Υποθέτοντας ότι ο γαλαξίας βρίσκεται σε απόσταση 9.5 Mpc (van der Kruit & Searle 1981), το μέγεθος του pixel αντιστοιχεί σε 34 pc. Οι παρατηρήσεις έγιναν με τα φίλτρα B, V, I. Ο συνολικός χρόνος έκθεσης ήταν 80 λεπτά για το B, 20 λεπτά για το V και 20 λεπτά για το I. Μεταξύ των φωτομετρικών μεγεθών των αστεριών βαθμονόμησης που υπολογίσαμε εμείς και αυτών που υπάρχουν στους καταλόγους παρουσιάζεται απόκλιση που είναι 0.03 μεγέθη στο B, 0.02 μεγέθη στο V και 0.03 μεγέθη στο I. Το ατμοσφαιρικό seeing ήταν $1.4''$ γι' αυτή την βραδιά.

Οι παρατηρήσεις στο κοντινό υπέρυθρο έγιναν το Νοέμβριο του 1995 με το 2.5 m τηλεσκόπιο στο Wyoming Infrared Observatory (WIRO; βλέπε §2.1.1). Στην απόσταση των 9.5 Mpc, το μέγεθος του pixel αντιστοιχεί σε 0.102 kpc. Για κάθε μπάντα (J και K), δημιουργήθηκε ένα μωσαϊκό από τρεις εικόνες, ενώ ο συνολικός χρόνος έκθεσης για κάθε φίλτρο ήταν 18 λεπτά.

3.2.3 Μοντέλο και αποτελέσματα

Ο γαλαξίας NGC 891 (που πολύ συχνά παρομοιάζεται με τον δικό μας γαλαξία) είναι τύπου Sb και φαίνεται σχεδόν edge-on. Η σχετικά μικρή απόσταση από εμάς (9.5 Mpc) δίνει τη δυνατότητα πολύ καλών παρατηρήσεων μεγάλης ευκρίνειας, αποκαλύπτοντας έτσι πολλές λεπτομέρειες από την κατανομή του φωτός και της σκόνης.

Ως ένα τυπικό παράδειγμα σπειροειδούς γαλαξία, ο NGC 891 αποτελείται από έναν κεντρικό πυρήνα (που κυρίως συγκροτείται από ηλικιωμένα άστρα) και ένα δίσκο που σχηματίζεται από ένα μίγμα αστεριών και μεσοαστρικού αερίου και σκόνης, οργανωμένο σε σπειροειδή μορφή. Η προβολή ενός τέτοιου συστήματος στον



Εικ.3.8: Μέσες κατανομές επιφανειακής λαμπρότητας στα $60\mu\text{m}$ (συνεχής γραμμή) και στην συνεχή εκπομπή στα 20 cm στα ραδιοκύματα (γραμμή με μικρές παύλες), κατά τον μεγάλο άξονα του γαλαξία NGC 891. Η γραμμή με τις μεγάλες παύλες δείχνει την επιφανειακή λαμπρότητα της δέσμης του IRAS.

ουρανό, με το επίπεδο του δίσκου σχεδόν παράλληλο στην ευθεία παρατήρησης, έχει ως αποτέλεσμα μια κατανομή λαμπρότητας όπως αυτή που φαίνεται στην Εικόνα 3.7. Παραβλέποντας προς στιγμή την μικρής κλίμακας δομή και ανομοιογένεια, είναι εύκολο να διακρίνει κανείς τρεις κύριες συνιστώσες στην προβαλλόμενη εικόνα του γαλαξία. Έναν αστρικό δίσκο, μια ζώνη σκόνης (η οποία εντοπίζεται στον μεγάλο άξονα του δίσκου) και έναν πυρήνα στο κεντρικό μέρος του γαλαξία. Ακόμα και αν η λεπτομερής σπειροειδής δομή του γαλαξία δεν είναι γνωστή και ίσως μάλιστα να είναι αρκετά πολύπλοκη σε μικρή κλίμακα, παρ' ολ' αυτά είναι δυνατό να χρησιμοποιήσουμε απλές μαθηματικές συναρτήσεις για να πετύχουμε έτσι μια "μέση" περιγραφή του γαλαξία. Οι συναρτήσεις αυτές καθώς και το μοντέλο που χρησιμοποιούμε περιγράφονται αναλυτικά στην Ενότητα 2.2.

Μια πιο προσεκτική όμως εξέταση του συγκεκριμένου γαλαξία, ειδικά στην Β μπάντα (Εικόνα 3.7), δείχνει μια ασυμμετρία που υπάρχει μεταξύ αριστερού (βορειότερου) και δεξιού (νοτιότερου) μέρους του γαλαξία. Αυτή η ασυμμετρία εμφανίζεται

στη ζώνη της σκόνης, με το αριστερό μέρος να είναι λαμπρότερο από το δεξιό. Αυτή η έξτρα λαμπρότητα του αριστερού μέρους, πιστεύεται ότι υπάρχει λόγω της ύπαρξης νεαρών αστέρων OB. Όπως ήδη έχει αναφερθεί από τους van der Kruit και Searle (1981; βλέπε επίσης Wainscoat et al. 1987), αυτό που φαίνεται να συμβαίνει είναι ότι ο σπειροειδής βραχίονας στο αριστερό μισό του γαλαξία πλησιάζει, με τη σκόνη να έπεται των σπειρών. Τα νεαρά άστρα σχηματίζουν περιοχές H_{II} μπροστά από τη σκόνη, με αποτέλεσμα να έχουμε πλεόνασμα φωτός. Ακριβώς το αντίθετο συμβαίνει στο δεξί μισό του γαλαξία, με τον σπειροειδή βραχίονα τώρα να απομακρύνεται, με τα νεαρά άστρα κρυμμένα πίσω από τη σκόνη, με αποτέλεσμα το φως που προέρχεται από αυτά τα άστρα τώρα να απορροφάται. Αυτό είναι προφανές στις B και V μπάντες. Παρατηρήσεις στο μακρινό υπέρυθρο και στα ραδιοκύματα (στο συνεχές φάσμα) ενισχύουν την ιδέα της ύπαρξης περιοχών με νεογέννητα αστέρια μέσα στον γαλαξία. Αυτό φαίνεται στην Εικόνα 3.8 (από το Alton et al. 1998a) όπου παρουσιάζονται οι μέσες κατανομές της επιφανειακής λαμπρότητας κατά τον μέγιστο άξονα του γαλαξία στα 60 μm (συνεχής καμπύλη) και στο συνεχές φάσμα στα 20 cm (καμπύλη με μικρές παύλες). Η καμπύλη με τις μεγάλες παύλες δείχνει την επιφανειακή λαμπρότητα της δέσμης του IRAS. Από αυτό το διάγραμμα, φαίνεται ότι υπάρχει ένα πλεόνασμα φωτός στο μακρινό υπέρυθρο και στην εκπομπή στα ραδιοκύματα που είναι πολύ προφανές στο αριστερό (βόρειοτερο) μέρος του γαλαξία, ενώ είναι λιγότερο προφανές στο αριστερό (νοτιότερο) μέρος του γαλαξία. Η περιοχή απ' όπου βλέπουμε αυτή την έξτρα εκπομπή συμπίπτει με το μέρος του γαλαξία το οποίο είναι πιο λαμπρό στο οπτικό (βλέπε Εικόνα 3.7) και πιστεύεται ότι προέρχεται από την ύπαρξη νεαρών αστέρων. Επειδή το μοντέλο που χρησιμοποιούμε δεν είναι ακόμα σε θέση να λάβει υπόψη του οποιαδήποτε δομή στην αζιμουθιακή διεύθυνση, διπλώσαμε την εικόνα έτσι ώστε η προσαρμογή του μοντέλου να είναι μια μέση τιμή από το αριστερό και το δεξί μισό του γαλαξία.

Η πρώτη μας απόπειρα να προσαρμόσουμε τα δεδομένα με τις κατανομές που περιγράψαμε παραπάνω ήταν επιτυχής για τις I, J, K μπάντες. Σε αυτές τις μπάντες είχαμε εξαιρετική συμφωνία μεταξύ της εικόνας του πραγματικού γαλαξία και της εικόνας του μοντέλου που φτιάξαμε. Για τις B και V μπάντες όμως, η προσαρμογή δεν ήταν και τόσο καλή, με μεγάλες αποκλίσεις μεταξύ μοντέλου και παρατηρήσεων. Επίσης, το χαρακτηριστικό μήκος κατανομής των αστέρων έπαιρνε τιμές τρεις ή τέσσερις φορές μεγαλύτερες από αυτές που δίνει η προσαρμογή στις I, J και K μπάντες. Όλα αυτά τα γεγονότα ήταν το αποτέλεσμα της ύπαρξης νεαρών αστέρων στο γαλαξιακό επίπεδο, τα οποία συνεισφέρουν στην επιφανειακή λαμπρότητα πάνω στον μέγιστο άξονα του γαλαξία και κάνουν τον εκθετικό δίσκο ανεπαρκή

Πίνακας 3.3: Αποτελέσματα της ολικής προσαρμογής του μοντέλου στον γαλαξία NGC 891. Για την περιγραφή του πυρήνα χρησιμοποιείται η κατανομή Hubble.

Parameter	Units	K band		J band		I band		V band		B band	
I_s	mags/arcsec ²	15.40	±0.04	15.88	±0.06	17.39	±0.05	18.87	±0.07	19.75	±0.05
z_s	kpc	0.32	±0.01	0.38	±0.01	0.37	±0.01	0.39	±0.01	0.40	±0.01
h_s	kpc	3.93	±0.1	3.90	±0.2	4.92	±0.1	5.71	±0.2	5.80	±0.1
I_b	mags/arcsec ²	14.80	±0.05	16.11	±0.08	16.27	±0.04	17.12	±0.06	18.87	±0.09
R_e	kpc	0.24	±0.02	0.37	±0.05	0.41	±0.02	0.34	±0.04	0.48	±0.05
b/a	--	0.75	±0.02	0.82	±0.01	0.54	±0.01	0.55	±0.01	0.55	±0.01
τ_λ^f	--	0.09	±0.01	0.22	±0.01	0.47	±0.01	0.70	±0.01	0.78	±0.01
z_d	kpc	0.22	±0.02	0.25	±0.01	0.24	±0.01	0.26	±0.01	0.32	±0.02
h_d	kpc	8.41	±0.3	8.41	±0.4	7.34	±0.4	8.10	±0.2	8.01	±0.2
θ	degrees	89.6	±0.1	89.6	±0.1	89.7	±0.1	89.8	±0.2	89.8	±0.2

στο να περιγράψει και τον κύριο αστρικό πληθυσμό στο δίσκο και τα νεαρά άστρα. Για να προσπεράσουμε αυτό το πρόβλημα (τουλάχιστον προσωρινά) οδηγηθήκαμε στο να προσαρμόσουμε το μοντέλο μονάχα στο δεξί μισό του γαλαξία στις B και V μπάντες το οποίο ‘συμπεριφέρεται καλά’ (δηλ. η ζώνη της σκόνης δεν διαταράσσεται από συστάδες νεαρών άστρων, αλλά αντιθέτως είναι εμφανής σε όλο το μήκος του μέγιστου άξονα του γαλαξία). Παρ’ όλα αυτά, σε ένα επόμενο στάδιο (βλέπε τέλος αυτής της παραγράφου), κάναμε προσαρμογή στις διπλωμένες εικόνες του γαλαξία στις B και V μπάντες εισάγοντας έναν επιπρόσθετο αστρικό δίσκο για την περιγραφή του πληθυσμού των νεογέννητων άστρων.

Προσαρμόζοντας το θεωρητικό μοντέλο (βλέπε §2.2) στις παρατηρήσεις του γαλαξία κάνοντας χρήση της τεχνικής της μερικής προσαρμογής (βλέπε §2.3.1) και της ολικής προσαρμογής (βλέπε §2.3.2), καταφέραμε να προσδιορίσουμε όλες εκείνες τις παραμέτρους που περιγράφουν τις κατανομές των αστεριών και της σκόνης μέσα στον γαλαξία. Οι παράμετροι του NGC 891 φαίνονται στον Πίνακα 3.3 για την περίπτωση που χρησιμοποιείται η κατανομή Hubble για τον πυρήνα και στον Πίνακα 3.4 για την περίπτωση που χρησιμοποιείται η κατανομή $R^{1/4}$. Σε αυτούς τους πίνακες, η κεντρική edge-on επιφανειακή λαμπρότητα I_s του κυρίως δίσκου και του πυρήνα I_b δίδονται σε μονάδες mag/arcsec², ενώ όλα τα μήκη δίδονται σε kpc.

Όπως είπαμε και προηγουμένως, οι δυσκολίες στην προσαρμογή του μοντέλου στις διπλωμένες B και V εικόνες του γαλαξία είχαν να κάνουν με την ύπαρξη των νεογέννητων αστεριών. Για να λύσουμε αυτό το πρόβλημα, έπρεπε να εισάγουμε την κατανομή των νεογέννητων αστεριών ως μια διαφορετική συνιστώσα στο μοντέλο. Η πρώτη μας απόπειρα ήταν να χρησιμοποιήσουμε ένα δεύτερο εκθετικό δίσκο (και

Πίνακας 3.4: Αποτελέσματα της ολικής προσαρμογής του μοντέλου στον γαλαξία NGC 891. Για την περιγραφή του πυρήνα χρησιμοποιείται η κατανομή $R^{1/4}$.

Parameter	Units	K band		J band		I band		V band		B band	
I_s	mags/arcsec ²	15.41	±0.13	16.01	±0.11	17.43	±0.03	18.89	±0.05	19.81	±0.06
z_s	kpc	0.34	±0.01	0.43	±0.01	0.38	±0.01	0.42	±0.01	0.43	±0.01
h_s	kpc	3.87	±0.1	3.86	±0.1	4.93	±0.1	5.48	±0.2	5.67	±0.2
I_b	mags/arcsec ²	8.32	±0.54	9.35	±0.16	10.38	±0.11	10.97	±0.22	11.42	±0.32
R_e	kpc	0.86	±0.05	0.87	±0.05	1.97	±0.06	1.51	±0.09	1.12	±0.09
b/a	--	0.76	±0.04	0.71	±0.08	0.54	±0.01	0.54	±0.01	0.60	±0.02
τ_λ^f	--	0.09	±0.01	0.21	±0.01	0.52	±0.01	0.85	±0.01	1.00	±0.01
z_d	kpc	0.25	±0.03	0.25	±0.02	0.24	±0.01	0.29	±0.01	0.31	±0.02
h_d	kpc	8.33	±0.4	8.32	±0.4	7.54	±0.1	7.68	±0.2	8.01	±0.3
θ	degrees	89.6	±0.1	89.6	±0.1	89.7	±0.1	89.8	±0.2	89.8	±0.2

στις δύο διευθύνσεις R και z). Όμως προέκυψε ότι το ακτινικό χαρακτηριστικό μήκος αυτού του δίσκου ήταν τεράστιο. Έτσι, προσεγγίζουμε αυτό τον δεύτερο δίσκο (τον οποίο ονομάζουμε δίσκο νεογέννητων άστρων) σαν να είναι σταθερός στην ακτινική διεύθυνση. Η εκπομπή αυτού του δίσκου κατανέμεται εκθετικά στην κάθετη διεύθυνση και είναι σταθερή στην ακτινική διεύθυνση και αποκόπτεται στο οπτικό άκρο του γαλαξία, δηλ.

$$L_{OB}(R, z) = \begin{cases} L_{OB} \exp(-|z|/z_{OB}) & , R \leq R_{OB} \\ 0 & , R > R_{OB} \end{cases} \quad (3.5)$$

με L_{OB} να είναι η εκπομπή αυτού του δίσκου στο κέντρο του γαλαξία και z_{OB} το χαρακτηριστικό μήκος αυτού του δίσκου στην κατεύθυνση z . R_{OB} είναι η ακτίνα που κόβουμε τον γαλαξιακό δίσκο και που προσεγγιστικά είναι όσο και η ορατή ακτίνα του γαλαξία (~ 14 kpc). Η κεντρική επιφανειακή λαμπρότητα αυτού του μοντέλου-δίσκου αν αυτός φαινόταν edge-on είναι,

$$I_{OB} = 2L_{OB}R_{OB}. \quad (3.6)$$

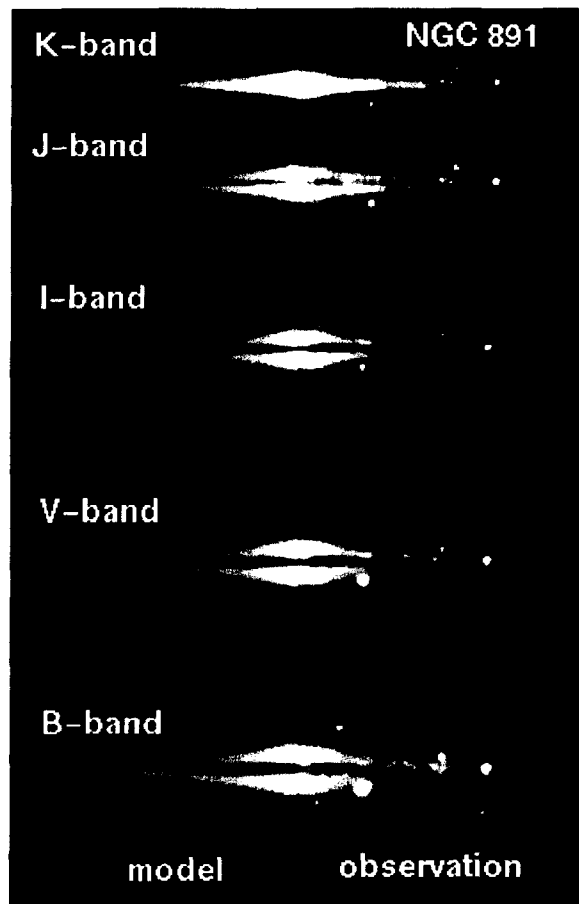
Παρ' όλο που τα νεαρά άστρα φαίνεται να κατανέμονται με ένα πιο ανώμαλο και μη-συμμετρικό τρόπο, που πιθανότατα έχει να κάνει με τη σπειροειδή δομή του γαλαξία, αυτός ο δίσκος λαμβάνει προσεγγιστικά υπ' όψη του το περίσσιο φως που προέρχεται από τα νεαρά άστρα και έτσι δίνει ικανοποιητικές προσαρμογές στα παρατηρησιακά δεδομένα (βλέπε παρακάτω). Προσθέτοντας έτσι τον καινούριο δίσκο, η συνολική αστρική εκπομπή γίνεται

$$L(R, z) = L_{disk}(R, z) + L_{OB}(R, z) + L_{bulge}(R, z). \quad (3.7)$$

Πίνακας 3.5: Αποτελέσματα της ολικής προσαρμογής του μοντέλου στον γαλαξία NGC 891 στις μπάντες V και B χρησιμοποιώντας ένα δεύτερο αστρικό δίσκο.

Parameter	Units	V band		B band	
I_s	mags/arcsec ²	18.81	±0.05	19.90	±0.04
z_s	kpc	0.39	±0.01	0.41	±0.01
h_s	kpc	5.36	±0.2	5.90	±0.2
I_b	mags/arcsec ²	17.25	±0.04	19.15	±0.04
R_e	kpc	0.38	±0.04	0.71	±0.05
b/a	--	0.51	±0.01	0.45	±0.01
τ_λ^f	--	0.72	±0.01	0.86	±0.01
z_d	kpc	0.28	±0.02	0.31	±0.02
h_d	kpc	7.75	±0.3	8.39	±0.3
θ	degrees	89.8	±0.2	89.8	±0.2
I_{OB}	mags/arcsec ²	20.76	±0.02	20.25	±0.07
z_{OB}	kpc	0.15	±0.01	0.15	±0.01

Με την καινούρια κατανομή επαναλάβαμε την προσαρμογή του μοντέλου σε όλες τις διαθέσιμες μπάντες (B, V, I, J, K). Εκτός από τις παραμέτρους της προσαρμογής που χρησιμοποιούσαμε πιο πριν, δύο ακόμα παράμετροι έχουν προστεθεί (I_{OB} , z_{OB}). Ο δίσκος των νεογέννητων άστρων που συμπεριλάβαμε στο μοντέλο ανιχνεύτηκε μόνο στις V και B μπάντες. Στις υπόλοιπες μπάντες (I, J, K), αυτός ο δίσκος δεν ανιχνεύτηκε, με την έννοια ότι οι τιμές που παίρναμε για την κεντρική ένταση ήταν πολύ μικροί θετικοί και αρνητικοί αριθμοί με σφάλματα πολύ μεγαλύτερα από τις ίδιες τις τιμές και με όλες τις άλλες παραμέτρους να παίρνουν τιμές παρόμοιες με αυτές που παρουσιάζονται στον Πίνακα 3.3. Αυτό υποδηλώνει ότι σε αυτές τις μπάντες η συνεισφορά των νεαρών άστρων δεν είναι σημαντική σε σύγκριση με τα αστέρια του κυρίως δίσκου του γαλαξία. Αυτό είναι επίσης εμφανές με απλή οπτική επιθεώρηση του γαλαξία σε όλες τις μπάντες. Οι τιμές που εξάγονται από την προσαρμογή για τις B και V μπάντες δίδονται στον Πίνακα 3.5. Συγκρίνοντας τις τιμές των κοινών παραμέτρων που δίδονται στους Πίνακες 3.3 και 3.5 για τα μοντέλα στις B και V μπάντες, βλέπουμε ότι όλες μοιάζουν αρκετά. Αυτό σημαίνει ότι ο δίσκος των νεογέννητων αστεριών που είχαμε συμπεριλάβει στο μοντέλο, επιτυγχάνει να λάβει υπ' όψη του το φως που έρχεται από τα νεαρά άστρα, έτσι ώστε το υπόλοιπο μέρος του γαλαξία μπορεί να περιγραφεί αρκετά καλά από

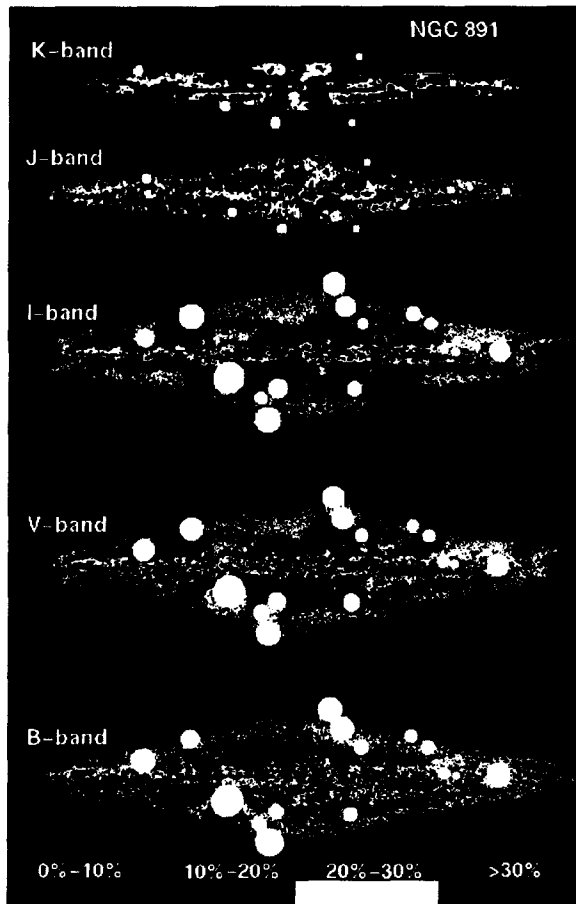


Εικ. 3.9: Εικόνα του γαλαξία NGC 891 στις μπάντες K, J, I, V, B (από πάνω προς τα κάτω). Το αριστερό μισό σε κάθε εικόνα είναι η εικόνα του μοντέλου και το δεξί μισό είναι η εικόνα του 'διπλωμένου' πραγματικού γαλαξία.

τις δέκα παραμέτρους του μοντέλου, τα αποτελέσματα του οποίου δίδονται στον Πίνακα 3.3.

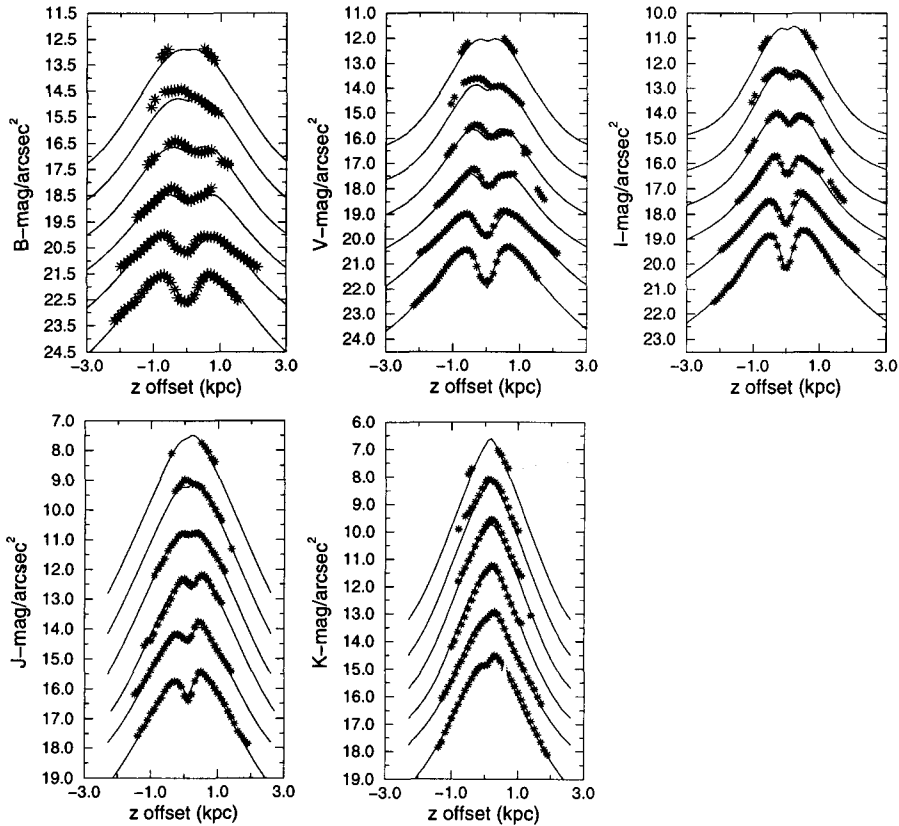
3.2.4 Συζήτηση

Έχοντας υπολογίσει όλες εκείνες τις παραμέτρους που περιγράφουν καλύτερα τον γαλαξία σε όλες τις μπάντες, έχουμε κατασκευάσει εικόνες των μοντέλων και τις συγκρίνουμε με τις πραγματικές παρατηρήσεις. Αυτό κάνουμε στην Εικόνα 3.9 όπου παρουσιάζουμε την δυσδιάστατη εικόνα του NGC 891 στις K, J, I, V και B μπάντες (από πάνω προς τα κάτω), με το μοντέλο (χρησιμοποιώντας την κατανομή Hubble) στο αριστερό μισό της κάθε εικόνας και την διπλωμένη πραγματική παρατήρηση στο δεξί μισό. Στην Εικόνα 3.10 δείχνουμε την απόλυτη τιμή των αποκλίσεων μεταξύ του παρατηρούμενου γαλαξία και του γαλαξία-μοντέλο το οποίο έχουμε κατασκευάσει.



Εικ.3.10: Χρωματικός χάρτης που δείχνει την σχετική απόκλιση μεταξύ μοντέλου και παρατήρησης στις μπάντες K, J, I, V, B (από πάνω προς τα κάτω). Βλέπε το κείμενο για περισσότερες λεπτομέρειες.

Αυτοί οι χάρτες δείχνουν τον τρόπο με τον οποίο οι αποκλίσεις κατανέμονται σε όλη την εικόνα του γαλαξία όσον αφορά την απόλυτη τιμή του ποσοστιαίου σφάλματος. Έτσι, το κόκκινο χρώμα αντιστοιχεί σε περιοχές με αποκλίσεις μικρότερες από 10%, το πορτοκαλί αντιστοιχεί σε περιοχές με αποκλίσεις μεταξύ 10% και 20%, το κίτρινο αντιστοιχεί σε περιοχές με αποκλίσεις μεταξύ 20% και 30% και το μαύρο χρώμα που αντιστοιχεί σε περιοχές με σφάλμα μεγαλύτερο από 30%. Οι λευκοί κύκλοι υποδεικνύουν τις θέσεις των πύο λαμπρών άστρων που προβάλλονται μπροστά από τον γαλαξία. Στον Πίνακα 3.6 δίνουμε τη στατιστική που βγάζουμε από αυτούς τους χάρτες απόκλισης της Εικόνας 3.10. Σε αυτό τον πίνακα δίδουμε το ποσοστό της εικόνας του γαλαξία σε κάθε μπάντα με αποκλίσεις μικρότερες από 10%, 20%, 30%, 40% και 50%. Βλέπουμε ότι κατά μέσο όρο, περίπου 70% της συνολικής εικόνας του γαλαξία έχει αποκλίσεις μικρότερες από 20%, ενώ 90% της εικόνας έχει



Εικ. 3.11: Κάθετες τομές του 'διπλωμένου' γαλαξία NGC 891 στα φίλτρα B(πάνω αριστερά), V(πάνω μέση), I(πάνω δεξιά), J(κάτω αριστερά), K(κάτω μέση). Οι έξι τομές αντιστοιχούν σε αποστάσεις $0, 0.5h_s^I, 1.0h_s^I, 1.5h_s^I, 2.0h_s^I$ και $2.5h_s^I$ πάνω στον μεγάλο άξονα του γαλαξιακού δίσκου όπως παρουσιάζονται από κάτω προς τα πάνω. Τα αστεράκια αντιστοιχούν σε τομές της 'διπλωμένης' εικόνας του γαλαξία, ενώ οι γραμμές δίνουν το αντίστοιχο μοντέλο. Η κλίμακα της λαμπρότητας σε αυτές τις τομές έχει μετακινηθεί κατά 0, 2, 4, 6, 8 και 10 μεγέθη καθώς πηγαίνουμε από την κατώτερη στην ανώτερη τομή. Για περισσότερες λεπτομέρειες βλέπε την αντίστοιχη περιγραφή του κειμένου.

αποκλίσεις μικρότερες από 40%.

