

ΑΡΙΣΤΟΤΕΛΕΙΟ ΠΑΝΕΠΙΣΤΗΜΙΟ ΘΕΣΣΑΛΟΝΙΚΗΣ
ΣΧΟΛΗ ΘΕΤΙΚΩΝ ΕΠΙΣΤΗΜΩΝ – ΤΜΗΜΑ ΦΥΣΙΚΗΣ

Φσματοσκοπική ταξινόμηση υπέρλαμπρων γαλαξιών (ULIRGs) από τη βάση δεδομένων SWIRE

Πτυχιακή Εργασία
της Καλφούντζου Ελένης



Υπό την επίβλεψη

Dr. Markos Trichas, Imperial College London, UK
Καθηγητής Ιωάννης Σειραδάκης, Τμήμα Φυσικής, ΑΠΘ

Ιούνιος 2010

Αριστοτέλειο Πανεπιστήμιο
Τμήμα Φυσικής
Τομέας Αστροφυσικής, Αστρονομίας και Μηχανικής

*Στην αγαπημένη μου γιαγιά,
Στέλλα Κουτσιάρη.*

Περίληψη

Σκοπός της διπλωματικής μου εργασίας ήταν η μελέτη ενός δείγματος U/HLIRGs γαλαξιών επιλεγμένοι από το πεδίο CDFS του προγράμματος SWIRE. Το δείγμα παρατηρήθηκε χρησιμοποιώντας multi-object φασματοσκοπία με το EFOSC2 του ESO 3.6m τηλεσκοπίου. Τα δεδομένα επεξεργάστηκαν με το IRAF. Από το σύνολο των 62 πηγών μπόρεσα να εκτιμήσω την μετατόπιση στο ερυθρό 54 πηγών. Τρεις από τις πηγές βρέθηκαν με μετατόπιση 0. Τα φασματοσκοπικά redshifts συγκρίθηκαν με τα φωτομετρικά redshifts χρησιμοποιώντας την τελευταία έκδοση του ImpZ κώδικα (Rowan-Robinson et al 2008). Διαγνωστικά διαγράμματα γραμμών εκπομπής χρησιμοποιήθηκαν για 17 από τις πηγές ώστε να διακρίνουμε τους AGNs από τις star-forming πηγές και από τους LINERs. Τα αποτελέσματα τα συγκρίναμε με η μέθοδο των SED template fitting και με διαγνωστικά του μεσαίου-IR. Από τις 5 πηγές που ταυτοποιούνται καλύτερα με έναν cirrus IR-template, 3 ταξινομούνται ως pure star-forming πηγές, 1 ως AGN και 1 ως composite. Από τις 7 πηγές που ταυτοποιούνται καλύτερα με έναν ένα starburst IR- template, 5 ταξινομούνται ως pure star-forming πηγές, 1 ως LINER και 1 ως ambiguous. Από τις 4 πηγές που ταυτοποιούνται καλύτερα με ένα torus IR- template, 2 ταξινομούνται ως AGN, 1 ως composite (τα χαρακτηριστικά του torus συνεισφέρουν κατά 60% και του starburst κατά 40%) και 1 composite με LINER παρουσία. Οι δύο τελευταίες ταξινομούνται ως composite.

Abstract

The goal of my Diploma Thesis was the study of a sample of U/HLIRGs in the SWIRE CDFS field. The sample was observed using multi-object spectroscopy with EFOSC2 on the ESO 3.6m Telescope. Data were reduced using IRAF. I was able to estimate reliable redshifts for 54 sources out of 62. The redshift for 3 of these sources was estimated equal to 0. The spectroscopic redshifts were compared to the estimated values of photometric redshifts using the latest version of the ImpZ code (Rowan-Robinson et al 2008). Emission line diagnostics were used for 17 of sources to distinguish AGN from star-forming sources and LINERs and the results were compared to the predictions of SED template fitting methods and mid-IR diagnostics. From the 5 sources which are best fitted with a cirrus IR-template, 3 are classified as pure star-forming sources, 1 as an AGN and 1 composite. From the 7 sources which are best fitted with a starburst IR- template, 5 are classified as pure star-forming sources, 1 as LINER and 1 as ambiguous. From the 4 sources which are best fitted with a torus IR- template, 2 are classified as an AGN, 1 as a composite (torus component contributing 60%, starburst contributing 40%) and 1 as composite with LINER presence. The last two sources have no excess in the IR SED fitting but are classified as composite.

Contents

Contents.....	vi
List of Figures	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
List of Tables.....	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
ΜΕΡΟΣ Α.....	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
Κεφάλαιο 1	17
Εισαγωγή.....	17
1.1Περίληψη.....	17
1.2Γαλαξίες.....	17
1.2.2 Starburst.....	19
1.2.3 AGN (Ενεργός Γαλαξιακός Πυρήνας)	20
1.3Αστρονομία στο υπέρυθρο	23
1.4Φασματοσκοπία	26
1.4.2 Η Φασματοσκοπία στην Αστρονομία	28
1.4.3 CCD φασματοσκοπία	29
Κεφάλαιο 2	32
Παρατηρώντας στο υπέρυθρο	32
2.1Περίληψη.....	32
2.2Αποστολές για παρατήρηση στο υπέρυθρο	32
2.2.1 Infrared Astronomy Satellite (IRAS)	32
2.2.2 ISO (Infrared Space Observatory)	35
2.2.3 AKARI.....	38
2.2.4 Spitzer Space Telescope	39
2.3SWIRE.....	45
2.3.1 Επιλογή των πεδίων παρατήρησης.....	45
2.3.2 Αντικείμενο μελέτης του SWIRE	47
2.4Υπέρυθροι γαλαξίες.....	49
2.4.1 Ultraluminous Infrared Galaxies (ULIRGs).....	50
2.4.1.1 Προέλευση και εξέλιξη των ULIRGs	51
2.4.1.2 ULIRGs: Αποτέλεσμα ισχυρών αλληλεπιδράσεων και συγχωνεύσεων	52
2.4.1.3 ULIRGs σε μικρά και μεγάλα redshifts	56
2.4.1.4 Τι τροφοδοτεί τους ULIRGS?	56
2.4.2 Hyperluminous Infrared Galaxies (HLIRGs).....	57
2.4.3 Luminosity Function	59
2.4.4 Spectral Energy Distributions	61

PART B.....	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
Chapter 1.....	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
Introduction	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
1.1Overview.....	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
1.2Galaxies	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
1.2.1 Starburst.....	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
1.2.2 AGN (Active Galactic Nuclear).....	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
1.3Infrared Astronomy	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
1.4Spectroscopy	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
1.4.1 Spectroscopy in Astronomy.....	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
1.4.2 CCD spectroscopy	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
Chapter 2.....	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
Observing at infrared wavelengths.....	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
2.1Overview.....	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
2.2Infrared space missions.....	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
2.2.1 Infrared Astronomy Satellite (IRAS).....	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
2.2.2 ISO (Infrared Space Observatory).....	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
2.2.3 AKARI.....	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
2.2.4 Spitzer Space Telescope.....	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
2.3SWIRE.....	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
2.3.1 Selection of SWIRE field.....	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
2.3.2 SWIRE survey fields ...	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
2.4Luminous Infrared Galaxies.....	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
2.4.1 Ultraluminous Infrared Galaxies (ULIRGs).....	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
2.4.1.1 Origin and evolution of ULIRGs.....	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
2.4.1.2 ULIRGs: Strong interactions and mergers.....	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
2.4.1.3 ULIRGs at low and high redshifts.....	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
2.4.1.4 What Powers ULIRGS?.....	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
2.4.2 Hyperluminous Infrared Galaxies (HLIRGs).....	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.
2.4.3 Luminosity Function ...	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.

2.4.4 Spectral Energy Distributions **Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.**

Chapter 3.....	64
EFOSC2: Multi-object spectroscopy of SWIRE CDFS field.....	64
3.1 Overview	64
3.2 Multi-object spectroscopy	64
3.3 EFOSC2 General Characteristics.....	68
3.3.1 The Telescope ESO 3.6m	69
3.3.2 EFOSC2 Instruments.....	70
3.3.3 EFOSC2 Multi-Object spectroscopy	74
3.4 Selection and Observations	74
Chapter 4.....	78
Data Reduction.....	78
4.1 About software	78
4.2 Data.....	78
4.3 Image Calibration	80
4.3.1 Creating Master Bias Frames	81
4.3.2 Ccdproc – Removing bias from the flats	82
4.3.3 Creating Master Flat Fields	85
4.3.4 Ccdproc – Objects' preliminary correction	89
4.4 Mosaicing.....	91
4.5 Fixing Cosmic Rays.....	93
4.6 Background Subtraction	96
4.7 Wavelength Calibration	97
4.7.1 Identify	98
4.7.2 Fitcoords.....	102
4.7.3 Transform.....	105
4.8 Extracting the Spectrum	107
Chapter 5.....	113
Comparison with SWIRE photometry	113
5.1 Overview	113
5.2 Cross-Correlation with SWIRE CDFS field	113
5.3 Redshifts Determination	116
5.4 Redshift Distribution.....	118
5.5 Spectra and Object Classes.....	119
5.6 Comparison with SWIRE photometric results	131
5.6.1 Template SEDs	132
5.6.2 Spectroscopic Comparison.....	134

5.7 Emission Line Diagnostics – BPT diagrams.....	135
5.8 Color - Color Diagrams.....	140
Chapter 6.....	143
Conclusions	143
APPENDIX A.....	145
References	Σφάλμα! Δεν έχει οριστεί σελιδοδείκτης.

Πίνακας Εικόνων

1.1	Σχηματική αναπαράσταση της ταξινόμησης του Edwin Hubble (διαπασών του Hubble). Η ταξινόμηση των γαλαξιών εξαρτάται από το σχήμα τους. Στο αριστερό τμήμα του διαπασών βρίσκονται οι ελλειπτικοί γαλαξίες (από τους E0 έως τους E7). Οι αριθμοί από το 0 έως το 7 εξαρτώνται από την ελλειπτικότητα των γαλαξιών. Οι κλάδοι του διαγράμματος περιλαμβάνουν τις δύο κατηγορίες των σπειροειδών γαλαξιών: τους κανονικούς σπειροειδείς (επάνω κλάδος) και τους σπειροειδείς με ράβδο (κάτω κλάδο). Καθένας από αυτούς διακρίνεται επιπλέον ανάλογα με το μέγεθος του πυρήνα και με το πόσο σφιχτά περιελίσσονται οι βραχίονες γύρω από τον κεντρικό σχηματισμό. Οι ανώμαλοι γαλαξίες παρουσιάζουν ακανόνιστο σχήμα. Παρότι ο Hubble πίστευε ότι ακολουθούν εξελικτική πορεία από το αριστερό άκρο του διαπασών προς τα δεξιά, σήμερα γνωρίζουμε ότι το διάγραμμα του διαπασών δεν αντιπροσωπεύει την εξέλιξη των γαλαξιών (12). <i>Tuning fork classification NASA</i>	22
1.2	Οι Antenna Galaxies αποτελείται από δύο αλληλεπιδρώντες γαλαξίες NGC4038/NGC4039 με υψηλό ρυθμό σχηματισμού αστερών. <i>Image Credit: NASA, ESA, and the Hubble Heritage Team (STScI/AURA)-ESA/Hubble Collaboration</i>	24
1.3	Σχηματική αναπαράσταση του μοντέλου ενός AGN. Η περιγραφή του AGN εξαρτάται από τη γωνία παρατήρησης. <i>Image credit: NASA</i>	27
1.4	Το ηλεκτρομαγνητικό φάσμα. Το εύρος του υπέρυθρου φάσματος ισούται με την διάμετρο μιας ανθρώπινης τρίχας.....	28
1.5	Η ατμοσφαιρική διάδοση για διάφορα μήκη κύματος στο κοντινό και μεσαίο υπέρυθρο προσδιορίζει τις μπάντες φίλτρων που χρησιμοποιούνται στην υπέρυθρη αστρονομία. Οι από εδάφους υπέρυθρες παρατηρήσεις περιορίζονται στις μπάντες όπου η γήινη ατμόσφαιρα καθίσταται διαπερατή. Οι μπάντες αυτές αναφέρονται ως <i>J</i> , <i>H</i> , <i>K</i> , <i>L</i> , <i>M</i> , <i>N</i> και <i>Q</i> . Η αδιαφάνεια της γήινης ατμόσφαιρας είναι ευμετάβλητη. Ειδικότερα, είναι γνωστό ότι είναι ευαίσθητη στη συνολική πυκνότητα των υδρατμών στην περιοχή του τηλεσκοπίου. Η διάδοση που παριστάνεται στην καμπύλη είναι υπό τις ιδανικότερες συνθήκες (π.χ. το επίπεδο υδρατμών να είναι χαμηλό). Καθώς το επίπεδο των υδρατμών αυξάνεται, το επίπεδο διάδοσης μειώνεται σε όλα τα μήκη κύματος. Τέτοιες περιπτώσεις είναι ιδιαιτέρως εμφανή σε μήκη κύματος των οποίων η διάδοση είναι εγγενώς χαμηλή (1).....	29
1.6	Οι τρεις τύποι του φάσματος που εμπεριέχονται στους νόμους του Kirchhoff. (<i>Harcourt, Inc. items and derived items copyright © by Harcourt, Inc.</i>).....	31