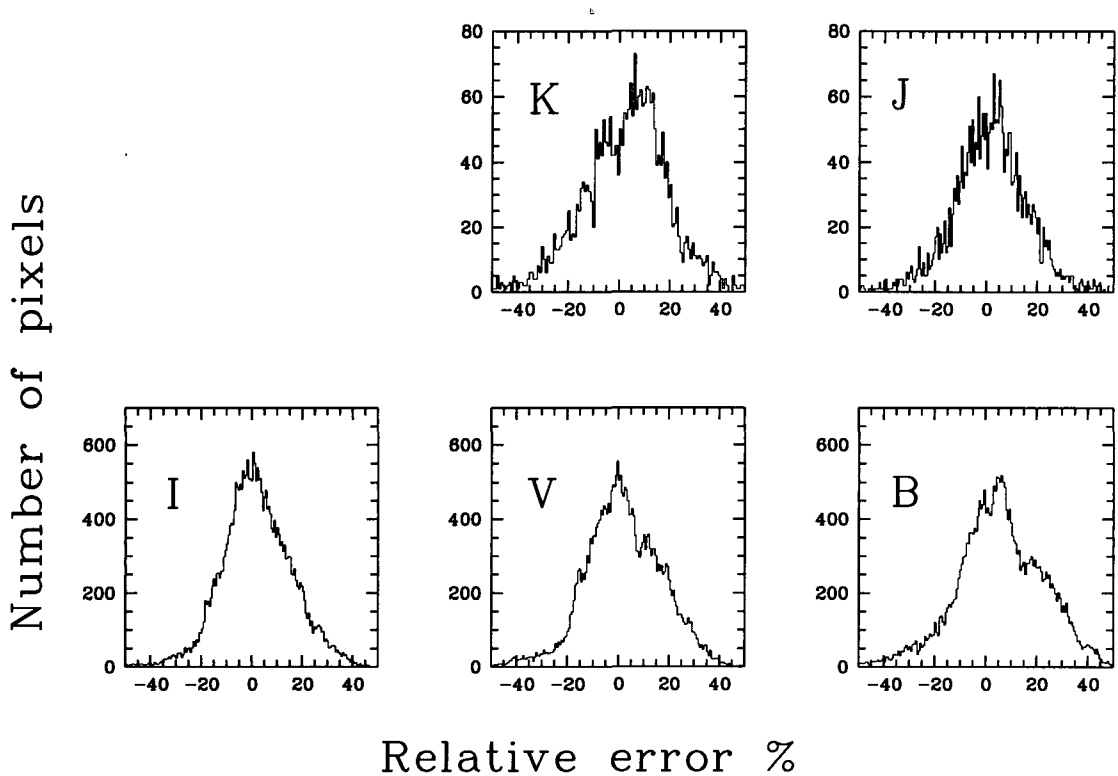
Ένας ακόμα τρόπος που μας βοηθάει στο να δούμε πόσο καλή είναι η προσαρμογή του μοντέλου στα παρατηρησιακά δεδομένα είναι αυτός που φαίνεται στην Εικόνα 3.11. Εδώ, παρουσιάζονται κάθετες τομές του πραγματικού 'διπλωμένου' γαλαξία (αστεράκια) μαζί με τις αντίστοιχες τομές του μοντέλου (γραμμές). Σε κάθε διάγραμμα ο οριζόντιος άξονας δίνει την απόσταση στην κάθετη (στο επίπεδο του δίσκου) διεύθυνση (σε kpc), με το μηδέν να είναι ακριβώς πάνω στον μέγιστο άξονα του δίσκου. Ο κάθετος άξονας δίνει την επιφανειακή λαμπρότητα (σε $\text{mag}/\text{arcsec}^2$). Οι έξι διαφορετικές τομές, είναι σε διαφορετικές αποστάσεις πάνω στο μέγιστο άξονα του γαλαξιακού δίσκου. Συγκεκριμένα είναι στις αποστάσεις

Πίνακας 3.6: Ποσοστιαία απόκλιση μεταξύ μοντέλου και παρατήρησης σε όλη την επιφάνεια του γαλαξία.

Μπάντα	< 10%	< 20%	< 30%	< 40%	< 50%
B	42.0%	67.4%	82.2%	89.4%	93.1%
V	48.9%	72.6%	85.3%	92.3%	95.1%
I	49.7%	77.2%	88.4%	92.2%	95.9%
J	36.2%	63.5%	82.3%	91.8%	96.0%
K	34.4%	62.6%	81.5%	94.0%	99.3%

0, $0.5h_s^I$, $1.0h_s^I$, $1.5h_s^I$, $2.0h_s^I$ και $2.5h_s^I$ όπως παρουσιάζονται από κάτω προς τα πάνω, με h_s^I να είναι το χαρακτηριστικό μήκος της κατανομής των αστεριών που υπολογίστηκε από την προσαρμογή του μοντέλου στα δεδομένα του φίλτρου I. Η κλίμακα στον κατακόρυφο άξονα αντιστοιχεί μονάχα στην πρώτη τομή στο κάτω μέρος του διαγράμματος. Οι υπόλοιπες τομές έχουν μετακινηθεί σε αυτή την κλίμακα, και η λαμπρότητα έχει αυξηθεί, κατά 2, 4, 6, 8 και 10 μεγέθη αντίστοιχα. Οι τομές που αντιστοιχούν στις αποστάσεις από το κέντρο μέχρι και $1.5h_s^I$ περιγράφουν την επιφανειακή λαμπρότητα η οποία υπολογίστηκε παίρνοντας τη μέση τιμή σε μια περιοχή $4''$ παράλληλα στον μεγάλο άξονα, ενώ για τις τομές στις αποστάσεις $2.0h_s^I$ και $2.5h_s^I$ η μέση τιμή υπολογίστηκε σε περιοχές $8''$ στην ίδια διεύθυνση όπως και οι προηγούμενες. Αυτό έγινε για να ελαχιστοποιηθεί όσο γίνεται δυνατόν η τοπική ανομοιογένεια του γαλαξία η οποία είναι πιθανό να υπάρχει σε διάφορες περιοχές του. Σε αυτά τα διαγράμματα χρησιμοποιήθηκαν μόνο τα δεδομένα του γαλαξία τα οποία είναι πάνω από το όριο του θορύβου (~ 3 σίγμα πάνω από τον τοπικό ουρανό) τα οποία είναι και αυτά που χρησιμοποιήθηκαν για την προσαρμογή του μοντέλου, ενώ έχουν αφαιρεθεί τα άστρα του δικού μας Γαλαξία τα οποία προβάλλονται μπροστά από τον συγκεκριμένο γαλαξία. Από αυτά τα διαγράμματα είναι φανερό η καλή συμφωνία μεταξύ μοντέλου και παρατήρησης παρά την μικρή απόκλιση σε μερικά μέρη. Αξίζει άλλωστε να σημειωθεί ότι η προσαρμογή του μοντέλου έγινε σε ολόκληρο τον γαλαξία και οι παράμετροι δίνουν την γενική περιγραφή ολόκληρου του γαλαξία.

Το πόσο καλά έχει γίνει η προσαρμογή του μοντέλου στα πραγματικά δεδομένα φαίνεται επίσης και στην Εικόνα 3.12, όπου δίνουμε τα ιστογράμματα των σχετικών αποκλίσεων μεταξύ του μοντέλου-γαλαξία και του παρατηρούμενου διπλωμένου γαλαξία για τις πέντε μπάντες που έγινε η προσαρμογή. Αυτά τα ιστογράμματα



Εικ. 3.12: Ιστογράμματα των σχετικών αποκλίσεων μεταξύ πραγματικής εικόνας και της εικόνας του μοντέλου του γαλαξία.

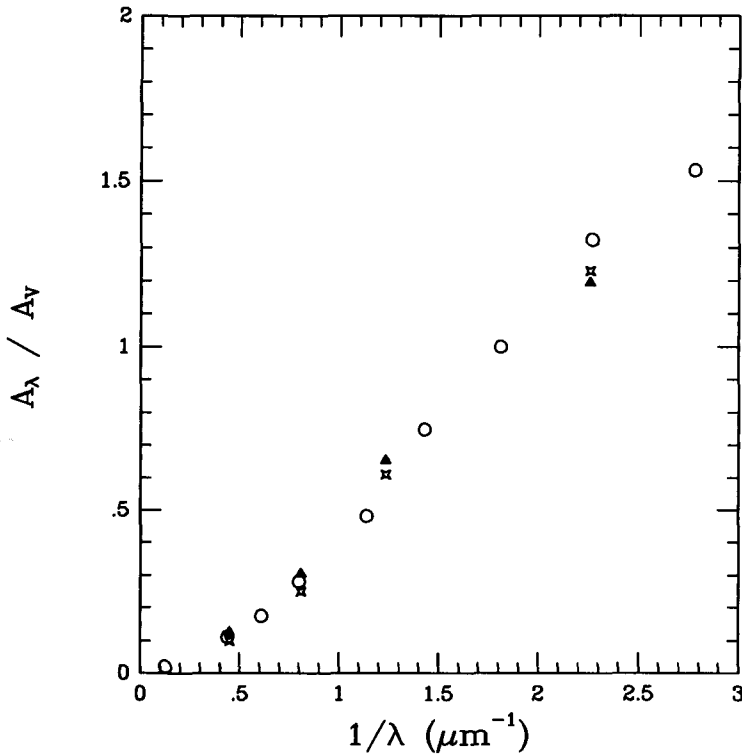
δείχνουν μια αρκετά συμμετρική κατανομή των σχετικών σφαλμάτων μεταξύ θετικών και αρνητικών τιμών. Αυτό σημαίνει ότι η ολική προσαρμογή που έγινε στην παρατηρούμενη εικόνα του γαλαξία κατάφερε την μεγαλύτερη δυνατή συσχέτιση μεταξύ της ομαλής κατανομής που δίδεται από το μοντέλο και τα πραγματικά δεδομένα με όλες τις ανωμαλίες και ανομοιογένειες που έχουν.

Ένα σημαντικό αποτέλεσμα είναι το ότι η σκόνη βρίσκεται να είναι εκτεταμένη στην ακτινική διεύθυνση, δίδοντας ένα χαρακτηριστικό μήκος στην ακτινική διεύθυνση που κατά μέσο όρο είναι 1.5 φορές μεγαλύτερο από αυτό των άστρων. Στην άλλη (κάθετη) διεύθυνση, η σκόνη είναι συγκεντρωμένη στο κεντρικό επίπεδο με χαρακτηριστικό μήκος περίπου 1.5 φορές μικρότερο από αυτό των αστεριών. Η τιμή των 0.15 kpc που βγάζουμε για το χαρακτηριστικό μήκος στην κάθετη διεύθυνση για τα νεαρά άστρα, είναι σε καλή σύμπτωση με τις τιμές των αντίστοιχων μηκών που δίδονται για τα αστέρια OB του δικού μας Γαλαξία (Wainscoat et al. 1992, Corradi et al. 1996) που είναι μεταξύ 0.09 και 0.11 kpc. Στην K-μπάντα, βλέπουμε μια πτώση του χαρακτηριστικού μήκους των άστρων στην διεύθυνση z στην τιμή των 0.32 kpc, υποδεικνύοντας έναν λεπτότερο αστρικό δίσκο σε αυτά τα μήκη κύματος, ή ίσως μια απόκλιση από την εκθετική μορφή. Αυτό είναι επίσης εμφανές στην Εικόνα 3.10

όπου περιοχές με μεγάλες αποκλίσεις είναι συμμετρικά κατανομημένες στον δίσκο.

Τα δεδομένα που χρησιμοποιήθηκαν στην μοντελοποίηση που έγινε στο KB87, ήταν από φίλτρο εκπομπής IIIa-F με εύρος μηκών κύματος περίπου από 0.58 μέχρι 0.69 μm . Αυτό το κατατάσσει κάπου ανάμεσα στις B και V μπάντες που χρησιμοποιούμε σε αυτή την εργασία. Μερικές από τις τιμές των παραμέτρων του δίσκου που έχουν υπολογισθεί από τους KB87 μπορούν να συγκριθούν και είναι σε καλή σχέση με τη μέση τιμή μεταξύ των V και I φίλτρων όπως την έχουμε υπολογίσει σε αυτή την εργασία. Για παράδειγμα, στο χαρακτηριστικό μήκος των αστεριών και της σκόνης στην ακτινική διεύθυνση, όπου και στις δύο εργασίες χρησιμοποιούνται εκθετικές κατανομές, εμείς βρίσκουμε μια μέση τιμή περίπου 5.1 kpc για τα αστέρια, ενώ 4.9 kpc είχε βρεθεί στο KB87. Για το ακτινικό χαρακτηριστικό μήκος της σκόνης, εμείς έχουμε βρει 7.5 kpc ενώ στο KB87 αυτή η παράμετρος δεν είχε βρεθεί αλλά είχε εκτιμηθεί ότι είναι μεταξύ 3.9 και 7.3 kpc. Για τα χαρακτηριστικά μήκη των αστεριών και της σκόνης στην z διεύθυνση όμως, δεν μπορούμε να συγκρίνουμε μεταξύ των δύο εργασιών αφού σε αυτή την εργασία χρησιμοποιούμε εκθετική κατανομή, ενώ η συνάρτηση $sech^2z$ χρησιμοποιήθηκε στην εργασία KB87. Για το κεντρικό face-on οπτικό βάθος, εμείς βρίσκουμε 0.60, ενώ οι KB87 βρίσκουν 0.46. Αυτή η διαφορά προέρχεται κυρίως από δύο λόγους. Πρώτα, η εκθετική κατανομή στην z -διεύθυνση δίνει ένα μέγιστο όριο για το κεντρικό οπτικό βάθος, αφού κοντά στο κέντρο του γαλαξία αυτή η συνάρτηση είναι πιο απότομη από την $sech^2z$ με αποτέλεσμα να επιτρέπει την ύπαρξη περισσότερης σκόνης κοντά στο κέντρο. Από την άλλη μεριά, η συνιστώσα του γαλαξιακού πυρήνα που προστέθηκε σε αυτή την εργασία αλλά που δεν είχε ληφθεί υπ' όψιν στο KB87, δημιουργούσε περίσσιο φως, με αποτέλεσμα να χρειάζεται τώρα να προστεθεί περισσότερη σκόνη για να απορροφήσει αυτό το περίσσιο φως.

Υπολογισμοί για τη μάζα της σκόνης και των αερίων στον NGC 891 έχουν αναφερθεί στην εργασία των Devereux & Young (1990). Υποθέτοντας απόσταση 14.1 Mpc γι' αυτό τον γαλαξία (εν αντιθέσει με τα 9.5 Mpc που υποθέτουμε εμείς) και χρησιμοποιώντας τα δεδομένα του IRAS στα 60 μm και στα 100 μm , υπολογίζουν μάζα για τη σκόνη ίση με $1.90 \times 10^7 M_{\odot}$. Για τον ίδιο γαλαξία, η μάζα του αερίου έχει βρεθεί να είναι ίση με $1.82 \times 10^{10} M_{\odot}$, που έχει ως αποτέλεσμα ο λόγος της μάζας αερίου-προς-σκόνη να είναι ίσος με 940. Χρησιμοποιώντας τα αποτελέσματα που βγάλαμε από το μοντέλο (που δίδονται στον Πίνακα 3.3) και ανάγοντάς τα στην απόσταση των 14.1 Mpc, μπορούμε να υπολογίσουμε τη συνολική μάζα της σκόνης στον γαλαξία. Οι σχέσεις που χρησιμοποιούμε δίδονται στο Παράρτημα A. Με αυτούς τους υπολογισμούς, η μάζα της σκόνης που υπολογίζουμε από το



Εικ.3.13: Οι παρατηρημένες (ανοιχτοί κύκλοι) τιμές της ποσότητας A_λ/A_V για τον δικό μας Γαλαξία και οι αντίστοιχες τιμές υπολογισμένες από το μοντέλο (γεμάτα τρίγωνα για την περίπτωση Hubble και αστεράκια για την περίπτωση $R^{1/4}$) για τον γαλαξία NGC 891.

μοντέλο είναι $1.1 \times 10^8 M_\odot$. Χρησιμοποιώντας αυτή την τιμή, ο λόγος της μάζας αερίου-προς-σκόνη γίνεται

$$\frac{M_g}{M_d} = 165 \quad (3.8)$$

που είναι πολύ κοντά στην τιμή 167 που έχει βρεθεί για τον Γαλαξία μας (Spitzer 1987, p.162; Sodroski et al. 1994), όπως επίσης και στην τιμή 121 που είχαμε βρει για τον γαλαξία UGC 2048. Η μάζα της σκόνης όπως έχει υπολογισθεί από το μοντέλο μας, είναι περισσότερη από την μάζα της σκόνης που υπολογίζει ο IRAS. Αυτό είναι αναμενόμενο, αφού η κρύα σκόνη που υπάρχει στον γαλαξία έχει διαφύγει από τον IRAS ο οποίος μπορεί να ανιχνεύσει μόνο τη συνεισφορά της ζεστής σκόνης. Τους υπολογισμούς μας επίσης επαληθεύουν οι παρατηρήσεις εκπομπής στα 1.3 mm από το IRAM (Guelin et al. 1993) απ' όπου φαίνεται εννέα φορές περισσότερη εκπομπή από αυτή που προβλέπει η μέτρηση της ζεστής σκόνης από τον IRAS.

Από το face-on κεντρικό οπτικό βάθος της σκόνης, $\tau_\lambda^f = 2\kappa_\lambda z_d$ και υπολογίζοντας μια μέση τιμή για το χαρακτηριστικό μήκος της σκόνης στην z διεύθυνση $z_d = 0.26$ kpc για όλα τα φίλτρα, υπολογίζουμε τον συντελεστή απορρόφησης κ_λ σε

κάθε μπάντα Βρίσκουμε ότι $\kappa_B/\kappa_V = 1.19$, $\kappa_I/\kappa_V = 0.65$, $\kappa_J/\kappa_V = 0.30$ και $\kappa_K/\kappa_V = 0.12$ για την περίπτωση που χρησιμοποιούμε την κατανομή Hubble και $\kappa_B/\kappa_V = 1.23$, $\kappa_I/\kappa_V = 0.61$, $\kappa_J/\kappa_V = 0.25$ και $\kappa_K/\kappa_V = 0.10$ για την περίπτωση που χρησιμοποιούμε την κατανομή $R^{1/4}$ για τον πυρήνα. Αυτές οι τιμές είναι κατευθείαν συγκρίσιμες με το λόγο των συντελεστών εξασθένησης A_λ/A_V (βλέπε Παράρτημα Β) και παρουσιάζονται στην Εικόνα 3.13 σαν συνάρτηση του μήκους κύματος. Τα γεμάτα τρίγωνα αντιστοιχούν στις τιμές που υπολογίζονται από το μοντέλο μας, ενώ οι ανοιχτοί κύκλοι είναι οι τιμές που δίδονται από τους Rieke & Lebofsky (1985) για τον δικό μας Γαλαξία.

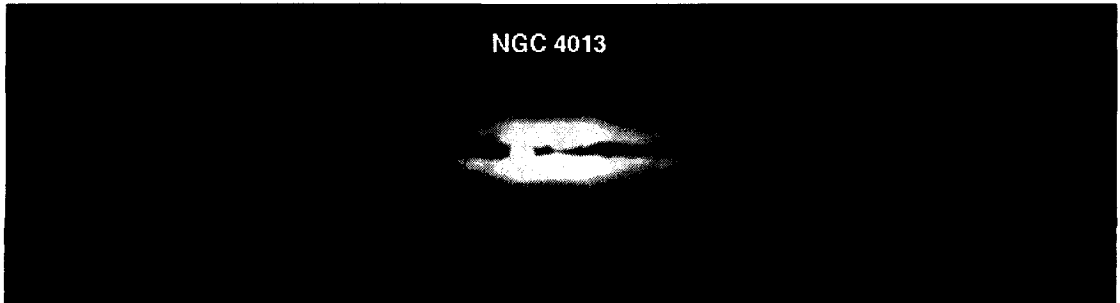
3.2.5 Συμπεράσματα

Χρησιμοποιώντας ένα τρισδιάστατο αξισυμμετρικό μοντέλο αστεριών και σκόνης για τον NGC 891, καταφέραμε να υπολογίσουμε όλες τις παραμέτρους οι οποίες περιγράφουν καλύτερα την κατανομή των αστεριών και της σκόνης σε αυτό τον γαλαξία στο οπτικό και στο κοντινό υπέρυθρο.

Έχουμε βρει ότι ο NGC 891 θα ήταν *οπτικά διαφανής* σε αυτό το εύρος των μηκών κύματος αν μπορούσαμε να τον δούμε face-on. Για τα χαρακτηριστικά μήκη του γαλαξία έχουμε βρει ότι: $z_s \approx 0.4$ kpc, $z_d \approx 0.26$ kpc, $h_s \approx 4 - 6$ kpc (από το Κ στο Β) και $h_d \approx 8$ kpc. Ένας δεύτερος αστρικός δίσκος με χαρακτηριστικό μήκος στην z διεύθυνση ίσο με 0.15 kpc έχει συμπεριληφθεί για να περιγράψει τον πληθυσμό των νεαρών άστρων τα οποία φαίνονται εύκολα σε αυτό τον γαλαξία.

Οι υπολογισμοί της μάζας της σκόνης [την οποία τώρα γνωρίζουμε με μεγάλη ακρίβεια από παρατηρήσεις με τον ανιχνευτή SCUBA (βλέπε Κεφάλαιο 4)] καθώς και ο νόμος εξασθένησης που υπολογίζεται από το μοντέλο μας, επιβεβαιώνει ότι ο NGC 891 είναι ένας γαλαξίας πολύ όμοιος με τον δικό μας.

3.3 Ο γαλαξίας NGC 4013



Εικ.3.14: Εικόνα του γαλαξία NGC 4013 στο I φίλτρο.

3.3.1 Εισαγωγικά στοιχεία

Ο γαλαξίας NGC 4013 (βλέπε Εικόνα 3.14) είναι ένας Sbc τύπου σπειροειδής γαλαξίας σε απόσταση 11.6 Mpc (Bottema 1995). Φωτομετρικά χαρακτηριστικά για την δυσδιάστατη αστρική κατανομή αυτού του γαλαξία έχουν δημοσιευθεί στην εργασία του Bottema (1995), όπου ένας δίσκος με εκθετικό χαρακτηριστικό μήκος στην ακτινική διεύθυνση ίσο με 2.3 kpc και με $sech^2 z$ τύπου χαρακτηριστικό μήκος στην κάθετη διεύθυνση ίσο με 700 pc έχει προσαρμοστεί σε δεδομένα στην F- μπάντα, ενώ στην εργασία των Barnaby et al. (1993) παρουσιάζεται ανασύνθεση δίσκου και πυρήνα σε δεδομένα στην H-μπάντα, όπου ένας εκθετικός δίσκος με χαρακτηριστικό μήκος στην ακτινική διεύθυνση ίσο με 2.5 kpc και χαρακτηριστικό μήκος στην κάθετη διεύθυνση ίσο με 0.2 kpc και με γαλαξιακό πυρήνα τύπου γενικευμένου-Hubble με ενεργό ακτίνα ίση με 0.24 kpc. Παρατηρήσεις αυτού του γαλαξία στη γραμμή του ουδέτερου υδρογόνου στα 21 cm (Bottema 1995; 1996) δείχνουν έναν αρκετά ασύμμετρο δίσκου αερίου, ενώ εικόνες στο οπτικό όπως αυτή που παρουσιάζεται στην Εικόνα 3.14 δείχνει ότι η αστρική κατανομή στο δίσκο δεν είναι ασύμμετρη, τουλάχιστον σε τέτοιο βαθμό ώστε να επηρεάζει την αξισυμμετρική μοντελοποίηση που κάνουμε [βλέπε επίσης τις οπτικές καμπύλες ασυμμετρίας που παρουσιάζονται στο Florido et al. (1991)].

3.3.2 Παρατηρήσεις

Οι παρατηρήσεις του σπειροειδούς γαλαξία NGC 4013 έγιναν τις νύχτες της 20 και 21 Ιουνίου του 1995 με το 1.3 m τηλεσκόπιο στο αστεροσκοπείο του Σκίνακα στην Κρήτη (βλέπε §2.1.1). Υποθέτοντας απόσταση 11.6 Mpc γι' αυτό τον γαλαξία

¹Το περιεχόμενο αυτής της ενότητας αποτελεί μέρος δημοσίευσης στο A&A (Xilouris et al. 1998b)

Πίνακας 3.7: Αποτελέσματα της ολικής προσαρμογής του μοντέλου στον γαλαξία NGC 4013.

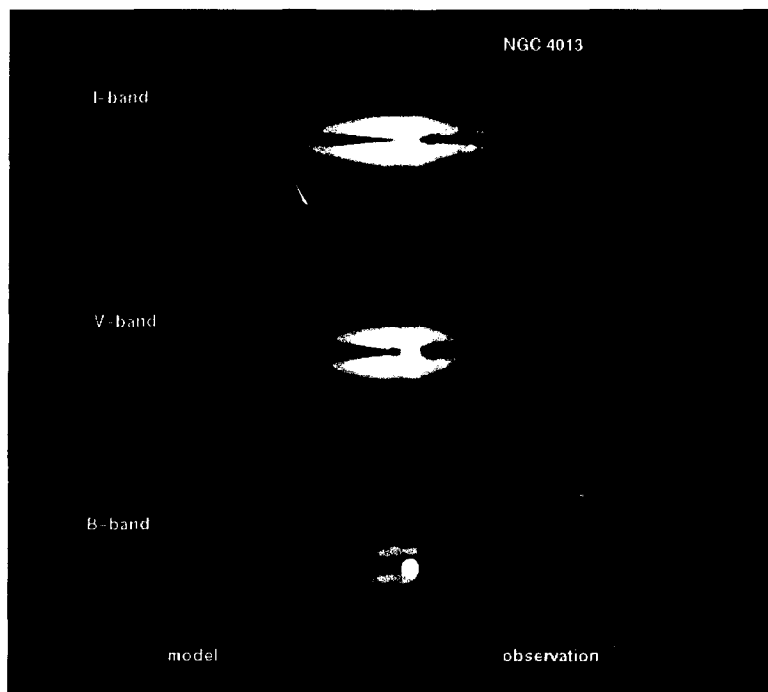
Parameter	Units	I band		V band		B band	
I_s	mags/arcsec ²	17.29	±0.05	19.08	±0.04	19.60	±0.06
z_s	kpc	0.20	±0.01	0.22	±0.01	0.19	±0.01
h_s	kpc	1.76	±0.1	1.94	±0.3	2.55	±0.1
I_b	mags/arcsec ²	10.49	±0.13	11.73	±0.11	12.60	±0.14
R_e	kpc	1.61	±0.06	1.42	±0.04	1.46	±0.05
b/a	--	0.42	±0.01	0.44	±0.01	0.41	±0.01
τ_λ^f	--	0.48	±0.01	0.67	±0.02	0.89	±0.02
z_d	kpc	0.11	±0.01	0.13	±0.01	0.13	±0.01
h_d	kpc	2.60	±0.1	2.45	±0.1	2.62	±0.3
θ	degrees	89.6	±0.1	89.7	±0.1	89.9	±0.1

(Bottema 1995), το μέγεθος του pixel αντιστοιχεί σε 22 pc. Οι παρατηρήσεις έγιναν με τα φίλτρα B, V, I. Ο συνολικός χρόνος έκθεσης ήταν 140 λεπτά στο B, 40 λεπτά στο V και 25 λεπτά στο I. Το ατμοσφαιρικό seeing ήταν 1.3'' για τις 20 Ιουνίου και 1.0'' για τις 21 Ιουνίου.

3.3.3 Αποτελέσματα και συζήτηση

Προσαρμόζοντας το θεωρητικό μοντέλο (βλέπε §2.2) στις παρατηρήσεις του γαλαξία κάνοντας χρήση της τεχνικής της μερικής προσαρμογής (βλέπε §2.3.1) και της ολικής προσαρμογής (βλέπε §2.3.2), καταφέραμε να προσδιορίσουμε όλες εκείνες τις παραμέτρους που περιγράφουν τις κατανομές των αστεριών και της σκόνης μέσα στο γαλαξία. Στον Πίνακα 3.7 δίνουμε τις παραμέτρους από το καλύτερο μοντέλο για κάθε φίλτρο, που έχει προσαρμοστεί στα παρατηρησιακά δεδομένα του NGC 4013.

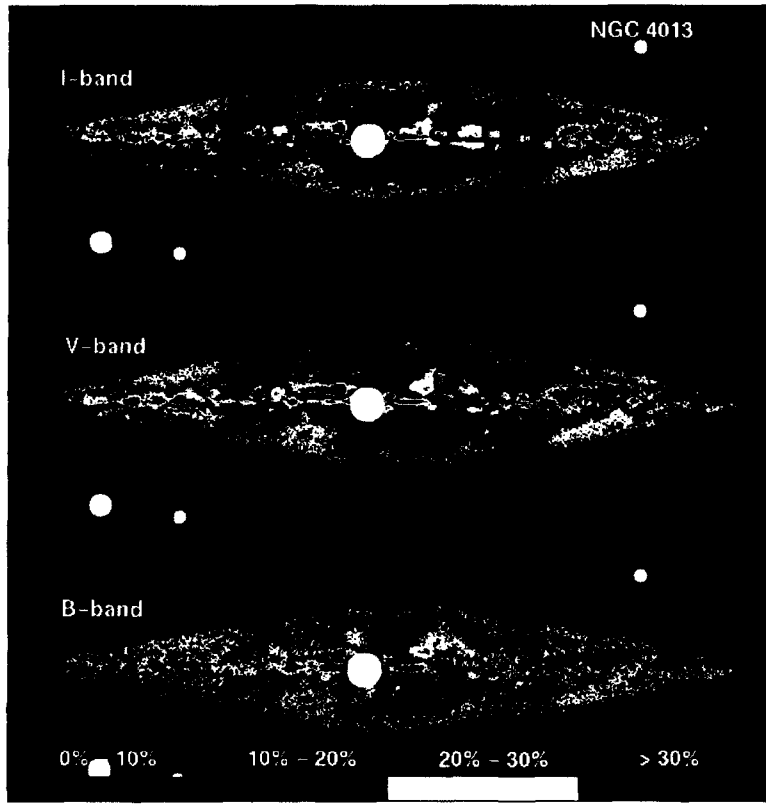
Χρησιμοποιώντας τις τιμές των παραμέτρων που δίνονται στον Πίνακα 3.7 και που περιγράφουν τις κατανομές της σκόνης και των αστεριών στον γαλαξία, κατασκευάζουμε εικόνες του γαλαξία-μοντέλο και τις συγκρίνουμε με τις πραγματικές παρατηρήσεις. Αυτό κάνουμε στην Εικόνα 3.15 όπου η δυσδιάστατη εικόνα του NGC 4013 παρουσιάζεται στις I, V και B μπάντες (από πάνω προς τα κάτω), με το μοντέλο στο αριστερό μισό της εικόνας και την πραγματική παρατήρηση ('διπλωμένη' γύρω από τον πυρήνα του γαλαξία και παίρνοντας την φωτομετρική μέση τιμή) στο δεξί μισό κάθε εικόνας. Στην Εικόνα 3.16 παρουσιάζουμε την απόλυτη



Εικ. 3.15: Εικόνα του γαλαξία NGC 4013 στις μπάντες I, V, B (από πάνω προς τα κάτω). Το αριστερό μισό σε κάθε εικόνα είναι η εικόνα του μοντέλου και το δεξί μισό είναι η εικόνα του ‘διπλωμένου’ πραγματικού γαλαξία.

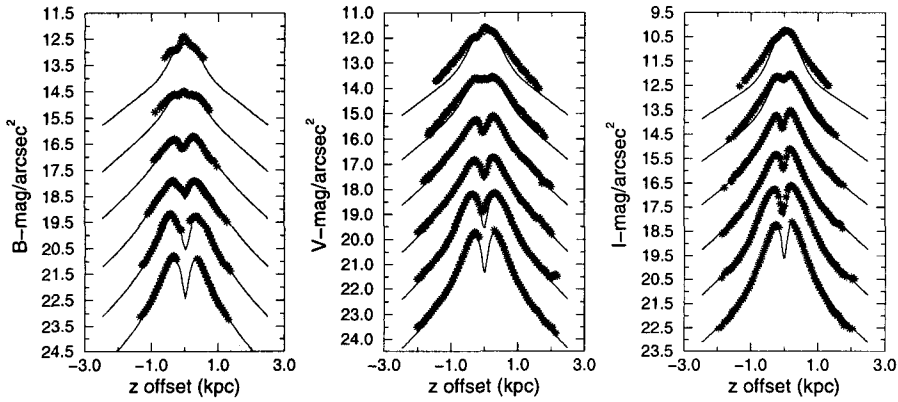
τιμή των αποκλίσεων μεταξύ του παρατηρούμενου γαλαξία και του μοντέλου. Τα τέσσερα διαφορετικά χρώματα που χρησιμοποιούνται και που φαίνονται στην χρωματική κλίμακα στο κάτω μέρος της Εικόνας 3.16 δείχνουν περιοχές στην εικόνα του γαλαξία με αποκλίσεις στα διαστήματα (0% – 10%), (10% – 20%), (20% – 30%) και (> 30%). Οι λευκοί κύκλοι που είναι τοποθετημένοι πάνω στην εικόνα του γαλαξία, υποδεικνύουν την θέση των πιο λαμπρών άστρων. Οι στατιστικές αυτών των εικόνων δίνουν ότι κατά μέσο όρο ~ 93% της συνολικής εικόνας του γαλαξία έχει αποκλίσεις από το μοντέλο μικρότερες από 30%.