1.7	Η CCD μπορεί να αποδοθεί από μία σειρά κάδων σε μία περιοχή όπου συλλέγουν νερό κατά τη διάρκεια μίας καταιγίδας. Μετά την καταιγίδα, κάθε κάδος μετακινείται κατά μήκος μίας ζώνης μεταφοράς έως ότου φτάσει στο σταθμό καταμέτρησης. Στη συνέχεια, το νερό που συλλέχθηκε από κάθε κάδο αδειάζετε στον κάδο μέτρησης (2).....	34
1.8	Το φως προσπίπτει στη CCD. Μία προς μία οι σειρές μετατοπίζονται κατακόρυφα στην προς τη λωρίδα αποθήκευσης στη CCD. Τα pixels της τελευταίας σειράς, ένα προς ένα, μετακινούνται οριζόντια προς τον ενισχυτή. Η καταγραφή του ενισχυτή πηγαίνει σε έναν μετατροπέα αναλογικού σε ψηφιακού σήματος και διαβάζεται. Η διαδικασία επαναλαμβάνεται έως ότου διαβαστεί ολόκληρο το πλαίσιο (3).....	35
2.1	Σχηματική απόδοση και διάγραμμα όπου εμφανίζεται η ατμοσφαιρική αδιαφάνεια ως συνάρτηση του μήκους κύματος. Παρατηρούμε ότι μόνο τα οπτικά και τα ραδιοκύματα μπορούν να διαπεράσουν την ατμόσφαιρα και να φτάσουν στην επιφάνεια της Γης. Σχεδόν ολόκληρο το υπέρυθρο φάσμα αποκόπτεται εκτός από ορισμένες μικρές περιοχές που φτάνουν σε μεγάλα ύψη.....	38
2.2	Χάρτης του ουρανού σε υπέρυθρα μήκη κύματος όπως αυτός παρατηρήθηκε από τον Infrared Astronomical Satellite (IRAS). Η φωτεινή οριζόντια ζώνη είναι ο Γαλαξίας μας. Οι μπλε πηγές αντιστοιχούν σε αστέρες μέσα στον γαλαξία μας τα οποία παρουσιάζουν μεγάλη συγκέντρωση στη ζώνη του Γαλαξία και στο κέντρο. Οι κίτρινο-πράσινες πηγές είναι ομοιόμορφα κατανεμημένοι γαλαξίες που ωστόσο παρουσιάζουν έντονη συγκέντρωση σε έναν μεγάλο κύκλο πάνω από την γαλαξιακή ζώνη. Οι κοκκινωπές πηγές είναι cirrus πηγές, εξαιρετικά ψυχρή ύλη κοντά στον γαλαξία μας. Οι μαύρες περιοχές δεν παρατηρήθηκαν από τον IRAS (39).....	39
2.3	Διαμόρφωση των συστημάτων του τηλεσκοπίου του IRAS.....	40
2.4	Σχηματική αναπαράσταση των δορυφορικών τμημάτων του ISO.....	41
2.5	Σχηματική παρουσίαση της θέσης του AKARI. <u>Αριστερά</u> : ο τρόπος παρατήρησης του ουρανού. <u>Δεξιά</u> : Η διάρκεια μιας παρατήρησης περιορίζεται σε 10 λεπτά. Η διεύθυνση στόχευσης περιορίζεται μεταξύ deg στην κάθετη κατεύθυνση του τροχιακού επιπέδου (4).....	44
2.6	Καλλιτεχνική αναπαράσταση του Spitzer στην ηλιοκεντρική του τροχιά. <i>Credit: NASA/JPL-Caltech</i>	45
2.7	Spitzer Space Telescope flight hardware. Το παρατηρητήριο βρίσκεται σε ύψος 4.5 μέτρων και με διάμετρο 2.1 μέτρα.....	46
2.8	Λογαριθμικής κλίμακας σύγκριση των εικόνων από τις παρατηρήσεις των MIPS, SOFIA, ISO και IRAS. Το πεδίο που εμφανίζεται έχει παρατηρηθεί με τα τέσσερα όργανα. Η εικόνα του IRAS εμφανίζει μεγάλα pixels και μπορεί να ανιχνεύει μόνο infrared cirrus σε αυτό το πεδίο παρατήρησης. Η εικόνα του ISO έχει καλύτερη ανάλυση αλλά περιορίζεται από το μικρό οπτικό πεδίο και τη χαμηλή ευαισθησία. Με το SOFIA έχουμε πολύ καλή ανάλυση εξαιτίας του μεγάλου τηλεσκοπίου (2.5m) όμως, το οπτικό πεδίο είναι μικρό όπως και η ευαισθησία. Η απόδοση του MIPS είναι εξαιρετική εξαιτίας της μεγάλης ευαισθησίας των ανιχνευτών του, της καλής ανάλυσης και του μεγάλου οπτικού πεδίου (32x32 array) (56).....	48
2.9	Εικόνα από το MIPS του Spitzer στα 24 micron στο πεδίο GOODS-South. Με κύκλο εμφανίζονται υποψήφιοι γαλαξίες με υπερμεγέθεις μαύρες τρύπες οι οποίοι ανιχνεύτηκαν από την έντονη υπέρυθρη εκπομπή τους. <i>Image Credit: NASA/JPL-Caltech/E. Daddi (CEA Saclay)</i>	49
2.10	Οι περιοχές παρατήρησης του SWIRE εμφανίζονται με κόκκινο. Οι κίτρινες εκλείψεις δείχνουν εκλειπτικά γεωγραφικά πλάτη με 30 και 40 μοίρες (39).....	51
2.11	Μοντέλο υπολογιστή για τη σύγκρουση γαλαξιών. Πρέπει να παρατηρήσουμε πως το αέριο στέλνεται στις κεντρικές περιοχές της συγχώνευσης των γαλαξιών. (<i>Chris Mihos, Case Western Reserve University</i>).....	59

2.12	Συγχώνευση του NGC 7252. Τα χρώματα της εικόνας δείχνουν την ένταση του φωτός (κόκκινο = φωτεινός, μπλε = αμυδρό) ενώ τα λευκά περιγράμματα δείχνουν τις περιοχές που διανέμεται το υδρογόνο (<i>John Hibbard, NRAO</i>). Η υπόθεση συγχώνευσης για τον σχηματισμό ελλειπτικών γαλαξιών έχει την παρατηρησιακή υποστήριξη του γαλαξία NGC 7252. Παρότι ο γαλαξίας διαθέτει δύο έντονες παλιρροιακές ουρές διαθέτει και την επιφανειακή φωτεινότητα ενός ελλειπτικού γαλαξία.....	60
2.13	Οι starbursts γαλαξίες εμφανίζονται ως τρίγωνα, οι ULIRGs ως κύκλοι και οι AGNs ως ορθογώνια με τις διαγώνιους τους. Τα βέλη προς τα κάτω δείχνουν τα ανώτερα όρια, τα βέλη με κλίση 45° δείχνουν προς τα πού οι πηγές θα κινούνταν αν τα παρατηρηθέντα χαρακτηριστικά τους διορθώνονταν για το τμήμα των starbursts ή των AGNs. <u>Αριστερά</u> : βασικά στοιχεία για τις μεμονωμένες πηγές. <u>Δεξιά</u> : μια απλή μεικτή, γραμμική καμπύλη που σχηματίζεται με τον συνδυασμό των διαφόρων μερών της συνολικής φωτεινότητας σε ένα AGN και σε ένα starburst. Όλοι οι AGNs υποτίθεται ότι βρίσκονται στο $[O\ IV]/[Ne\ II] \sim 1$ και κανένας AGN (δηλαδή το 100% των starburst) στο $[O\ IV]/[Ne\ II] \sim 0$ (5).....	63
2.14	Σύγκριση της συνάρτησης φωτεινότητας γαλαξιών στα 24μm. <u>Πάνω αριστερά</u> σε χαμηλά redshifts, <u>πάνω δεξιά</u> σε μεγάλα redshifts, <u>κάτω</u> σε μεσαία redshifts. Οι γραμμές που ενώνουν τα σημεία δίνουν την LF της εργασίας (6).....	65
2.15	SEDs για οπτικά επιλεγμένους radio-loud και radio-quiet QSOs (7) και Blazars (8) από ράδιο έως X-ray μήκη κύματος.....	67
3.1	Schematic view of a typical long-slit CCD spectrograph. Positions along the slit are mapped in a one-to-one manner onto the CCD detector. A number of optical elements in the camera, used to re-image and focus the spectrum, have been omitted from this drawing. (<i>R. W. Pogge, The Ohio State Univ. 1992</i>).....	112
3.2	One of the six slit masks was used in observations with EFOSC2. The slits are found in the coordinates of observing objects which present as bright points inside the slits.....	115
3.3	Schematic instrument layout of EFOSC2.....	116
3.4	The difference among CCD pixel and image pixels. The right diagram shows the “bleeding” effect when a flat is taken – the prescan and overscan sections are affected and do not give the correct bias value.....	117
3.5	EFOSC2 Grism Throughputs (in electrons per Angstrom per second) for a 15th magnitude star. These represent the averaged values of different observations of many spectrophotometric standard stars, normalized to 15th magnitude at all wavelengths.....	118
3.6	The resulting MOS frame from the slit mask of <i>Figure 3.2</i> , showing the set of two-dimensional spectra corresponding to each target galaxy in the mask. The dispersion runs along the vertical direction. Each strip shows the sky spectrum (light horizontal lines) together with the fainter galaxy spectrum.....	121
3.7	The diagrams provide a graphic illustration of the sign of the offset angle as well as the magnitude - these are useful in determining the orientation for imaging (MOS pre-imaging, for example).....	122
4.1	IRAF with DS9 running.....	126
4.2	The four type of CCD images. From bottom to top we see a bias frame, a flat field frame, a HeAr arc spectrum and the object spectrum.....	127
4.3	Display output of <i>ZEROCOMBINE</i> task – <i>zero.fits</i>	130
4.4	Display and plot images of a flat field frame. We zoom in the plot at high pixel. While the plot seems fine since 1016 pixels after this value we have a sharp drop. The same is present at the display image. In the right side of image, for few pixels, we have no data. These free of data pixels represent the sharp drop at the plot image.	132

4.5	a: Plot of response task for order value 3 and 9. For order = 3 we get RMS = 931 and for order = 9 we get RMS = 653.5.....	136
	b: Plot of response task – Ratio of the data to the fit.....	136
4.6	Contrast of object's image at the beginning and finally. (From left to right).....	138
4.7	One strip of object fit after imcopy.....	140
4.8	Figure 4.6 after been mosaiced. The strips in the left image are laid along the y-axis of the position of slits in the right image.	141
4.9	Example of an interactive plot in cosmic rays. The 'x' points indicate bad point as likely cosmic rays and they are under the line , and the '+' points show the events to be treated as data.....	142
4.10	Image of an object's slits before and after removing cosmic rays.	143
4.11	Images of display and plot from the same object. The blue arrows show the sky lines which have to be subtracted. The red arrows show the real data lines. Because of the great difference in intensity of sky and object lines, the object's spectrum is almost invisible in compare to the 200 and 100 counts of sky lines.....	144
4.12	The output spectrum after background subtraction. The sky lines have been completely removed.	144
4.13	Helium – Argon Atlas for grisms#3 (left) - Helium – Argon Atlas for grisms#5 (right).....	145
4.14	Plot of identify task for grism#3.....	146
4.15	Plot of fitting graphic window.....	147
4.16	Plots of fitting graphic window for two different orders' value. It is clear, with a larger number of data points that a 3rd order Legendre polynomial (upon) doesn't fit as well as 6th order polynomial (down). The RMS (in angstroms) for 3rd order is 2.961 and for 6th 1.04.....	147
4.17	Plots of fitting the comparison line data with fitcoords.....	150
4.18	Result of transform task - Plot of 2slit.02blue object with x- axis in angstroms.....	153
4.19	The extraction aperture has been found and center interactively setting <i>line=INDEF</i>	157
4.20	Graphic window which show the background region and the fit of the data.....	158
4.21	Graphic window which show the fit of the data.....	158
4.22	The final extracted spectrum.....	159
5.1	Schematic view of slit's orientation on the CCD compared with the East/West orientation. Orientation of the slit = 90 deg from north through east.....	161
5.2	Plot of objects' position on the CCD for mos#2. The axis presents both the coordinates in pixels and degrees.....	162
5.3	The redshift distribution of our spectroscopic sample.....	166
5.4	R-band distribution for the 51 extragalactic sources.....	166
5.5	Optical spectra of the 8 Ultra Luminous Infrared Galaxies and 2 Hyper Luminous Infrared Galaxies found in our sample.....	169
5.6	Spectra with available [SII], H α , [OIII], H β , [NII] lines, used to estimate line ratios. Three of these spectra are presented in <i>Figure 5.5</i> because they have been classified as ULIRGs. The redshift range of these sources is from 0.12 to 0.5.....	173
5.7	Spectra with and without all [SII], H α , [OIII], H β , [NII] lines available.....	178
5.8	The six galaxy templates used (165). Dashed lines show the original (166) templates; solid lines show the SSP generated versions, along with extension into the far-UV (sub-1000Å). For the elliptical template, two SSP generated fits are shown, which diverge below around 2000Å. Line E1 fits the UV bump that is due to planetary nebulae, whereas line E2 does not.....	180
5.9	The various AGN templates that were investigated. The solid line labeled 'SDSS' is the mean SDSS (Sloan Digital Sky Survey (167)), quasar spectra, shown here with the <i>Zheng et al. (1997)</i> (168) UV behavior, 'UVHST', and extended into the IR. The solid line labeled 'RR1' and the dotted line 'RR2' are the empirical AGN templates based	

	on <i>Rowan-Robinson (1995)</i> (169) , shown with either a drop-off in the UV or a rise in the UV. The 912-Å Lyman limit has been indicated, as is the slope of a power-law continuum with $\alpha_\lambda = -1.5$	180
5.10	Photometric versus spectroscopic redshift for all sources with available spectroscopic redshifts from our sample. The straight lines represent a 10% accuracy in $\log(1+z)$. Red cycles are sources fitted with a QSO template.....	182
5.11	The $[NII]/H\alpha$ vs $[OIII]/H\beta$ diagnostic emission line diagram (136) for our sample of 19 sources with available lines. The green line (139) is the pure star formation line and the green circles represent the star formation sources. The blue line is the extreme starburst line (138) and the blue triangles represent the composite sources. The red line is the Seyfert/LINER line (141) and red circles are the AGN sources.....	184
5.12	The $[SII]/H\alpha$ vs $[OIII]/H\beta$ diagnostic emission line diagram (136) for the sample 19 sources. The green line is the AGN/Starburst line (138) and the blue line is the Seyfert/LINER line (140). We use the symbols of $[NII]/H\alpha$ vs $[OIII]/H\beta$ diagnostic for the sources to compare the results of the two diagrams.....	184
5.13	IRAC color-color plot using data from SWIRE for our sample. Red lines are the AGN area which is defined by <i>Lacy et al (2004)</i> (155). Sources that lie in this area are those expected to be AGN dominated from the infrared colors. Red diamond represents the source which is fitted with a QSO optical template.....	188
5.14	IRAC-MIPS color-color plot using data from SWIRE for our sample. Red line distinguishes between AGN and star-forming galaxies. Red diamond represents the source which is fitted with a QSO optical template.....	189
5.15	IRAC color-color plot using the same sources with these of <i>Figure 5.13</i> . Green circles are sources classified as narrow line AGN from emission line diagnostics, blue circles are spectroscopically identified broad line AGNs with a non-QSO optical template and red circle is spectroscopically identified broad line AGNs with QSO optical template.....	189