Ένας ακόμα τρόπος που μας βοηθάει στο να δούμε πόσο καλή είναι η προσαρμογή του μοντέλου στα παρατηρησιακά δεδομένα είναι αυτός που φαίνεται στην Εικόνα 3.17. Εδώ, παρουσιάζονται κάθετες τομές του πραγματικού ‘διπλωμένου’ γαλαξία (αστεράκια) μαζί με τις αντίστοιχες τομές του μοντέλου (γραμμές). Σε κάθε διάγραμμα ο οριζόντιος άξονας δίνει την απόσταση στην κάθετη (στο επίπεδο του δίσκου) διεύθυνση (σε kpc), με το μηδέν να είναι ακριβώς πάνω στον μέγιστο άξονα του δίσκου. Ο κάθετος άξονας δίνει την επιφανειακή λαμπρότητα (σε mag/arcsec²). Οι έξι διαφορετικές τομές, είναι σε διαφορετικές αποστάσεις πάνω στο μέγιστο άξονα του γαλαξιακού δίσκου. Συγκεκριμένα είναι στις αποστάσεις

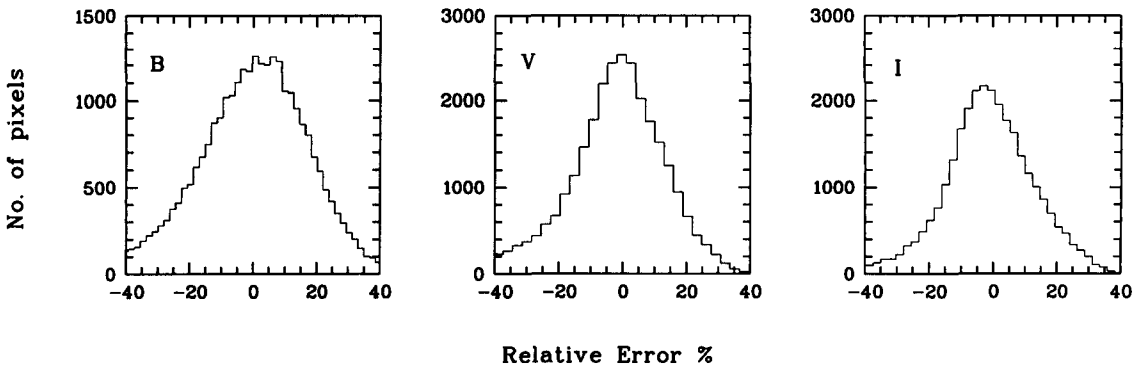


Εικ.3.16: Χρωματική αναπαράσταση της σχετικής απόκλισης μεταξύ μοντέλου και παρατήρησης στις μπάντες I, V, B (από πάνω προς τα κάτω). Βλέπε στο κείμενο για περισσότερες λεπτομέρειες.

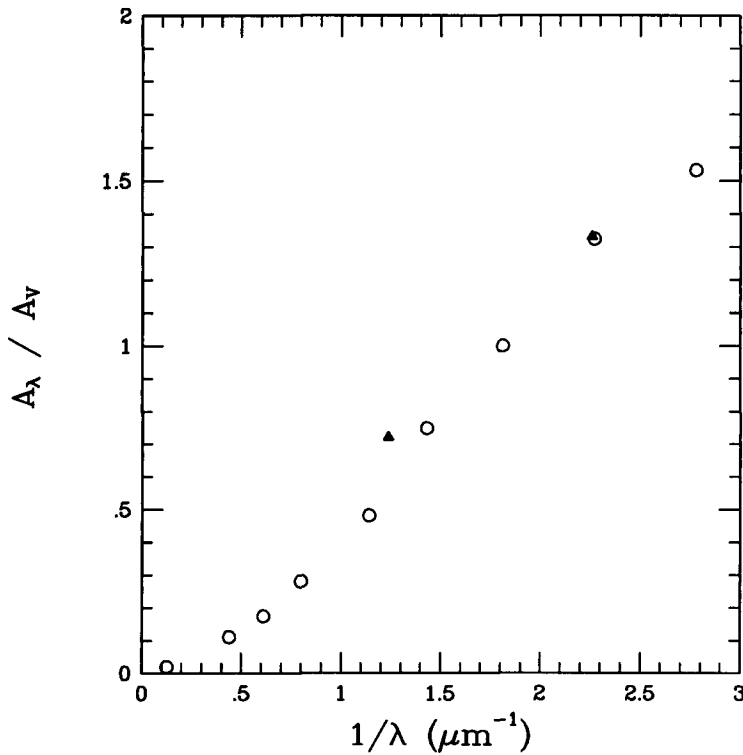
$0, 0.5h_s^I, 1.0h_s^I, 1.5h_s^I, 2.0h_s^I$ και $2.5h_s^I$ όπως παρουσιάζονται από κάτω προς τα πάνω, με h_s^I να είναι το χαρακτηριστικό μήκος της κατανομής των αστεριών που υπολογίστηκε από την προσαρμογή του μοντέλου στα δεδομένα του φίλτρου I. Η κλίμακα στον κατακόρυφο άξονα αντιστοιχεί μονάχα στην πρώτη τομή στο κάτω μέρος του διαγράμματος. Οι υπόλοιπες τομές έχουν μετακινηθεί σε αυτή την κλίμακα, και η λαμπρότητα έχει αυξηθεί, κατά 2, 4, 6, 8 και 10 μεγέθη αντίστοιχα. Οι τομές που αντιστοιχούν στις αποστάσεις από το κέντρο μέχρι και $1.5h_s^I$ περιγράφουν την επιφανειακή λαμπρότητα η οποία υπολογίστηκε παίρνοντας τη μέση τιμή σε μια περιοχή $4''$ παράλληλα στον μεγάλο άξονα, ενώ για τις τομές στις αποστάσεις $2.0h_s^I$ και $2.5h_s^I$ η μέση τιμή υπολογίστηκε σε περιοχές $8''$ στην ίδια διεύθυνση όπως και οι προηγούμενες. Αυτό έγινε για να ελαχιστοποιηθεί όσο γίνεται δυνατόν η τοπική ανομοιογένεια του γαλαξία η οποία είναι πιθανό να υπάρχει σε διάφορες περιοχές του. Σε αυτά τα διαγράμματα χρησιμοποιήθηκαν μόνο τα δεδομένα του γαλαξία τα οποία είναι πάνω από το όριο του θορύβου (~ 3 σίγμα πάνω από τον τοπικό ουρανό)



Εικ.3.17: Κάθετες τομές του ‘διπλωμένου’ γαλαξία NGC 4013 στα φίλτρα B(αριστερά), V(μέση), I(δεξιά). Οι έξι τομές αντιστοιχούν σε αποστάσεις $0, 0.5h_s^I, 1.0h_s^I, 1.5h_s^I, 2.0h_s^I$ και $2.5h_s^I$ πάνω στον μεγάλο άξονα του γαλαξιακού δίσκου όπως παρουσιάζονται από κάτω προς τα πάνω. Τα αστεράκια αντιστοιχούν σε τομές της ‘διπλωμένης’ εικόνας του γαλαξία, ενώ οι γραμμές δίνουν το αντίστοιχο μοντέλο. Η κλίμακα της λαμπρότητας σε αυτές τις τομές έχει μετακινηθεί κατά 0, 2, 4, 6, 8 και 10 μεγέθη καθώς πηγαίνουμε από την κατώτερη στην ανώτερη τομή. Για περισσότερες λεπτομέρειες δλέπε την αντίστοιχη περιγραφή του κειμένου.



Εικ.3.18: Ιστόγραμμα των σχετικών αποκλίσεων μεταξύ πραγματικής εικόνας και της εικόνας του μοντέλου του γαλαξία



Εικ. 3.19: Οι παρατηρημένες (ανοιχτοί κύκλοι) τιμές της ποσότητας A_λ/A_V για τον δικό μας Γαλαξία και οι αντίστοιχες τιμές υπολογισμένες από το μοντέλο (γεμάτα τρίγωνα) για τον γαλαξία NGC 4013.

τα οποία είναι και αυτά που χρησιμοποιήθηκαν για την προσαρμογή του μοντέλου, ενώ έχουν αφαιρεθεί τα άστρα του δικού μας Γαλαξία τα οποία προβάλλονται μπροστά από τον συγκεκριμένο γαλαξία. Από αυτά τα διαγράμματα είναι φανερή η καλή συμφωνία μεταξύ μοντέλου και παρατήρησης παρά την μικρή απόκλιση σε μερικά μέρη. Αξίζει άλλωστε να σημειωθεί ότι η προσαρμογή του μοντέλου έγινε σε ολόκληρο τον γαλαξία και οι παράμετροι δίνουν την γενική περιγραφή ολόκληρου του γαλαξία.

Μια ιδέα της ποιότητας της προσαρμογής που έχει γίνει στον γαλαξία δίδεται από τα ιστογράμματα των αποκλίσεων που παρουσιάζονται στην Εικόνα 3.18. Αυτά είναι ιστογράμματα των σχετικών σφαλμάτων μεταξύ του μοντέλου-γαλαξία και της εικόνας του παρατηρούμενου διπλωμένου γαλαξία σε όλες τις μάντες στις οποίες έγινε η προσαρμογή. Ένα πράγμα που φαίνεται από αυτά τα ιστογράμματα δείχνουν μια σχετικά συμμετρική κατανομή των σχετικών σφαλμάτων μεταξύ θετικών και αρνητικών τιμών. Αυτό σημαίνει ότι η ολική προσαρμογή του μοντέλου που έγινε στον γαλαξία, κατάφερε να βρει εκείνο το μοντέλο που περιγράφει καλύτερα

τα παρατηρησιακά δεδομένα.

Για τον NGC 4013, η μάζα του ατομικού υδρογόνου έχει υπολογισθεί ότι είναι $1.3 \times 10^9 M_\odot$ (Bottema 1995), ενώ η μάζα του μοριακού υδρογόνου είναι $8.9 \times 10^8 M_\odot$ (Gomez & Garcia 1997), δίνοντας συνολικά $M_g = 2.2 \times 10^9 M_\odot$ για την μάζα του αερίου. Χρησιμοποιώντας τις παραμέτρους που έχουν υπολογισθεί από το μοντέλο, υπολογίσαμε τη συνολική μάζα της σκόνης (βλέπε Παράρτημα Α) και την βρήκαμε ίση με $M_d = 4.5 \times 10^6 M_\odot$. Αυτό υπονοεί ένα λόγο μάζας αερίου-προς-σκόνη ίσο με

$$\frac{M_g}{M_d} = 490. \quad (3.9)$$

Χρησιμοποιώντας τις ροές του IRAS στα 60 μm και 100 μm γι' αυτό τον γαλαξία (Moshir et al. 1990) και Εξίσωση (4) από την εργασία των Devereux & Young (1990), η μάζα της σκόνης υπολογίζεται και βρίσκεται ίση με $1.9 \times 10^6 M_\odot$, δίδοντας λόγο μάζας αερίου-προς-σκόνη ίσο με 1200. Αυτή η τιμή είναι μια μεγάλη υπερεκτίμηση συγκρινόμενη με την τιμή 167 που έχει υπολογισθεί για τον δικό μας γαλαξία (Spitzer 1987, p. 162; Sodroski et al. 1994). Ο λόγος γι' αυτό είναι η αποτυχία του IRAS να ανιχνεύσει την κρύα σκόνη. Το μοντέλο μας όμως λαμβάνει υπ' όψη του όλες τις συνιστώσες της σκόνης (κρύα και ζεστή σκόνη) και προβλέπει μια τιμή για το λόγο (490) πολύ πιό κοντά στην τιμή του δικού μας Γαλαξία.

Υπολογίζοντας ένα μέσο χαρακτηριστικό μήκος για τη σκόνη στην κάθετη διεύθυνση $z_d = 0.12 \text{ kpc}$ για τον NGC 4013 και χρησιμοποιώντας τις τιμές που θγάλαμε για το face-on κεντρικό οπτικό βάθος ($\tau_\lambda^f = 2\kappa_\lambda z_d$) σε κάθε φίλτρο, μπορούμε να υπολογίσουμε τον συντελεστή εξασθένησης κ_λ για κάθε μπάντα. Έχουμε βρει ότι $\kappa_B/\kappa_V = 1.33$ και $\kappa_I/\kappa_V = 0.72$. Αυτοί οι λόγοι είναι οι ίδιοι με τις τιμές της εξασθένησης A_λ/A_V (βλέπε Παράρτημα Β) και σχεδιάζονται σαν συνάρτηση του ενεργού μήκους κύματος στην Εικόνα 3.19. Τα γεμάτα τρίγωνα αντιστοιχούν στις τιμές που έχουμε θγάλει από το μοντέλο για τον NGC 4013, ενώ οι ανοιχτοί κύκλοι είναι οι τιμές που δίδονται από τους Rieke & Lebofsky (1985) για τον δικό μας Γαλαξία.

3.3.4 Συμπεράσματα

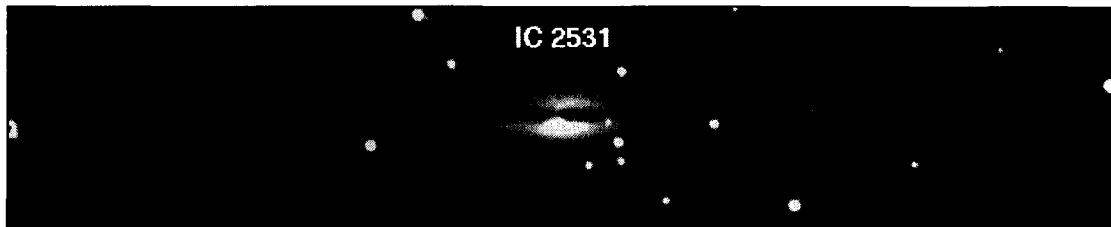
Ο σπειροειδής γαλαξίας NGC 4013 θα φαινόταν οπτικά διαφανής αν φαινόταν face-on. Αυτό είναι το κεντρικό συμπέρασμα της λεπτομερούς μοντελοποίησης αυτού του γαλαξία χρησιμοποιώντας τρισδιάστατο και αξιsymμετρικό μοντέλο για τα αστέρια και τη σκόνη.

Τα χαρακτηριστικά μήκη που περιγράφουν την κατανομή των αστεριών και της σκόνης σε αυτό τον γαλαξία υπολογίζονται και σαν μέση τιμή (σε όλες τις μπάντες

που έχουν μοντελοποιηθεί) είναι: $z_s \approx 0.20$ kpc, $z_d \approx 0.12$ kpc, $h_s \approx 1.8 - 2.5$ kpc (από I προς B) και $h_d \approx 2.8$ kpc.

Ο υπολογισμός της μάζας της σκόνης καθώς και ο νόμος εξασθένησης όπως έχουν υπολογισθεί από το μοντέλο, είναι σε καλή συμφωνία με τις τιμές που έχουν βρεθεί για τον δικό μας Γαλαξία.

3.4 Ο γαλαξίας IC 2531



Εικ. 3.20: Εικόνα του γαλαξία IC 2531 στο I φίλτρο.

3.4.1 Εισαγωγικά στοιχεία

Ο γαλαξίας IC 2531 (βλέπε Εικόνα 3.20) είναι τύπου Sb της σειράς Hubble και βρίσκεται σε απόσταση 22 Mpc (Shaw et al. 1990). Δύο απόπειρες έχουν γίνει μέχρι σήμερα που αφορούν την μοντελοποίηση του IC 2531 (Wainscoat et al. 1989; Just et al. 1996). Το μοντέλο που χρησιμοποιήθηκε ήταν πάνω στην λογική των KB87, αλλά σε μια πιο απλοποιημένη μορφή, λαμβάνοντας υπ' όψη μονάχα την απορρόφηση από την σκόνη, αγνοώντας τις επιπτώσεις της σκέδασης. Επίσης, μόνο μία τοπική προσαρμογή γινόταν σε μερικές λωρίδες παράλληλες προς τον μικρό άξονα του δίσκου. Ακόμα, δεν είχε ληφθεί υπ' όψιν η συνιστώσα του πυρήνα στο μοντέλο. Αυτή η εργασία παρουσιάζει ολική προσαρμογή στα παρατηρησιακά δεδομένα χρησιμοποιώντας το πλήρες μοντέλο διάδοσης της ακτινοβολίας που περιγράφεται στο KB87 και πιο ρεαλιστικές (συμπεριλαμβανομένου και πυρήνα) κατανομές.

3.4.2 Παρατηρήσεις

Οι οπτικές παρατηρήσεις του σπειροειδούς γαλαξία IC 2531 έγιναν τον Μάρτιο του 1991 με το ενός μέτρου τηλεσκόπιο στο Siding Spring Observatory στην Αυστραλία (βλέπε §2.1.1). Υποθέτοντας ότι ο γαλαξίας βρίσκεται σε απόσταση 22 Mpc (Shaw et al. 1990), το μέγεθος του κάθε pixel αντιστοιχεί σε 60 pc. Ο συνολικός χρόνος έκθεσης ήταν 1000 δευτερόλεπτα στο B φίλτρο, 600 δευτερόλεπτα στο V φίλτρο και 500 δευτερόλεπτα στο I φίλτρο. Για την βαθμονόμηση της έντασης του γαλαξία χρησιμοποιήθηκαν φωτομετρικά αστέρια από τον κατάλογο του Graham (1982).

Οι παρατηρήσεις στο κοντινό υπέρυθρο έγιναν τον Φεβρουάριο του 1995 πάλι στο SSO, χρησιμοποιώντας το 2.3 μέτρων ANU τηλεσκόπιο (βλέπε §2.1.1). Κατά τις παρατηρήσεις πάρθηκαν τόσες εικόνες του ουρανού όσες και του ίδιου του γαλαξία

¹Το περιεχόμενο αυτής της ενότητας αποτελεί μέρος δημοσίευσης στο A&A (Xilouris et al. 1998b)

Πίνακας 3.8: Αποτελέσματα της ολικής προσαρμογής του μοντέλου στον γαλαξία IC 2531.

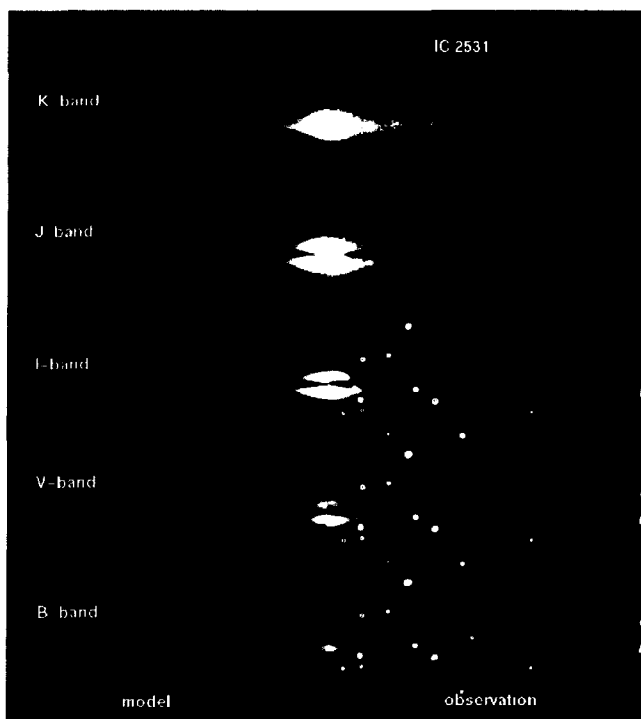
Parameter	Units	K band		J band		I band		V band		B band	
I_s	mags/arcsec ²	16.49	±0.12	17.45	±0.35	18.24	±0.04	19.48	±0.05	20.34	±0.07
z_s	kpc	0.45	±0.02	0.44	±0.10	0.43	±0.01	0.40	±0.01	0.43	±0.01
h_s	kpc	5.04	±0.1	4.96	±0.3	5.05	±0.1	5.22	±0.1	6.78	±0.1
I_b	mags/arcsec ²	10.39	±0.37	10.97	±0.40	11.00	±0.20	11.85	±0.20	13.40	±0.30
R_e	kpc	2.00	±0.24	1.97	±0.10	1.57	±0.08	1.23	±0.08	1.96	±0.15
b/a	--	0.68	±0.03	0.69	±0.02	0.65	±0.02	0.65	±0.02	0.63	±0.02
τ_λ^f	--	0.02	±0.01	0.06	±0.02	0.22	±0.01	0.30	±0.01	0.40	±0.01
z_d	kpc	0.22	±0.03	0.20	±0.07	0.21	±0.01	0.23	±0.01	0.27	±0.01
h_d	kpc	8.00	±0.3	8.08	±0.6	8.43	±0.2	8.18	±0.2	8.88	±0.3
θ	degrees	89.6	±0.2	89.7	±0.2	89.6	±0.2	89.6	±0.2	89.6	±0.2

έτσι ώστε να μπορεί να παρακολουθήσει κανείς τις μεγάλες μεταβολές στο επίπεδο του ουρανού. Για τη σωστή βαθμονόμηση της έντασης του γαλαξία παρατηρήθηκαν αρκετά φωτομετρικά αστέρια κατά τη διάρκεια της νύχτας.

3.4.3 Μοντέλο και αποτελέσματα

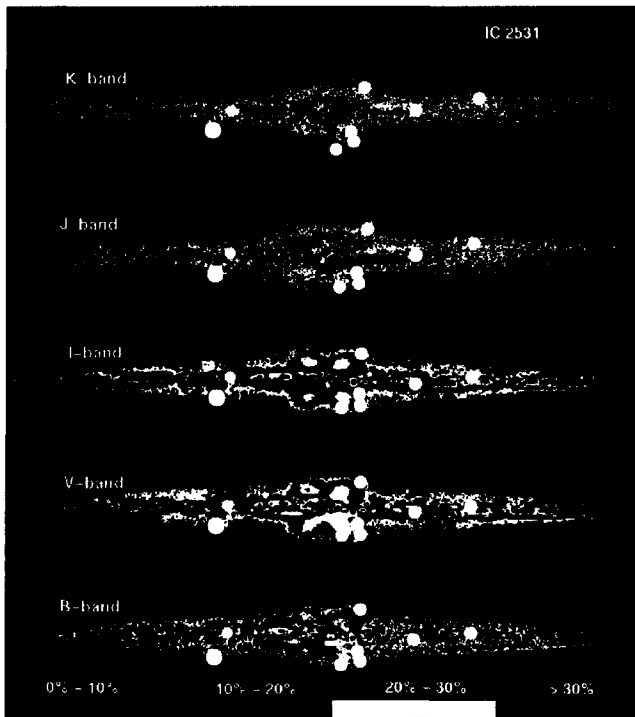
Με την διαδικασία της προσαρμογής του θεωρητικού μοντέλου στα πρατηρησιακά δεδομένα όπως περιγράψαμε στην Ενότητα 2.2, προσδιορίσαμε όλες εκείνες τις παραμέτρους που περιγράφουν τον τρόπο κατανομής της σκόνης και των αστεριών στον γαλαξία. Τις παραμέτρους αυτές παραθέτουμε στον Πίνακα 3.8.

Με χρήση αυτών των παραμέτρων είμαστε τώρα σε θέση να κατασκευάσουμε εικόνες του γαλαξία-μοντέλο και έτσι να συγκρίνουμε με τις πραγματικές παρατηρήσεις. Αυτό κάνουμε στην Εικόνα 3.21. Εδώ, παρουσιάζονται δυδιάστατες εικόνες του γαλαξία IC 2531 στα φίλτρα K, J, I, V και B (από πάνω προς τα κάτω) με το μοντέλο στο αριστερό μισό της εικόνας και την ‘διπλωμένη’ γύρω από τον πυρήνα του γαλαξία παρατηρούμενη εικόνα του γαλαξία στο δεξί μισό κάθε εικόνας. Στην Εικόνα 3.22 παρουσιάζουμε τον τρόπο με τον οποίο κατανέμονται οι σχετικές αποκλίσεις παρατηρούμενου γαλαξία-μοντέλου σε όλη την εικόνα του γαλαξία. Με τα τέσσερα διαφορετικά χρώματα αναπαριστούμε περιοχές διαφορετικό εύρος αποκλίσεων. Συγκεκριμένα, το κόκκινο, πορτοκαλί, κίτρινο και μαύρο χρώμα χρησιμοποιούνται για να δηλώσουν αποκλίσεις στα διαστήματα (0% – 10%), (10% – 20%), (20% – 30%) και (> 30%) αντίστοιχα. Οι λευκοί κύκλοι δίνουν τις θέσεις των λαμπρότερων άστρων που προβάλλονται πάνω στην εικόνα του γαλαξία.



Εικ. 3.21: Εικόνα του γαλαξία IC 2531 στις μπάντες K, J, I, V, B (από πάνω προς τα κάτω). Το αριστερό μισό σε κάθε εικόνα είναι η εικόνα του μοντέλου και το δεξί μισό είναι η εικόνα του διπλωμένου πραγματικού γαλαξία.

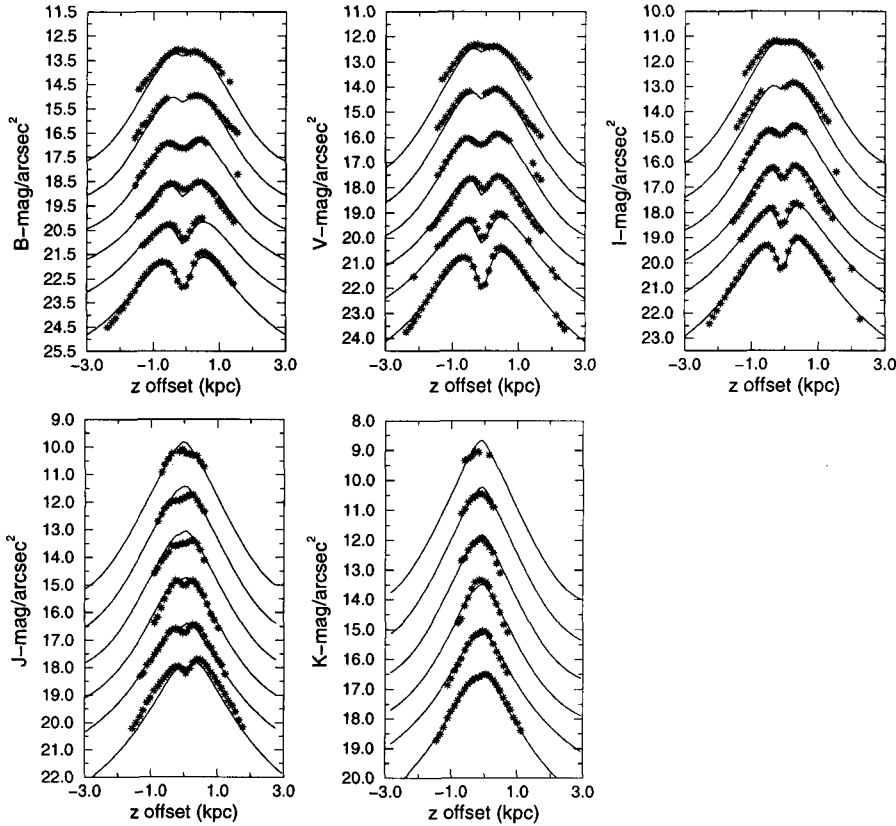
Ένας ακόμα τρόπος που μας βοηθάει στο να δούμε πόσο καλή είναι η προσαρμογή του μοντέλου στα παρατηρησιακά δεδομένα είναι αυτός που φαίνεται στην Εικόνα 3.23. Εδώ, παρουσιάζονται κάθετες τομές του πραγματικού ‘διπλωμένου’ γαλαξία (αστεράκια) μαζί με τις αντίστοιχες τομές του μοντέλου (γραμμές). Σε κάθε διάγραμμα ο οριζόντιος άξονας δίνει την απόσταση στην κάθετη (στο επίπεδο του δίσκου) διεύθυνση (σε kpc), με το μηδέν να είναι ακριβώς πάνω στον μέγιστο άξονα του δίσκου. Ο κάθετος άξονας δίνει την επιφανειακή λαμπρότητα (σε mag/arcsec²). Οι έξι διαφορετικές τομές, είναι σε διαφορετικές αποστάσεις πάνω στο μέγιστο άξονα του γαλαξιακού δίσκου. Συγκεκριμένα είναι στις αποστάσεις $0, 0.5h_s^I, 1.0h_s^I, 1.5h_s^I, 2.0h_s^I$ και $2.5h_s^I$ όπως παρουσιάζονται από κάτω προς τα πάνω, με h_s^I να είναι το χαρακτηριστικό μήκος της κατανομής των αστεριών που υπολογίστηκε από την προσαρμογή του μοντέλου στα δεδομένα του φίλτρου I. Η κλίμακα στον κατακόρυφο άξονα αντιστοιχεί μονάχα στην πρώτη τομή στο κάτω μέρος του διαγράμματος. Οι υπόλοιπες τομές έχουν μετακινηθεί σε αυτή την κλίμακα, και η λαμπρότητα έχει αυξηθεί, κατά 2, 4, 6, 8 και 10 μεγέθη αντίστοιχα. Οι τομές που αντιστοιχούν στις αποστάσεις από το κέντρο μέχρι και $1.5h_s^I$ περιγράφουν την



Εικ.3.22: Χρωματική αναπαράσταση των σχετικών αποκλίσεων μεταξύ μοντέλου και παρατήρησης στις μπάντες K, J, I, V, B (από πάνω προς τα κάτω) για τον γαλαξία IC 2531. Για περισσότερες λεπτομέρειες βλέπε στο κείμενο.

επιφανειακή λαμπρότητα η οποία υπολογίστηκε παίρνοντας τη μέση τιμή σε μια περιοχή $4''$ παράλληλα στον μεγάλο άξονα, ενώ για τις τομές στις αποστάσεις $2.0h_s^I$ και $2.5h_s^I$ η μέση τιμή υπολογίστηκε σε περιοχές $8''$ στην ίδια διεύθυνση όπως και οι προηγούμενες. Αυτό έγινε για να ελαχιστοποιηθεί όσο γίνεται δυνατόν η τοπική ανομοιογένεια του γαλαξία η οποία είναι πιθανό να υπάρχει σε διάφορες περιοχές του. Σε αυτά τα διαγράμματα χρησιμοποιήθηκαν μόνο τα δεδομένα του γαλαξία τα οποία είναι πάνω από το όριο του θορύβου (~ 3 σίγμα πάνω από τον τοπικό ουρανό) τα οποία είναι και αυτά που χρησιμοποιήθηκαν για την προσαρμογή του μοντέλου, ενώ έχουν αφαιρεθεί τα άστρα του δικού μας Γαλαξία τα οποία προβάλλονται μπροστά από τον συγκεκριμένο γαλαξία. Από αυτά τα διαγράμματα είναι φανερή η καλή συμφωνία μεταξύ μοντέλου και παρατήρησης παρά την μικρή απόκλιση σε μερικά μέρη. Αξίζει άλλωστε να σημειωθεί ότι η προσαρμογή του μοντέλου έγινε σε ολόκληρο τον γαλαξία και οι παράμετροι δίνουν την γενική περιγραφή ολόκληρου του γαλαξία.

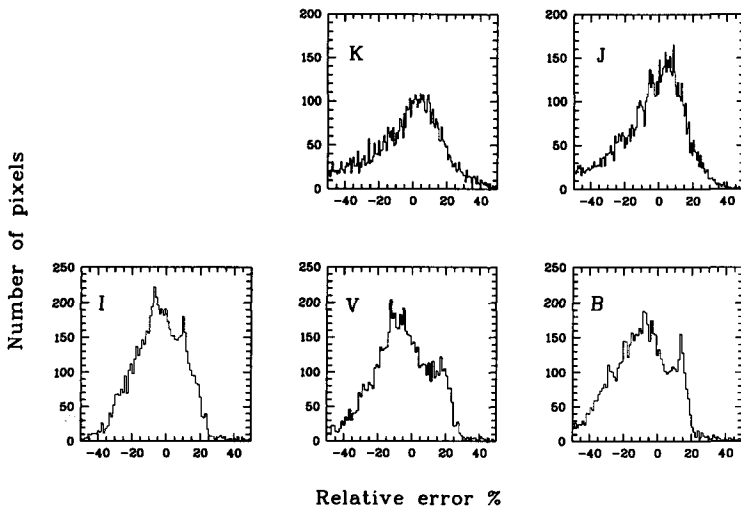
Μια ιδέα του πόσο καλή έχει γίνει η προσαρμογή στα παρατηρησιακά δεδομένα μπορούμε να πάρουμε από τα διαγράμματα της Εικόνας 3.24. Εδώ παρουσιάζονται



Εικ. 3.23: Κάθετες τομές του 'διπλωμένου' γαλαξία IC 2531 στα φίλτρα B(πάνω αριστερά), V(πάνω μέση), I(πάνω δεξιά), J(κάτω αριστερά), K(κάτω μέση). Οι έξι τομές αντιστοιχούν σε αποστάσεις $0, 0.5h_s^I, 1.0h_s^I, 1.5h_s^I, 2.0h_s^I$ και $2.5h_s^I$ πάνω στον μεγάλο άξονα του γαλαξιακού δίσκου όπως παρουσιάζονται από κάτω προς τα πάνω. Τα αστεράκια αντιστοιχούν σε τομές της 'διπλωμένης' εικόνας του γαλαξία, ενώ οι γραμμές δίνουν το αντίστοιχο μοντέλο. Η κλίμακα της λαμπρότητας σε αυτές τις τομές έχει μετακινηθεί κατά 0, 2, 4, 6, 8 και 10 μεγέθη καθώς πηγαίνουμε από την κατώτερη στην ανώτερη τομή. Για περισσότερες λεπτομέρειες βλέπε την αντίστοιχη περιγραφή του κειμένου.

τα ιστογράμματα των αποκλίσεων μοντέλου - παρατήρησης. Βλέπουμε ότι σε όλες τις μπάντες η κατανομή των αποκλίσεων είναι αρκετά συμμετρική, πράγμα που σημαίνει ότι κατά την προσαρμογή το μοντέλο έλαβε σωστά όλες τις ανομοιογένειες του πραγματικού γαλαξία και υπολόγισε το μοντέλο που είναι όσο το δυνατόν πιο κοντά στην πραγματική εικόνα του γαλαξία.

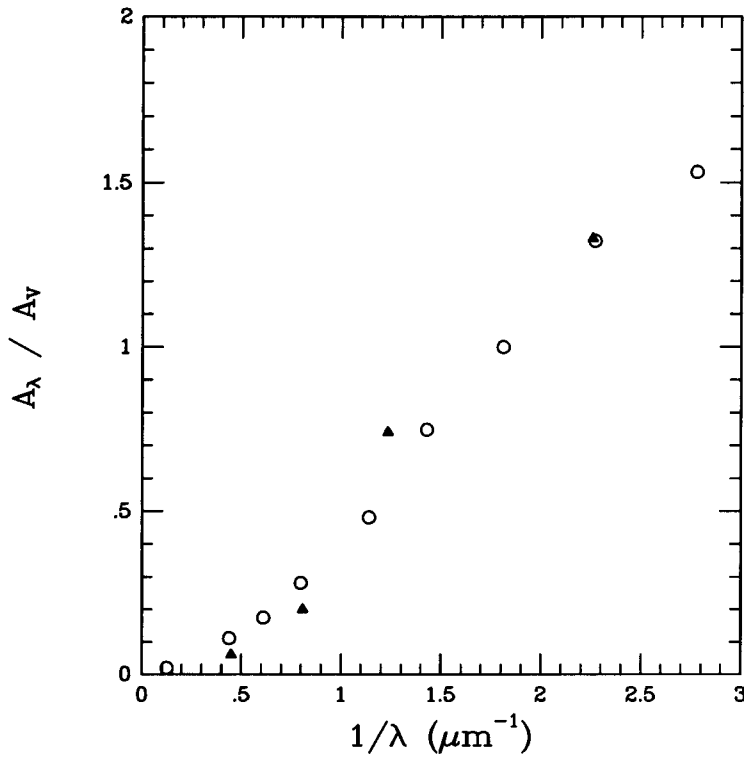
Για τον γαλαξία IC 2531 έχει μετρηθεί η ένταση της γραμμής στα 21 cm και βρίσκεται να είναι $S_{H_I} = 40.3 \text{ Jy km s}^{-1}$ (Huchtmeier & Richter 1989). Χρησιμοποιώντας αυτή τη μέτρηση μπορούμε να υπολογίσουμε τη μάζα του ατομικού υδρογόνου (με βάση την Εξίσωση (2) των Devereux & Young 1990; Παράρτημα Γ). Έτσι η μάζα του ατομικού υδρογόνου γίνεται $M(H_I) = 4.6 \times 10^9 M_\odot$. Δεν μπορέσαμε να βρούμε



Εικ.3.24: Ιστόγραμμα των σχετικών αποκλίσεων μεταξύ πραγματικής εικόνας και της εικόνας του μοντέλου του γαλαξία

μετρήσεις για την ένταση της γραμμής του CO στα 2.6 mm έτσι ώστε να μπορέσουμε να υπολογίσουμε την μάζα του μοριακού υδρογόνου $M(\text{H}_2)$. Μια όμως καλή προσέγγιση είναι να θεωρήσει κανείς ότι η μάζα του ατομικού και του μοριακού υδρογόνου είναι ίσες. Έτσι, η συνολική μάζα του αερίου υπολογίζεται προσεγγιστικά σε $M_g = 9.2 \times 10^9 M_\odot$. Από την άλλη, μπορούμε να υπολογίσουμε την συνολική μάζα της σκόνης όπως αυτή δγαίνει από τις παραμέτρους του μοντέλου (βλέπε Παράρτημα Α). Με αυτό τον τρόπο η μάζα βρίσκεται να είναι $M_d = 2.2 \times 10^7 M_\odot$. Ο λόγος των δύο μαζών αερίου-προς-σκόνης υπολογίζεται να είναι 420, που είναι μια τιμή αρκετά κοντά στην τιμή που έχει παρατηρηθεί στον δικό μας Γαλαξία.

Υπολογίζοντας ένα μέσο χαρακτηριστικό μήκος για τη σκόνη στην κάθετη διεύθυνση $z_d = 0.23 \text{ kpc}$ για τον συγκεκριμένο γαλαξία, και χρησιμοποιώντας τις τιμές που δγάλαμε για το κεντρικό face-on οπτικό βάθος σε όλα τα φίλτρα, μπορούμε να υπολογίσουμε τον συντελεστή εξασθένησης κ_λ για κάθε μπάντα. Έχουμε βρει ότι $\kappa_B/\kappa_V = 1.33$, $\kappa_I/\kappa_V = 0.74$, $\kappa_J/\kappa_V = 0.20$, και $\kappa_K/\kappa_V = 0.06$. Αυτοί οι λόγοι είναι ισοδύναμοι με τους λόγους της εξασθένησης A_λ/A_V (Παράρτημα Β) και παρουσιάζονται στην Εικόνα 3.25 σαν συνάρτηση με το αντίστροφο μήκος κύματος. Για τον IC 2531 οι τιμές αυτές είναι τα γεμάτα τρίγωνα ενώ οι ανοιχτοί κύκλοι είναι οι αντίστοιχες τιμές που έχουν παρατηρηθεί για τον δικό μας Γαλαξία (Rieke & Lebofsky 1985).



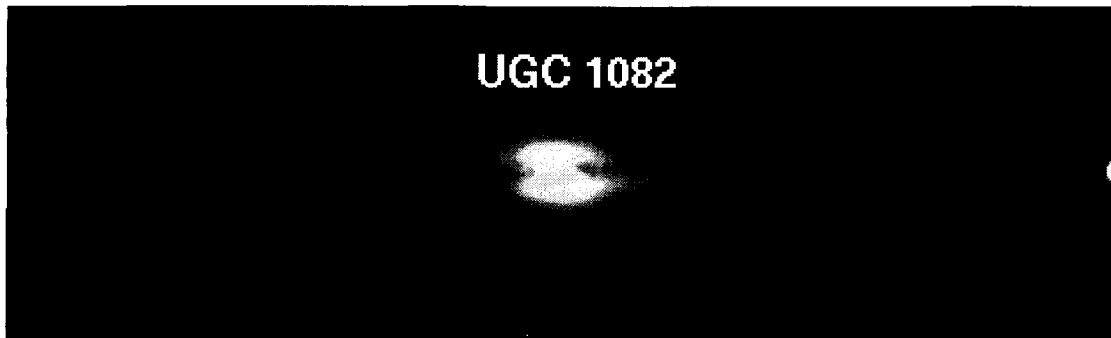
Εικ. 3.25: Οι παρατηρημένες (ανοιχτοί κύκλοι) τιμές της ποσότητας A_λ/A_V για τον δικό μας Γαλαξία και οι αντίστοιχες τιμές υπολογισμένες από το μοντέλο (γεμάτα τρίγωνα) για τον γαλαξία IC 2531.

3.4.4 Συμπεράσματα

Ο σπειροειδής γαλαξίας IC 2531 θα ήταν οπτικά διαφανείς αν τον βλέπαμε face-on. Αυτό προκύπτει από την λεπτομερή μοντελοποίηση που έχουμε κάνει σε αυτό τον γαλαξία στο οπτικό και στο κοντινό υπέρυθρο μέρος του φάσματος. Τα χαρακτηριστικά μήκη που περιγράφουν την κατανομή των αστεριών και της σκόνης στον γαλαξία, έχουν τυπικές τιμές: $z_s \approx 0.43$ kpc, $z_d \approx 0.23$ kpc, $h_s \approx 5.0 - 6.8$ kpc (από το K στο B), $h_d \approx 8.5$ kpc και $R_e \approx 1.5$ kpc.

Η μάζα της σκόνης καθώς και ο νόμος εξασθένησης όπως έχουν υπολογισθεί από τις παραμέτρους του μοντέλου είναι σε αρκετά καλή συμφωνία με τις αντίστοιχες τιμές που έχουν βρεθεί για τον δικό μας Γαλαξία.

3.5 Ο γαλαξίας UGC 1082



Εικ. 3.26: Εικόνα του γαλαξία UGC 1082 στο I φίλτρο.

3.5.1 Εισαγωγικά στοιχεία

Ο σπειροειδής γαλαξίας UGC 1082 (Εικόνα 3.26) είναι ένας Sb τύπου γαλαξίας με ερυθρή μετατόπιση 0.009353 ± 0.000017 (Giovanelli & Heynes 1993). Χρησιμοποιώντας αυτή την τιμή και τους τύπους που δίδονται στον Zombeck (1990), υπολογίζουμε μια απόσταση 37.2 Mpc για αυτόν τον γαλαξία (υποθέτοντας μια τιμή $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ για τη σταθερά του Hubble). Οπτική εξέταση του UGC 1082 (βλέπε Εικόνα 3.26), δείχνει έναν γαλαξία με πολύ μεγάλη κλίση (περίπου edge-on), με έναν αμυδρό δίσκο και με έναν αρκετά λαμπρό πυρήνα. Χαρακτηριστική είναι η λωρίδα της σκόνης η οποία διαπερνά το δίσκο από τη μια άκρη στην την άλλη.

3.5.2 Παρατηρήσεις

Οι παρατηρήσεις του γαλαξία UGC 1082 έγιναν στις 9 Σεπτεμβρίου του 1994 στο αστροσκοπείο του Σκίνακα με το 1.3 μέτρων τηλεσκόπιο. Στην απόσταση των 37.2 Mpc, το κάθε pixel αντιστοιχεί σε μήκος 70 pc πάνω στον γαλαξία. Ο συνολικός χρόνος έκθεσης ήταν 60 λεπτά στο B, 50 λεπτά στο V και 20 λεπτά στο I. Το seeing για τη συγκεκριμένη βραδιά ήταν $1.4''$. Οι αποκλίσεις μεταξύ των μεγεθών των φωτομετρικών αστεριών που υπολογίζουμε εμείς από την διαδικασία της φωτομετρίας και των μεγεθών που υπάρχουν στους καταλόγους, είναι 0.04 μεγέθη στο B, 0.03 μεγέθη στο V και 0.03 μεγέθη στο I.

¹Το περιεχόμενο αυτής της ενότητας αποτελεί μέρος δημοσίευσης στο A&A (Xilouris et al. 1998b)

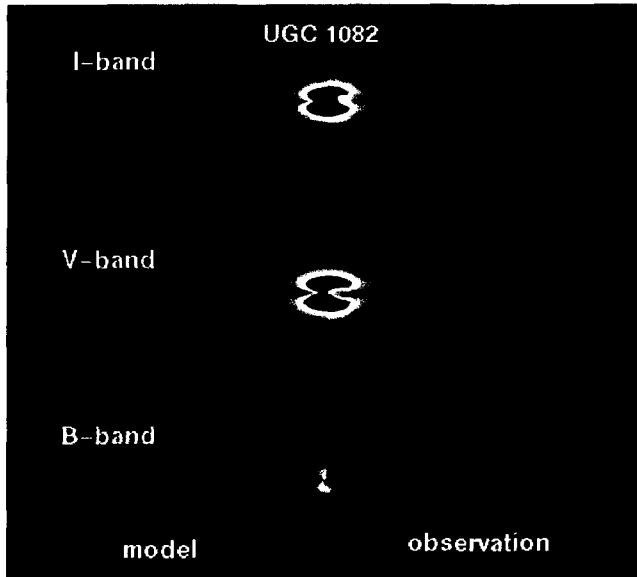
Πίνακας 3.9: Αποτελέσματα της ολικής προσαρμογής του μοντέλου στον γαλαξία UGC 1082.

Parameter	Units	I band		V band		B band	
I_s	mags/arcsec ²	19.02	±0.11	20.50	±0.07	21.29	±0.09
z_s	kpc	0.44	±0.02	0.47	±0.02	0.44	±0.03
h_s	kpc	4.13	±0.2	4.43	±0.1	4.57	±0.2
I_b	mags/arcsec ²	9.42	±0.08	10.98	±0.10	12.17	±0.09
R_e	kpc	1.34	±0.12	1.30	±0.14	1.44	±0.16
b/a	--	0.59	±0.01	0.64	±0.01	0.63	±0.01
τ_λ^f	--	0.17	±0.03	0.27	±0.03	0.34	±0.03
z_d	kpc	0.29	±0.02	0.27	±0.02	0.27	±0.03
h_d	kpc	5.47	±0.4	5.78	±0.3	5.55	±0.4
θ	degrees	89.7	±0.1	89.7	±0.1	89.7	±0.1

3.5.3 Μοντέλο και αποτελέσματα

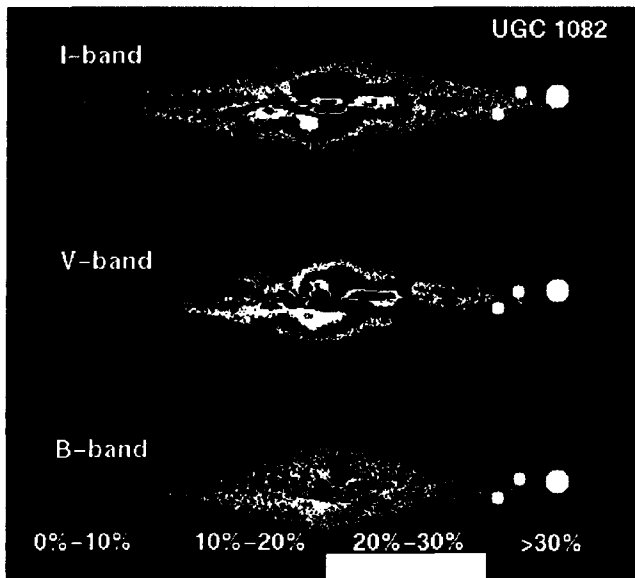
Χρησιμοποιώντας το θεωρητικό μοντέλο και προσαρμόζοντάς το στα παρατηρησιακά δεδομένα (βλέπε §2.2), υπολογίζουμε όλες εκείνες τις παραμέτρους του γαλαξία-μοντέλο που είναι πιο κοντά στον πραγματικό γαλαξία. Τις παραμέτρους αυτές τις βλέπουμε στον Πίνακα 3.9. Με αυτές τις παραμέτρους μπορούμε τώρα να κατασκευάσουμε δυσδιάστατες εικόνες του γαλαξία και έτσι να έχουμε άμεση σύγκριση με την πραγματική εικόνα του γαλαξία. Αυτό κάνουμε στην Εικόνα 3.27. Από πάνω προς τα κάτω παρουσιάζουμε την εικόνα του γαλαξία στα φίλτρα I, V, B, με τον πραγματικό (και ‘διπλωμένο’ γύρω από τον πυρήνα του) γαλαξία στο δεξί μισό της κάθε εικόνας και τον γαλαξία-μοντέλο στο αριστερό μισό. Την ποιότητα της προσαρμογής στα παρατηρησιακά δεδομένα μας την δίνει η κατανομή των σχετικών αποκλίσεων του μοντέλου από την παρατήρηση. Αυτό φαίνεται στην Εικόνα 3.28 όπου με τέσσερα διαφορετικά χρώματα (κόκκινο, πορτοκαλί, κίτρινο και μαύρο) έχουμε χαρτογραφήσει περιοχές με διαφορετικές αποκλίσεις [(0%–10%), (10%–20%), (20%–30%) και (> 30%)]. Οι λευκοί κύκλοι δηλώνουν τις θέσεις των πιο λαμπρών άστρων που προβάλλονται πάνω στην εικόνα του γαλαξία.

Ένας ακόμα τρόπος που μας βοηθάει στο να δούμε πόσο καλή είναι η προσαρμογή του μοντέλου στα παρατηρησιακά δεδομένα είναι αυτός που φαίνεται στην Εικόνα 3.29. Εδώ, παρουσιάζονται κάθετες τομές του πραγματικού ‘διπλωμένου’ γαλαξία (αστεράκια) μαζί με τις αντίστοιχες τομές του μοντέλου (γραμμές). Σε



Εικ. 3.27: Εικόνα του γαλαξία UGC 1082 στις μπάντες I, V, B (από πάνω προς τα κάτω). Το αριστερό μισό σε κάθε εικόνα είναι η εικόνα του μοντέλου και το δεξί μισό είναι η εικόνα του 'διπλασμένου' πραγματικού γαλαξία.

κάθε διάγραμμα ο οριζώντιος άξονας δίνει την απόσταση στην κάθετη (στο επίπεδο του δίσκου) διεύθυνση (σε kpc), με το μηδέν να είναι ακριβώς πάνω στον μέγιστο άξονα του δίσκου. Ο κάθετος άξονας δίνει την επιφανειακή λαμπρότητα (σε mag/arcsec²). Οι έξι διαφορετικές τομές, είναι σε διαφορετικές αποστάσεις πάνω στο μέγιστο άξονα του γαλαξιακού δίσκου. Συγκεκριμένα είναι στις αποστάσεις $0, 0.5h_s^I, 1.0h_s^I, 1.5h_s^I, 2.0h_s^I$ και $2.5h_s^I$ όπως παρουσιάζονται από κάτω προς τα πάνω, με h_s^I να είναι το χαρακτηριστικό μήκος της κατανομής των αστεριών που υπολογίστηκε από την προσαρμογή του μοντέλου στα δεδομένα του φίλτρου I. Η κλίμακα στον κατακόρυφο άξονα αντιστοιχεί μονάχα στην πρώτη τομή στο κάτω μέρος του διαγράμματος. Οι υπόλοιπες τομές έχουν μετακινηθεί σε αυτή την κλίμακα, και η λαμπρότητα έχει αυξηθεί, κατά 2, 4, 6, 8 και 10 μεγέθη αντίστοιχα. Οι τομές που αντιστοιχούν στις αποστάσεις από το κέντρο μέχρι και $1.5h_s^I$ περιγράφουν την επιφανειακή λαμπρότητα η οποία υπολογίστηκε παίρνοντας τη μέση τιμή σε μια περιοχή $4''$ παράλληλα στον μεγάλο άξονα, ενώ για τις τομές στις αποστάσεις $2.0h_s^I$ και $2.5h_s^I$ η μέση τιμή υπολογίστηκε σε περιοχές $8''$ στην ίδια διεύθυνση όπως και οι προηγούμενες. Αυτό έγινε για να ελαχιστοποιηθεί όσο γίνεται δυνατόν η τοπική ανομοιογένεια του γαλαξία η οποία είναι πιθανό να υπάρχει σε διάφορες περιοχές του. Σε αυτά τα διαγράμματα χρησιμοποιήθηκαν μόνο τα δεδομένα του γαλαξία τα οποία είναι πάνω από το όριο του θορύβου (~ 3 σίγμα πάνω από τον τοπικό ουρανό)

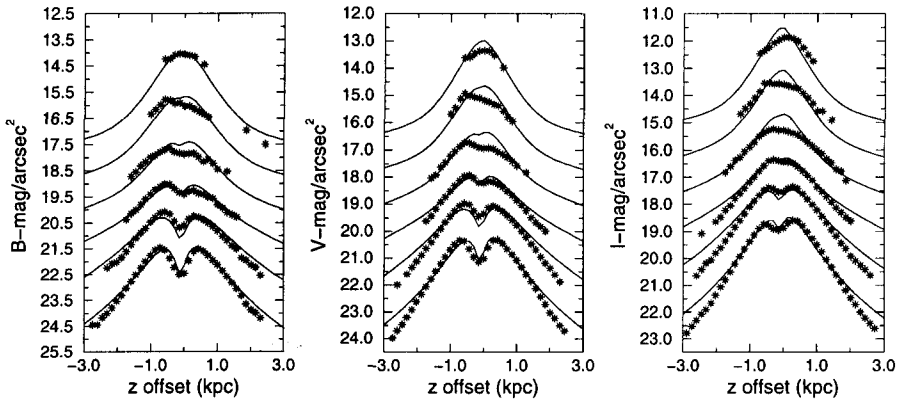


Εικ. 3.28: Χρωματική αναπαράσταση της σχετικής απόκλισης μεταξύ μοντέλου και παρατήρησης στις μπάντες I, V, B (από πάνω προς τα κάτω). Βλέπε στο κείμενο για περισσότερες λεπτομέρειες.

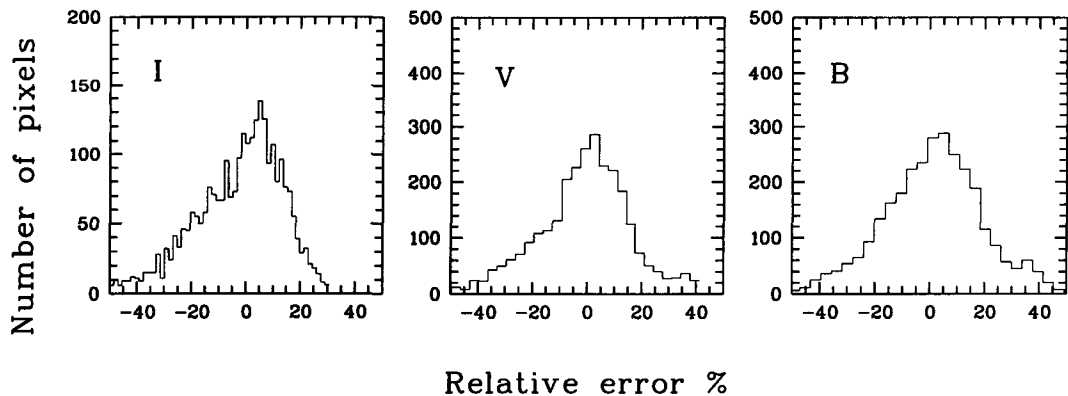
τα οποία είναι και αυτά που χρησιμοποιήθηκαν για την προσαρμογή του μοντέλου, ενώ έχουν αφαιρεθεί τα άστρα του δικού μας Γαλαξία τα οποία προβάλλονται μπροστά από τον συγκεκριμένο γαλαξία. Από αυτά τα διαγράμματα είναι φανερή η καλή συμφωνία μεταξύ μοντέλου και παρατήρησης παρά την μικρή απόκλιση σε μερικά μέρη. Αξίζει άλλωστε να σημειωθεί ότι η προσαρμογή του μοντέλου έγινε σε ολόκληρο τον γαλαξία και οι παράμετροι δίνουν την γενική περιγραφή ολόκληρου του γαλαξία.

Μια ιδέα του πόσο καλή έχει γίνει η προσαρμογή στα παρατηρησιακά δεδομένα μπορούμε να πάρουμε από τα διαγράμματα της Εικόνας 3.30. Εδώ παρουσιάζονται τα ιστογράμματα των αποκλίσεων μοντέλου - παρατήρησης. Βλέπουμε ότι σε όλες τις μπάντες η κατανομή των αποκλίσεων είναι αρκετά συμμετρική, πράγμα που σημαίνει ότι κατά την προσαρμογή το μοντέλο έλαβε σωστά όλες τις ανομοιογένειες του πραγματικού γαλαξία και υπολόγισε το μοντέλο που είναι όσο το δυνατόν πιο κοντά στην πραγματική εικόνα του γαλαξία.

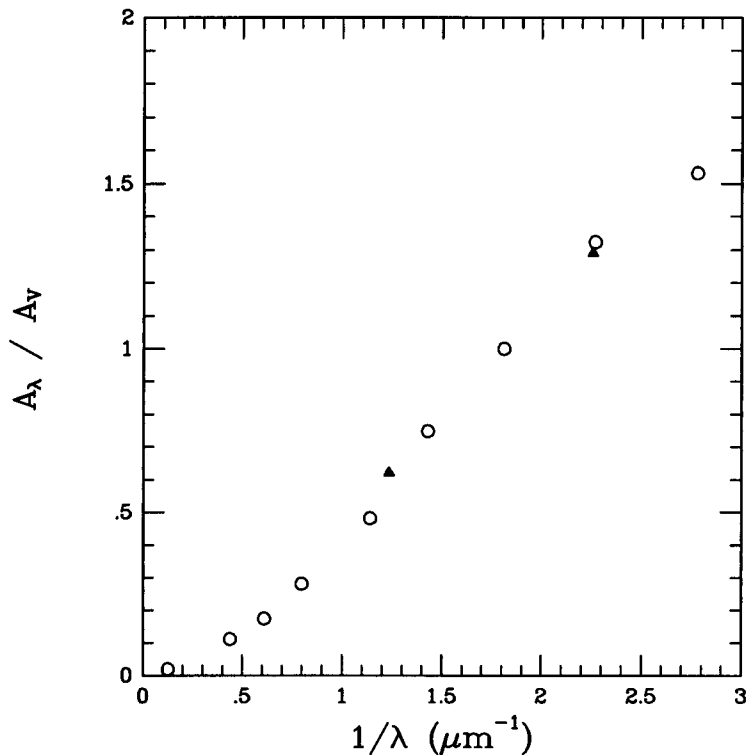
Η ένταση της ροής στα 21 cm έχει μετρηθεί γι' αυτό τον γαλαξία και είναι $S_{H_I} = 5.47 \text{ Jy km s}^{-1}$ (Giovanelli & Haynes 1993). Από αυτή τη μέτρηση μπορούμε να υπολογίσουμε τη μάζα του ατομικού υδρογόνου την οποία βρίσκουμε $M(\text{H}_I) = 1.8 \times 10^9 M_\odot$ (βλέπε Παράρτημα Γ). Λόγω του ότι δεν έχουμε μετρήσεις στην γραμμή του CO στα 2.6 mm, προσεγγίζουμε την μάζα του μοριακού υδρογόνου



Εικ.3.29: Κάθετες τομές του ‘διπλωμένου’ γαλαξία UGC 1082 στα φίλτρα B(αριστερά), V(μέση), I(δεξιά). Οι έξι τομές αντιστοιχούν σε αποστάσεις $0, 0.5h_s^I, 1.0h_s^I, 1.5h_s^I, 2.0h_s^I$ και $2.5h_s^I$ πάνω στον μεγάλο άξονα του γαλαξιακού δίσκου όπως παρουσιάζονται από κάτω προς τα πάνω. Τα αστεράκια αντιστοιχούν σε τομές της ‘διπλωμένης’ εικόνας του γαλαξία, ενώ οι γραμμές δίνουν το αντίστοιχο μοντέλο. Η κλίμακα της λαμπρότητας σε αυτές τις τομές έχει μετακινηθεί κατά 0, 2, 4, 6, 8 και 10 μεγέθη καθώς πηγαίνουμε από την κατώτερη στην ανώτερη τομή. Για περισσότερες λεπτομέρειες δλέπε την αντίστοιχη περιγραφή του κειμένου.



Εικ. 3.30: Ιστόγραμμα των σχετικών αποκλίσεων μεταξύ πραγματικής εικόνας και της εικόνας του μοντέλου του γαλαξία



Εικ.3.31: Οι παρατηρημένες (ανοιχτοί κύκλοι) τιμές της ποσότητας A_λ/A_V για τον δικό μας Γαλαξία και οι αντίστοιχες τιμές υπολογισμένες από το μοντέλο (γεμάτα τρίγωνα) για τον γαλαξία UGC 1082.

να είναι ίση με αυτή του ατομικού υδρογόνου. Κάνοντας αυτή την παραδοχή, η συνολική μάζα του αερίου βγαίνει να είναι $M_g = 3.6 \times 10^9 M_\odot$. Χρησιμοποιώντας τις μετρήσεις του δορυφόρου IRAS στα 60 και 100 μm γι' αυτό τον γαλαξία (Moshir et al. 1990), υπολογίζουμε μια μάζα σκόνης ίση με $1.9 \times 10^6 M_\odot$. Αυτοί οι υπολογισμοί δίνουν ένα λόγο της μάζας αερίου-προς-σκόνη ίσο με 1900. Με τις παραμέτρους του μοντέλου υπολογίζουμε την μάζα της σκόνης την οποία και βρίσκουμε να είναι $M_d = 9.9 \times 10^6 M_\odot$ δίδοντας τώρα ένα λόγο ίσο προς 360 για την μάζα του αερίου προς τη μάζα της σκόνης που είναι αρκετά κοντά στην τιμή που έχει υπολογισθεί για τον δικό μας Γαλαξία.

Χρησιμοποιώντας ένα μέσο χαρακτηριστικό μήκος για τη σκόνη στον κατακόρυφο άξονα $z_d = 0.28$ kpc και τις τιμές για το οπτικό βάθος του γαλαξία, υπολογίζουμε τους λόγους των συντελεστών εξασθένησης κ_λ/κ_V οι οποίοι είναι ίσοι με τους λόγους A_λ/A_V της εξασθένησης στα διάφορα μήκη κύματος (Παράρτημα Β). Έχουμε βρει λοιπόν ότι $A_B/A_V = 1.26$ και $A_I/A_V = 0.62$. Οι λόγοι αυτοί φαίνονται στην Εικόνα 3.31 (γεμάτα τρίγωνα) σαν συνάρτηση του αντιστρόφου μήκους κύματος, ενώ στο

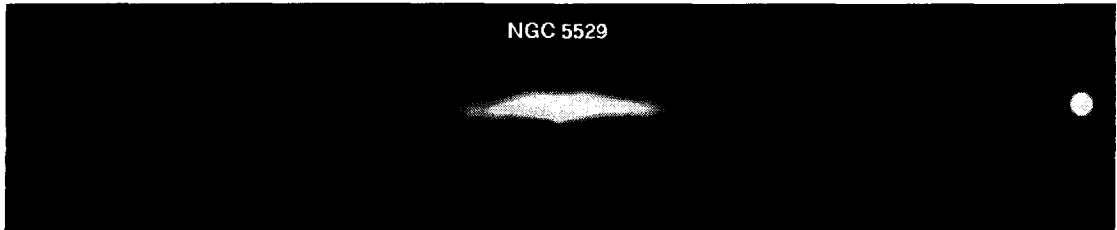
ίδιο σχήμα παρουσιάζονται και οι αντίστοιχες τιμές για τον δικό μας Γαλαξία που προέρχονται από μετρήσεις (Rieke & Lebofsky 1985).

3.5.4 Συμπεράσματα

Ο σπειροειδής γαλαξίας UGC 1082 θα ήταν διαφανής σε όλη του την έκταση αν τον βλέπαμε face-on. Αυτό είναι το βασικό συμπέρασμα από την εφαρμογή του μοντέλου πάνω στις παρατηρούμενες εικόνες. Μέσες τιμές για τα χαρακτηριστικά μήκη που περιγράφουν την κατανομή της σκόνης και των αστεριών είναι: $z_s \approx 0.42$ kpc, $z_d \approx 0.26$ kpc, $h_s \approx 3.7 - 4.4$ kpc (από το I στο B), $h_d \approx 5.5$ kpc και $R_e \approx 1.3$ kpc.