Πίνακες

ΜΕΡΟΣ Α

1.1	Διαχωρισμός του υπέρυθρου φάσματος σύμφωνα με το εύρος του μήκους κύματος, της θερμοκρασίας και του πεδίου μελέτης. http://coolcosmos.ipac.caltech.edu/	30
2.1	Μήκη κύματος λειτουργίας του IRS (9).....	46
2.2	SWIRE survey Areas (10).....	50
2.3	Όρια ευαισθησίας του SWIRE (10).....	52
3.1	EFOSC2 Observing Modes (126)	116
3.2	Technical Characteristics (137)	116
3.3	Parameters of EFOSC2 CCD#40 (137)	118
3.4	EFOSC2 grisms. The quoted resolutions are for a 1.0'' slit (126)	119
3.5	Available Punching Heads (126)	120
3.6	EFOSC2 filters – Basic set (126)	120
3.7	List of targets. The Mad. Refers to the R magnitude of prime targets.....	123
4.1	CCDRED package. Zerocombine parameters.....	128
4.2	The <i>IMSTAT</i> task computes and prints, in tabular form, the statistical quantities specified by the parameter fields for each image. The mean value for bias is 192.6 and for zero 89.5. This shows that the “bias-level” (the number of counts recorded for each image pixel with zero exposure time and zero photons counted) was decreased. Pixel values scattered about the mean represent the structure associated with the non-uniformity of the bias across the chip.....	129
4.3	CCDRED package. CCDPROC parameters.....	131
4.4	CCDRED package. FLATCOMBINE parameters.....	133
4.5	LONGSLIT package. RESPONSE parameters.....	135

4.6	CCDRED package. CCDPROC parameters.....	137
4.7	The coordinates of strips centers for each slit of a specific mask. The coordinates are given in pixels. For the n-mask use we'll call n-table the output file.....	139
4.8	TV package. TVMARK parameters.....	139
4.9	CRUTIL package. COMSICRAYS parameters.....	142
4.10	LONGSLIT package. BACKGROUND parameters.....	143
4.11	LONGSLIT package. IDENTIFY parameters.....	146
4.12	LONGSLIT package. REIDENTIFY parameters.....	148
4.13	LONGSLIT package. FITCOORDS parameters.....	149
4.14	LONGSLIT package. TRANSFORM parameters.....	153
4.15	TWODSPEC package. APALL parameters.....	156
5.1	The coordinates of the sources of mos#2 view field in pixels and arcsec.....	162
5.2	The first column gives the redshifts we had derided from our 54 sources. The second and third columns show the RA/DEC coordinates (degrees) we had calculated for these sources after applying the systematic offset correction. The fourth and fifth columns show the RA/DEC coordinate of SWIRE after the cross-correlation.....	164
5.3	Properties of the 8 ULIRGs and 2 HLIRGs with available spectra from our sample.....	167
5.4	Based on the $[NII]/H\alpha$ vs $[OIII]/H\beta$ diagram from the 17 sources with available lines we have found 7 pure star-forming sources, 6 composite sources one of which appear to be a LINER, 4 AGN objects one of which appears to be LINERS. Based on the $[SII]/H\alpha$ vs $[OIII]/H\beta$ diagram we have found 10 pure star-forming objects, 3 AGN sources and 3 LINERS.....	186

Ευχαριστίες

Η πραγματοποίηση της διπλωματικής μου εργασίας δεν θα ήταν εφικτή χωρίς την βοήθεια ορισμένων ανθρώπων, όχι μόνο σε γνωστικό επίπεδο αλλά και σε ψυχολογικό και οικονομικό.

Αρχικά θα ήθελα να ευχαριστήσω τους δύο επιβλέποντες της πτυχιακής, τους καθηγητές Ιωάννη Σειραδάκη και Μάρκο Τριχά. Ήταν πραγματικά χαρά μου που είχα την τύχη να συνεργαστώ μαζί τους.

Θα ήθελα να ευχαριστήσω τον κύριο Σειραδάκη που με εμπιστεύτηκε και μου έδωσε την ευκαιρία να ασχοληθώ με το θέμα αυτό και που ήταν πάντα διαθέσιμος όποτε τον χρειαζόμουν. Φυσικά, χωρίς την συνεισφορά του κυρίου Μάρκου Τριχά δεν θα ήταν δυνατή η εκπόνηση αυτής της πτυχιακής. Ήταν ο άνθρωπος που μου έδωσε τα δεδομένα των οποίων την επεξεργασία πραγματοποίησα, αυτός που με καθοδήγησε από τα πιο μικρά έως τα πιο μεγάλα και που ακόμα και τώρα, που η πτυχιακή μου έχει τελειώσει, συνεχίζει να ενδιαφέρεται και να με βοηθάει για τις μελλοντικές μου αποφάσεις. Το ευχαριστώ είναι λίγο για την βοήθεια του και τον χρόνο που μου έχει διαθέσει.

Το αποτέλεσμα των όσων μέχρι τώρα έχω κάνει, μάλλον θα ήταν πολύ διαφορετικό αν δεν είχα την οικογένεια μου να με στηρίζει. Η υποστήριξη των γονιών μου, Μαρίας και Κώστα, ήταν υποδειγματική που ακόμα και τις φορές που είχαν αντίθετη άποψη για τις επιλογές μου συνέχιζαν να είναι εκεί. Ένα ευχαριστώ στην αδερφή μου Στέλλα, που τα τελευταία χρόνια της συγκατοίκησης μας, κατείχε τα ινία της συμβίωσης μας και καλύπτοντάς τις καθημερινές μας ανάγκες μου παρείχε άπλετο χρόνο για να μπορέσω να τον αφιερώνω στη πτυχιακή μου. Χωρίς αυτή η πορεία θα ήταν πολύ πιο μοναχική. Τέλος, ένα μεγάλο ευχαριστώ στη γιαγιά μου, στην οποία αφιερώνεται και η πτυχιακή μου, που καθόλα τα 23 χρόνια της ζωής μου παίζει καθοριστικό ρόλο.

Πολλοί είναι οι φίλοι που συμμετείχαν σε αυτή την πορεία. Άλλοι παλιοί, άλλοι που ήρθαν και έφυγαν και άλλοι που παρέμειναν. Όλοι ωστόσο, έκαναν αυτά τα χρόνια αλησμόνητα και άκρως ενδιαφέροντα. Τους ευχαριστώ όλους...

Κεφάλαιο 1

Εισαγωγή

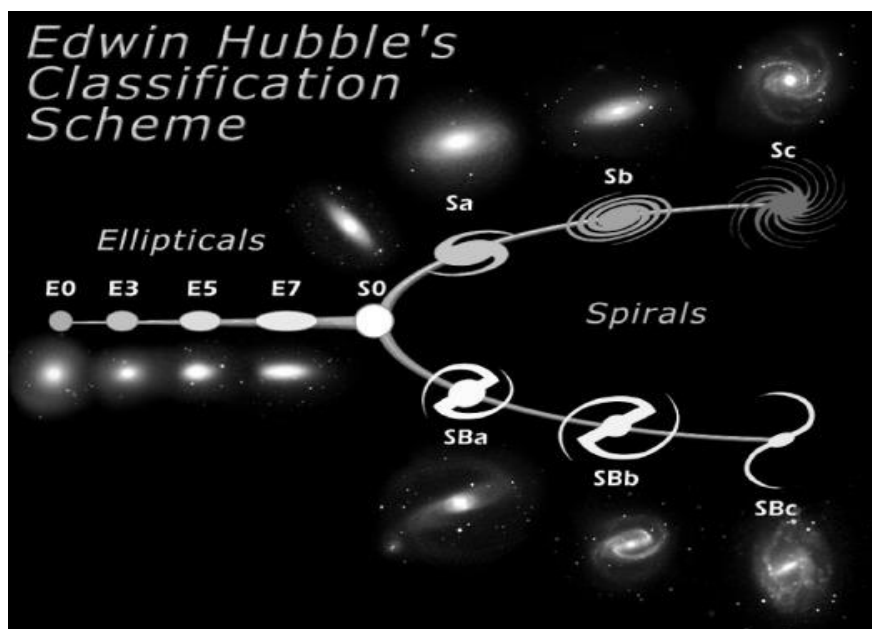
1.1 Περίληψη

Στο κεφάλαιο αυτό, γίνεται μία γενική εισαγωγή βασικών αστρονομικών εννοιών οι οποίες θα χρησιμοποιηθούν στη συνέχεια της εργασίας. Σκοπός μου είναι να αναφέρω ορισμένα βασικά στοιχεία για τους γαλαξίες, την υπέρυθρη ακτινοβολία, τη φασματοσκοπία και τη χρήση τους στην αστρονομία. Στην παράγραφο σχετικά με τους γαλαξίες δίνονται μερικές γενικές πληροφορίες σχετικά με τη δομή τους και την κατηγοριοποίησή τους σύμφωνα με την κατάταξη του *Hubble*. Στην ίδια παράγραφο δίδονται τα χαρακτηριστικά δύο ειδικών γαλαξιακών πληθυσμών (starbursts, AGNs) οι οποίοι μελετώνται εκτενώς στην εργασία. Τα χαρακτηριστικά του υπέρυθρου τμήματος του φάσματος, στο οποίο οι εξωγαλαξιακές πηγές του δείγματος μας έχουν ισχυρή εκπομπή, συζητούνται επίσης. Τέλος, δίδεται μία σύνοψη της ιστορικής εξέλιξης της φασματοσκοπίας επικεντρώνοντας στους νόμους του *Kirchhoff* για την ακτινοβολία. Οι τρεις τύποι φάσματος εκπομπής μας δίνουν πληροφορίες για τα αστρονομικά αντικείμενα. Σήμερα, ο πιο κοινός τρόπος παρατήρησης του φάσματος των αντικειμένων αυτών είναι με τη χρήση των CCD cameras.

1.2 Γαλαξίες

Έχουν περάσει 85 έτη από το 1924 όταν ο *Edwin Hubble*, χρησιμοποιώντας το 100-ιντσών (2.5 μέτρα) Hooker τηλεσκόπιο στο Mount Wilson, ανακάλυψε την ύπαρξη γαλαξιών πέρα από τον δικό μας. Από τότε, με τη χρήση όλο και ισχυρότερων τηλεσκοπίων, έχουμε αποκτήσει την ικανότητα ευρύτερων παρατηρήσεων στο χώρο και στον χρόνο γεγονός που μας επιτρέπει να μελετάμε αυτές τις απομακρυσμένες δομές. Οι γαλαξίες είναι δομές που περιέχουν εκατομμύρια αστερών οι οποίοι συγκρατούνται μεταξύ τους μέσω της βαρύτητας. Οι λαμπρότεροι από τους γαλαξίες εμφανίζονται ως φωτεινά νέφη στο νυχτερινό ουρανό. Εκτός από αστέρες, οι

γαλαξίες απαρτίζονται από σκόνη, αέριο και τη μυστηριώδη σκοτεινή ύλη. Ο *Edwin Hubble* κατέταξε τους γαλαξίες σε 3 κατηγορίες: στους ελλειπτικούς, στους σπειροειδείς και στους ανώμαλους (11).



Εικόνα 1.1: Σχηματική αναπαράσταση της ταξινόμησης του *Edwin Hubble* (διαπασών του Hubble). Η ταξινόμηση των γαλαξιών εξαρτάται από το σχήμα τους. Στο αριστερό τμήμα του διαπασών βρίσκονται οι ελλειπτικοί γαλαξίες (από τους E0 έως τους E7). Οι αριθμοί από το 0 έως το 7 εξαρτώνται από την ελλειπτικότητα των γαλαξιών. Οι κλάδοι του διαγράμματος περιλαμβάνουν τις δύο κατηγορίες των σπειροειδών γαλαξιών: τους κανονικούς σπειροειδείς (επάνω κλάδος) και τους σπειροειδείς με ράβδο (κάτω κλάδο). Καθένας από αυτούς διακρίνεται επιπλέον ανάλογα με το μέγεθος του πυρήνα και με το πόσο σφιχτά περιελίσσονται οι βραχίονες γύρω από τον κεντρικό σχηματισμό. Οι ανώμαλοι γαλαξίες παρουσιάζουν ακανόνιστο σχήμα. Παρότι ο *Hubble* πίστευε ότι ακολουθούν εξελικτική πορεία από το αριστερό άκρο του διαπασών προς τα δεξιά, σήμερα γνωρίζουμε ότι το διάγραμμα του διαπασών δεν αντιπροσωπεύει την εξέλιξη των γαλαξιών (12). *Tuning fork classification NASA*.

Οι **ελλειπτικοί γαλαξίες** είναι ομαλές δομές με σχήμα έλλειψης που εξαρτάται από την γωνία παρατήρησης. Πρόκειται για γαλαξίες όπου ο σχηματισμός αστερών έχει ολοκληρωθεί με αποτέλεσμα να απαρτίζεται κυρίως από αστέρες μεγάλης ηλικίας. Η μάζα των ελλειπτικών γαλαξιών κυμαίνεται από 10^6 έως 10^{13} ηλιακές μάζες και η διάμετρός τους από 1/10 kpc έως 100 kpc (13). Η κατάταξη των ελλειπτικών γαλαξιών εξαρτάται από την ελλειπτικότητά τους – τον λόγο του μεγάλου άξονα (a) προς τον μικρό άξονα (b). Η τιμή της ελλειπτικότητας του κάθε γαλαξία δίδεται από τη σχέση:

$$e = 1 - b/a \quad [1.1]$$

Η τάξη του γαλαξία καθορίζεται από το δείκτη που ακολουθεί το γράμμα E με εύρος από 0 έως 7. Το δεκαπλάσιο της ελλειπτικότητας, στρογγυλοποιημένο στον πλησιέστερο ακέραιο δίνει το δείκτη αυτό.

Οι **σπειροειδείς γαλαξίες** (13) είναι ο πιο κοινός τύπος γαλαξιών στο σύμπαν αποτελώντας σχεδόν το 77% του συνολικού πληθυσμού. Αποτελούνται από μία κεντρική συμπύκνωση με εν γένει αστέρες μεγάλης ηλικίας, έναν πεπλατυσμένο περιστρεφόμενο δίσκο με νεαρούς αστέρες και μία περιβάλλουσα άλω. Ορισμένες φορές, οι σπειροειδείς γαλαξίες φιλοξενούν έναν ενεργό πυρήνα από τον οποίο εκπέμπονται πίδακες υψηλής ενέργειας και ορατοί στα ραδιοκύματα. Ο σχηματισμός αστερών είναι συνήθης στους σπειροειδείς γαλαξίες και ειδικά στην περιοχή των βραχιόνων όπου η σκόνη και το αέριο συσσωρεύεται. Η τυπική μάζα αυτών των γαλαξιών είναι περίπου 10^{11} ηλιακές μάζες και η διάμετρός τους κυμαίνεται από 5 έως 50 kpc. Ο Γαλαξίας μας ανήκει στην κατηγορία των σπειροειδών γαλαξιών. Η εμφάνιση ράβδου είναι συνήθης στους σπειροειδείς γαλαξίες με το 70% περίπου των δισκοειδών γαλαξιών να εμπεριέχουν εκτεταμένες ράβδους.

Οι **ανώμαλοι γαλαξίες** έχουν ακριβώς το χαρακτηριστικό που φέρει το όνομά τους: είναι ανώμαλοι. Οι γαλαξίες αυτοί δεν μπορούν να ταξινομηθούν σε κάποια από τις τάξεις της διάταξης του Hubble. Συνήθως εμφανίζονται σαν μεγάλα νέφη σκόνης και αερίου με ταυτόχρονη ύπαρξη νεαρών και μεγάλης ηλικίας αστερών. Σε ορισμένους από αυτούς τους γαλαξίες έχουμε σχηματισμό νέων αστερών με αποτέλεσμα να παρατηρείται HII εκπομπή. Οι γαλαξίες αυτοί ανήκουν στον τύπο I των ανωμάτων γαλαξιών (Irr I). Από την άλλη πλευρά, γαλαξίες με χαμηλό ποσοστό σχηματισμού αστερών ανήκουν στην δεύτερη κατηγορία, στον τύπο II (Irr II).

1.2.2 Starburst

Μία ιδιαίτερη κατηγορία γαλαξιών είναι αυτή των starbursts. Παρά το μικρό τους μέγεθος (1-10% του γαλαξία που τον φιλοξενεί), μετατρέπουν το αέριο του γαλαξία σε αστέρες μεγάλης μάζας με ρυθμό που υπερβαίνει κατά πολύ αυτό του γαλαξία που τον φιλοξενεί (14). Το χαρακτηριστικό τους είναι ο υψηλός ρυθμός σχηματισμού αστερών $10 - 100$ /year, εκατοντάδες ή χιλιάδες φορές υψηλότερο από το ποσοστό σχηματισμού αστερών στους περισσότερους γαλαξίες (π.χ. στον Γαλαξία μας ο ρυθμός σχηματισμού αστερών είναι της τάξεως 1-5 /year) (15). Η ερμηνεία του πως αυτοί οι γαλαξίες μπορούν να μετατρέψουν τόσο μεγάλα ποσά αερίου σε αστέρες σε τόσο μικρό χρονικό διάστημα έρχεται από τη θεωρία ότι ο υψηλός ρυθμός σχηματισμού αστερών είναι αποτέλεσμα αλληλεπιδράσεων ή συγχωνεύσεων μεταξύ γαλαξιών (16). Το ωστικό κύμα που δημιουργείται από τη σύγκρουση, διατρέχει ολόκληρο τον γαλαξία και συμπιέζει την μεσοαστρική ύλη παρέχοντας τις κατάλληλες συνθήκες για να ξεκινήσει η βαρυτική κατάρρευση. Μια άλλη αιτία θα μπορούσε να είναι η εισροή αερίου (17).

Το συνολικό περιεχόμενο αερίου σε έναν γαλαξία μπορεί να εκτιμηθεί από τις HII γραμμές από τις οποίες μπορούμε να υπολογίσουμε την HII μάζα (15). Από το αέριο που είναι διαθέσιμο για να τροφοδοτήσει τη δημιουργία αστερών και τον παρατηρούμενο ρυθμό σχηματισμού αστερών μπορούμε να εκτιμήσουμε τη διάρκεια

ζωής του φαινομένου του σχηματισμού αστέρων. Για αντικείμενα σαν τον Γαλαξία μας, η διάρκεια αυτή είναι τη τάξεως των 10^9 ετών – πράγμα που σημαίνει ότι ο παρόν ρυθμός σχηματισμού αστέρων μπορεί να δικαιολογηθεί από τη διάρκεια ζωής του γαλαξία ($\sim 10^8$ έτη). Ωστόσο, για έναν starburst γαλαξία, ο χρόνος ζωής είναι συγκρίσιμος με την ηλικία του γαλαξία γεγονός που υποδηλώνει ότι υπάρχει μία «έκρηξη» σχηματισμού αστέρων η οποία μπορεί να διατηρηθεί για ένα σχετικά μικρό χρονικό διάστημα σε σχέση με την κοσμολογική κλίμακα χρόνου (18). Το εσωτερικό των starburst είναι ένα εξαιρετικά δραστήριο περιβάλλον, οι αστέρες καταναλώνουν πολύ γρήγορα τα καύσιμά τους και εξαιτίας του μεγέθους τους είναι πολύ συχνό να εκρήγνυνται στο τέλος της ζωής τους σαν supernova. Η έκρηξη supernova έχει ως αποτέλεσμα τη δημιουργία οστικού κύματος το οποίο με τη σειρά του προκαλεί την κατάρρευση άλλων νεφών σε μία σειρά σχηματισμού αστέρων. Οι starburst έχουν συνήθως μεγάλη φωτεινότητα στα υπέρυθρα μήκη κύματος. Κατά τον σχηματισμό των αστέρων, η σκόνη και τα μεγάλα νέφη στα οποία σχηματίζονται οι αστέρες θερμαίνονται και εκπέμπουν υπέρυθρο φως το οποίο έχει τη δυνατότητα να διαπεράσει τα νέφη. Οι πλέον φωτεινοί starburst στο τοπικό σύμπαν ονομάζονται “ultra-luminous infrared galaxies”.



Εικόνα 1.2: Οι Antenna Galaxies αποτελείται από δύο αλληλεπιδρώντες γαλαξίες NGC4038/NGC4039 με υψηλό ρυθμό σχηματισμού αστέρων. *Image Credit: NASA, ESA, and the Hubble Heritage Team (STScI/AURA)-ESA/Hubble Collaboration.*

1.2.3 AGN (Ενεργός Γαλαξιακός Πυρήνας)

Βάση της μορφολογικής κατάταξης των γαλαξιών η πλειοψηφία αυτών είναι είτε σπειροειδείς είτε ελλειπτικοί γαλαξίες. Σε πρώτο επίπεδο, φαίνεται να μη

παρουσιάζουν έντονες διαφορές από αντικείμενο σε αντικείμενο ωστόσο, σμε μεγαλύτερη ανάλυση ορισμένοι από αυτούς φαίνεται να έχουν ιδιαίτερες χαρακτηριστικά όπως εξαιρετικά φωτεινού πυρήνες και ασυνήθιστες γραμμές εκπομπής (19). Το 1943, ο *Carl Seyfert* μελετώντας σπειροειδείς γαλαξίες, βρήκε ότι αντίθετα με τους περισσότερους σπειροειδείς, οι γαλαξίες του δείγματός του εμφάνιζαν ασυνήθιστα ευρείς ή μη τυπικές, υψηλού ιονισμού, επιτρεπτές ή απαγορευμένες γραμμές εκπομπής στο φάσμα του πυρήνα τους (20). Τα αντικείμενα αυτά έγιναν γνωστά ως Seyfert γαλαξίες και ήταν οι πρώτοι γαλαξίες που βρέθηκαν να παρουσιάζουν έντονη δραστηριότητα στην κεντρική περιοχή τους, π.χ. ο πρώτος AGN τύπος που βρέθηκε.

Οι AGN ή ενεργοί γαλαξιακοί πυρήνες ανήκουν στα πιο ενεργά αντικείμενα του σύμπαντος με φωτεινότητα μεταξύ 10^{40} και $10^{48} \text{ ergs}^{-1}$ (21). Η φωτεινότητά τους δείχνει ότι παρατηρούνται σε μεγάλες μετατοπίσεις στο ερυθρό και αυτό τους καθιστά εξαιρετικό εργαλείο για τη μελέτη του πρώιμου σύμπαντος. Η διαφορά τους με τους «κανονικούς» γαλαξίες είναι ότι η ενέργεια που εκπέμπεται δεν είναι αποτέλεσμα των αστερών, της σκόνης και του μεσοαστρικού αερίου αλλά πιστεύεται ότι οι AGNs τροφοδοτούνται από την συσσώρευση της ύλης καθώς αυτή προσπίπτει σε μία υπερμεγέθη μαύρη τρύπα (SMBH) (21). Καθώς η ύλη έλκεται από την SMBH, η δυναμική της ενέργεια μετατρέπεται σε κινητική. Ένας δίσκος προσαύξεσης δημιουργείται γύρω από την μαύρη τρύπα μεταβάλλοντας τη γωνιακή ορμή εξαιτίας του ιξώδους (22). Τα κύρια τμήματα του μοντέλου για τους AGNs είναι i) μία κεντρική περιοχή που τροφοδοτείται από μία SMBH (με ή χωρίς πίδακες), ii) νέφη σκόνης, iii) νέφη αερίου και iv) διαδικασία προσαύξεσης η οποία οργανώνει το αέριο και την σκόνη σε μία δομή σχήματος τόρου (23).

Οι AGN έχουν παρατηρηθεί σε όλα τα μήκη κύματος, από τα ραδιοφωνικά μέχρι τις ακτίνες-γ. Η συνολική μορφή της φασματικής ενεργειακής κατανομής (SED) Μπορεί να περιγραφεί κατά προσέγγιση από εκθετικό νόμο της μορφής:

[1.2]

όπου η ροή της συχνότητας και το α μια σταθερά μεταξύ 0 και 1. Οι ισχυρές ευρείς και στενές γραμμές εκπομπής είναι ένα σημαντικό χαρακτηριστικό του φάσματος των AGNs. Στα υπέρυθρα μήκη κύματος η εκπομπή είναι σχεδόν εξ' ολοκλήρου θερμικής φύσεως και πιστεύεται ότι οφείλεται στην απορρόφηση και επανεκπομπή του φωτός από τη σκόνη στην κεντρική περιοχή του AGN. Περίπου το 10% των AGNs είναι ισχυρές ραδιοφωνικές πηγές με εκθετικό νόμο για το φάσμα στα ραδιοφωνικά μήκη κύματος μέσω synchrotron ακτινοβολίας. Για radio quite πηγές, η ενέργεια φαίνεται να μειώνεται ραγδαία στη ραδιοφωνική κατάσταση από τον IR εκθετικό νόμο. Οι radio loud AGNs έχουν είτε μονό είτε διπλούς πίδακες, οι οποίοι αποτελούνται από ενεργειακά σωμάτια που προέρχονται από την κεντρική περιοχή και εκτείνονται πέραν της οπτικά παρατηρήσιμης έκτασης του γαλαξία. Οι πίδακες πιστεύεται ότι εκπέμπουν ακτινοβολία synchrotron και σκέδασης Compton από τα ραδιοφωνικά μήκη κύματος μέχρι τις ακτίνες-γ. Όλοι οι AGNs είναι φωτεινές

X-ray πηγές. Το τμήμα των ακτίνων-X του φάσματος μπορεί να αποδοθεί από έναν εκθετικό νόμο. Χαρακτηριστικά της περιοχής των ακτίνων-X είναι μία ομαλή μείωση στα 2 keV, μία ευρεία αιχμή περίπου στα 20-30 keV και μία Fe Ka γραμμή φθορισμού στα 6.4 keV (25).

Οι AGNs διακρίνονται σε πληθώρα υποκατηγοριών όπως οι Seyferts, οι LINERs, οι Quasars, οι BLRGs (Broad-line Radio Galaxies), οι NLRGs (Narrow-line Radio Galaxies), οι FRIs, οι FRIIs και οι Blazars (11). Οι υποκατηγορίες βασίζονται σε 3 χαρακτηριστικά: στον τύπο του φάσματος, στις ραδιοφωνικές ιδιότητες και στην φωτεινότητα του AGN. Υπάρχουν 2 γενικές κατηγορίες για κάθε μοντέλο AGN οι οποίες εξαρτώνται από τη διεύθυνση παρατήρησης του AGN. Στην πρώτη ανήκουν οι radio-quiete AGNs οι οποίοι παρατηρούνται ως Seyferts-1 ή Seyferts-2 γαλαξίες και στη δεύτερη ανήκουν οι radio-loud AGNs όπου έχουμε τη δημιουργία ενός ζεύγους πιδάκων οι οποίοι καταλήγουν σε ένα ζευγάρι λοβών, όπως παρατηρείται σε ορισμένους ράδιο-γαλαξίες και quasars (24). Ο παρατηρητής, καθώς η γωνία παρατήρησης αυξάνεται, βλέπει έναν ράδιο-γαλαξία (αρχικά με στενές γραμμές και στη συνέχεια με ευρείες), έναν quasar και τελικά έναν blazer.