Τόσο η μάζα της σκόνης όσο και ο νόμος εξασθένησης που υπολογίσθηκε στα διάφορα φίλτρα είναι αρκετά κοντά με τις αντίστοιχες ποσότητες που έχουν μετρηθεί για τον δικό μας Γαλαξία.

3.6 Ο γαλαξίας NGC 5529



Εικ. 3.32: Εικόνα του γαλαξία NGC 5529 στο I φίλτρο.

3.6.1 Εισαγωγικά στοιχεία

Ο NGC 5529 (Εικόνα 3.32) είναι ένας σπειροειδής γαλαξίας τύπου Sc που βρίσκεται σε απόσταση 29.6 Mpc (Shaw et al. 1990). Μια προσεκτική εξέταση της εικόνας του (Εικόνα 3.32) αποκαλύπτει ότι αυτός ο γαλαξίας δεν είναι ακριβώς edge-on. Παρά όμως αυτή τη γεωμετρία συνεχίζει να φαίνεται αρκετά καθαρά η λωρίδα της σκόνης και έτσι γίνεται εφικτή η εφαρμογή του μοντέλου το οποίο λαμβάνει υπ' όψιν του οποιαδήποτε γωνία κλίσης και να έχει ο υπό μελέτη γαλαξίας.

3.6.2 Παρατηρήσεις

Ο γαλαξίας NGC 5529 παρατηρήθηκε στις 4 Αυγούστου το 1997 από το αστροσκοπείο του Σκίνακα με το 1.3 μέτρων τηλεσκόπιο. Σε 29.6 Mpc απόσταση από εμάς, η διάσταση του κάθε pixel αντιστοιχεί σε 56 pc. Ο συνολικός χρόνος έκθεσης ήταν 60 λεπτά στο V φίλτρο και 40 λεπτά στο I φίλτρο. Το seeing ήταν 1.2". Μετά τη φωτομετρία, οι αποκλίσεις μεταξύ μεγεθών από τους καταλόγους και μεγεθών που υπολογίστηκαν από τη φωτομετρία ήταν 0.03 μεγέθη στο V και 0.03 μεγέθη στο I.

3.6.3 Μοντέλο και αποτελέσματα

Χρησιμοποιώντας το μοντέλο που έχουμε περιγράψει αναλυτικά στην Ενότητα 2.2 καθώς και τους κατάλληλους τρόπους προσαρμογής, Μπορέσαμε να προσδιορίσουμε όλες εκείνες τις παραμέτρους που περιγράφουν το καλύτερο μοντέλο του γαλαξία. Αυτές τις παραμέτρους παραθέτουμε στον Πίνακα 3.10.

Χρησιμοποιώντας αυτές τις παραμέτρους κατασκευάζουμε εικόνες για τον γαλαξία μοντέλο και έτσι συγκρίνουμε κατ' ευθείαν με την πραγματική παρατήρηση. Αυτό κάνουμε στην Εικόνα 3.33. Σε αυτή την εικόνα παρουσιάζονται οι δυσδιάστατες

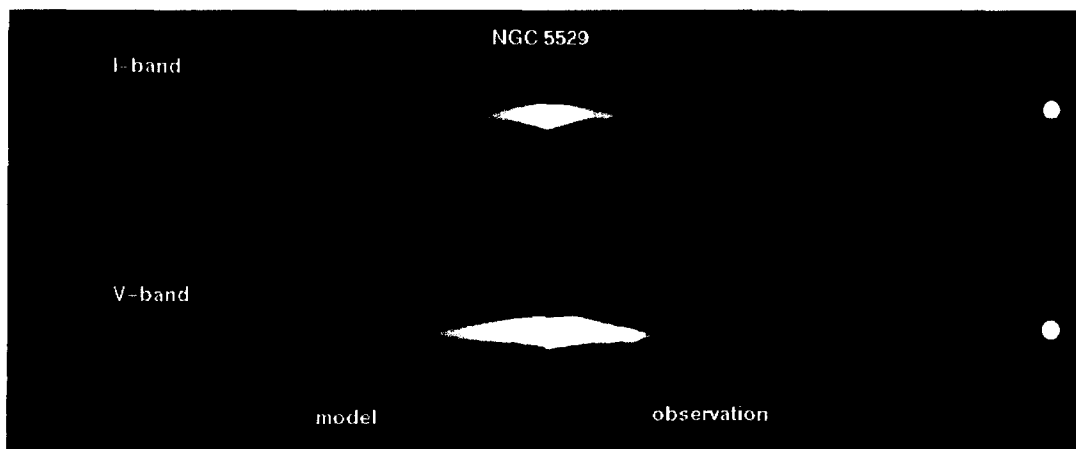
¹Το περιεχόμενο αυτής της ενότητας αποτελεί μέρος δημοσίευσης στο A&A (Xilouris et al. 1998b)

Πίνακας 3.10: Αποτελέσματα της ολικής προσαρμογής του μοντέλου στον γαλαξία NGC 5529.

Parameter	Units	I band		V band	
I_s	mags/arcsec ²	17.13	±0.05	18.42	±0.04
z_s	kpc	0.42	±0.01	0.43	±0.01
h_s	kpc	4.30	±0.1	4.59	±0.1
I_b	mags/arcsec ²	10.98	±0.06	12.25	±0.07
R_e	kpc	1.95	±0.01	1.95	±0.01
b/a	--	0.59	±0.01	0.58	±0.01
τ_λ^f	--	0.42	±0.01	0.65	±0.01
z_d	kpc	0.37	±0.01	0.32	±0.01
h_d	kpc	7.70	±0.2	7.10	±0.1
θ	degrees	87.2	±0.1	87.4	±0.1

εικόνες το γαλαξία NGC 5529 στα φίλτρα I και V (από πάνω προς τα κάτω), με το μοντέλο στο αριστερό μισό της εικόνας και την ‘διπλωμένη’ (γύρω από τον πυρήνα του γαλαξία) παρατηρούμενη εικόνα στο δεξί μισό κάθε εικόνας. Στην Εικόνα 3.34 παρουσιάζονται οι αποκλίσεις του μοντέλου από την παρατήρηση. Τα διαφορετικά χρώματα (κόκκινο, πορτοκαλί, κίτρινο και μαύρο) αντιστοιχούν σε διαφορετικές περιοχές τιμών των σχετικών αποκλίσεων [(0% – 10%), (10% – 20%), (20% – 30%) και (> 30%)]. Οι λευκοί κύκλοι δηλώνουν τις θέσεις των πιο φωτεινών αστεριών τα οποία προβάλλονται μπροστά από τον γαλαξία.

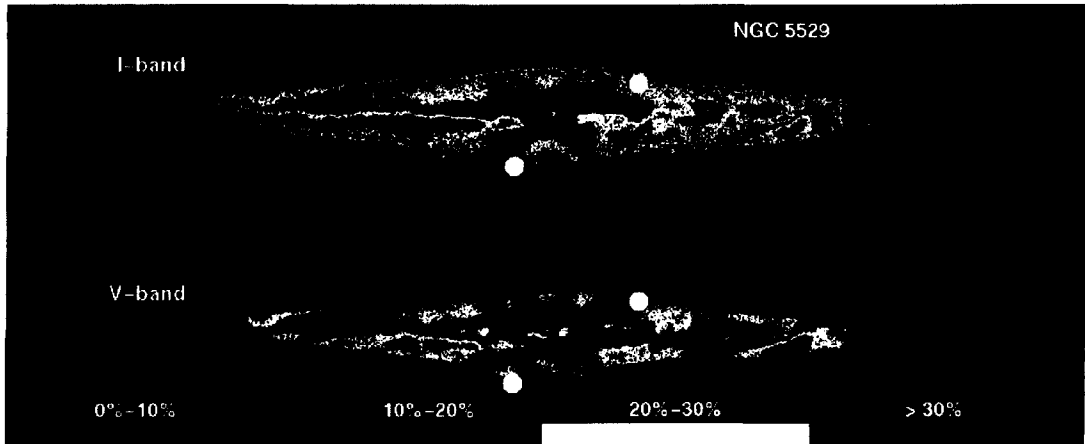
Ένας ακόμα τρόπος που μας βοηθάει στο να δούμε πόσο καλή είναι η προσαρμογή του μοντέλου στα παρατηρησιακά δεδομένα είναι αυτός που φαίνεται στην Εικόνα 3.35. Εδώ, παρουσιάζονται κάθετες τομές του πραγματικού ‘διπλωμένου’ γαλαξία (αστεράκια) μαζί με τις αντίστοιχες τομές του μοντέλου (γραμμές). Σε κάθε διάγραμμα ο οριζόντιος άξονας δίνει την απόσταση στην κάθετη (στο επίπεδο του δίσκου) διεύθυνση (σε kpc), με το μηδέν να είναι ακριβώς πάνω στον μέγιστο άξονα του δίσκου. Ο κάθετος άξονας δίνει την επιφανειακή λαμπρότητα (σε mag/arcsec²). Οι έξι διαφορετικές τομές, είναι σε διαφορετικές αποστάσεις πάνω στο μέγιστο άξονα του γαλαξιακού δίσκου. Συγκεκριμένα είναι στις αποστάσεις 0, 0.5 h_s^I , 1.0 h_s^I , 1.5 h_s^I , 2.0 h_s^I και 2.5 h_s^I όπως παρουσιάζονται από κάτω προς τα πάνω, με h_s^I να είναι το χαρακτηριστικό μήκος της κατανομής των αστεριών που υπολογίστηκε από την προσαρμογή του μοντέλου στα δεδομένα του φίλτρου I. Η κλίμακα



Εικ. 3.33: Εικόνα του γαλαξία NGC 5529 στις μπάντες V, B (από πάνω προς τα κάτω). Το αριστερό μισό σε κάθε εικόνα είναι η εικόνα του μοντέλου και το δεξί μισό είναι η εικόνα του 'διπλωμένου' πραγματικού γαλαξία.

στον κατακόρυφο άξονα αντιστοιχεί μονάχα στην πρώτη τομή στο κάτω μέρος του διαγράμματος. Οι υπόλοιπες τομές έχουν μετακινηθεί σε αυτή την κλίμακα, και η λαμπρότητα έχει αυξηθεί, κατά 2, 4, 6, 8 και 10 μεγέθη αντίστοιχα. Οι τομές που αντιστοιχούν στις αποστάσεις από το κέντρο μέχρι και $1.5h_s^I$ περιγράφουν την επιφανειακή λαμπρότητα η οποία υπολογίστηκε παίρνοντας τη μέση τιμή σε μια περιοχή $4''$ παράλληλα στον μεγάλο άξονα, ενώ για τις τομές στις αποστάσεις $2.0h_s^I$ και $2.5h_s^I$ η μέση τιμή υπολογίστηκε σε περιοχές $8''$ στην ίδια διεύθυνση όπως και οι προηγούμενες. Αυτό έγινε για να ελαχιστοποιηθεί όσο γίνεται δυνατόν η τοπική ανομοιογένεια του γαλαξία η οποία είναι πιθανό να υπάρχει σε διάφορες περιοχές του. Σε αυτά τα διαγράμματα χρησιμοποιήθηκαν μόνο τα δεδομένα του γαλαξία τα οποία είναι πάνω από το όριο του θορύβου (~ 3 σίγμα πάνω από τον τοπικό ουρανό) τα οποία είναι και αυτά που χρησιμοποιήθηκαν για την προσαρμογή του μοντέλου, ενώ έχουν αφαιρεθεί τα άστρα του δικού μας Γαλαξία τα οποία προβάλλονται μπροστά από τον συγκεκριμένο γαλαξία. Από αυτά τα διαγράμματα είναι φανερό η καλή συμφωνία μεταξύ μοντέλου και παρατήρησης παρά την μικρή απόκλιση σε μερικά μέρη. Αξίζει άλλωστε να σημειωθεί ότι η προσαρμογή του μοντέλου έγινε σε ολόκληρο τον γαλαξία και οι παράμετροι δίνουν την γενική περιγραφή ολόκληρου του γαλαξία.

Μια ιδέα του πόσο καλή έχει γίνει η προσαρμογή στα παρατηρησιακά δεδομένα μπορούμε να πάρουμε από τα διαγράμματα της Εικόνας 3.36. Εδώ παρουσιάζονται

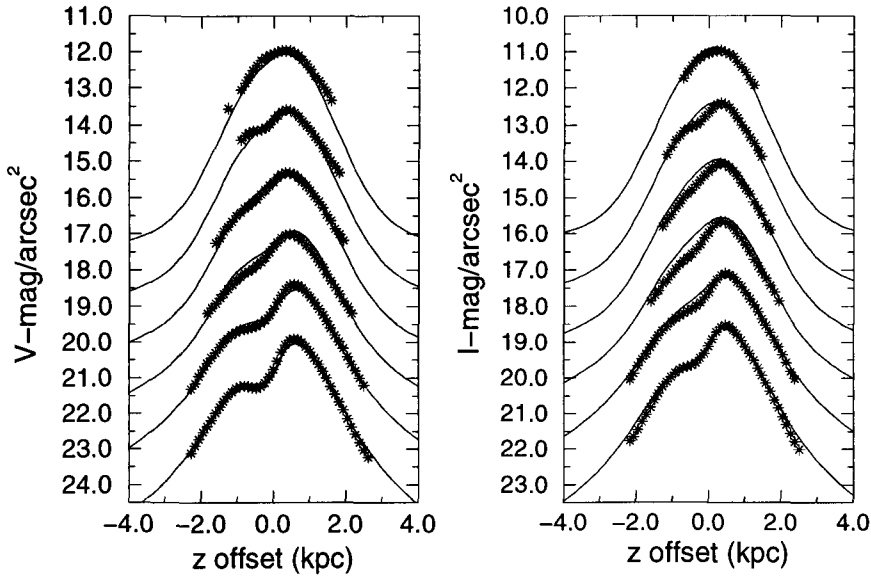


Εικ. 3.34: Χρωματική αναπαράσταση της σχετικής απόκλισης μεταξύ μοντέλου και παρατήρησης στις μπάντες I και V (από πάνω προς τα κάτω). Βλέπε στο κείμενο για περισσότερες λεπτομέρειες.

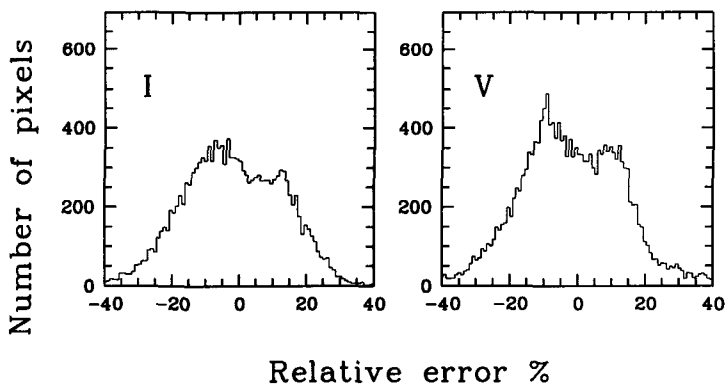
τα ιστογράμματα των αποκλίσεων μοντέλου - παρατήρησης. Βλέπουμε ότι σε όλες τις μπάντες η κατανομή των αποκλίσεων είναι αρκετά συμμετρική, πράγμα που σημαίνει ότι κατά την προσαρμογή το μοντέλο έλαβε σωστά όλες τις ανομοιογένειες του πραγματικού γαλαξία και υπολόγισε το μοντέλο που είναι όσο το δυνατόν πιο κοντά στην πραγματική εικόνα του γαλαξία.

Η ένταση της γραμμής στα 21 cm έχει μετρηθεί για τον γαλαξία NGC 5529 από τους Huchtmeier & Richter (1989) και έχει βρεθεί ότι είναι ίση με $40.8 \text{ Jy km s}^{-1}$. Χρησιμοποιώντας αυτή τη μέτρηση υπολογίζουμε την μάζα του ατομικού υδρογόνου την οποία τη βρίσκουμε ίση με $M(\text{H I}) = 8.4 \times 10^9 M_{\odot}$ (βλέπε Παράρτημα Γ). Λόγω έλλειψης κάποιας πληροφορίας για την μάζα του μοριακού υδρογόνου, κάνουμε την παραδοχή ότι η μάζα του είναι ίση με αυτή του ατομικού υδρογόνου. Έτσι η συνολική μάζα του αερίου υπολογίζεται ότι είναι $M_g = 1.7 \times 10^{10} M_{\odot}$. Από τις ροές του IRAS στα 60 μm και στα 100 μm (Moshir et al. 1990), υπολογίζουμε τη μάζα της σκόνης την οποία βρίσκουμε να είναι $M_d = 5.7 \times 10^6 M_{\odot}$ πράγμα που υποδηλώνει ότι ο λόγος της μάζας αερίου-προς-σκόνη είναι 3000. Με τις παραμέτρους του μοντέλου υπολογίζουμε τη μάζα της σκόνης να είναι ίση με $3.6 \times 10^7 M_{\odot}$ (βλέπε Παράρτημα Α) και έτσι ο λόγος μάζας αερίου-προς-σκόνη τώρα γίνεται ίσος με 470.

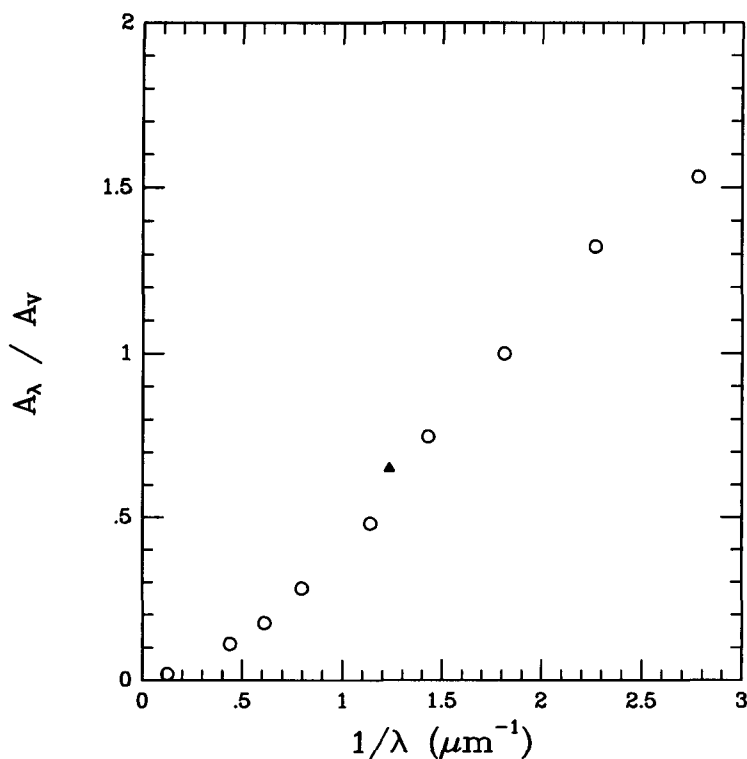
Η μέση τιμή του χαρακτηριστικού μήκους της σκόνης σε όλα τα φίλτρα είναι $z_d = 0.35 \text{ kpc}$. Από τις τιμές του οπτικού δάθους που υπολογίζουμε από την προσαρμογή του μοντέλου στα παρατηρησιακά δεδομένα, μπορούμε να υπολογίσουμε του συντελεστές εξασθένησης σε κάθε φίλτρο (βλέπε Παράρτημα Β). Με αυτό τον τρόπο βρίσκουμε ότι $\kappa_I/\kappa_V = 0.65$. Στο Σχήμα 3.37 φαίνεται αυτή η τιμή



Εικ.3.35: Κάθετες τομές του ‘διπλωμένου’ γαλαξία NGC 5529 στα φίλτρα V(αριστερά), I(δεξιά). Οι έξι τομές αντιστοιχούν σε αποστάσεις $0, 0.5h_s^I, 1.0h_s^I, 1.5h_s^I, 2.0h_s^I$ και $2.5h_s^I$ πάνω στον μεγάλο άξονα του γαλαξιακού δίσκου όπως παρουσιάζονται από κάτω προς τα πάνω. Τα αστεράκια αντιστοιχούν σε τομές της ‘διπλωμένης’ εικόνας του γαλαξία, ενώ οι γραμμές δίνουν το αντίστοιχο μοντέλο. Η κλίμακα της λαμπρότητας σε αυτές τις τομές έχει μετακινηθεί κατά 0, 2, 4, 6, 8 και 10 μεγέθη καθώς πηγαίνουμε από την κατώτερη στην ανώτερη τομή. Για περισσότερες λεπτομέρειες δλέπε την αντίστοιχη περιγραφή του κειμένου.



Εικ.3.36: Ιστογράμμο των σχετικών αποκλίσεων μεταξύ πραγματικής εικόνας και της εικόνας του μοντέλου του γαλαξία



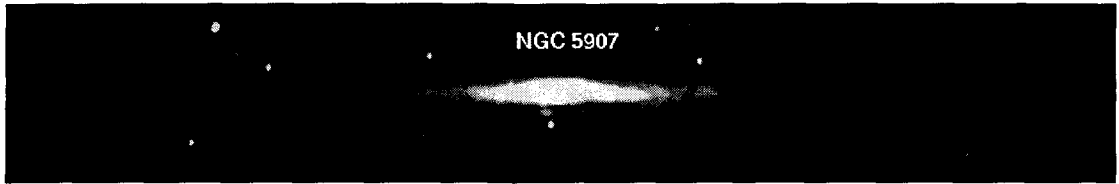
Εικ.3.37: Οι παρατηρημένες (ανοιχτοί κύκλοι) τιμές της ποσότητας A_λ/A_V για τον δικό μας Γαλαξία και η αντίστοιχη τιμή υπολογισμένη από το μοντέλο (γεμάτα τρίγωνα) για τον γαλαξία NGC 5529.

συγκρινόμενη με τις αντίστοιχες τιμές που έχουν μετρηθεί για τον δικό μας Γαλαξία (Rieke & Lebosfky 1985).

3.6.4 Συμπεράσματα

Ο σπειροειδής γαλαξίας NGC 5529 θα ήταν οπτικά διαφανείς αν μπορούσαμε να τον δούμε face-on. Από την λεπτομερή μοντελοποίηση που έχουμε κάνει σε αυτόν, βγάζουμε τα εξής χαρακτηριστικά για την κατανομή των αστεριών και της σκόνης: $z_s \approx 0.42$ kpc, $z_d \approx 0.35$ kpc, $h_s \approx 4.5$ kpc, $h_d \approx 7.5$ kpc και $R_e \approx 1.95$ kpc. Επίσης έχουμε βρει ότι ο συγκεκριμένος γαλαξίας δεν είναι ακριβώς edge-on αλλά η γωνία κλίσης του είναι $\sim 87^\circ$.

3.7 Ο γαλαξίας NGC 5907



Εικ. 3.38: Εικόνα του γαλαξία NGC 5907 στο I φίλτρο.

3.7.1 Εισαγωγικά στοιχεία

Ο γαλαξίας NGC 5907 (Εικόνα 3.38) είναι ένας αρκετά καλά μελετημένος Sc γαλαξίας ο οποίος βρίσκεται σε απόσταση 11 Mpc (van der Kruit & Searle 1982). Αρκετές μελέτες έχουν δημοσιευθεί πάνω στη φωτομετρία αυτού του γαλαξία και τα χαρακτηριστικά της αστρικής κατανομής έχουν υπολογισθεί σε μερικές μπάντες γι' αυτό τον γαλαξία. Οι van der Kruit & Searle (1982) χρησιμοποιούν δεδομένα στις U, J και F μπάντες για να κάνουν προσαρμογή ενός αστρικού δίσκου με εκθετική κατανομή στην R διεύθυνση (μέχρι την απόσταση που φαίνεται να σταματά ο δίσκος) και με $sech^2z$ κατανομή στην z διεύθυνση. Η γωνία κλίσης είχε υπολογισθεί περίπου στις 87° , ενώ τα χαρακτηριστικά μήκη στην ακτινική και στην κάθετη διεύθυνση ήταν 5.7 kpc και 0.43 kpc αντίστοιχα στην J μπάντα. Οι Barnaby & Thronson (1992) χρησιμοποιούν δεδομένα στο κοντινό υπέρυθρο (στην H μπάντα) για την αστρική κατανομή του γαλαξία. Στον δίσκο έγινε προσαρμογή με εκθετικό στην R διεύθυνση με χαρακτηριστικό μήκος 4.0 kpc και με $sechz$ τύπου συνάρτηση στην z διεύθυνση με χαρακτηριστικό μήκος 0.43 kpc. Ο πυρήνας περιγράφεται πολύ καλά από την κατανομή Hubble. Οι Morrison et al. (1994) πήραν καλής ποιότητας δεδομένα στην R-μπάντα και έκαναν προσαρμογή με εκθετικό δίσκο (και στις δύο διευθύνσεις) με χαρακτηριστικά μήκη 4.81 kpc στην ακτινική διεύθυνση και 0.43 kpc στην κάθετη διεύθυνση. Η γωνία κλίσης υπολογίσθηκε στις 86.7° .

3.7.2 Παρατηρήσεις

Οι παρατηρήσεις του γαλαξία NGC 5907 έγιναν στις 7 Μαΐου του 1997. Υποθέτοντας απόσταση 11 Mpc (van der Kruit & Searle 1982), η κλίμακα αντιστοιχεί σε 40 pc/pixel. Ο συνολικός χρόνος έκθεσης ήταν 30 λεπτά στο B, 20 λεπτά στο V και 10 λεπτά στο I. Το seeing την συγκεκριμένη βραδυά ήταν $1.8''$. Η μέση απόκλιση μεταξύ μεγεθών

¹Το περιεχόμενο αυτής της ενότητας αποτελεί μέρος δημοσίευσης στο A&A (Xilouris et al. 1998b)

Πίνακας 3.11: Αποτελέσματα της ολικής προσαρμογής του μοντέλου στον γαλαξία NGC 5907.

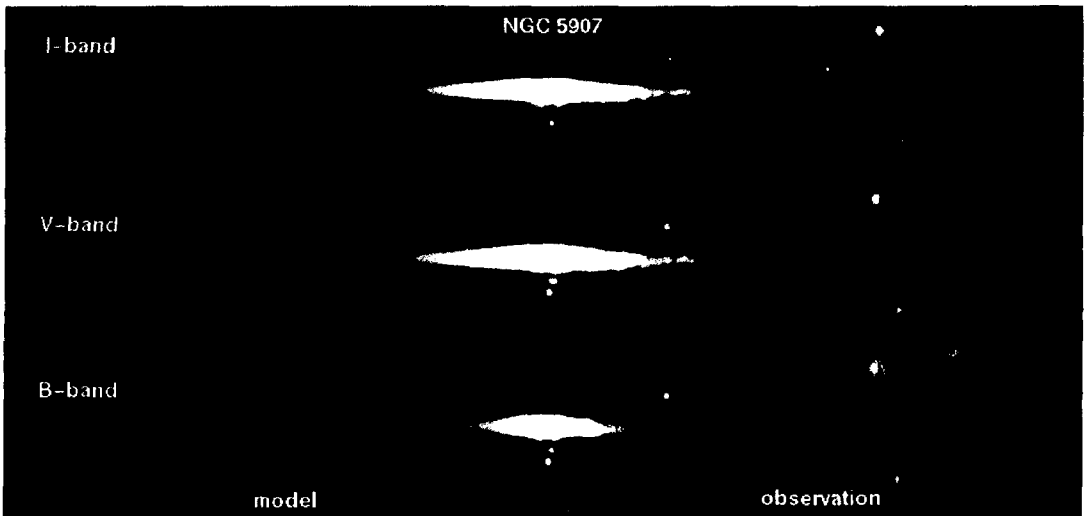
Parameter	Units	I band		V band		B band	
I_s	mags/arcsec ²	17.49	±0.02	18.99	±0.02	19.86	±0.03
z_s	kpc	0.32	±0.01	0.34	±0.01	0.34	±0.01
h_s	kpc	3.86	±0.1	4.91	±0.1	5.02	±0.1
I_b	mags/arcsec ²	9.38	±0.04	10.80	±0.04	11.88	±0.05
R_e	kpc	1.02	±0.01	1.01	±0.01	0.93	±0.01
b/a	--	0.34	±0.01	0.34	±0.01	0.45	±0.01
τ_λ^f	--	0.30	±0.01	0.49	±0.01	0.55	±0.01
z_d	kpc	0.10	±0.01	0.11	±0.01	0.13	±0.01
h_d	kpc	5.30	±0.3	5.29	±0.2	5.30	±0.2
θ	degrees	87.2	±0.1	87.2	±0.2	87.0	±0.2

από τους καταλόγους και βαθμονομημένων μεγεθών για τα φωτομετρικά αστέρια ήταν 0.03 μεγέθη για το B, 0.03 μεγέθη για το V και 0.02 μεγέθη για το I.

3.7.3 Μοντέλο και αποτελέσματα

Κάνοντας προσαρμογή του θεωρητικού μοντέλου στα παρατηρησιακά δεδομένα (όπως έχουμε περιγράψει στην Ενότητα 2.3), προσδιορίσαμε όλες εκείνες τις παραμέτρους που περιγράφουν τον τρόπο κατανομής της σκόνης και των αστεριών στον συγκεκριμένο γαλαξία. Τις παραμέτρους αυτές δίδουμε στον Πίνακα 3.11.

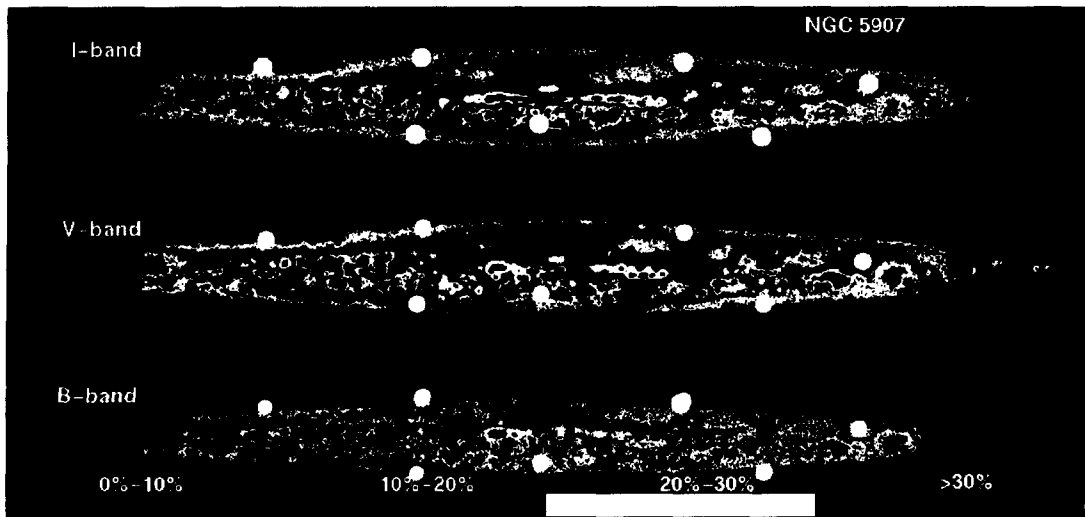
Με αυτές τις παραμέτρους κατασκευάζουμε εικόνες του γαλαξία-μοντέλο και έτσι μπορούμε να συγκρίνουμε με τις πραγματικές παρατηρήσεις. Αυτό κάνουμε στην Εικόνα 3.39 όπου παρουσιάζουμε δυσδιάστατες εικόνες του γαλαξία NGC 5907 στα φίλτρα I, V, B (από πάνω προς τα κάτω) με το μοντέλο στο αριστερό μισό της εικόνας και την ‘διπλωμένη’ γύρω από τον πυρήνα παρατηρούμενη εικόνα του γαλαξία στο δεξί μισό κάθε εικόνας. Στην Εικόνα 3.40 παρουσιάζουμε τον τρόπο με τον οποίο κατανέμονται οι σχετικές αποκλίσεις του γαλαξία-μοντέλο με τον παρατηρούμενο γαλαξία σε όλη την εικόνα του γαλαξία. Τις διαφορετικές αποκλίσεις τις αναπαριστούμε με διαφορετικά χρώματα. Συγκεκριμένα, με κόκκινο, πορτοκαλί, κίτρινο και μαύρο χρώμα αναπαριστούμε περιοχές όπου οι αποκλίσεις είναι (0% – 10%), (10% – 20%), (20% – 30%) και (> 30%). Οι λευκοί κύκλοι δηλώνουν τις θέσεις των πιο φωτεινών αστεριών τα οποία προβάλλονται μπροστά



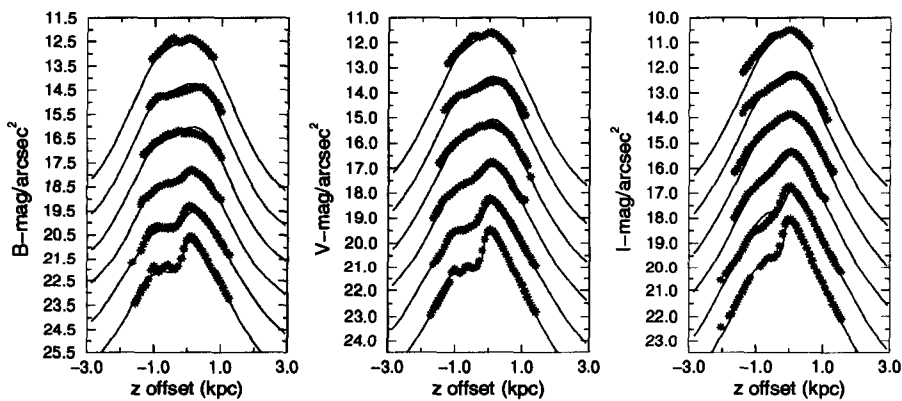
Εικ. 3.39: Εικόνα του γαλαξία NGC 5907 στις μπάντες I, V, B (από πάνω προς τα κάτω). Το αριστερό μισό σε κάθε εικόνα είναι η εικόνα του μοντέλου και το δεξί μισό είναι η εικόνα του 'διπλωμένου' πραγματικού γαλαξία.