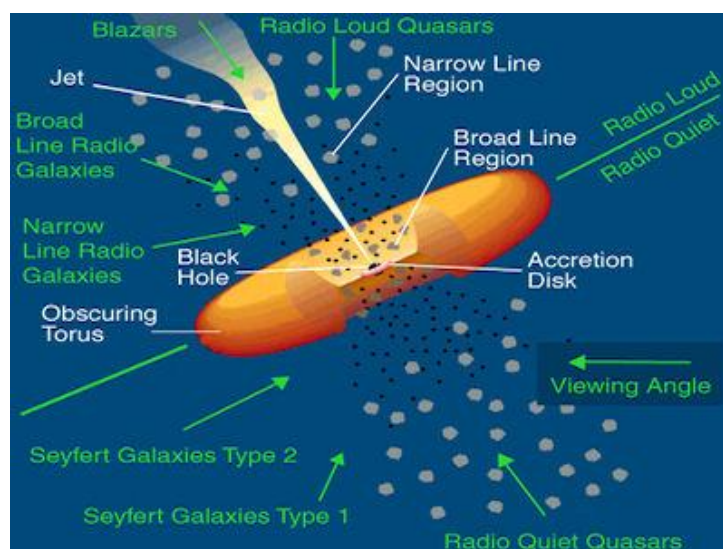
Οι Seyferts έχουν εν γένει μικρή φωτεινότητα και γι' αυτό πρόκειται για AGNs με μικρή μετατόπιση στο ερυθρό (26). Διακρίνονται σε δύο κατηγορίες: τους Seyferts -1 και στους Seyferts-2. Το φάσμα της πρώτης κατηγορίας εμπεριέχει ταυτόχρονα ευρείες επιτρεπτές γραμμές¹ και στενές επιτρεπτές και απαγορευμένες γραμμές² (27). Στη δεύτερη κατηγορία μόνο στενές γραμμές. Οι quasars είναι αντικείμενα μεγαλύτερης φωτεινότητας από τους Seyferts ($10^{44} - 10^{46} \text{ ergs}^{-1}$) (28) και σε μεγαλύτερες αποστάσεις. Παρά τις διαφορές στη φωτεινότητα και την απόσταση, το φάσμα των quasars μοιάζει με αυτό των Seyferts-1, και ουσιαστικά, τα χαρακτηριστικά των Seyferts και των quasars συμπίπτουν, με τους Seyferts με μεγάλη φωτεινότητα να μη ξεχωρίζουν από τους quasars με μικρή φωτεινότητα. Ομοίως, οι Blazars διακρίνονται σε δύο κατηγορίες, αυτή των AGN – BL Lacs και αυτή των OVVs (Optically Violent Variable quasars). Πρόκειται για radio-loud πηγές. Οι Blazars δείχνουν το μη-θερμικό φάσμα των AGNs αλλά, εκτός αυτού, ένα ισχυρό χωρίς ιδιαίτερα γνωρίσματα συνεχές με ασθενείς (OVV) ή καθόλου (BL Lac) γραμμές εκπομπής. Οι ράδιο-γαλαξίες είναι επίσης AGNs. Οι γαλαξίες αυτοί έχουν radio-loud πίδακες και λοβούς που εκτείνονται σε μεγάλες αποστάσεις από το κέντρο του γαλαξία. Όπως στην περίπτωση των Seyferts και των quasars, έτσι και εδώ, υπάρχουν δύο κατηγορίες, αυτή των ράδιο-γαλαξιών με ευρείες γραμμές (BLRG) και αυτών με στενές γραμμές (NLRG).

Η ακτινοβολία που εκπέμπεται από έναν AGN εξηγείται από το μοντέλο προσαύξησης σε μία μελανή οπή με μάζα μεταξύ 10^6 και 10^{10} ηλιακές μάζες, που βρίσκεται στο κέντρο του γαλαξία και αποτελεί την πηγή της όλης δραστηριότητας. Η μελανή οπή περιβάλλεται από έναν δίσκο προσαύξησης που περιέχει ψυχρή ύλη, αέριο και σκόνη. Η ακτινοβολία από τον ενεργό γαλαξιακό πυρήνα είναι αποτέλεσμα

¹ Full Width Half Maximum (FWHM) = $1 - 10000 \text{ km s}^{-1}$

² FWHM < 1000 km s^{-1}

της βαρυτικής ενέργειας της ύλης καθώς αυτή πέφτει στην μελανή οπή από τον δίσκο προσαύξησης. Όταν το αέριο της κεντρικής περιοχής του AGN συγκεντρωθεί στην μελανή οπή πιστεύουμε ότι ο AGN «σβήνει». Επομένως, μετά από τόση έντονη δραστηριότητα, ο AGN σταματά να παράγει ενέργεια και ίσως να μετατρέπεται σε έναν κανονικό γαλαξία. Ορισμένοι από τους AGNs δημιουργούν πολύ μεγάλης ταχύτητας πίδακες, εκτοξεύοντας χαμηλής πυκνότητας πλάσμα πέρα από το περιβάλλον *intracluster medium*.



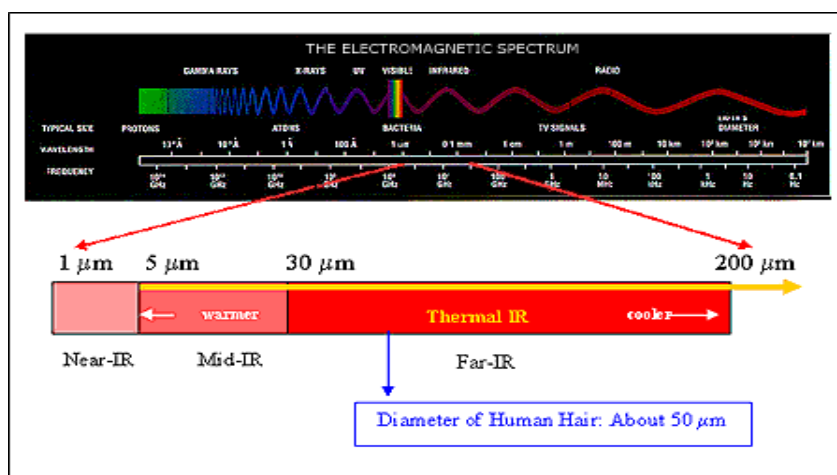
Εικόνα 1.3: Σχηματική αναπαράσταση του μοντέλου ενός AGN. Η περιγραφή του AGN εξαρτάται από τη γωνία παρατήρησης. *Image credit: NASA.*

1.3 Αστρονομία στο υπέρυθρο

Το ορατό φως αποτελεί μόνο ένα τμήμα της ηλεκτρομαγνητικής ακτινοβολίας και σε αυτό είναι ευαίσθητη όρασή μας. Πριν από 200 χρόνια πιστευόταν ότι ολόκληρο το ηλεκτρομαγνητικό φάσμα αποτελούνταν μόνο από την ορατή περιοχή ($0.4 - 0.7\mu\text{m}$). Το 1800, ο William Herschel ανακάλυψε ότι ο Ήλιος εκπέμπει σε μήκη κύματος μεγαλύτερα των $0.7\mu\text{m}$ στο άκρο του κόκκινου του ηλεκτρομαγνητικού φάσματος. Συνειδητοποίησε ότι τοποθετώντας ένα θερμόμετρο πέρα των $0.7\mu\text{m}$ στο φάσμα του Ηλίου η θερμοκρασία που δείχνει είναι μεγαλύτερη από αυτή του οπτικού φάσματος και έτσι πραγματοποίησε τις πρώτες παρατηρήσεις στο υπέρυθρο. Η υπέρυθρη αστρονομία ανιχνεύει και μελετά την υπέρυθρη ακτινοβολία που εκπέμπεται από τα αντικείμενα του σύμπαντος. Οποιοδήποτε αντικείμενο με θερμοκρασία πάνω από το απόλυτο μηδέν, εκπέμπει υπέρυθρη ακτινοβολία. Παρότι το υπέρυθρο φως είναι αόρατο για τα μάτια μας, μπορούμε να το αισθανθούμε με τη μορφή θερμότητας.

Η υπέρυθρη ακτινοβολία βρίσκεται μεταξύ του ορατού φάσματος και των μικροκυμάτων και διακρίνεται σε 3 μπάντες (25): στο κοντινό υπέρυθρο, στο μεσαίο

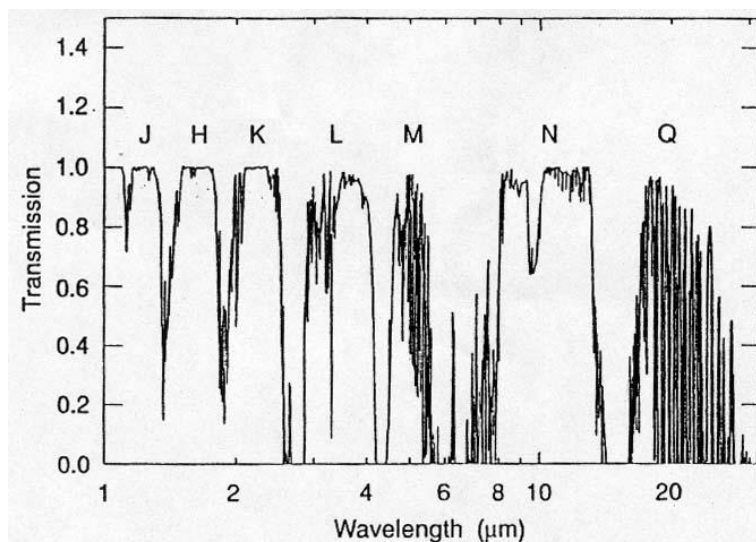
υπέρυθρο και στο μακρινό υπέρυθρο. Στο **κοντινό υπέρυθρο** τα μήκη κύματος (0.7-1 έως 5 μm) είναι μόλις μεγαλύτερα από τα οπτικά. Στην περιοχή αυτή, οι ψυχροί κόκκινοι αστέρες προεξέχουν και η μεσοαστρική σκόνη γίνεται διαπερατή. Αυτά τα υπέρυθρα μήκη κύματος διαπερνούν τις λεπτές περιοχές σκόνης οι οποίες συνήθως αναπτύσσονται σε πολλά ουράνια αντικείμενα. Η περιοχή του **μεσαίου υπέρυθρου** (5 έως 25 – 40 μm) καλύπτει μία ευρεία περιοχή σκόνης και μοριακής εκπομπής καθώς και χαρακτηριστικά απορρόφησης, διερευνώντας φαινόμενα τόσο διαφορετικά όπως ο σχηματισμός αστερών, ο αστρικός θάνατος και οι πυρήνες από σκόνη των AGNs. Τα πολύ μεγάλα μήκη κύματος του **μακρινού υπέρυθρου** (25 - 40 έως 200 - 350 μm) εκπέμπονται από εξαιρετικά ψυχρή ύλη. Μεγάλα, ψυχρά νέφη από σκόνη και αέριο στον γαλαξία μας, καθώς και σε κοντινούς γαλαξίες, λάμπουν στο μακρινό υπέρυθρο φως. Σε ορισμένα από αυτά τα νέφη, νέοι αστέρες αρχίζουν να σχηματίζονται. Οι παρατηρήσεις στο μακρινό υπέρυθρο μπορούν να ανιχνεύσουν αυτούς τους πρωτοαστέρες πολύ πριν «ανάψουν» στο ορατό από τη θερμότητα της ακτινοβολίας που εκπέμπουν κατά την κατάρρευση.



Εικόνα 1.4: Το ηλεκτρομαγνητικό φάσμα. Το εύρος του υπέρυθρου φάσματος ισούται με την διάμετρο μιας ανθρώπινης τρίχας.

Η παρατήρηση του σύμπαντος στο υπέρυθρο από την Γη είναι ιδιαιτέρως δύσκολη. Το φως, σχεδόν σε όλα τα υπέρυθρα μήκη κύματος, απορροφάται από τα μόρια της ατμόσφαιρας. Ωστόσο, υπάρχει ακόμα ένα μεγάλο πρόβλημα. Η ατμόσφαιρα εκπέμπει επίσης υπέρυθρη ακτινοβολία. Από το έδαφος, μόνο μερικές στενές μπάντες από 2.5 έως 30 μm και μήκη κύματος μικρότερα των 300 μm είναι παρατηρήσιμα. Η ποιότητα των επίγειων παρατηρήσεων εξαρτάται από υπέρυθρη ατμοσφαιρική διάδοση. Το ποσό των υδρατμών, του οξυγόνου, του διοξειδίου του άνθρακα και του όζον επιδρούν ισχυρά στις επίγειες υπέρυθρες παρατηρήσεις. Ως κατάλληλα παράθυρα για παρατηρήσεις επιλέχθηκαν τα J(1.25 μm), H(1.65 μm), K(2.2 μm), L(3.6 μm), M(4.8 μm), N(10.6 μm) and Q(21 μm). Στην επιφάνεια της Γης, ο Νότιος Πόλος είναι το ψυχρότερο και ξηρότερο μέρος το οποίο οι αστρονόμοι μπορούν να χρησιμοποιήσουν και κατά συνέπεια η καλύτερη τοποθεσία για υπέρυθρες παρατηρήσεις. Για να αρθούν τα προβλήματα των παρατηρήσεων, η πλειοψηφία τους

πραγματοποιείται από το διάστημα. Τα τηλεσκόπια και οι ανιχνευτές που χρησιμοποιούνται για υπέρυθρες παρατηρήσεις εκπέμπουν θερμική ενέργεια εκ φύσεως. Για να ανιχνεύσουμε όσο το δυνατόν ασθενέστερη ακτινοβολία είναι απαραίτητο να ελαχιστοποιήσουμε την επίδραση του εξοπλισμού των οργάνων σε θερμοκρασίες κοντά στο απόλυτο μηδέν.



Εικόνα 1.5: Η ατμοσφαιρική διάδοση για διάφορα μήκη κύματος στο κοντινό και μεσαίο υπέρυθρο προσδιορίζει τις μπάντες φίλτρων που χρησιμοποιούνται στην υπέρυθρη αστρονομία. Οι από εδάφους υπέρυθρες παρατηρήσεις περιορίζονται στις μπάντες όπου η γήινη ατμόσφαιρα καθίσταται διαπερατή. Οι μπάντες αυτές αναφέρονται ως *J*, *H*, *K*, *L*, *M*, *N* και *Q*. Η αδιαφάνεια της γήινης ατμόσφαιρας είναι ευμετάβλητη. Ειδικότερα, είναι γνωστό ότι είναι ευαίσθητη στη συνολική πυκνότητα των υδρατμών στην περιοχή του τηλεσκοπίου. Η διάδοση που παριστάνεται στην καμπύλη είναι υπό τις ιδανικότερες συνθήκες (π.χ. το επίπεδο υδρατμών να είναι χαμηλό). Καθώς το επίπεδο των υδρατμών αυξάνεται, το επίπεδο διάδοσης μειώνεται σε όλα τα μήκη κύματος. Τέτοιες περιπτώσεις είναι ιδιαίτερος εμφανή σε μήκη κύματος των οποίων η διάδοση είναι εγγενώς χαμηλή (1).

Η διαφορετική φύση των ουράνιων αντικειμένων αποκαλύπτεται από παρατηρήσεις σε διάφορα μήκη κύματος. Η παρατήρηση του σύμπαντος στο υπέρυθρο επιτρέπει στους αστρονόμους να εξερευνήσουν τα ψυχρότερα των αντικειμένων. Η μελέτη των ατόμων και των μορίων στην υπέρυθρη περιοχή παρέχει πολλές πληροφορίες για την κατανόηση του σχηματισμού των πλανητών, των αστερών και των γαλαξιών. Ένα από τα πλεονεκτήματα της παρατήρησης στο κοντινό υπέρυθρο είναι ότι η σκόνη καθίσταται διαφανής. Τα οπτικά τηλεσκόπια αδυνατούν να παρατηρήσουν αντικείμενα που περιβάλλονται από σκόνη ενώ, αυτά που παρατηρούν στο κοντινό υπέρυθρο μπορούν να ανιχνεύσουν την εκπομπή τους. Όσο μεγαλύτερο είναι το μήκος κύματος, τόσο ευκολότερο είναι για το υπέρυθρο να διαπεράσει τη σκόνη. Πολλές από τις παρατηρούμενες πηγές βρίσκονται σε πολύ μεγάλες αποστάσεις και με πολύ χαμηλή θερμοκρασία με αποτέλεσμα να είναι δύσκολο να ανιχνευτούν στα οπτικά ή μικρότερα μήκη κύματος. Οι παρατηρήσεις στο υπέρυθρο μας επιτρέπουν να μελετάμε την πρώιμη εξέλιξη των αντικειμένων αυτών, στα αρχικά τους στάδια, καθώς η διαδικασία της δημιουργίας συνήθως

εξελίσσεται σε ψυχρές και με σκόνη περιοχές. Εξαιτίας της διαστολής του σύμπαντος, η ενέργεια μετατοπίζεται σε μεγαλύτερα μήκη κύματος και το μεγαλύτερο μέρος της οπτικής ακτινοβολίας, που εκπέμπεται από τους αστέρες και τους γαλαξίες κατά τη διάρκεια των αρχικών σταδίων σχηματισμού του σύμπαντος, μετατοπίζεται στην υπέρυθη περιοχή. Η μελέτη των πλέον απομακρυσμένων αντικειμένων στο υπέρυθρο φάσμα είναι απαραίτητη για να κατανοήσουμε πως δημιουργήθηκε το σύμπαν. Όλα τα αντικείμενα του ηλιακού μας συστήματος, φεγγάρια, αστεροειδείς, κομήτες και πλανήτες εκπέμπουν ισχυρά στο υπέρυθρο. Η μελέτη των αντικειμένων αυτών στα υπέρυθρα μήκη κύματος μας δίνει πληροφορίες για τη σύνθεσή τους. Η αντανάκλαση του υπέρυθρης ακτινοβολίας του Ηλίου στην επιφάνεια των ηλιακών αντικειμένων έχει μέγιστο στο κοντινό υπέρυθρο, περίπου στα 0.5μm.

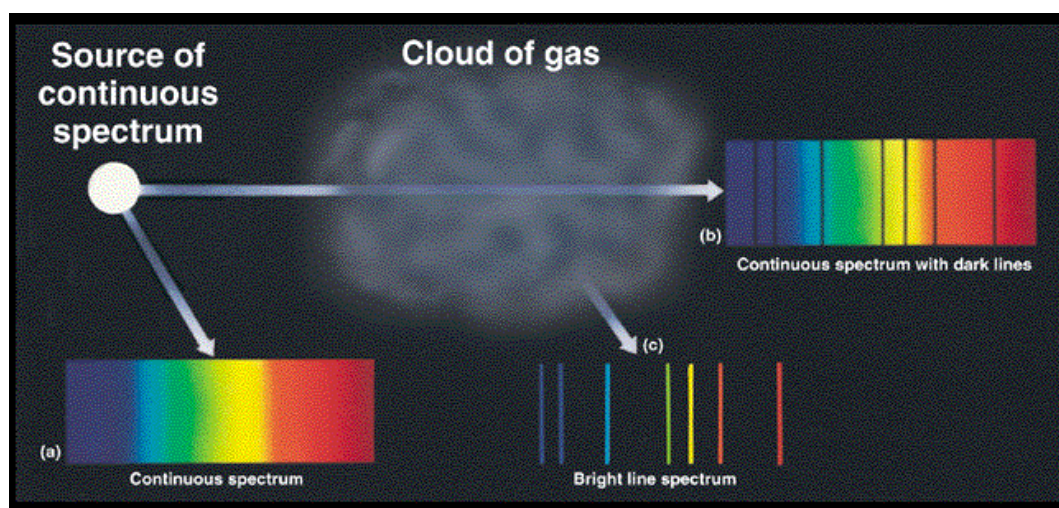
Φασματική περιοχή	Εύρος μήκους κύματος (microns)	Εύρος Θερμοκρασίας (Kelvin)	Τι παρατηρούμε
Κοντινό υπέρυθρο -	(0,7-1) έως 5	740 έως (3.000 –5.200)	Ψυχρούς ερυθρούς αστέρες, Ερυθροί γίγαντες.
Μεσαίο υπέρυθρο -	5 έως (25 – 40)	(92,5-140) έως 740	Πλανήτες, κομήτες και αστεροειδείς, Σκόνη θερμαινόμενη από στους αστέρες, Πρωτοπλανητικοί δίσκοι.
Μακρινό υπέρυθρο -	(25-40) έως (200-350)	(10,6-18,5) έως (92,5-140)	Εκπομπή από ψυχρή σκόνη, Κεντρική περιοχή γαλαξιών, Πολύ ψυχρά μοριακά νέφη.

Πίνακας 1.1: Διαχωρισμός του υπέρυθρου φάσματος σύμφωνα με το εύρος του μήκους κύματος, της θερμοκρασίας και του πεδίου μελέτης. <http://coolcosmos.ipac.caltech.edu/>

1.4 Φασματοσκοπία

Το φως που έρχεται από τα άστρα είναι σύνθετο και καλύπτει ολόκληρο το φάσμα της ηλεκτρομαγνητικής ακτινοβολίας. Τα πειράματα του *Sir Isaac Newton* το 1666 έδειξαν ότι το λευκό φως, καθώς περνά μέσα από ένα πρίσμα, διαχωρίζεται στα χρώματα που το αποτελούν όπως το ουράνιο τόξο στον ουρανό μετά τη βροχή (26). Πρόκειται ακριβώς για το ίδιο φαινόμενο, το ηλιακό φως διαχωρίζεται από τις σταγόνες της βροχής. Ο *Newton* χρησιμοποίησε τη λέξη *φάσμα* για να περιγράψει το φαινόμενο. Το 1814, ο *Josef von Fraunhofer*, κατασκευάζοντας ένα πρίσμα, χρησιμοποίησε τη φασματοσκοπία για να παρατηρήσει το φάσμα του Ηλίου. Το αποτέλεσμα αυτής της παρατήρησης ήταν 574 σκοτεινές γραμμές (γραμμές

απορρόφησης) στο φάσμα. Τα μήκη κύματος των κενών του φωτός αντιστοιχούσαν στο απορροφημένο φως από τα χημικά στοιχεία των εξωτερικών στρωμάτων του Ηλίου. Αυτό σημαίνει ότι εάν γνωρίζουμε το μήκος κύματος των γραμμών απορρόφησης μπορούμε να αναγνωρίσουμε τα στοιχεία που αποτελούν τον Ήλιο και να δημιουργήσουμε μια εικόνα για τη σύστασή του. Το 1857 οι *Gustav Kirchhoff* και *Robert Bunsen* κατά τη διάρκεια πειραμάτων με διάφορα είδη χημικών στοιχείων απέδειξαν ότι το καθένα έχει το δικό του χαρακτηριστικό φάσμα. Ο *Kirchhoff*, στη συνέχεια, προσδιόρισε την σκοτεινές γραμμές και τις συνέκρινε με το φάσμα του Ηλίου του *Fraunhofer*. Όταν τελείωσε με τη μελέτη του Ηλίου, συνέχισε ανακαλύπτοντας το νιτρικό φάσμα των αστερών. Οι παρατηρήσεις αυτές είχαν ως αποτέλεσμα τους 3 νόμους του *Kirchhoff* για τη φασματοσκοπία. Οι νόμοι αυτοί όριζαν ότι το φάσμα προέρχεται από 3 τύπους και εξαρτάται από τις συνθήκες από τις οποίες παράγεται.



Εικόνα 1.6: Οι τρεις τύποι του φάσματος που εμπεριέχονται στους νόμους του Kirchhoff. (*Harcourt, Inc. items and derived items copyright © by Harcourt, Inc.*)

1. Ένα θερμό στερεό σώμα ή ένα αέριο μεγάλης πυκνότητας εκπέμπει σε όλα τα μήκη κύματος παράγει δηλαδή ένα συνεχές φάσμα εκπομπής.
2. Ένα θερμό, χαμηλής πυκνότητας αέριο παράγει φάσμα με γραμμές εκπομπής. Τα στοιχεία που αφθονούν στο ψυχρότερο αέριο εμφανίζονται ως φωτεινές γραμμές στο φάσμα.
3. Ένα θερμό αντικείμενο με συνεχή ακτινοβολία όταν παρατηρείται μέσω ψυχρότερου, χαμηλής πυκνότητας αερίου παράγει φάσμα με γραμμές απορρόφησης. Τα κενά στο φάσμα εξαρτώνται από τα ενεργειακά επίπεδα των ατόμων στο αέριο. Η μελέτη του φάσματος απορρόφησης είναι ένας τρόπος να προσδιορίσουμε τι υπάρχει μεταξύ ημών και της παρατηρούμενης πηγής.

Οι κατηγορίες των φασμάτων εκπομπής και απορρόφησης εμπεριέχουν μεγάλο αριθμό χρήσιμων πληροφοριών σχετικά με τη δομή και τη σύνθεση της ύλης. Η φασματοσκοπία είναι ισχυρή μορφή χημικής ανάλυσης, καθώς και μία μέθοδος

διερεύνησης της πυρηνικής και χημικής δομής. Μεγάλο μέρος της επιστημονικής γνώσης για τη δομή του σύμπαντος, από τους αστέρες μέχρι τα άτομα, προέρχεται από την ερμηνεία της αλληλεπίδρασης της ύλης με την ακτινοβολία.

1.4.2 Η Φασματοσκοπία στην Αστρονομία

Οι αστρονόμοι χρησιμοποιώντας έναν φασματογράφο διαχωρίζουν την ακτινοβολία των ουράνιων αντικειμένων σε συγκεκριμένα μήκη κύματος ή συγκεκριμένες ενέργειες φωτονίων. Τα πρίσματα στον φασματογράφο έχουν τη δυνατότητα να διαθλούν το φως, ενώ τα φράγματα να το σκεδάζουν. Σύμφωνα με τους νόμους του Kirchhoff για την ακτινοβολία, υπάρχουν 3 είδη φάσματος (27): το συνεχές φάσμα, το φάσμα εκπομπής και το φάσμα απορρόφησης.

Το **συνεχές φάσμα** είναι το αποτέλεσμα του φωτός ενός αντικειμένου όταν αυτό διέρχεται μέσα από ένα πρίσμα και διαχωρίζεται. Όσο θερμότερο είναι ένα αντικείμενο τόσο φωτεινότερο είναι και η ενέργεια των φωτονίων του είναι μεγάλη. Το μέγιστο του φωτεινότερου χρώματος στο φάσμα αντιστοιχεί στη θερμοκρασία του αντικειμένου. Στην αστρονομία χρησιμοποιούμε το συνεχές φάσμα για να υπολογίσουμε τη θερμοκρασία του αντικειμένου.

Το **φάσμα εκπομπής** σχετίζεται με την απορρόφηση της ακτινοβολίας από τα ηλεκτρόνια αερίου που βρίσκεται σε χαμηλή πυκνότητα και επανεκπέμπεται σε διάφορα μήκη κύματος. Το φάσμα εκπομπής εμφανίζεται ως φωτεινές γραμμές στο φάσμα. Αυτό συμβαίνει εξαιτίας των φωτονίων τα οποία εκπέμπονται σε συγκεκριμένα μήκη κύματος κατά την μετάπτωση των ηλεκτρονίων από υψηλότερη σε χαμηλότερη ενεργειακή στάθμη.

Το **φάσμα απορρόφησης** παράγεται όταν ένα ψυχρό αέριο βρίσκεται μεταξύ του παρατηρητή και της πηγής. Το αέριο απορροφά το φως με την κατάλληλη ενέργεια για να διεγείρει τα ηλεκτρόνια του. Το φως στα υπόλοιπα μήκη κύματος διέρχεται χωρίς καμία αλληλεπίδραση. Η ενέργεια που απορροφήθηκε από το αέριο εμφανίζεται ως σκοτεινές γραμμές στο φάσμα. Οι αστέρες παράγουν φάσματα απορρόφησης καθώς το εξωτερικό τμήμα της φωτόσφαιρας είναι ψυχρότερο από το εσωτερικό. Οι αστέρες εκπέμπουν συνεχές φάσμα όμως, το ψυχρό αέριο που τους περιβάλλει απορροφά το φως σε συγκεκριμένα μήκη κύματος τα οποία εμφανίζονται ως κενά στο φάσμα που προκύπτει.