από τον γαλαξία.

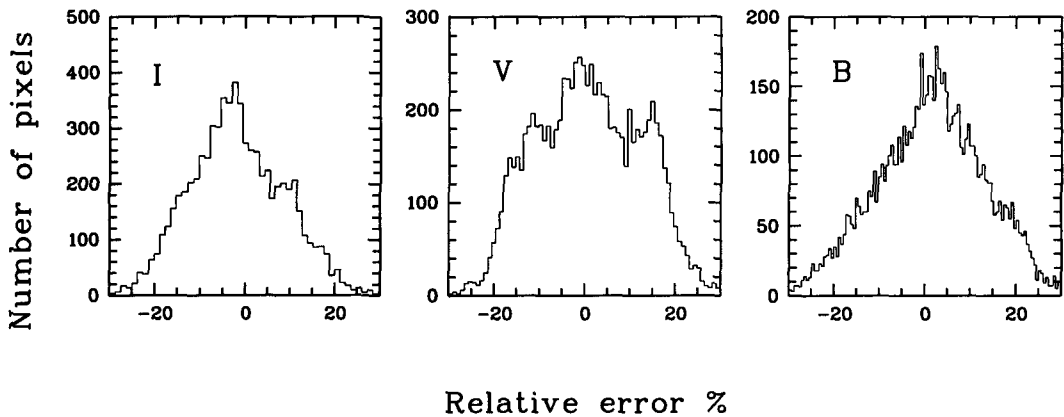
Ένας ακόμα τρόπος που μας βοηθάει στο να δούμε πόσο καλή είναι η προσαρμογή του μοντέλου στα παρατηρησιακά δεδομένα είναι αυτός που φαίνεται στην Εικόνα 3.41. Εδώ, παρουσιάζονται κάθετες τομές του πραγματικού 'διπλωμένου' γαλαξία (αστεράκια) μαζί με τις αντίστοιχες τομές του μοντέλου (γραμμές). Σε κάθε διάγραμμα ο οριζόντιος άξονας δίνει την απόσταση στην κάθετη (στο επίπεδο του δίσκου) διεύθυνση (σε kpc), με το μηδέν να είναι ακριδώς πάνω στον μέγιστο άξονα του δίσκου. Ο κάθετος άξονας δίνει την επιφανειακή λαμπρότητα (σε mag/arcsec²). Οι έξι διαφορετικές τομές, είναι σε διαφορετικές αποστάσεις πάνω στο μέγιστο άξονα του γαλαξιακού δίσκου. Συγκεκριμένα είναι στις αποστάσεις 0, 0.5h_s^I, 1.0h_s^I, 1.5h_s^I, 2.0h_s^I και 2.5h_s^I όπως παρουσιάζονται από κάτω προς τα πάνω, με h_s^I να είναι το χαρακτηριστικό μήκος της κατανομής των αστεριών που υπολογίστηκε από την προσαρμογή του μοντέλου στα δεδομένα του φίλτρου I. Η κλίμακα στον κατακόρυφο άξονα αντιστοιχεί μονάχα στην πρώτη τομή στο κάτω μέρος του διαγράμματος. Οι υπόλοιπες τομές έχουν μετακινηθεί σε αυτή την κλίμακα, και η λαμπρότητα έχει αυξηθεί, κατά 2, 4, 6, 8 και 10 μεγέθη αντίστοιχα. Οι τομές που αντιστοιχούν στις αποστάσεις από το κέντρο μέχρι και 1.5h_s^I περιγράφουν την επιφανειακή λαμπρότητα η οποία υπολογίστηκε παίρνοντας τη μέση τιμή σε μια περιοχή 7.5'' παράλληλα στον μεγάλο άξονα, ενώ για τις τομές στις αποστάσεις 2.0h_s^I και 2.5h_s^I η μέση τιμή υπολογίστηκε σε περιοχές 15'' στην ίδια διεύθυνση όπως και



Εικ. 3.40: Χρωματική αναπαράσταση της σχετικής απόκλισης μεταξύ μοντέλου και παρατήρησης στις μπάντες I, V, B (από πάνω προς τα κάτω). Βλέπε στο κείμενο για περισσότερες λεπτομέρειες.



Εικ. 3.41: Κάθετες τομές του 'διπλωμένου' γαλαξία NGC 5907 στα φίλτρα B(αριστερά), V(μέση), I(δεξιά). Οι έξι τομές αντιστοιχούν σε αποστάσεις $0, 0.5h_s^I, 1.0h_s^I, 1.5h_s^I, 2.0h_s^I$ και $2.5h_s^I$ πάνω στον μεγάλο άξονα του γαλαξιακού δίσκου όπως παρουσιάζονται από κάτω προς τα πάνω. Τα αστεράκια αντιστοιχούν σε τομές της 'διπλωμένης' εικόνας του γαλαξία, ενώ οι γραμμές δίνουν το αντίστοιχο μοντέλο. Η κλίμακα της λαμπρότητας σε αυτές τις τομές έχει μετακινηθεί κατά 0, 2, 4, 6, 8 και 10 μεγέθη καθώς πηγαίνουμε από την κατώτερη στην ανώτερη τομή. Για περισσότερες λεπτομέρειες δλέπε την αντίστοιχη περιγραφή του κειμένου.

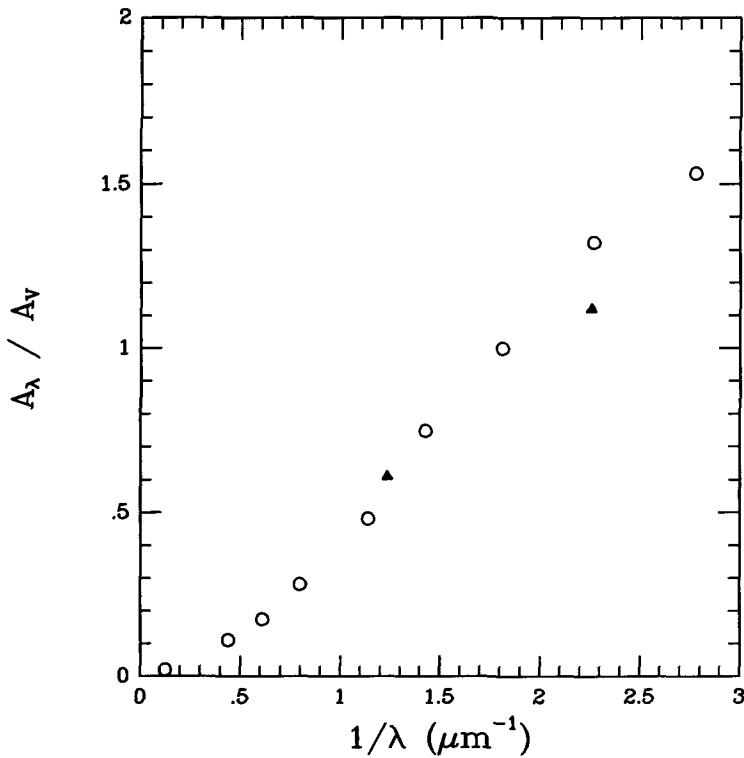


Εικ. 3.42: Ιστογράμματα των σχετικών αποκλίσεων μεταξύ πραγματικής εικόνας και της εικόνας του μοντέλου του γαλαξία

οι προηγούμενες. Αυτό έγινε για να ελαχιστοποιηθεί όσο γίνεται δυνατόν η τοπική ανομοιογένεια του γαλαξία η οποία είναι πιθανό να υπάρχει σε διάφορες περιοχές του. Σε αυτά τα διαγράμματα χρησιμοποιήθηκαν μόνο τα δεδομένα του γαλαξία τα οποία είναι πάνω από το όριο του θορύβου (~ 3 σίγμα πάνω από τον τοπικό ουρανό) τα οποία είναι και αυτά που χρησιμοποιήθηκαν για την προσαρμογή του μοντέλου, ενώ έχουν αφαιρεθεί τα άστρα του δικού μας Γαλαξία τα οποία προβάλλονται μπροστά από τον συγκεκριμένο γαλαξία. Από αυτά τα διαγράμματα είναι φανερή η καλή συμφωνία μεταξύ μοντέλου και παρατήρησης παρά την μικρή απόκλιση σε μερικά μέρη. Αξίζει άλλωστε να σημειωθεί ότι η προσαρμογή του μοντέλου έγινε σε ολόκληρο τον γαλαξία και οι παράμετροι δίνουν την γενική περιγραφή ολόκληρου του γαλαξία.

Μια ιδέα του πόσο καλή έχει γίνει η προσαρμογή στα παρατηρησιακά δεδομένα μπορούμε να πάρουμε από τα διαγράμματα της Εικόνας 3.42. Εδώ παρουσιάζονται τα ιστογράμματα των αποκλίσεων μοντέλου - παρατήρησης. Βλέπουμε ότι σε όλες τις μπάντες η κατανομή των αποκλίσεων είναι αρκετά συμμετρική, πράγμα που σημαίνει ότι κατά την προσαρμογή το μοντέλο έλαβε σωστά όλες τις ανομοιογένειες του πραγματικού γαλαξία και υπολόγισε το μοντέλο που είναι όσο το δυνατόν πιο κοντά στην πραγματική εικόνα του γαλαξία.

Για τον γαλαξία NGC 5907 έχουν γίνει ακριβείς υπολογισμοί για την μάζα του αερίου από τους Dumke et al. (1997). Η συνολική μάζα του αερίου υπολογίζεται ότι είναι $M_g = 7.8 \times 10^9 M_\odot$. Από τις μετρήσεις του IRAS στα 60 μm και στα 100 μm (Moshir et al. 1990) υπολογίζουμε μάζα σκόνης ίση με $3.6 \times 10^6 M_\odot$. Από τις παραμέτρους του μοντέλου αντίθετα, η συνολική μάζα της σκόνης που υπολογίζεται



Εικ.3.43: Οι παρατηρημένες (ανοιχτοί κύκλοι) τιμές της ποσότητας A_λ/A_V για τον δικό μας Γαλαξία και οι αντίστοιχες τιμές υπολογισμένες από το μοντέλο (γεμάτα τρίγωνα) για τον γαλαξία NGC 5907.

είναι ίση με $1.5 \times 10^7 M_\odot$ (βλέπε Παράρτημα Α). Έτσι, ο λόγος της μάζας αερίου-προς-σκόνη γίνεται ίσος με 2200 χρησιμοποιώντας τα δεδομένα του IRAS και ίσος με 520 χρησιμοποιώντας τις παραμέτρους του μοντέλου. Και εδώ, διαπιστώνουμε ότι ο λόγος της μάζας του αερίου-προς-σκόνη που παίρνουμε από το μοντέλο είναι αρκετά κοντά στα δεδομένα του δικού μας Γαλαξία.

Για τον γαλαξία NGC 5907 χρησιμοποιούμε ένα μέσο χαρακτηριστικό μήκος για τη σκόνη στην κάθετη διεύθυνση $z_d = 0.11$ kpc. Με βάση αυτή την τιμή και με χρήση των οπτικών βαθμών που υπολογίζουμε από το μοντέλο για κάθε μπάντα ξεχωριστά, μπορούμε να υπολογίσουμε τους συντελεστές εξασθένησης σε κάθε φίλτρο. Με αυτό τον τρόπο λοιπόν βρίσκουμε ότι $\kappa_B/\kappa_V = 1.12$ και $\kappa_I/\kappa_V = 0.61$. Αυτοί οι λόγοι είναι ισοδύναμοι με τους λόγους A_λ/A_V (βλέπε Παράρτημα Α) της εξασθένησης στα διάφορα φίλτρα και παρουσιάζονται σαν συνάρτηση του μήκους κύματος στην Εικόνα 3.43. Σε αυτό το σχήμα παρουσιάζονται επίσης και οι αντίστοιχοι λόγοι της εξασθένησης για τον Γαλαξία μας (Rieke & Lebofsky 1985).

3.7.4 Συμπεράσματα

Ο σπειροειδής γαλαξίας NGC 5907 θα ήταν οπτικά διαφανής αν τον βλέπαμε face-on. Αυτό το συμπέρασμα βγάζουμε από την λεπτομερή μοντελοποίηση του συγκεκριμένου γαλαξία. Τυπικές τιμές που περιγράφουν την κατανομή των αστεριών και της σκόνης στο συγκεκριμένο γαλαξία είναι: $z_s \approx 0.35$ kpc, $z_d \approx 0.11$ kpc, $h_s \approx 4 - 5$ kpc (από το I στο B) και $h_d \approx 5.2$ kpc. Η μάζα της σκόνης καθώς και ο νόμος των εξασθένησης είναι αρκετά κοντά με τις αντίστοιχες τιμές που έχουν υπολογισθεί για τον Γαλαξία μας.

4

Παρατηρήσεις στο μακρινό υπέρυθρο

4.1 Παρατηρήσεις του γαλαξία NGC 891 στο μακρινό υπέρυθρο.

Σε αυτό το κεφάλαιο παρουσιάζουμε παρατηρήσεις στο μακρινό υπέρυθρο του edge-on σπειροειδή γαλαξία NGC 891 στα 450 και 850 μm . Αυτές οι μετρήσεις (που έγιναν από τον ανιχνευτή SCUBA) έχουν αρκετή ευαισθησία για να καταγράψουν την εκπομπή της σκόνης από τα $\frac{2}{3}$ περίπου του οπτικού δίσκου και επίσης να επιβεβαιώσουν την ύπαρξη εκροών σκόνης που φτάνουν μέχρι και αποστάσεις 2 kpc από το κυρίως στρώμα απορρόφησης. Μια σύγκριση της εκπομπής της σκόνης κατά μήκος του μεγάλου άξονα αυτού του γαλαξία σε αυτά τα μήκη κύματος με την εκπομπή που μετρά ο IRAS στα 60 και 100 μm δείχνει ότι μεγάλα ποσά από κρύα σκόνη (15 K) υπάρχουν στο δίσκο (στην πραγματικότητα, υπολογίζεται ότι υπάρχει σκόνη σε κρύα μορφή που είναι μια τάξη μεγέθους περισσότερη απ' ότι η ζεστή σκόνη που ανιχνεύει ο IRAS). Αυτή η κρύα σκόνη είναι ανιχνεύσιμη ακόμη και σε πολύ μεγάλες αποστάσεις από το κέντρο του γαλαξία. Και τα δύο αυτά συμπεράσματα είναι επιβεβαιώσεις των προβλέψεων που είχαν γίνει από την εφαρμογή του μοντέλου στο συγκεκριμένο γαλαξία (βλέπε §3.2).

4.1.1 Εισαγωγικά στοιχεία

Η πρόσφατη λειτουργία ανιχνευτών στο μακρινό υπέρυθρο σε εγκαταστάσεις όπως το James Clerk Maxwell Telescope (JCMT) και το Institut de Radioastronomie Millimetrique (IRAM) επιτρέπει την δυνατότητα απεικόνισης, με σχετικά καλή διακριτική ικανότητα ($\sim 10''$), της κατανομής της κρύας σκόνης σε κοντινούς σπειροειδείς γαλαξίες. Μέχρι πρόσφατα, αυτό δεν ήταν δυνατό (οι παρατηρήσεις σε αυτά τα μήκη κύματος βασίζονταν σε ένα απλό φωτόμετρο με τυπική ανάλυση $10'' - 20''$ (Clements et al. 1993; Chini et al. 1995; Hughes et al 1997)). Με αυτά τα συστήματα ήταν σχεδόν αδύνατο να συγκρίνει κανείς τη φωτομετρία σε αυτά τα μήκη κύματος με δεδομένα από άλλες πηγές όπως για παράδειγμα παρατηρήσεις από τον δορυφόρο

¹Το περιεχόμενο αυτού του κεφαλαίου έχει δημοσιευτεί στο ApJ (Alton et al. 1998c).

IRAS.

Ένα από τα βασικά ερωτήματα που μπορούν να απαντηθούν με τέτοιου είδους παρατηρήσεις είναι η καταγραφή της πραγματικής κατανομής της σκόνης. Όπως έχουμε πει και στην εισαγωγή, είναι ακόμα αδιευκρίνιστο το πως κατανέμεται η σκόνη σε σχέση με τα αστέρια και πόση είναι αυτή. Οι λόγοι των μαζών αερίου-προς-σκόνη που βασίζονται σε δεδομένα του IRAS στα 60 και 100 μm , έχουν ήδη υποδείξει ότι η μετρούμενη σκόνη πρέπει να είναι σχεδόν μια τάξη μεγέθους λιγότερη από αυτή που μετράμε στη γειτονιά του Ήλιου στον δικό μας Γαλαξία (Devereux & Young 1990). Από την άλλη, αυτή ακριβώς η πρόβλεψη έχει γίνει και σε εξωτερικούς γαλαξίας χρησιμοποιώντας το μοντέλο που περιγράφεται σε αυτή τη διατριβή (βλέπε επίσης Xilouris et al. 1997, 1998a, 1998b). Το επιχείρημα ότι η περισσότερη σκόνη είναι πιο ψυχρή ενισχύεται και από πρόσφατες μελέτες των Alton et al. (1998b), όπου παρατηρήσεις στα 200 μm από τον δορυφόρο ISO (Infrared Space Observatory), δείχνουν ότι για ένα δείγμα 7 κοντινών γαλαξιών, υπάρχει 10 φορές περισσότερη κρύα ($\sim 20\text{K}$) σκόνη από τη ζεστή σκόνη ($\sim 30\text{K}$) την οποία ανιχνεύει ο IRAS.

4.1.2 Παρατηρήσεις

Οι παρατηρήσεις έγιναν την περίοδο 20 - 24 Οκτωβρίου 1997, χρησιμοποιώντας το τηλεσκόπιο JCMT (James Clerk Maxwell Telescope) στο όρος Mauna Kea στη Χαβάι. Ο ανιχνευτής SCUBA (Submillimeter Common User Bolometer Array) που είναι προσαρμοσμένος στην εστία τύπου Nasmyth του τηλεσκοπίου, παρέχει ταυτόχρονη απεικόνιση στα 450 και 850 μm και για μια περιοχή στον ουρανό διαμέτρου 2.3'. Σε αυτό το μηχάνημα, χρησιμοποιούνται 91 στοιχεία ανίχνευσης για τα 450 μm και 37 στοιχεία στα 850 μm , ενώ με ένα σύστημα κίνησης του δευτερεύοντος κατόπτρου, γίνεται μέτρηση της φωτεινότητας του ουρανού κατά τακτά χρονικά διαστήματα. Μετά από κάθε ώρα παρατήρησης, γινόταν έλεγχος της ακριβούς θέσης του τηλεσκοπίου χρησιμοποιώντας ένα λαμπρό αστέρι, ενώ παράλληλα γίνονταν και μεγάλες εκθέσεις σε 'κενές' περιοχές του ουρανού για τον καθορισμό της διαπερατότητας της ατμόσφαιρας σε συνάρτηση με την θέση του τηλεσκοπίου. Η ακρίβεια στη θέση του τηλεσκοπίου ήταν μικρότερη από 5" και τυπικές τιμές για την αδιαφάνεια της ατμόσφαιρας είναι 0.14 στα 850 μm (0.6 στα 450 μm) εκτός από την πρώτη νύχτα που ήταν αρκετά πιο μεγάλη (0.5 στα 850 μm και > 3 στα 450 μm). Κατά τη διάρκεια κάθε νύχτας, γίνονταν παρατηρήσεις του πλανήτη Ουρανού τουλάχιστον μια φορά, για τον προσδιορισμό της μορφής της δέσμης ανίχνευσης και για την βαθμονόμηση του συστήματος. Από τις μετρήσεις αυτές, υπολογίστηκε η διακριτική ικανότητα του συστήματος (το εύρος της δέσμης) και βρέθηκε να είναι

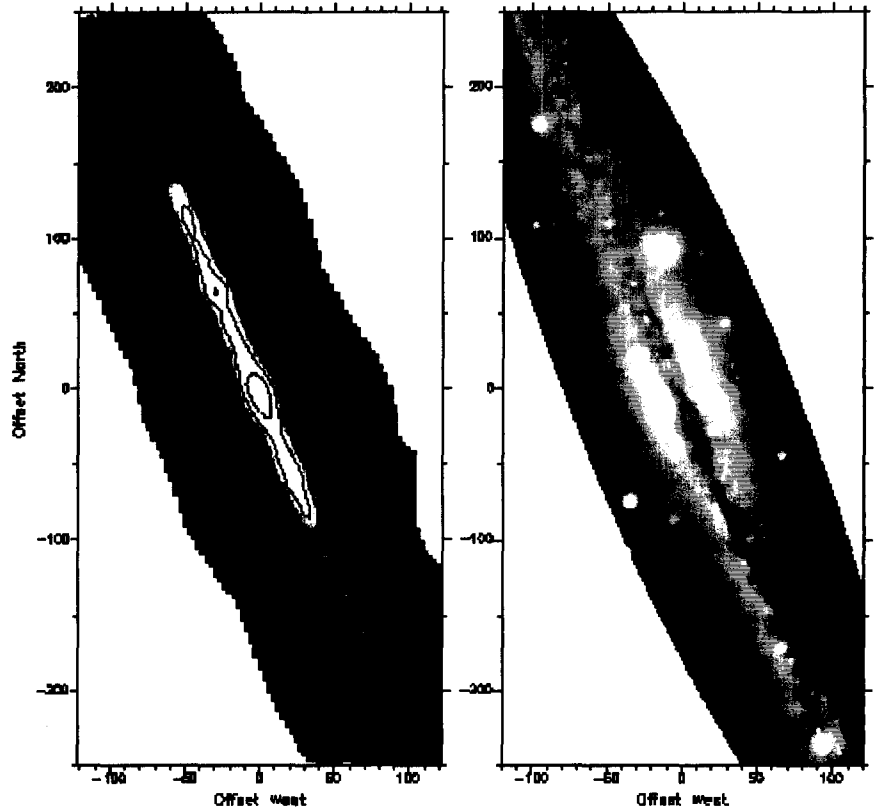
9.6" στα 450 μm και 15.7" στα 850 μm . Συγκρίνοντας τις εικόνες από κάθε νύχτα, το σφάλμα στη βαθμονόμηση φαίνεται να είναι μικρότερο από 15% και στις δύο περιοχές μηκών κύματος.

Παρατηρώντας 5 επικαλυπτόμενα πεδία, επιτεύχθηκε συνολική κάλυψη των $\frac{2}{3}$ του οπτικού δίσκου του NGC 891 ο οποίος έχει διαστάσεις 13.5' \times 2.5' σε φωτομετρικό μέγεθος 25 (de Vaucouleurs et al. 1991). Ο συνολικός χρόνος έκθεσης για κάθε πεδίο ήταν 6600 δευτερόλεπτα με αποτέλεσμα το επίπεδο του θορύβου να είναι αρκετά χαμηλό. Το ειδικά κατασκευασμένο για το SCUBA πακέτο επεξεργασίας εικόνας SURF (Jennes 1997), χρησιμοποιήθηκε για τον καθαρισμό της εικόνας, την διόρθωση με flatfield και την βαθμονόμηση της έντασης λαμβάνοντας υπ' όψη και την απορρόφηση της ατμόσφαιρας σε αυτά τα μήκη κύματος.

Η απόσταση του NGC 891 που χρησιμοποιείται και σε αυτή την εργασία (όπως και σε αυτή που περιγράψαμε στην Ενότητα 3.2) είναι 9.5 Mpc.

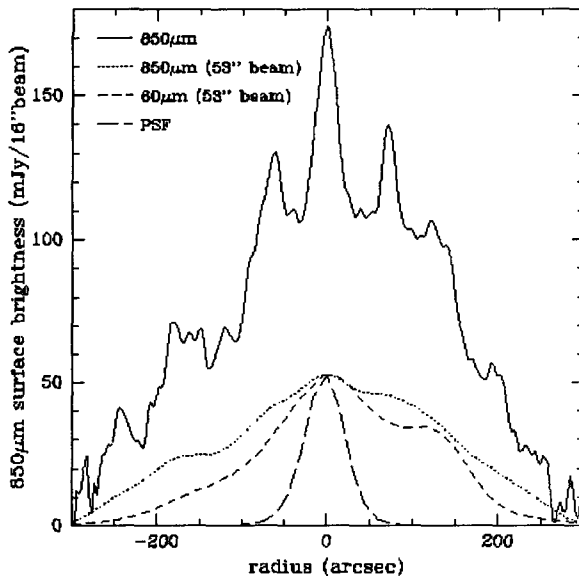
4.1.3 Αποτελέσματα και Συζήτηση

Στην Εικόνα 4.1 βλέπουμε την τελική εικόνα του γαλαξία NGC 891 στα 850 μm σε σύγκριση με την οπτική εικόνα του γαλαξία. Η ροή του γαλαξία στα 450 μm έχει μετατραπεί έτσι ώστε να έχει την ίδια διακριτική ικανότητα όπως και τα 850 μm (16") και έχει υπερτεθεί στην εικόνα των 850 μm . Η επιφανειακή λαμπρότητα κατά μήκος του μέγιστου άξονα είναι παρόμοια και στις δύο περιοχές μηκών κύματος με ένα κεντρικό μέγιστο εκπομπής στον πυρήνα του γαλαξία και με δύο μικρότερα μέγιστα σε απόσταση $\simeq 1'$ εκατέρωθεν του κέντρου (δηλ. σε απόσταση 3 kpc). Η κατανομή της σκόνης ακολουθεί πολύ καλά την κατανομή του μοριακού αερίου, τουλάχιστον στα μέρη που έχουν χαρτογραφηθεί από την παρούσα παρατήρηση (Garcia-Burillo et al 1992; Scoville et al 1993). Σε αντίθεση, το ατομικό υδρογόνο είναι πιο εκτεταμένο στην ακτινική διεύθυνση και χαρακτηρίζεται από μια σχετική έλλειψη ανάμεσα στα κεντρικά 2' (Swaters et al 1997; Rupen 1991). Τα συμμετρικά μέγιστα στην εκπομπή στο μακρινό υπέρυθρο σε μια ακτίνα 1', μπορεί να εξηγηθούν σαν μια δακτυλιοειδής κατανομή, ή σαν το αποτέλεσμα λόγω προβολής των σπειρών. Οι παρατηρήσεις και άλλων face-on γαλαξιών σε αυτά τα μήκη κύματος υποδεικνύουν ότι και οι δύο αυτές εξηγήσεις είναι πιθανές. Οι παρατηρήσεις με το IRAM στα 1.2 mm του γαλαξία M51 από τους Guelin et al (1995), δείχνουν μια καθαρά σπειροειδή δομή, ενώ παρατηρήσεις με το SCUBA του γαλαξία NGC 7331 (Bianchi et al 1998) δείχνουν ένα δακτυλίδι, το οποίο ενώνεται με το εσωτερικό τμήμα των σπειρών σε μια ακτίνα 45" (3.3 kpc). Και για τους δύο γαλαξίες (τον M51 και τον NGC 7331), η κατανομή της κρύας σκόνης φαίνεται να ακολουθεί πιστά την κατανομή του μοριακού αερίου.



Εικ. 4.1: Εικόνες του γαλαξία NGC 891 στο μακρινό υπέρυθρο και στο οπτικό. Στα αριστερά παρουσιάζεται η πυκνότητα ροής στα 850 μm ως έγχρωμη εικόνα (μέγιστη επιφανειακή λαμπρότητα 200 mJy/16'' δέσμης). Πάνω σε αυτή την εικόνα υπάρχουν οι ισόφωτες από τα δεδομένα στα 850 μm . Στα αριστερά παρουσιάζεται η εικόνα του NGC 891 στην B μπάντα με την ίδια κλίμακα όπως και τα δεδομένα στο μακρινό υπέρυθρο (βλέπε Xilouris et al. 1998a). Και στις δύο εικόνες οι άξονες έχουν διαστάσεις μήκους σε δευτερόλεπτα τόξου (").

Σε αντίθεση με την πιο συγκεντρωμένη (στην z-διεύθυνση) κατανομή του μοριακού αερίου στον γαλαξία NGC 891 (FWHM \simeq 220 pc; Scoville et al 1993), τα δεδομένα μας δείχνουν ένα δίκτυο από εκροές που εκτείνονται μέχρι και μερικά kpc πάνω από το γαλαξιακό επίπεδο. Σε γενικές γραμμές, υπάρχει καλή συσχέτιση μεταξύ της μικρότερης ισόφωτης στα 450 μm και της πιο αμυδρής εκπομπής στα 850 μm (Εικόνα 4.1). Αυτό μας πείθει ότι ανιχνεύουμε σκόνη στην διεύθυνση z μέχρι και αποστάσεις τουλάχιστον 30'' (1.4 kpc). Στα 850 μm μάλιστα, φαίνεται να υπάρχει κάποια δομή ακόμα και μέχρι τα 2 kpc πάνω από το επίπεδο του δίσκου που όμως δεν μπορούμε να το συσχετίσουμε με τις παρατηρήσεις στα 450 μm λόγω του μικρού λόγου σήματος-προς-θόρυβο που έχουμε σε αυτές τις περιοχές. Έχουμε προσπαθήσει να συσχετίσουμε τις εκροές σκόνης που βλέπουμε στην εικόνα του



Εικ. 4.2: Η κατανομή της ζεστής και της κρύας σκόνης στον NGC 891. Η συνεχής γραμμή δίνει την επιφανειακή λαμπρότητα στα 850 μm σε πλήρη ανάλυση (16''). Η καμπύλη με τις τελείες αναπαριστά τα παραπάνω δεδομένα αλλά τώρα με ανάλυση 53'' όπως αυτή του IRAS. Με τις μικρές διακεκομμένες γραμμές παρουσιάζεται η επιφανειακή λαμπρότητα του IRAS στα 60 μm και σε ανάλυση 53''. Με την καμπύλη με τις μεγάλες παύλες παρουσιάζεται η καμπύλη της δέσμης του IRAS.