Ουσιαστικά, όλες οι πληροφορίες για τα ουράνια αντικείμενα προέρχονται από τη μελέτη των φασμάτων τους. Το φάσμα εμπεριέχει πληθώρα πληροφοριών για τη φύση και τα χαρακτηριστικά των αντικειμένων αυτών. Όπως μπορούμε να δούμε, υπάρχει άμεση σύνδεση μεταξύ της φύσης των ουράνιων αντικειμένων και των αστρονομικών πληροφοριών που λαμβάνονται παρατηρώντας το φάσμα τους (28). Μπορούμε να συμπεράνουμε τη σύνθεσή τους γνωρίζοντας τις γραμμές εκπομπής και απορρόφησης του φάσματος. Τα μήκη κύματος των γραμμών του φάσματος συγκρίνονται με αυτά των στοιχείων που έχουν αναγνωριστεί στο εργαστήριο. Η κίνηση των παρατηρούμενων αντικειμένων μπορεί επίσης να προσδιοριστεί από το

φάσμα τους. Όταν ένα αντικείμενο κινείται σε σχέση με τον παρατηρητή το μήκος κύματος των γραμμών μετατοπίζεται. Η μεταβολή του μήκους κύματος εξαιτίας της κίνησης αυτής είναι γνωστή ως μετατόπιση Doppler (27). Μετρώντας τη μετατόπιση μπορούμε να γνωρίζουμε αν το αντικείμενο κινείται προς τα εμάς ή εάν απομακρύνεται, καθώς και την ταχύτητά του. Η μορφή των γραμμών μας πληροφορεί για την πίεση και την πυκνότητα στο περιβάλλον κοντά στο υπό μελέτη αντικείμενο. Οι φασματικές γραμμές μπορεί να εμφανίζονται διευρυμένες εξαιτίας της σύγκρουσης μεταξύ αντικειμένων. Όσο πιο συχνές είναι αυτές οι συγκρούσεις τόσο μεγαλύτερη είναι η διεύρυνση των γραμμών. Οι γραμμές μπορεί επίσης να εμφανίζονται διευρυμένες εξαιτίας της θερμικής κίνησης σύμφωνα με την μέθοδο Doppler. Τέλος, η ύπαρξη μαγνητικού πεδίου μπορεί να παρατηρηθεί μέσω της ιδιότητάς του να διαχωρίζει τις φασματικές γραμμές σε περισσότερες από μία. Αυτό συμβαίνει γιατί τα ενεργειακά επίπεδα των εκπεμπόμενων φωτονίων διαχωρίζονται υπό την επίδραση μαγνητικού πεδίου.

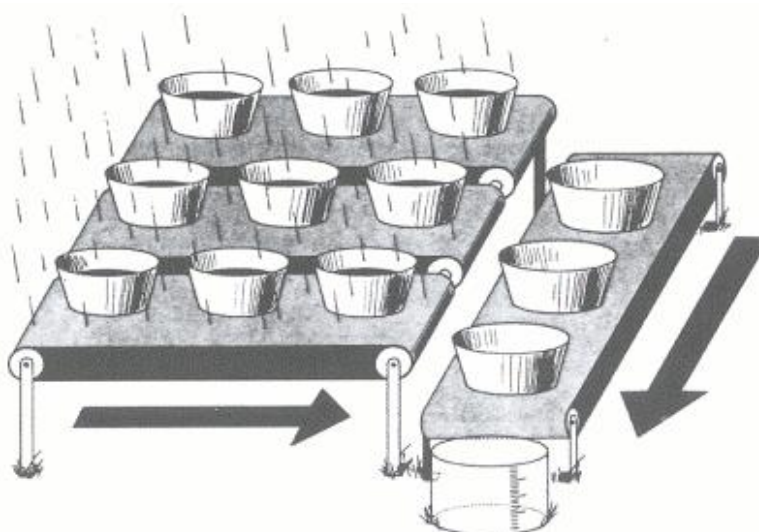
1.4.3 CCD φασματοσκοπία

Σήμερα, οι περισσότεροι από τους αστρονομικούς ανιχνευτές που χρησιμοποιούνται για παρατηρήσεις είναι CCDs (charge-coupled device), στα ελληνικά γνωστοί ως «συσκευή (ή διάταξη) συζευγμένου φορτίου» (2). Η ραγδαία ανάπτυξη των CCDs συνέπεσε με την εξέλιξη των διατάξεων με βάση το πυρίτιο. Το πυρίτιο, στην κρυσταλλική του μορφή, αποτελείται από άτομα πυριτίου συνδεδεμένα με ισοσθενής δεσμούς με τα γειτονικά τους. Το απλούστερο και πλέον κατανοητό ανάλογο της λειτουργίας των CCD cameras είναι του «κάδου με νερό» που επινοήθηκε από τους *Jerome Kristian* και *Morlay Blouke*. Οι κάδοι αναπαριστούν τα pixels κάθε σειράς της CCD και η βροχή τα φωτόνια προσπίπτουν. Μπορούμε να το φανταστούμε σαν μία περιοχή που καλύπτεται με ευθυγραμμισμένα καλάθια κατά μήκος των γραμμών και των στηλών. Όταν η βροχή σταματήσει, κάθε κάδος μεταφέρεται για να μετρηθεί η ποσότητα νερού. Ο καθορισμός της ποσότητας του νερού δίνεται σαν μία δύο διαστάσεων οπτική της περιοχής.

Ο κύριος λόγος που οι CCDs επιλέγονται ως ανιχνευτές είναι η μεγάλη φασματοσκοπική περιοχή που μπορούν να καλύψουν (περίπου από 3.000 έως 10.000 Å), η γρήγορη απεικόνιση που απαιτείται για επιστημονικές και βιομηχανικές εφαρμογές και ο μεγάλος αριθμός, από 2.048 έως 4.096 ή και περισσότερο. Το τελευταίο χαρακτηριστικό είναι ιδιαίτερος σημαντικό για παρατηρήσεις ευρέος πεδίου, multi-object φασματοσκοπία με χρήση οπτικών ινών (Multi-object fiber spectroscopy) κατά την οποία οι ίνες τοποθετούνται στη θέση των σειρών των CCDs (29) και για Echelle φασματοσκοπία που χρησιμοποιείται για ταυτόχρονη δύο διαστάσεων παρατήρηση (*Vogt & Penrod, 1988*).

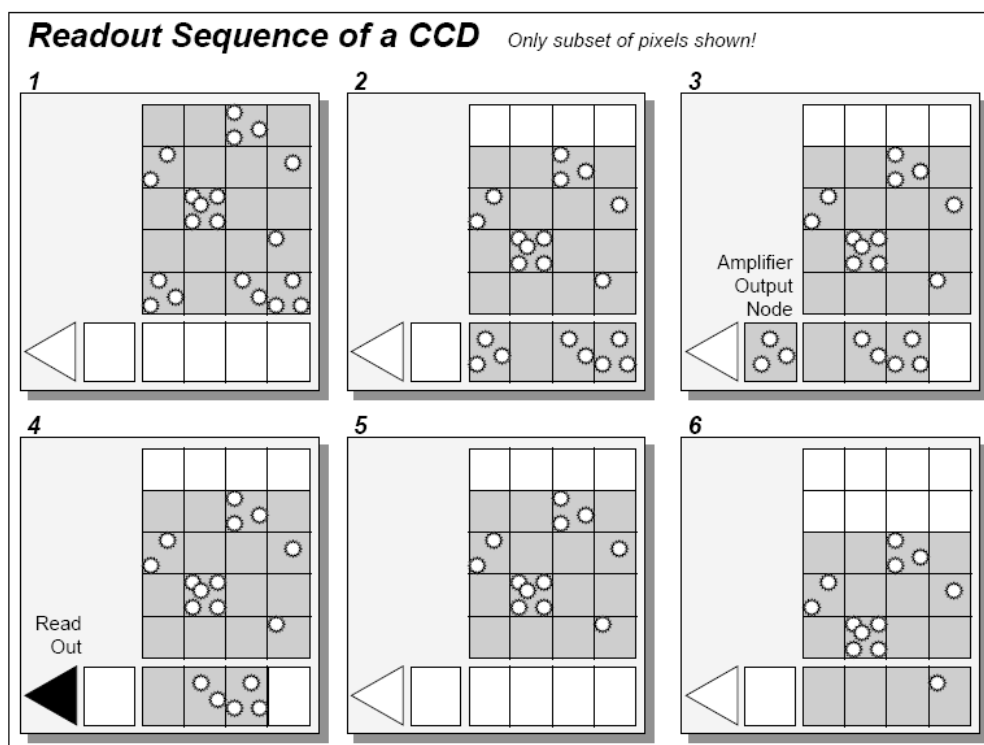
Η βασική δομή ενός CCD αισθητήρα αποτελείται από μία γραμμή με μερικές εκατοντάδες photosites και έναν παράλληλο CCD μετατοπιζόμενο καταχωρητή, που καταλήγει σε έναν ευαίσθητο ενισχυτή (*amplifier*). Τα pixels της CCD είναι

ταξινομημένα σε σειρές και στήλες. Στο άκρο της CCD βρίσκεται μία μονή σειρά που ονομάζεται *shift register*. Η σειρά αυτή έχει τον ίδιο αριθμό pixels με τις υπόλοιπες σειρές της CCD με τη διαφορά ότι έχει καλυφθεί ώστε να προσπίπτει φως πάνω της (3). Τα ηλεκτρόνια του πυριτίου είναι συνδεδεμένα στη δομή της CCD και δεν ανιχνεύονται. Εάν η ενέργεια παρέχεται από τη μεταβολή της τάσης της πύλης της CCD, που είναι μεγαλύτερη από το βάθος των πιθανών κοιλοτήτων (περίπου 1.1eV), ένα ζεύγος ηλεκτρονίου – οπής δημιουργείται (30). Το ηλεκτρόνιο στη συνέχεια μπορεί να προαχθεί σε διακριτές ενεργειακές μπάντες και να ανιχνευτεί εύκολα. Η ενέργεια για να δημιουργηθεί το ζεύγος ηλεκτρονίου – οπής μπορεί να προσφερθεί από φωτόνια με μήκος κύματος μικρότερο του $1\mu\text{m}$. Η πρόσπτωση ενός φωτονίου σε ένα pixel θα προκαλέσει την παραγωγή ενός ελεύθερου ηλεκτρονίου. Τα ηλεκτρόνια που δημιουργούνται από τα φωτόνια συλλέγονται και αποθηκεύονται σε περιοχές πάνω στο chip πυριτίου που καθορίζονται από ένα ηλεκτρικό πεδίο. Οι περιοχές αυτές ονομάζονται *pixel* (3). Όσο περισσότερο φως πέφτει πάνω σε ένα συγκεκριμένο pixel, τόσο περισσότερα ηλεκτρόνια συλλαμβάνονται στις πιθανές κοιλότητες. Η δισδιάστατη φύση των CCDs, επιτρέπουν την τοποθέτηση του φάσματος σε οποιαδήποτε διάταξη, επιλέγοντας καλές περιοχές και αποφεύγοντας τα νεκρά pixels ή αυτά με μειωμένη ευαισθησία. Επίσης, η δισδιάστατη διάταξη δίνει τη δυνατότητα της καταγραφής του φάσματος του αντικειμένου και του ουρανού ταυτόχρονα. Η αφαίρεση του ουρανού από το φάσμα των αντικειμένων αυξάνει τον λόγο S/N στο τελικό φάσμα επιτρέποντας την ανίχνευση αμυδρότερων πηγών. Αυτό ενισχύει επίσης την αξιοπιστία των μετρήσεων της ροής (*flux measurements*) και είναι ο κύριος λόγος που καθιστά ανώτερους τους CCDs μεταξύ των φασματοσκοπικών ανιχνευτών (2).



Εικόνα 1.7: Η CCD μπορεί να αποδοθεί από μία σειρά κάδων σε μία περιοχή όπου συλλέγουν νερό κατά τη διάρκεια μίας καταιγίδας. Μετά την καταιγίδα, κάθε κάδος μετακινείται κατά μήκος μίας ζώνης μεταφοράς έως ότου φτάσει στο σταθμό καταμέτρησης. Στη συνέχεια, το νερό που συλλέχθηκε από κάθε κάδο αδειάζεται στον κάδο μέτρησης (2).

Οι CCDs μας προσφέρουν εκπληκτική εικόνα του νυκτερινού ουρανού. Οι αστρονόμοι αναγνώρισαν γρήγορα την αξία των CCDs για υψηλής ποιότητας εικόνες. Ο μεγάλος αριθμός των pixels προσφέρει μεγάλη ευκρίνεια. Το αποτέλεσμα είναι μια λεπτομερής εικόνα αντικειμένων ακόμα και αν βρίσκονται πολύ μακριά ή έχουν μικρό μέγεθος. Εν γένει, οι CCDs αποκρίνονται στο 70% του εισερχόμενου φωτός, με τις σύγχρονες υψηλής ποιότητας CCDs να προσεγγίζουν το 95% (2). Ένα ακόμα μεγάλο πλεονέκτημα των CCD cameras στην αστρονομία είναι η ικανότητά τους να μετατρέπουν την αναλογική πληροφορία σε ψηφιακή. Ένα θέμα που οι αστρονόμοι πρέπει να αντιμετωπίσουν όταν χρησιμοποιούν CCD cameras είναι ο θόρυβος. Ο θόρυβος αυτός δημιουργείται από την θερμική εκπομπή της ίδιας της κάμερας. Για την ανίχνευση πολύ αμυδρών αντικειμένων, όπως οι γαλαξίες ή άλλα με οπτικό μέγεθος μεγαλύτερο του 25, είναι απαραίτητο να ελαχιστοποιήσουμε τον θόρυβο ψύχοντας την CCD σε θερμοκρασία κοντά στους 160K. Παρατηρήσεις σε τόσο χαμηλές θερμοκρασίες επιτρέπουν μεγάλους χρόνους έκθεσης για πολλές ώρες.



Εικόνα 1.8: Το φως προσπίπτει στη CCD. Μία προς μία οι σειρές μετατοπίζονται κατακόρυφα στην προς τη λαρίδα αποθήκευσης στη CCD. Τα pixels της τελευταίας σειράς, ένα προς ένα, μετακινούνται οριζόντια προς τον ενισχυτή. Η καταγραφή του ενισχυτή πηγαίνει σε έναν μετατροπέα αναλογικού σε ψηφιακού σήματος και διαβάζεται. Η διαδικασία επαναλαμβάνεται έως ότου διαβαστεί ολόκληρο το πλαίσιο (3).