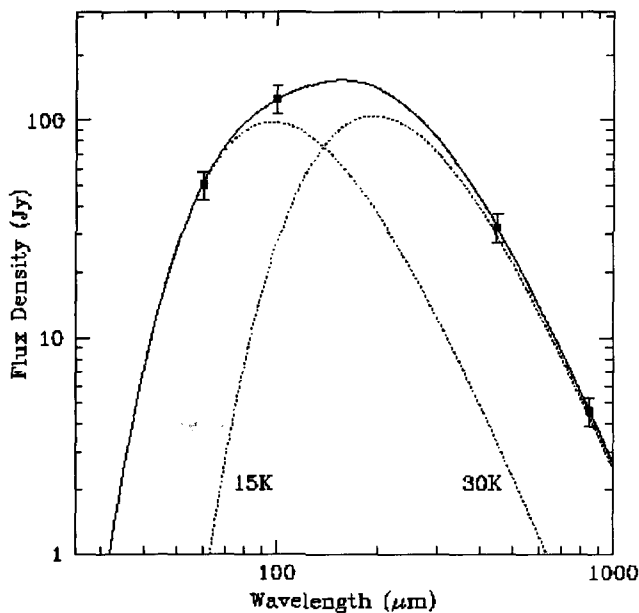
γαλαξία στην Β μπάντα με τις εκροές που φαίνονται σε αυτά τα μήκη κύματος (βλέπε Εικόνα 4.1). Δυστυχώς, η διαφορετική διακριτική ικανότητα μεταξύ των δύο φασματικών περιοχών κάνει πολύ δύσκολη την σύγκριση πολύ μικρών δομών. Παρομοίως, προσπαθήσαμε να συσχετίσουμε τις εκροές αυτές που βλέπουμε στο μακρινό υπέρυθρο με αντίστοιχες ροές ιονισμένου αερίου το οποίο φαίνεται πάνω από το δίσκο του NGC 891 (βλέπε Rand 1997; Dahlem et al 1994; Dettmar 1990). Οι εκροές του ιονισμένου αερίου φαίνεται να πηγάζουν από λαμπρές HII περιοχές συγκεντρωμένες στο εσωτερικό του γαλαξία. Συγκρίνοντας βλέπουμε ότι οι εκροές της σκόνης είναι πιο ομοιόμορφα κατανεμημένες και σε μεγαλύτερο μέρος του δίσκου. Επίσης εκτείνονται μέχρι περίπου το μισό μήκος του ιονισμένου αερίου που φαίνεται στο Η α . Σε μικρές κλίμακες, δεν είμαστε σε θέση να βρούμε κάποια συσχέτιση μεταξύ των παρατηρήσεών μας στο μακρινό υπέρυθρο και στην εκπομπή του ιονισμένου αερίου πράγμα που είναι κάπως παράξενο αφού οι τελευταίες θεωρίες θέλουν και τις εκροές σκόνης και τις εκροές ιονισμένου αερίου να πηγάζουν από πολύ έντονες περιοχές γένεσης αστέρων (Corbelli & Salpeter 1998; Ferrara et al 1991; Dove & Shull 1994; Rand 1997). Βέβαια, πρέπει να μην παραβλέπουμε το ότι σε αυτή τη

γεωμετρία του edge-on γαλαξία, αυτό που βλέπουμε στην ευθεία παρατήρησης είναι πιο πολύπλοκο. Έτσι, ενώ για παράδειγμα στο μακρινό υπέρυθρο ο γαλαξίας είναι οπτικά διαφανής και μπορούμε να δούμε δομές που προέρχονται από όλο το βάθος του γαλαξία, στα οπτικά μήκη κύματος ο γαλαξίας είναι αδιαφανής με αποτέλεσμα να μην μπορούμε να ξεκαθαρίσουμε όλες τις μικροδομές που τυχόν υπάρχουν.

Στην Εικόνα 4.2, συγκρίνουμε την εκπομπή του NGC 891 στα 850 μm με τη ζεστή σκόνη που έχει ανιχνεύσει ο IRAS. Γι' αυτό το λόγο έχουμε ζωγραφίσει τις κατανομές στα 850 μm και στα 60 μm κατά μήκος του μεγάλου άξονα. Η κατανομή στα 60 μm προέρχεται από αυξημένης διακριτικής ικανότητας δεδομένα του IRAS τα οποία έχουν παρουσιαστεί και συζητηθεί στην εργασία των Xilouris et al 1998a. Για να γίνει κατευθείαν σύγκριση σε αυτά τα δύο μήκη κύματος είναι απαραίτητο να μετατρέψουμε την διακριτική ικανότητα που έχουμε στις παρατηρήσεις στα 850 μm στην ανάλυση των δεδομένων του IRAS (FWHM $\sim 50''$). Έτσι στην Εικόνα 4.2 δείχνουμε την επιφανειακή λαμπρότητα κατά μήκος του μεγάλου άξονα και για τα κατευθείαν δεδομένα στα 850 μm και για αυτά με την ανάλυση του IRAS. Βλέπουμε πολύ καθαρά ότι, με εξαίρεση ένα δευτερεύον μέγιστο που φαίνεται στα 60 μm και περίπου 2' βορειο-ανατολικά του γαλαξιακού κέντρου, (που συμπίπτει με μια πολύ ενεργό περιοχή γένεσης αστερών; Xilouris et al., 1998a), η εκπομπή στα μεγαλύτερα μήκη κύματος υπερισχύει στις μεγάλες αποστάσεις από το κέντρο. Αυτό είναι μια ένδειξη ότι η μέση θερμοκρασία της σκόνης πέφτει καθώς πηγαίνουμε σε μεγάλες αποστάσεις από το κέντρο.

4.1.4 Έπαρξη κρύας σκόνης σε μεγάλες ακτινικές αποστάσεις.

Μπορούμε να ποσοτικοποιήσουμε τα συμπεράσματά μας για την κρύα σκόνη με τον ακόλουθο τρόπο. Σχηματίζουμε τις κατανομές της έντασης της εκπεμπόμενης ακτινοβολίας κατά μήκος του μεγάλου άξονα αλλά τώρα και για τα δεδομένα στα 100 μm (από την εργασία των Alton et al 1998b). Μετατρέπουμε τα δεδομένα έτσι ώστε να έχουν όλα την ανάλυση των δεδομένων με την 'χειρότερη' διακριτική ικανότητα, που είναι αυτή των 100 μm (80'') και σχηματίζουμε παρόμοιες κατανομές κατά μήκος του μεγάλου άξονα όπως αυτές στην Εικόνα 4.2. Χωρίζουμε κάθε κατανομή σε 5 ακτινικά τμήματα με διάσταση 1.5' το καθ' ένα. Έτσι, με κέντρο το 0 και σε μονάδες δευτερολέπτου του τόξου (''), χωρίζουμε τον μεγάλο άξονα στα τμήματα: $-225'' \rightarrow -135''$, $-135'' \rightarrow -45''$, $-45'' \rightarrow 45''$, $45'' \rightarrow 135''$, $135'' \rightarrow 225''$. Στον Πίνακα 4.1 δείχνουμε την πυκνότητα ροής στα 60, 100, 450 και 850 μm που καταγράφουμε σε κάθε ένα από τα 5 τμήματα του γαλαξία καθώς και τη συνολική ροή (στο διάστημα $-225'' \rightarrow 225''$). Αρχικά προσαρμόζουμε σε αυτές τις τιμές της



Εικ. 4.3: Προσαρμογή μέλανος σώματος (με $\beta=2$) στα δεδομένα του IRAS και του SCUBA μέχρι την ακτίνα $3.75'$ (10.5 kpc) από το κέντρο του γαλαξία. Οι καμπύλες με τις τελείες δείχνουν την συνεισφορά ζεστής (30 K) και κρύας (15 K) σκόνης, ενώ η συνεχής γραμμή δείχνει το συνδυασμένο φάσμα και από τις δύο συνιστώσες μαζί.

συνολικής ροής πυκνότητας F_λ ένα μοντέλο με υπέρθεση δύο κατανομών Planck διαφορετικών θερμοκρασιών που περιγράφεται από τη σχέση:

$$F_\lambda = \frac{N_W}{\lambda^6} B(\lambda, T_W) + \frac{N_C}{\lambda^6} B(\lambda, T_C) \quad (4.1)$$

όπου T_W και T_C είναι οι θερμοκρασίες της ζεστής και της κρύας σκόνης αντίστοιχα και β είναι ο δείκτης που δείχνει την εξάρτηση του μήκους κύματος με την εκπομπή της σκόνης στο μακρινό υπέρυθρο (όπου συνήθως παίρνει τιμές από 1 μέχρι 2; Hildebrand 1983; Drain & Lee 1984; Casey 1991). Οι παράμετροι N_W και N_C είναι παράγοντες κανονικοποίησης που καθορίζουν την μάζα της σκόνης που υπάρχει στην ζεστή και την κρύα κατάσταση αντίστοιχα. Αν και αυτές οι παράμετροι εξαρτώνται από τις ιδιότητες της σκόνης (π.χ. μέγεθος κόκκων, πυκνότητα, απόδοση εκπομπής), ο λόγος $\frac{N_C}{N_W}$ δίνει μια πολύ καλή ένδειξη για την ποσότητα της κρύας σκόνης σε σχέση με την ζεστή. Προσαρμόζοντας τη συνολική πυκνότητα ροής μεταξύ των ακτίνων $-225'' \rightarrow 225''$, με χρήση της Εξίσωσης 4.1, βρίσκουμε ότι η προσαρμογή (i) με $\beta = 2$ είναι πολύ καλή (βλέπε Εικόνα 4.3) (ii) με $\beta = 1.5$ είναι οριακή (μέσα στο 15% των σφαλμάτων από τη φωτομετρία) (iii) δεν είναι δυνατή για $\beta \leq 1.0$. Αυτή η εξάρτηση από το μήκος κύματος είναι σε πολύ καλή

Πίνακας 4.1: Πυκνότητες ροών στα διάφορα μήκη κύματος στο μακρινό υπέρυθρο και για διαφορετικά τμήματα στον γαλαξία NGC 891 (οι θετικές ακτίνες αντιστοιχούν στο βορειοανατολικό μισό του δίσκου). F_λ είναι η πυκνότητα ροής, σε Jansky, παρατηρούμενη στο μήκος κύματος λ είτε από τον IRAS είτε από το SCUBA. M_{30K} και M_{15K} είναι τα αντίστοιχα ποσά ζεστής (30K) και κρύας (15K) σκόνης που υπολογίζονται χρησιμοποιώντας τις πυκνότητες ροής σε κάθε τμήμα ξεχωριστά. Η τελευταία στήλη δείχνει τον λόγο των δύο αυτών συνιστωσών της σκόνης. Το μοντέλο που χρησιμοποιήσαμε για να προσαρμόσουμε τις πυκνότητες των ροών είναι ένα μέλαν σώμα που έχει μετατραπεί αφού χρησιμοποιήσαμε $\delta = 2$ για τον νόμο εκπομπής.

Radius (")	$F_{60\mu\text{m}}$ (Jy)	$F_{100\mu\text{m}}$ (Jy)	$F_{450\mu\text{m}}$ (Jy)	$F_{850\mu\text{m}}$ (Jy)	M_{30K} ($10^6 M_\odot$)	M_{15K} ($10^6 M_\odot$)	$\frac{M_{15K}}{M_{30K}}$
-225" → -135"	3.81	12.7	4.25	0.607	0.12	6.6	58
-135" → -45"	10.6	30.8	6.82	0.981	0.33	10	31
-45" → 45"	17.8	42.1	9.37	1.32	0.51	14	27
45" → 135"	13.3	30.1	7.58	1.11	0.36	12	32
135" → 225"	5.01	10.5	4.02	0.604	0.12	6.6	54
-225" → 225"	50.5	126	32.0	4.62	1.43	49	34

συμφωνία με πρόσφατες φασματοσκοπικές παρατηρήσεις του δικού μας γαλαξία οι οποίες καθορίζουν το δ από 1.5 μέχρι 2.0 (Masi et al 1995; Reach et al 1995). Στον Πίνακα 4.1 υπάρχουν οι μάζες της σκόνης που έχουν υπολογισθεί με $\delta = 2$. Οι τιμές που προκύπτουν από την προσαρμογή για τις θερμοκρασίες για την ζεστή και τη κρύα σκόνη είναι 30 K και 15 K αντίστοιχα. Η θερμοκρασία για την κρύα σκόνη μάλιστα, είναι πολύ κοντά τις θεωρητικές προβλέψεις της θερμοκρασίας της σκόνης λόγω θέρμανσης από ένα γενικό μεσοαστρικό πεδίο ακτινοβολίας (Mathis et al 1983; Drain & Lee 1984). Προσαρμογή μιας κατανομής Planck (με $\delta = 2.0$) μιας μόνο θερμοκρασίας για τα δεδομένα του IRAS στα 60 και 100 μm και στο διάστημα -225" → 225", δίνει συνολική μάζα σκόνης ίση με $2.8 \times 10^6 M_\odot$ (σε σύγκριση με την συνολική μάζα της σκόνης που είναι $5.0 \times 10^7 M_\odot$ όπως βλέπουμε και στον Πίνακα 4.1). Αυτό σημαίνει ότι αν ο NGC 891 είναι ένας τυπικός σπειροειδής γαλαξίας, τότε προηγούμενοι υπολογισμοί του λόγου της μάζας αερίου-προς-σκόνη σε εξωτερικούς γαλαξίες που είναι αποκλειστικά βασισμένοι σε μετρήσεις του IRAS

έχουν υποεκτιμήσει το ποσό της μεσοαστρικής σκόνης κατά ένα παράγοντα 18 (6 για $\delta = 1.5$). Μια διόρθωση περίπου μιας τάξης μεγέθους στην συνολική μάζα της σκόνης σε εξωτερικούς γαλαξίες, οδηγεί σε ένα λόγο μάζας αερίου-προς-σκόνη πολύ κοντά στην (τοπική) τιμή του δικού μας Γαλαξία που είναι 150 - 300 (Devereux & Young 1990).

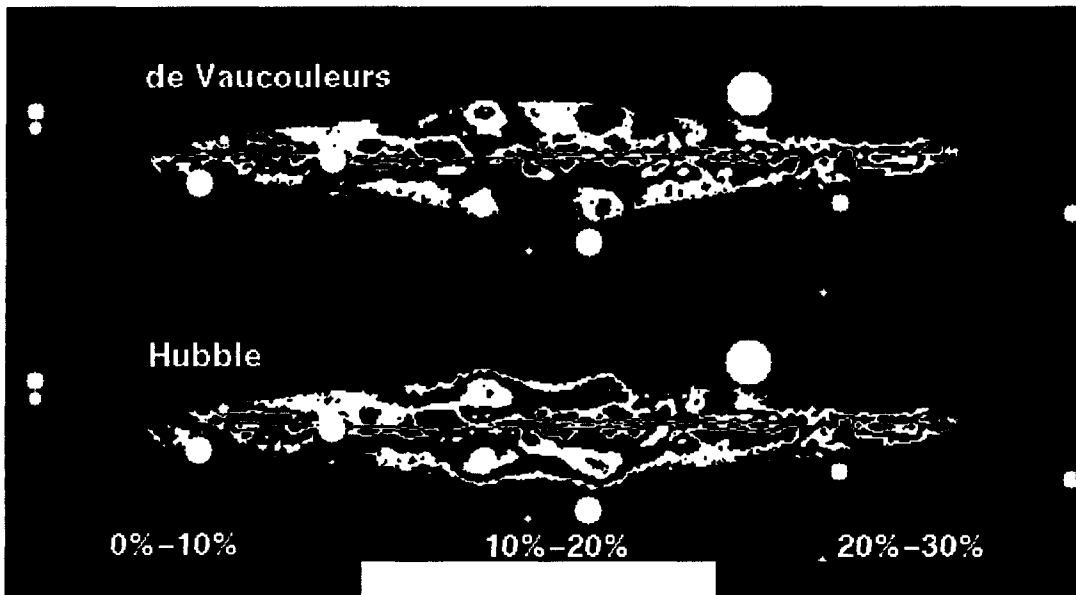
Κάνοντας την διαδικασία της προσαρμογής της κατανομής Planck, που περιγράψαμε παραπάνω, αλλά τώρα για κάθε ένα από τα τμήματα του γαλαξία έτσι όπως τα έχουμε χωρίσει στον Πίνακα 4.1, μπορούμε να εξάγουμε συμπεράσματα για την σχετική κατανομή κρύας και ζεστής σκόνης. Από τον Πίνακα 4.1 βλέπουμε ότι ο λόγος της μάζας κρύας-προς-ζεστή σκόνη αυξάνει κατά ένα παράγοντα 2 πηγαίνοντας από το κέντρο του γαλαξία προς τα εξωτερικά τμήματα ($225''$). Αυτό αποδεικνύει ότι η κρύα σκόνη αποτελεί την κύρια συνιστώσα της σκόνης σε μεγάλες αποστάσεις και είναι σε πολύ καλή συμφωνία με πρόσφατες παρατηρήσεις στο μακρινό υπέρυθρο μερικών άλλων γαλαξιών. Για παράδειγμα, στην εργασία των Alton et al. (1998a), υπολογίζεται το χαρακτηριστικό μήκος κατανομής της σκόνης για 7 γαλαξίες στα 200 μm το οποίο βρίσκεται να είναι σχεδόν διπλάσιο από αυτό που υπολογίζεται από δεδομένα στα 100 μm . Εικόνες face-on γαλαξιών από το Kuiper σε διαφορετικά φίλτρα μεταξύ 50 και 200 μm , δείχνουν επίσης συνεχώς αυξανόμενο μήκος κατανομής για τη σκόνη όσο αυξάνεται και το μήκος κύματος στο υπέρυθρο (Smith 1982; Engargiola 1991; Engargiola & Harper 1992; Neininger et al 1996). Τέλος, αναφέρουμε και την πρόβλεψη του μοντέλου που χρησιμοποιήσαμε και εφαρμόσαμε στον συγκεκριμένο γαλαξία (§3.2) και που προβλέπει πιο εκτεταμένη κατανομή σκόνης στην ακτινική διεύθυνση από αυτή των αστεριών (Xilouris et al 1997, 1998a, 1998b).

5

Γενικά συμπεράσματα

Έχοντας αναλύσει συνολικά επτά γαλαξίες είμαστε πλέον σε θέση να βγάλουμε μερικά γενικά συμπεράσματα σχετικά με την κατανομή των αστεριών και της μεσοαστρικής σκόνης στους σπειροειδείς γαλαξίες.

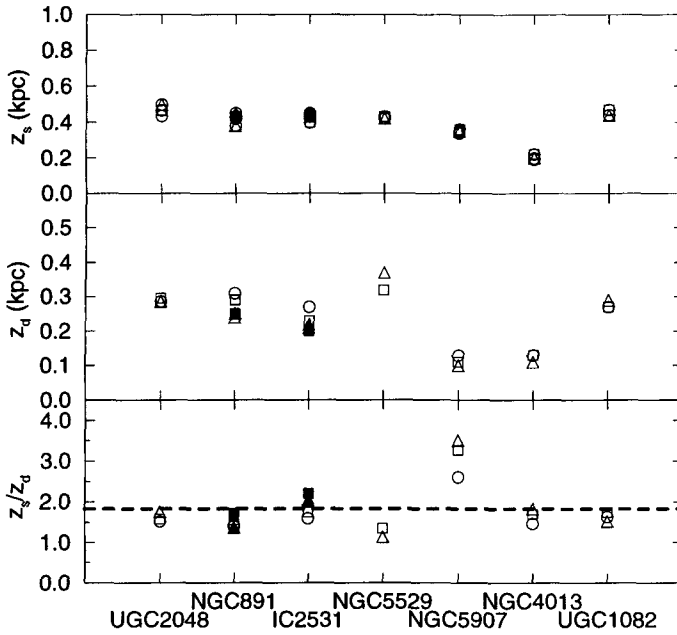
Κάτι που είναι αρκετά ενδιαφέρον είναι το πόσο απαραίτητη είναι η διαδικασία της σκέδασης για τον σωστό προσδιορισμό τόσο της αστρικής κατανομής όσο και της κατανομής της μεσοαστρικής σκόνης μέσα σε έναν γαλαξία. Για να καταλάβουμε πως η σκέδαση μπορεί να επηρεάσει αυτή την διαδικασία ας φανταστούμε στην αρχή ένα γαλαξία στον οποίο λαμβάνει χώρα μόνο η απορρόφηση. Σε αυτή την περίπτωση το φως που προέρχεται από αστέρια που βρίσκονται πίσω από τη σκόνη απορροφάται και έτσι η ροή του φωτός που τελικά φτάνει σε εμάς εξασθενεί. Αν επί πλέον προσθέσουμε και το μηχανισμό της σκέδασης, θα δούμε ότι η λαμπρότητα του γαλαξία αυξάνει αφού φωτόνια που πηγαίνουν σε διάφορες διευθύνσεις σκεδάζονται προς την δική μας διεύθυνση και έτσι τα βλέπουμε σαν ένα πλεόνασμα φωτός. Το αποτέλεσμα είναι ότι για να 'εξουδετερώσουμε' αυτό το πλεόνασμα φωτός θα πρέπει να βάλουμε περισσότερη σκόνη στον γαλαξία έτσι ώστε να απορροφήσει περισσότερο φως. Καταλαβαίνουμε δηλαδή ότι με το να μην λάβουμε υπ' όψιν το μηχανισμό της σκέδασης υποεκτιμούμε το συνολικό ποσό της σκόνης μέσα στον γαλαξία. Ο τρόπος που μπορούμε και ποσοτικά να δούμε πόσο πολύ επηρεάζει η σκέδαση την ποσότητα της σκόνης σε ένα γαλαξία είναι να δούμε πόσο μεταβάλλεται το οπτικό βάθος της σκόνης στην περίπτωση που αφήνουμε μόνο την απορρόφηση να λάβει χώρα και στην περίπτωση που βάζουμε και τον μηχανισμό της σκέδασης να δουλέψει. Αυτό γίνεται εύκολα με το μοντέλο αφού είναι σε θέση να δουλέψει είτε μόνο με απορρόφηση ή με απορρόφηση και σκέδαση μαζί. Με αυτό τον τρόπο έχει βρεθεί ότι το οπτικό βάθος γίνεται μεγαλύτερο, κατά μέσο όρο, περίπου 30% στην περίπτωση που λαμβάνει χώρα και η διαδικασία της σκέδασης. Αυτό μεταφράζεται αυτόματα σε 30% περισσότερη σκόνη αφού η μάζα της σκόνης είναι ανάλογη του οπτικού βάθους (βλέπε Παράρτημα Α). Σε αυτό το συμπέρασμα έχουν φτάσει και άλλοι ερευνητές όπως οι Bruzual et al. (1998), Di Bartolomeo et al. (1995), Corradi et al. (1996).



Εικ. 5.1: Χρωματική αναπαράσταση των σχετικών αποκλίσεων μεταξύ της παρατηρούμενης εικόνας του γαλαξία UGC 2048 στο I φίλτρο και του αντίστοιχου μοντέλου. Για τον πυρήνα του γαλαξία χρησιμοποιήθηκαν οι κατανομές $R^{1/4}$ (πάνω) και Hubble (κάτω).

Ένα άλλο συμπέρασμα που προέκυψε κάνοντας τέτοιου είδους μοντελοποίηση είναι ότι η χρήση διαφορετικών κατανομών για τον πυρήνα του γαλαξία (σε αυτή την εργασία χρησιμοποιήθηκαν οι κατανομές Hubble και $R^{1/4}$) δεν επηρεάζουν σημαντικά τα αποτελέσματα όσον αφορά τον καθορισμό των παραμέτρων του δίσκου. Αυτό φαίνεται και από τους αντίστοιχους πίνακες με τις παραμέτρους στους γαλαξίες UGC 2048 (§3.1) και NGC 891 (§3.2), όπου χρησιμοποιήθηκαν και οι δύο συναρτήσεις. Παράλληλα βλέπουμε ότι η κατανομή $R^{1/4}$ φαίνεται να κάνει κάπως καλύτερη προσαρμογή στα παρατηρησιακά δεδομένα απ' ότι η κατανομή Hubble. Αυτό το βλέπουμε στην Εικόνα 5.1 όπου παρουσιάζονται οι σχετικές αποκλίσεις μεταξύ μοντέλου και παρατήρησης χρησιμοποιώντας την κατανομή $R^{1/4}$ (πάνω) τη μια φορά και την κατανομή Hubble (κάτω) την άλλη για τον γαλαξία UGC 2048 και για το I φίλτρο. Τα τρία διαφορετικά χρώματα (κόκκινο, κίτρινο και μαύρο) αντιστοιχούν σε διαφορετικά διαστήματα του απόλυτου σφάλματος (0% - 10%, 10% - 20% και 20% - 30% αντίστοιχα). Από αυτή την εικόνα φαίνεται η καλύτερη προσαρμογή χρησιμοποιώντας τη συνάρτηση $R^{1/4}$ κυρίως στα εξωτερικά τμήματα του γαλαξία. Παρόμοια είναι η κατάσταση και στα άλλα φίλτρα (του ίδιου γαλαξία) αλλά και στους υπόλοιπους γαλαξίες.

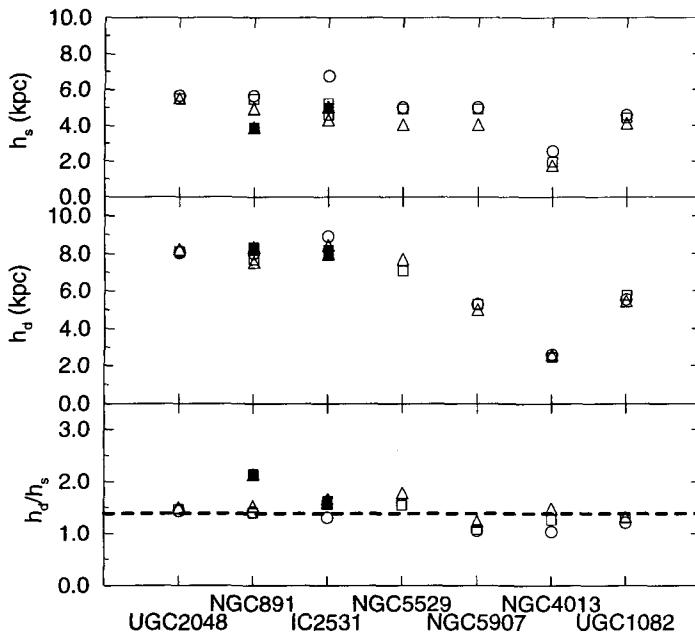
Είναι αρκετά ενδιαφέρον να δούμε το πως σχετίζεται το χαρακτηριστικό μήκος των αστεριών στην διεύθυνση z με το αντίστοιχο χαρακτηριστικό μήκος για τη



Εικ.5.2: Οι τιμές των z_s (πάνω διάγραμμα), z_d (μεσαίο διάγραμμα) και του λόγου z_s/z_d (κάτω διάγραμμα) για κάθε γαλαξία. Όλα τα μήκη δίδονται σε kpc. Διαφορετικά σύμβολα δηλώνουν διαφορετικές μπάντες. Οι ανοιχτοί κύκλοι αντιστοιχούν στο B-φίλτρο, ανοιχτά τετράγωνα στο V-φίλτρο, ανοιχτά τρίγωνα στο I-φίλτρο, γεμάτα τετράγωνα στο J-φίλτρο και γεμάτα τρίγωνα στο K-φίλτρο. Η οριζόντια διακεκομμένη γραμμή δίνει τη μέση τιμή του λόγου z_s/z_d όπως αυτός έχει υπολογισθεί από τα δεδομένα της V-μπάντας.

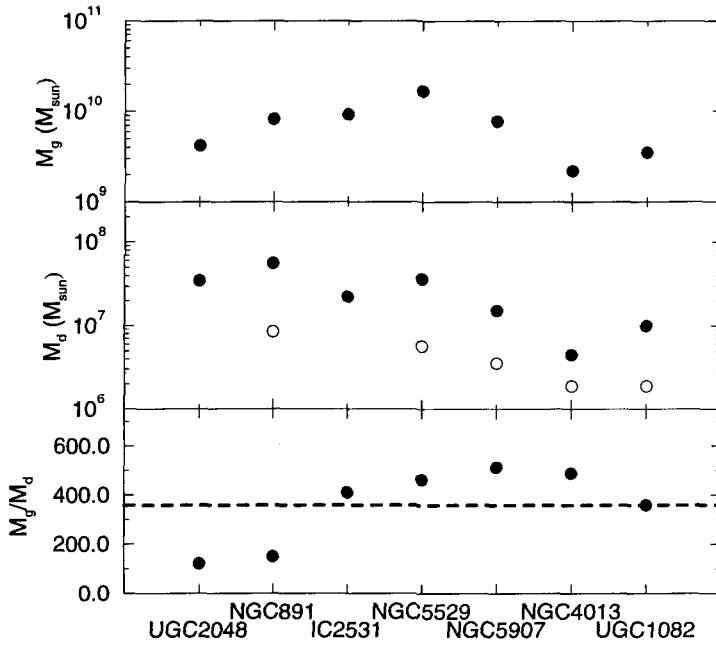
σκόνη. Αυτό δείχνουμε στην Εικόνα 5.2. Εδώ, οι τιμές των παραμέτρων z_s και z_d (σε kpc) καθώς και ο λόγος τους σχεδιάζονται (αρχίζοντας από το πάνω διάγραμμα και πηγαίνοντας προς τα κάτω) για κάθε γαλαξία. Διαφορετικά σύμβολα υποδεικνύουν διαφορετικά φίλτρα. Συγκεκριμένα, οι ανοιχτοί κύκλοι αντιστοιχούν στο B-φίλτρο, τα ανοιχτά τετράγωνα στο V-φίλτρο, τα ανοιχτά τρίγωνα στο I-φίλτρο, τα γεμάτα τετράγωνα στο J-φίλτρο και τα γεμάτα τρίγωνα στο K-φίλτρο. Για την περίπτωση του γαλαξία UGC 2048 χρησιμοποιούμε το μισό από τα χαρακτηριστικά μήκη που έχουμε υπολογίσει από το μοντέλο, αφού όπως έχουμε πει, πολύ πιθανόν η απόσταση αυτού του γαλαξία να έχει υπερεκτιμηθεί κατά έναν παράγοντα δύο (§3.1). Κάνοντας τη στατιστική στα δεδομένα της V-μπάντας, βγάζουμε ότι ο λόγος των δύο μηκών είναι $z_s/z_d = 1.8 \pm 0.6$. Από αυτό συμπεραίνουμε ότι η σκόνη είναι πιο συγκεντρωμένη στο επίπεδο του γαλαξιακού δίσκου απ' ότι τα αστέρια. Η μέση τιμή του λόγου φαίνεται στο διάγραμμα ως μια οριζόντια διακεκομμένη γραμμή.

Ξεχωριστό ενδιαφέρον παρουσιάζει η εκτεταμένη κατανομή της σκόνης στην ακτινική διεύθυνση σε σχέση με τα άστρα όπως φαίνεται και από τις τιμές των αντίστοι-



Εικ.5.3: Οι τιμές των h_s (πάνω διάγραμμα), h_d (μεσαίο διάγραμμα) και του λόγου h_s/h_d (κάτω διάγραμμα) για κάθε γαλαξία. Όλα τα μήκη δίδονται σε kpc. Για την εξήγηση των συμβόλων δλέπε την Εικόνα 5.2. Η οριζόντια διακεκομμένη γραμμή στο τελευταίο διάγραμμα δίνει την μέση τιμή του λόγου όπως αυτή έχει υπολογισθεί από τα δεδομένα στην V-μπάντα.

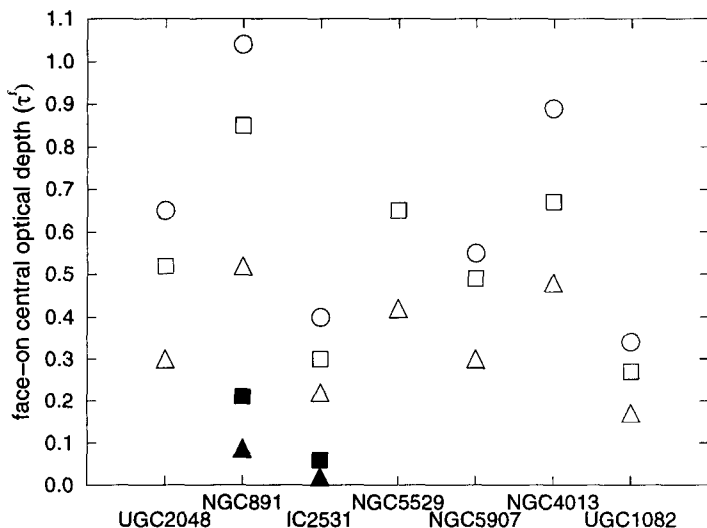
χων χαρακτηριστικών μηκών για κάθε γαλαξία. Για να πάρουμε μια καλύτερη ιδέα του πως σχετίζονται τα χαρακτηριστικά μήκη της σκόνης και των αστεριών δημιουργούμε ένα παρόμοιο διάγραμμα (Εικόνα 5.3) όπως αυτό με τα χαρακτηριστικά μήκη στην κάθετη διεύθυνση που περιγράψαμε παραπάνω. Τα σύμβολα έχουν ακριβώς το ίδιο νόημα με αυτά της Εικόνας 5.2. Όπως κάναμε και για τα κάθετα χαρακτηριστικά μήκη για τον UGC 2048, χρησιμοποιούμε τις μισές τιμές από αυτές που μας βγάζει το μοντέλο. Κάνοντας στατιστική στα δεδομένα της V-μπάντας βγάζουμε ότι $h_d/h_s = 1.4 \pm 0.2$. Η μέση τιμή αυτή φαίνεται στο διάγραμμα του λόγου h_d/h_s σαν μια διακεκομμένη οριζόντια γραμμή. Και για τους επτά γαλαξίες έχουμε βρει ότι η σκόνη είναι πιο εκτεταμένη στην ακτινική διεύθυνση απ' ότι τα αστέρια. Αυτό αποτελεί και πρόβλεψη του μοντέλου μας. Η εκτεταμένη κατανομή της σκόνης έχει πρόσφατα επιβεβαιωθεί και για τον δικό μας Γαλαξία χρησιμοποιώντας δεδομένα από τον δορυφόρο COBE/DIRBE (Davies et al. 1997a). Ανάλυση δεδομένων του δορυφόρου ISO (Davies et al. 1997b, Alton et al. 1998b) δίνουν επίσης την ίδια εικόνα για την κατανομή της σκόνης, ενώ πρόσφατες παρατηρήσεις του γαλαξία NGC 891 στα $450\mu m$ και στα $850\mu m$ από τον ανιχνευτή SCUBA (Alton et al. 1998c, βλέπε επίσης Κεφάλαιο 4) ενισχύουν αυτή την εικόνα. Μια άλλη εργασία η οποία



Εικ.5.4: Οι τιμές της μάζας του αερίου M_g (πάνω διάγραμμα) και της μάζας της σκόνης (μεσαίο διάγραμμα) σε μονάδες M_\odot όπως υπολογίστηκαν από το μοντέλο (γεμάτοι κυκλοι) και όπως υπολογίστηκαν με δεδομένα από τον δορυφόρο IRAS όπου αυτά υπάρχουν (άδειοι κύκλοι). Στο τελευταίο διάγραμμα παρουσιάζεται ο λόγος των δύο μαζών με τη μάζα της σκόνης υπολογισμένη από το μοντέλο. Η διακεκομμένη οριζόντια γραμμή δίνει τη μέση τιμή του λόγου M_g/M_d .

υποστηρίζει την εκτεταμένη κατανομή της σκόνης είναι αυτή των Lequeux & Guélin (1996) όπου παρατηρείται συστηματική ερυθρόσηση των γαλαξιών που βρίσκονται πίσω από τον γαλαξία της Ανδρομέδας, πράγμα που δείχνει ότι υπάρχει σκόνη ακόμα και έξω από τον ορατό δίσκο.

Ένα ενδιαφέρον αποτέλεσμα που βγαίνει από την ανάλυση που κάνουμε στους γαλαξίες είναι αυτό του προσδιορισμού της συνολικής μάζας της σκόνης. Οι υπολογισμοί δείχνουν ότι ως τάξη μεγέθους η μάζα της σκόνης σε έναν γαλαξία είναι περίπου $10^7 M_\odot$ ενώ η μάζα του αερίου (ατομικού και μοριακού υδρογόνου) είναι περίπου $10^9 M_\odot$. Ας σημειωθεί ότι τυπικές τιμές για την μάζα των αστεριών σε ένα γαλαξία είναι περίπου $10^{11} - 10^{12} M_\odot$. Μια καλύτερη εικόνα παίρνει κανείς κοιτώντας τα διαγράμματα της Εικόνας 5.5. Εδώ, η μάζα του αερίου (πάνω διάγραμμα) και η μάζα της σκόνης (μεσαίο διάγραμμα) όπως έχει υπολογισθεί από το μοντέλο (γεμάτοι κύκλοι) και όπως έχει υπολογισθεί από τα δεδομένα του δορυφόρου IRAS (άδειοι κύκλοι) δίδονται για κάθε γαλαξία (σε μονάδες M_\odot) ενώ ο λόγος της μάζας αερίου-προς-σκόνη δίδεται για κάθε γαλαξία στο τελευταίο διάγραμμα. Μια μέση

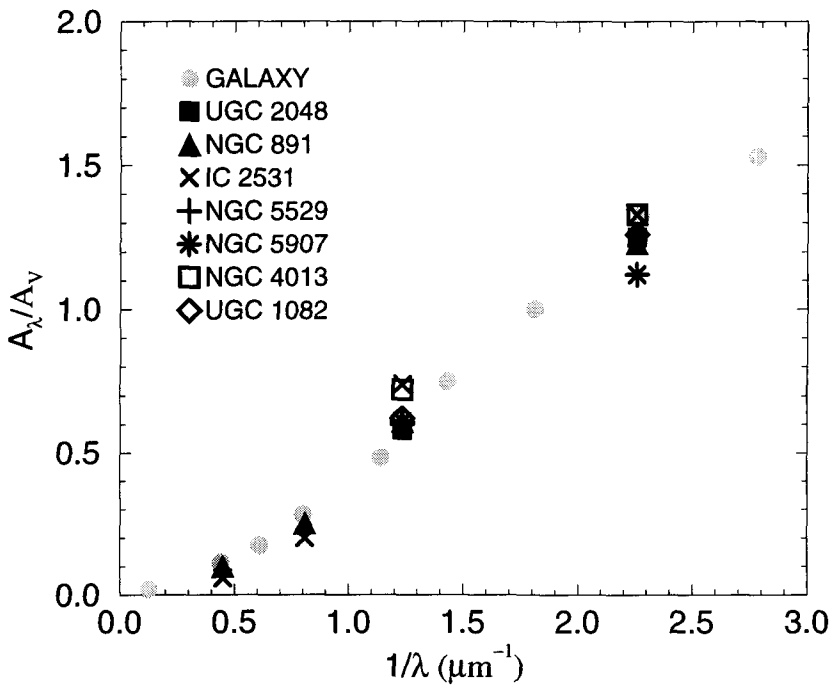


Εικ. 5.5: Οι τιμές του οπτικού βάθους για κάθε γαλαξία τον οποίο έχουμε αναλύσει και για κάθε μπάντα. Τα σύμβολα έχουν το ίδιο νόημα όπως και στην Εικόνα 5.2.

τιμή για το λόγο αυτό είναι $M_g/M_d = 360 \pm 160$ η οποία είναι αρκετά κοντά στην τιμή που έχει υπολογισθεί για τον Γαλαξία μας (Spitzer 1978, Sodroski et al. 1994) και η οποία παρουσιάζεται στο τελευταίο διάγραμμα ως μια οριζόντια διακεκομμένη γραμμή. Για όλους τους γαλαξίες έχουμε υπολογίσει μια μάζα σκόνης περίπου μια τάξη μεγέθους μεγαλύτερη από αυτή που υπολογίζει ο IRAS. Αυτό εξηγείται με το ότι η σκόνη που μετρά ο IRAS είναι μόνο η ζεστή συνιστώσα της σκόνης ($\sim 30K$) ενώ με το μοντέλο λαμβάνουμε υπ' όψιν την εξασθένηση του φωτός που προέρχεται από όλη τη σκόνη (κρύα ($\sim 15K$) και ζεστή) και έτσι υπολογίζουμε την συνολική ποσότητα της σκόνης στο γαλαξία. Ισχυρή υποστήριξη αυτού του γεγονότος έχουμε από πρόσφατες παρατηρήσεις στο μακρινό υπέρυθρο και σε μήκη κύματος όπου βλέπουμε εκπομπή από την κρύα σκόνη (Alton et al. 1998a, Alton et al. 1998b, Bianchi et al. 1998, Haas et al. 1998, Krügel et al. 1998).

Ως μέτρο της αδιαφάνειας των γαλαξιών χρησιμοποιούμε το κεντρικό face-on οπτικό βάθος (τ_λ^f). Για όλους τους γαλαξίες έχουμε βρει οπτικό βάθος μικρότερο από τη μονάδα για όλες τις μπάντες που έχουμε αναλύσει πράγμα που μας δηλώνει ότι όλοι οι γαλαξίες θα ήταν οπτικά διαφανείς αν μπορούσαμε να τους δούμε face-on παρά την προφανή λωρίδα της σκόνης η οποία φαίνεται στην edge-on εικόνα του γαλαξία. Οι τιμές του οπτικού βάθους για κάθε γαλαξία και για κάθε μπάντα παρουσιάζονται στην Εικόνα 5.6. Τα σύμβολα και εδώ έχουν το ίδιο νόημα όπως και στην Εικόνα 5.2.

Έχοντας υπολογίσει τους λόγους εξασθένησης A_λ/A_V για όλους τους γαλαξίες



Εικ. 5.6: Οι παρατηρούμενες (ανοιχτοί κύκλοι) τιμές του λόγου A_λ/A_V για τον δικό μας Γαλαξία (Rieke & Lebofsky 1985) και οι αντίστοιχες τιμές που έχουν υπολογισθεί από το μοντέλο για κάθε γαλαξία ξεχωριστά. Τα διαφορετικά σύμβολα αντιστοιχούν σε διαφορετικούς γαλαξίες όπως εξηγείται και μέσα στο διάγραμμα.

μπορούμε να δούμε πως αυτές οι τιμές συγκρίνονται με τις αντίστοιχες τιμές για τον δικό μας Γαλαξία (Rieke & Lebofsky 1985). Αυτό κάνουμε στην Εικόνα 5.7 όπου οι τιμές του A_λ/A_V για κάθε γαλαξία παρουσιάζονται ως συνάρτηση του αντιστρόφου μήκους κύματος ($1/\lambda$). Κάθε γαλαξίας έχει και ένα διαφορετικό σύμβολο όπως φαίνεται και μέσα στο διάγραμμα. Όπως φαίνεται από αυτό το διάγραμμα ο νόμος εξασθένησης που έχουμε υπολογίσει από το μοντέλο για τους γαλαξίες που αναλύσαμε είναι σε πολύ καλή συμφωνία με τον λόγο εξασθένησης που παρατηρείται στον δικό μας Γαλαξία (Rieke & Lebofsky 1985). Αυτό ίσως υποδηλώνει μια πιο γενική συμπεριφορά της σκόνης σε όλους τους σπειροειδής γαλαξίες.

5.1 Ένας τυπικός σπειροειδής γαλαξίας

Έχοντας αναλύσει συνολικά επτά γαλαξίες (UGC 2048, NGC 891, NGC 4013, IC 2531, UGC 1082, NGC 5529 και NGC 5907) είμαστε σε θέση να γνωρίζουμε πως περίπου μοιάζει ένας τυπικός σπειροειδής γαλαξίας. Χρησιμοποιώντας τρισδιάστατες

κατανομές για να περιγράψουμε τον δίσκο των αστεριών και της σκόνης και την κατανομή $R^{1/4}$ για να περιγράψουμε την κατανομή των αστεριών στον πυρήνα του γαλαξία, καταλήγουμε ότι τυπικές τιμές για την περιγραφή των διαφόρων χαρακτηριστικών μηκών είναι οι εξής:

$z_s \approx 0.4kpc$ και $2.0 \leq h_s \leq 5.0kpc$ για τον αστρικό δίσκο,

$z_d \approx 0.5z_s$ και $h_d \approx 1.4h_s$ για τον δίσκο της σκόνης και

$1.0 \leq R_e \leq 2.0kpc$ για τον πυρήνα.

Ένα μέσο οπτικό βάθος στην V-μπάντα είναι $\tau_V^f \approx 0.5$. Αυτές οι παράμετροι δίνουν μια πολύ καλή αίσθηση του πως μοιάζει ένας τυπικός σπειροειδής γαλαξίας. Επίσης δίνουν μια καλή εκτίμηση της συνολικής μάζας της σκόνης καθώς και του νόμου εξασθένησης που μοιάζει πολύ με τις αντίστοιχες τιμές που παρατηρούνται στον δικό μας Γαλαξία.

Παραρτήματα

A

Υπολογισμός της μάζας της σκόνης

Έχοντας υπολογίσει από το μοντέλο όλες εκείνες τις παραμέτρους που περιγράφουν την κατανομή της σκόνης, είναι πολύ εύκολο να υπολογίσουμε τη συνολική μάζα της σκόνης στον γαλαξία.

Υποθέτοντας ότι κόκκοι της σκόνης μπορούν να περιγραφούν από σφαίρες με ακτίνα $0.15\mu m$ και ότι η πυκνότητα της ύλης είναι $\rho = 3 \times 10^3 \text{ kg m}^{-3}$, τότε η συνολική μάζα της σκόνης δίνεται από τον τύπο :

$$M_d = \frac{4\pi}{3} \frac{a^3 \rho}{\sigma} \int \tau_V dS \quad (\text{A.1})$$

όπου S είναι η συνολική επιφάνεια του γαλαξία προβαλλόμενη στον ουρανό, τ_V είναι το οπτικό βάθος στην V-μπάντα και σ είναι ενεργός διατομή εξασθένησης από ένα κόκκο σκόνης και είναι $\sigma \approx 1.5\pi a^2$ (βλέπε π.χ. Whittet 1992).

Χρησιμοποιώντας την Εξίσωση 2.12, η οποία δίνει το οπτικό βάθος σε διευθύνσεις παράλληλες προς το επίπεδο του δίσκου και ολοκληρώνοντας σε όλη την προβαλλόμενη επιφάνεια του γαλαξία, η συνολική μάζα της σκόνης είναι :

$$M_d = 1.12 \times 10^6 \tau_V^f h_d^2 M_\odot \quad (\text{A.2})$$

όπου το h_d δίνεται σε κpc.

B

Υπολογισμός του νόμου εξασθένησης

Έστω ότι ο συντελεστής εξασθένησης της ακτινοβολίας από τη σκόνη δίδεται από τον τύπο:

$$\kappa_\lambda = \kappa_{0,\lambda} f(h_d, z_d) \quad (\text{B.1})$$

όπου $\kappa_{0,\lambda}$ είναι μια σταθερά κανονικοποίησης που εξαρτάται από το μήκος κύματος και $f(h_d, z_d)$ είναι μια συνάρτηση η οποία δίνει την χωρική κατανομή της σκόνης (για παράδειγμα στην περίπτωση που εμείς εξετάζουμε σε αυτή τη διατριβή είναι η συνάρτηση $\exp(-R/h_d - |z|/z_d)$). Λόγω του ότι η χωρική κατανομή της σκόνης δεν εξαρτάται πάρα πολύ από το μήκος κύματος (στο εύρος του οπτικού φάσματος τουλάχιστον), υποθέτουμε ότι αυτή η συνάρτηση είναι ακριβώς η ίδια σε όλα τα μήκη κύματος και έτσι, αν αυτό χρειάζεται, παίρνουμε μια μέση τιμή για την χωρική κατανομή της σκόνης από όλα τα μήκη κύματος (π.χ. υπολογίζουμε ένα μέσο z_d). Έτσι για το οπτικό βάθος σε ένα μήκος κύματος έχουμε ότι :

$$\tau_\lambda = \int_{s_1}^{s_2} \kappa_{0,\lambda} f(h_d, z_d) ds = \kappa_{0,\lambda} \int_{s_1}^{s_2} f(h_d, z_d) ds \quad (\text{B.2})$$

ενώ,

$$\frac{\tau_\lambda}{\tau_V} = \frac{\kappa_{0,\lambda} \int_{s_1}^{s_2} f(h_d, z_d)}{\kappa_{0,V} \int_{s_1}^{s_2} f(h_d, z_d)} = \frac{\kappa_{0,\lambda}}{\kappa_{0,V}} \quad (\text{B.3})$$

Η εξασθένηση που υφίσταται μια πηγή φωτός από την σκόνη η οποία δρiscεται μεταξύ της πηγής και εμάς δίνεται από τον τύπο

$$A_\lambda = 2.5 \frac{I_0}{I} \quad (\text{B.4})$$

όπου I_0 η αρχική ένταση της πηγής και $I = I_0 \exp(-\tau)$ είναι η τελική ένταση που φτάνει σ' εμάς μετά από την εξασθένηση από τη σκόνη. Έτσι η εξασθένηση γίνεται

$$A_\lambda = 1.08\tau \quad (\text{B.5})$$

και άρα

$$\frac{A_\lambda}{A_V} = \frac{\tau_\lambda}{\tau_V} = \frac{\kappa_{0,\lambda}}{\kappa_{0,V}} \quad (\text{B.6})$$

που σημαίνει ότι ο λόγος της εξασθένησης στα διάφορα μήκη κύματος είναι ίσος με τον λόγο των συντελεστών εξασθένησης στα αντίστοιχα μήκη κύματος.

Γ

Υπολογισμός της μάζας του αερίου

Εκτίμηση της μάζας του μοριακού υδρογόνου $M(H_2)$ γίνεται από μετρήσεις κατά μήκος του μεγάλου άξονα του γαλαξία στη γραμμή του CO στα 2.6 mm και χρησιμοποιώντας μια σταθερά μετατροπής μεταξύ ολοκληρωμένης έντασης στο CO και της πυκνότητας του μοριακού υδρογόνου (Bloemen et al. 1986). Οι Kenney & Young (1988) έδειξαν ότι η μάζα του μοριακού υδρογόνου δίδεται από τη σχέση

$$M(H_2) = 1.1 \times 10^4 D^2 S_{CO} M_{\odot} \quad (\Gamma.1)$$

όπου, D είναι η απόσταση του γαλαξία σε Mpc και S_{CO} είναι η ροή της γραμμής του CO σε μονάδες ($Jy \text{ km s}^{-1}$).

Η μάζα του ατομικού υδρογόνου σε ένα γαλαξία υπολογίζεται από τις δημοσιευμένες μετρήσεις της μετάπτωσης στα 21 cm του ατομικού υδρογόνου χρησιμοποιώντας μια σταθερή μετατροπή μεταξύ της ροής στα 21 cm (S_{H_I}) και της μάζας του ατομικού υδρογόνου:

$$M(H_I) = 2.36 \times 10^5 D^2 S_{H_I} M_{\odot} \quad (\Gamma.2)$$

όπου, D είναι η απόσταση του γαλαξία σε Mpc και S_{H_I} η ροή του ατομικού υδρογόνου στα 21 cm σε μονάδες ($Jy \text{ km s}^{-1}$).

Η συνολική μάζα του αερίου δεν είναι τίποτε άλλο από το άθροισμα των δύο επιμέρους μαζών

$$M_g = M(H_2) + M(H_I) \quad (\Gamma.3)$$

Βιβλιογραφία

Abramowitz M., Stegun I.A., 1965, Handbook of Mathematical Functions. Dover, New York

Alton P.B., Davies J.I., Trewella M., 1998a, MNRAS, 296, 773

Alton P.B., Trewella M., Davies J.I., 1998b, A&A, 335, 807

Alton P.B., Bianchi S., Rand R.J., Xilouris E.M., Davies J.I., Trewella M., 1998c, ApJ, 507, L125

Andredakis Y.C., van der Kruit P.C., 1992, A&A, 265, 396

Andredakis Y.C., Sanders R.H., 1994, MNRAS, 267, 283

Bahcall J.N., Kyllafis N.D., 1985, ApJ, 288, 252

Barnaby D., Thronson H.A. 1992, AJ, 103, 41

Barnaby D., Thronson H.A., Estep G.M., 1993, BASS, 183, # 79.02

Beckman J.E., Peletier R.F., Knapen J.H., Corradi R.L.M., Gentet L.J., 1996, ApJ, 467, 175

Bianchi S., Ferrara A., Giovanardi C., 1996, ApJ, 465, 127

Bianchi S., Alton P.B., Davies J.I., Trewella M., 1998, submitted

Binney J., Tremaine S., 1987, Galactic Dynamics. Princeton Univ. Press, Princeton

- Bliemen J.B.G.L., et al., 1986, *A&A*, 154, 25
- Block D., Wainscoat R., 1991, *Nat*, 353, 48
- Block D., 1996, *New extragalactic perspectives in the New South Africa*, Kluwer Academic Publishers
- Boselli A., Gavazzi G., 1994, *A&A*, 283, 12
- Bosma A., Byun Y., Freeman K.C., Athanassoula E., 1992, *ApJ*, 400, L21
- Bottema R., 1995, *A&A*, 295, 605
- Bottema R., 1996, *A&A*, 306, 345
- Bothun G., Rogers C., 1992, *AJ*, 103, 1484
- Bruzual G.A., Magris G.C., Calvet N., 1988, *ApJ*, 333, 673
- Burstein D., Haynes H., Faber S., 1991, *Nat*, 353, 515
- Byun Y.I., 1992, Ph.D. thesis, Australian National University
- Byun Y.I., 1993, *PASP*, 105, 993
- Byun Y.I., Freeman K.C., Kylafis N.D., 1994, *ApJ*, 432, 114
- Casey S., 1991, *ApJ*, 371, 183
- Chini R., Kruegel E., Lemke R., Ward-Thompson D., 1995, *A&A*, 295, 317
- Choloniewski J., 1991, *MNRAS*, 250, 486
- Christensen J.H., 1990, *MNRAS*, 246, 535
- Clements D., Andreani P., Chase S., 1993, *MNRAS*, 261, 299

- Corbelli E., Salpeter E., 1988, *ApJ*, 326, 551
- Corradi R.L.M, Beckman J.E., Simonneau E., 1996, *MNRAS*, 282, 1005
- Cunow B., 1992, *MNRAS*, 258, 251
- Dahlem M., Dettmar R., Hummel E., 1994, *A&A*, 290, 384
- Davies J.I., Phillipps S., Boyce P.J., Disney M.J., 1993, *MNRAS*, 260, 491
- Davies J.I., Trewhella M., Jones H., et al., 1997a, *MNRAS*, 288, 679
- Davies J.I., Alton P.B., Trewhella M., Bianchi S., 1997b, *MNRAS*, submitted
- de Jong R., 1996, *A&A*, 313, 377
- Dettmar R., 1990, *A&A*, 232, L15
- de Vaucouleurs G., 1953, *MNRAS*, 113, 134
- de Vaucouleurs G., 1959, *AJ*, 254, 397
- de Vaucouleurs G., de Vaucouleurs A., Corwin H.G., et al., 1991, *Third Reference Catalogue of Bright Galaxies*, New York; Springer-Verlag (RC3)
- Devereux N.A., Young J.S., 1990, *ApJ*, 359, 42
- Devereux N.A., Young J.S., 1993, *AJ*, 106, 948
- Di Bartolomeo A., Barbaro G., Perinotto M., 1995, *MNRAS*, 277, 1279
- Disney M., Davies J., Phillipps S., 1989, *MNRAS*, 239, 939
- Dove J., Shull J., 1994, *ApJ*, 430, 222

- Draine B., Lee H., 1984, *ApJ*, 285, 89
- Dumke M., Braine J., Krause M., et al., 1997, *A&A*, 325, 124
- Fall S.M., Pei Y.C., 1993, *ApJ*, 402, 479
- Ferrara A., Ferrini F., Barsella B., Franco J., 1991, *ApJ*, 381, 137
- Emsellem E., 1995, *A&A*, 303, 673
- Engargiola G., 1991, *ApJS*, 76, 875
- Engargiola G., Hraper D., 1992, *ApJ*, 394, 104
- Florido E., Prieto M., Mediavilla E., Sanchez-Saavedra M.L., 1991, *A&A*, 242, 301
- Freeman K.C., 1970, *ApJ*, 160, 811
- Garcia-Burillo S., Guelin S., Cernicharo J., Dahlem M., 1992, *A&A*, 266, 21
- Giovanelli R., Haynes M. P., 1993, *AJ*, 105, 1271
- Giovanelli R., Haynes M.P., Salzer J.J., et al., 1994, *AJ*, 107, 2036
- Giovanelli R., Haynes M.P., Salzer J.J., et al., 1995, *AJ*, 110, 1059
- Gomez de Castro A.I., Garcia-Burillo S., 1997, *A&A*, 322, 381
- Gourgoulhon E., Chamaroux P., Fouque P., 1992, *A&A*, 255, 69
- Graham J. A., 1982, *PASP*, 94, 244
- Guelin M., Zylka R., Mezger P.G., et al., 1993, *A&A*, 279, L37
- Guelin M., Zylka R., Mezger P.G., Haslam C., kreysa E., 1995, *A&A*, 298, L29

Haas M., Lemke D., Stickel M., et al., 1998, A&A, 338, L33

Han M., 1992, ApJ, 391, 617

Heidmann J., Heidmann N., de Vaucouleurs G., 1972a, Mem. R. Astron. Soc., 75, 85

Heidmann J., Heidmann N., de Vaucouleurs G., 1972b, Mem. R. Astron. Soc., 76, 105

Heidmann J., Heidmann N., de Vaucouleurs G., 1972c, Mem. R. Astron. Soc., 76, 121

Hernquist L., 1990, ApJ, 356, 359

Heney L.G., Greenstein J.L., 1941, ApJ, 93, 70

Hildebrand, 1983, QJRAS, 24, 267

Holmberg E., 1958, Medd. Lunds Obs., Ser. 2, No 136

Hubble E.P., 1930, ApJ, 71, 231

Huchtmeier W.K., Richter O.G., 1989, A general catalog of H_I observations of galaxies, New York, Springer-Verlag

Huizinga J.E., van Albada T.S., 1992, MNRAS, 254, 677

Hughes D., Dunlop J., Rawlings S., 1997, MNRAS, 289, 766

James P., Puxley P., 1993, Nat, 363, 240

Jansen R., Knapen J., Beckman J., Pelletier R., Hes R., 1994, MNRAS, 270, 373

Jenness T., 1997, Starlink User Note 216.1

Jones H., Davies J.I., Trewella M., 1996, MNRAS, 283, 316

Jura M., 1980, ApJ, 238, 499

Jura M., 1982, ApJ, 254, 70

Just A., Fuchs B., Wielen R., 1996, A&A, 309, 715

Kapteyn J.C., van Rhijn P., 1920, ApJ, 52, 23

Keel W.C., 1983, AJ, 88, 1579

Kenney J.D., Young J.S., 1988, ApJ, 326, 588

Knapen J., Hes R., Beckman J., Peletier R., 1991, A&A, 241, 42

Kodaira K., Yamashita T., 1996, PASJ, 48, 581

Krügel E., Siebenmorgen R., Zota V., Chini R., 1998, A&A, 331, L9

Kylafis N.D., Bahcall J.N., 1987, ApJ, 317, 637 (KB87)

Kylafis N.D., Xilouris E.M., 1996, *New extragalactic perspectives in the New South Africa*, Kluwer Academic Publishers

Landolt A., 1992, AJ, 104, 340

Lequeux J., Guélin M., 1996, *New extragalactic perspectives in the New South Africa*, Kluwer Academic Publishers

Masi S., Aquilini E., Boscareli A., et al., 1995, ApJ, 452, 253

Mathis J., Mezger P., Panagia N., 1983, A&A, 128, 212

Moshir M., Conrow G., McCallon H., et al., 1990, *Infrared astronomical satellite catalogs, the faint source catalog*

- Nedyalkov P.L., 1993, *Pis'ma Astron. Zh.*, 19, 310
- Neininger N., Guelin M., Garcia-Burillo, Zylka S., Wielebinski R., 1996, *A&A*, 310, 725
- Newberry M., 1991, *PASP*, 103, 122
- Otha K., Kodaira K., 1995, *PASJ*, 47, 17
- Peletier R., Willner S., 1992, *AJ*, 103, 1761
- Peletier R., Valentijn E., Moorwood A., et al., 1995, *A&A*, 300, L1
- Phillipps S., Evans Rh., Davies J.I., Disney M.J., 1991, *MNRAS*, 253, 496
- Press W.H., Flannery B.P., Tenkolsky S.A., Vetterling W.T., 1986, *Numerical Recipes*. Cambridge Univ. Press, Cambridge
- Rand R., 1997, *ApJ*, 474, 129
- Reach W., Dwek E., Fixsen D., et al., 1995, *ApJ*, 451, 188
- Reynolds J.H., 1913, *MNRAS*, 74, 132
- Rice W., Lonsdale C., Soifer B., et al., 1988, *ApJ*, 68, 91
- Rieke G.H., Lebofsky M.J., 1985, *ApJ*, 288, 618
- Rowan-Robinson M., Helou G., Walker D., 1987, *MNRAS*, 227, 589
- Rowan-Robinson M., Crawford J., 1989, *MNRAS*, 238, 523
- Rowan-Robinson M., 1992, *MNRAS*, 258, 787
- Rupen M., 1991, *AJ*, 102, 48

- Συλιγάροδου Φ., 1998, 'Συνταγές φωτομετρίας αστρονομικών εικόνων', Πανεπιστήμιο Κρήτης
- Saunders W., Rowan-Robinson M., Lawrence A., et al, 1990, MNRAS, 242, 318
- Scoville N., Thakkar D., Carlstrom J., Sargent A., 1993, ApJ, 404, L59
- Shaw M., Gilmore G., 1989, MNRAS, 237, 903
- Shaw M., Dettmar R.-J., Barteldrees A., 1990, A&A, 240, 36
- Smith J, 1982, ApJ, 261, 463
- Sodroski T.J., Bennett C., Boggess N., 1994, ApJ, 428, 638
- Spitzer L., 1978, Physical Processes in the Interstellar Medium, New York, Wiley-Interscience
- Stetson P., 1990, PASP, 102, 932
- Struve F.G.W., 1847, Etudes d' Astronomie Stellaire
- Swaters R., Sancisi R., van der Hulst J., 1997, ApJ, 491, 140
- Trewhella M., 1997, MNRAS, 288, 397
- Trumpler R.J., 1930, Lick Obs. Bull., 14, 154
- Valentijn E.A., 1990, Nat, 346, 153
- Valentijn E.A., 1994, MNRAS, 266, 614
- van der Kruit P.C., Searle L., 1981, A&A, 95, 116
- van der Kruit P.C., Searle L., 1982, A&A, 110, 61

Wainscoat R.J., de Jong T., Wesselius P.R., 1987, A&A, 181, 225

Wainscoat R.J., Freeman K.C., Hyland A.R., 1989, ApJ, 337, 163

Wainscoat R.J., Cohen M., Volk K., Walker H., Scharz D.E., 1992, ApJS, 83, 111

White R.E., Keel W.C., 1992, Nat, 359, 129

Witt A.N., Thronson H.A., Capuano J.M., 1992, ApJ, 393, 611

Wittet D.C.B., 1992, Dust in the galactic enviroment, IOP publishing ltd.

Xilouris E.M., Kylafis N.D., Papamastorakis J., Paleologou E.V., Haerendel G., 1997, A&A, 325, 135 (Paper I)

Xilouris E.M., Alton P.B., Davies J.I., et al., 1998a, A&A, 331, 894 (PaperII)

Xilouris E.M., Byun Y.I., Kylafis N.D., Paleologou E.V., Papamastorakis J., 1998b, A&A, submitted (Paper III)

Xu C., Buat V., 1995, A&A, 293, L65

Young P.J., 1976, AJ, 81, 807

Zombeck M.V., 1990, Handbook of space astronomy and astrophysics, Cambridge University Press