Κεφάλαιο 2

Παρατηρώντας στο υπέρυθρο

2.1 Περίληψη

Η εργασία βασίζεται σε φασματοσκοπικές παρατηρήσεις που έχουν σκοπό τον χαρακτηρισμό γαλαξιών κυρίως σε οπτικά μήκη κύματος. Στο κεφάλαιο αυτό, θα συνοψίσω τις σημαντικότερες έως τώρα διαστημικές αποστολές για την μελέτη ουράνιων αντικειμένων στο υπέρυθρο. Στην πρώτη παράγραφο, παρουσιάζω τις διαστημικές αποστολές και τα προγράμματα που διαχειρίστηκαν τα αποτελέσματα που συλλέχθηκαν, με σκοπό την παρατήρηση του ουρανό στο υπέρυθρο (*IRAS*, *ISO*, *AKARI*, *Spitzer*, *SWIRE*). Ιδιαίτερη αναφορά γίνεται στην αποστολή του *Spitzer* και στο πρόγραμμα *SWIRE*, πηγές του οποίου αποτελούν και τα αντικείμενα των οποίων τα φάσματα χρησιμοποιούμε. Στη συνέχεια, γίνεται περιγραφή των γαλαξιών που είναι ιδιαιτέρως φωτεινοί στα υπέρυθρα μήκη κύματος (Ultraluminous/Hyperluminous), στην απόδοση των χαρακτηριστικών τους και των ιδιοτήτων τους.

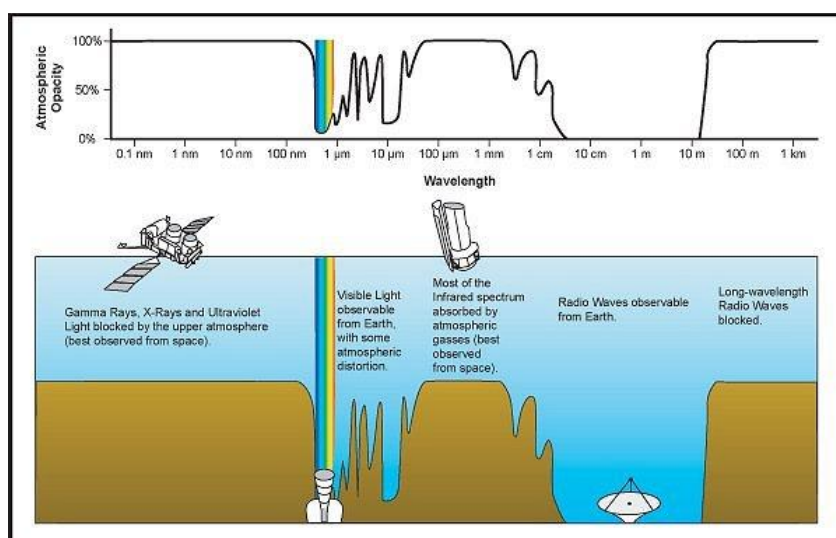
2.2 Αποστολές για παρατήρηση στο υπέρυθρο

Όπως αναφέραμε στην παράγραφο §1.2, για τα υπέρυθρα μήκη κύματος, μόνο ένα μικρό μέρος της υπέρυθρης ακτινοβολίας που προέρχεται από το Σύμπαν φτάνει τελικά στη Γη. Όλο το υπόλοιπο απορροφάται από τους υδρατμούς και το διοξείδιο του άνθρακα της ατμόσφαιράς μας. Αποτέλεσμα αυτού είναι οι σημαντικότερες των παρατηρήσεων στο υπέρυθρο να γίνονται από τηλεσκόπια που βρίσκονται έξω από την γήινη ατμόσφαιρα.

2.2.1 Infrared Astronomy Satellite (IRAS)

Ο *Infrared Astronomy Satellite (IRAS)*, ήταν η πρώτη διαστημική αποστολή με σκοπό την παρατήρηση του ουρανού στα υπέρυθρα μήκη κύματος. Εκτοξεύτηκε στις 25 Ιανουαρίου του 1983 και η αποστολή τελείωσε 10 μήνες αργότερα όταν τα

αποθέματα υγρού ηλίου, που έψυχε το τηλεσκόπιο, εξαντλήθηκαν (31). Σκοπός του *IRAS* ήταν να παρακάμψει το εμπόδιο της γήινης ατμόσφαιρας και να μπορέσει να ανιχνεύσει περισσότερο από το 95% του ουρανού στο υπέρυθρο. Ο *IRAS*, ανίχνευσε τον ουρανό σε ένα ευρύ φάσμα υπέρυθρων μηκών κύματος από 8 έως 12 μm και αποκάλυψε μισό εκατομμύριο αντικείμενα, τα οποία εξέπεμπαν υπέρυθρη ακτινοβολία. Ανιχνεύοντας το $\sim 95\%$ του ουρανού, δημιούργησε έναν αρχικό κατάλογο (32) με όρια στα $\sim 0.5 \text{ Jy}$ τα 12 μm , 25 μm και 60 μm και στα $\sim 1.5 \text{ Jy}$ τα 100 μm . Στον κατάλογο περιέχονται περίπου 20.000 γαλαξίες οι περισσότεροι εκ των οποίων δεν είναι εγγεγραμμένοι σε προγενέστερο κατάλογο. Οι ULIRGs, όντας σπάνιοι στο τοπικό σύμπαν, αποτελούν μόνο το 3% των πηγών στο Bright Galaxy Survey του Infrared Astronomical Satellite (*IRAS*) (7).

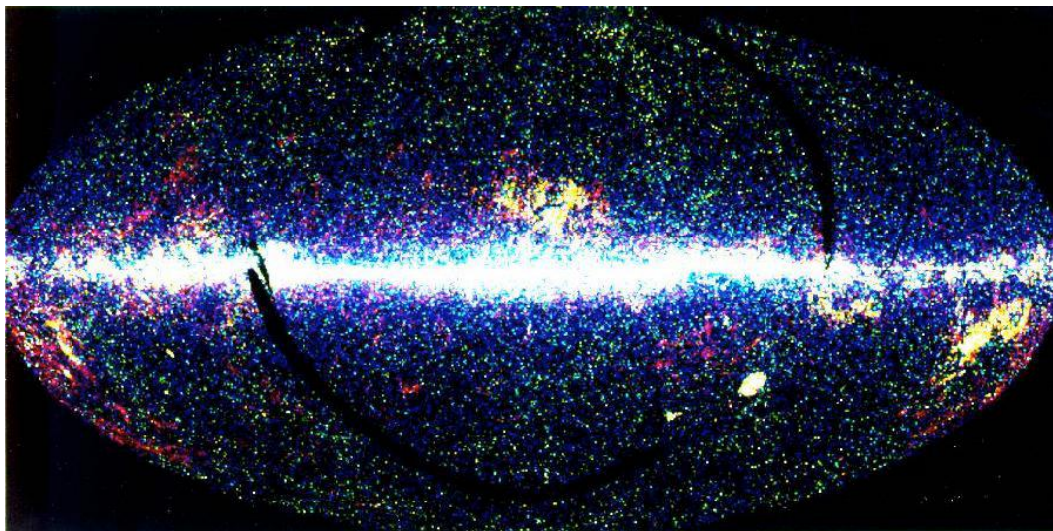


Εικόνα 2.1: Σχηματική απόδοση και διάγραμμα όπου εμφανίζεται η ατμοσφαιρική αδιαφάνεια ως συνάρτηση του μήκους κύματος. Παρατηρούμε ότι μόνο τα οπτικά και τα ραδιοκύματα μπορούν να διαπεράσουν την ατμόσφαιρα και να φτάσουν στην επιφάνεια της Γης. Σχεδόν ολόκληρο το υπέρυθρο φάσμα αποκόπτεται εκτός από ορισμένες μικρές περιοχές που φτάνουν σε μεγάλα ύψη.

Ο *IRAS* (33) σκάνανε το σύνολο του ουρανού τρεις φορές. Ταξίδευε από το νότιο στο βόρειο πόλο της Γης μέσα σε 90 λεπτά και ανίχνευε μια λωρίδα του ουρανού που επικαλυπτόταν κατά το ήμισυ με την λωρίδα που είχε ανιχνεύσει τα προηγούμενα 90 λεπτά. Η τροχιά του επιλέχθηκε πολύ προσεκτικά έχοντας υπ' όψιν αρκετούς παράγοντες. Κατ' αρχάς, θα έπρεπε να βρίσκεται συνεχώς, περισσότερο από 60° μακριά από τον Ήλιο, έτσι ο δορυφόρος ακολουθούσε μία σχεδόν πολική τροχιά. Το τροχιακό ύψος του δορυφόρου ήταν 900km και η κλίση του 99° σε σχέση με τον ισημερινό της Γης (33), γεγονός που οδηγούσε σε μετάπτωση της τροχιάς του κατά μία μοίρα ανά ημέρα. Τοποθετώντας τον δορυφόρο μακριά από την Γη, κατάφεραν να τον προστατέψουν από τα φορτία θερμότητας του Ηλίου και της Γης.

Ο *IRAS* αποτελούνταν από το σκάφος και από το τηλεσκόπιο το οποίο ψύχονταν από υγρό ήλιο. Η ευαισθησία του ήταν ικανή για να παρατηρεί εξωγαλαξιακές πηγές σε μεσαία και μεγάλα υπέρυθρα μήκη κύματος. Οι κατασκευαστές, τοποθέτησαν το

f/9.6 τηλεσκόπιο Ritchey-Chretien μέσα σε προστατευτικό περίβλημα, με 70kg υγρό ήλιο σε θερμοκρασία 10K και με τους ανιχνευτές ακόμα ψυχρότερους στους 2K. Οι θερμοκρασίες αυτές είναι απαραίτητες όταν παρατηρούμε ψυχρά αντικείμενα για να αποφύγουμε την ακτινοβολία από τον ίδιο το δορυφόρο και τον εγγενή θόρυβο των ανιχνευτών. Το εστιακό επίπεδο περιείχε μια σειρά 62 ορθογώνιων υπέρυθρων ανιχνευτών σε μήκη κύματος 100, 60, 24 και 12 μm .

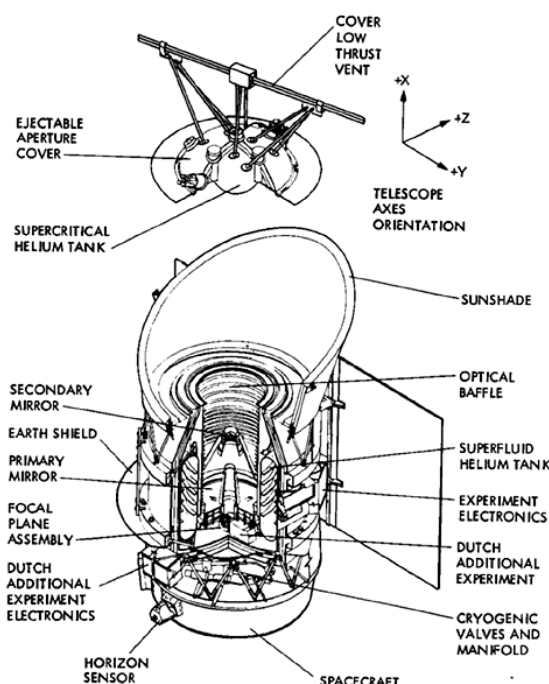


Εικόνα 2.2: Χάρτης του ουρανού σε υπέρυθρα μήκη κύματος όπως αυτός παρατηρήθηκε από τον *Infrared Astronomical Satellite (IRAS)*. Η φωτεινή οριζόντια ζώνη είναι ο Γαλαξίας μας. Οι μπλε πηγές αντιστοιχούν σε αστέρες μέσα στον γαλαξία μας τα οποία παρουσιάζουν μεγάλη συγκέντρωση στη ζώνη του Γαλαξία και στο κέντρο. Οι κίτρινο-πράσινες πηγές είναι ομοιόμορφα κατανεμημένοι γαλαξίες που ωστόσο παρουσιάζουν έντονη συγκέντρωση σε έναν μεγάλο κύκλο πάνω από την γαλαξιακή ζώνη. Οι κοκκινωπές πηγές είναι *cirrus* πηγές, εξαιρετικά ψυχρή ύλη κοντά στον γαλαξία μας. Οι μαύρες περιοχές δεν παρατηρήθηκαν από τον *IRAS* (39).

Κατά τη διάρκεια των 10 μηνών της αποστολής, ο *IRAS* ανακάλυψε πάνω από 350.000 πηγές, πολλές από τις οποίες δεν είχαν προσδιοριστεί επαρκώς. Παρατήρησε 20.000 γαλαξίες, 130.000 αστέρες και 90.000 υπόλοιπα διαστημικά αντικείμενα. Περίπου 75.000 από τις παρατηρούμενες πηγές πιστεύεται ότι είναι *starbursts* γαλαξίες, ενώ κάποιες άλλες έχουν ταυτοποιηθεί ως απλοί αστέρες με *starburst* γύρω τους. Ο *IRAS*, ήταν η πρώτη αποστολή που μας έδωσε εικόνες από τον πυρήνα του γαλαξία μας.

Τα καινοτόμα στοιχεία που μας έδωσε το *IRAS* ήταν αρκετά και ιδιαίτερος μεταξύ των 20.000 γαλαξιακών πηγών. Εκτός από τους *starbursts*, που εξαιτίας της μεγάλης ποσότητας αερίου που διαθέτουν είναι ιδιαίτερος φωτεινοί στο υπέρυθρο, το *IRAS* ανίχνευσε σπειροειδείς γαλαξίες τελευταίου τύπου (Sb-Sd), ορισμένους S0-Sa αλλά σχεδόν καθόλου ελλειπτικούς (34). Παρατηρήσεις σε οπτικά επιλεγμένους Seyfert (35) και QSOs (36) έδειξαν ότι ενεργοί γαλαξίες μπορούν να εκπέμπουν έντονα στο μακρινό υπέρυθρο. Εκτός από τους *starbursts*, που εξαιτίας της μεγάλης ποσότητας αερίου που διαθέτουν είναι ιδιαίτερος φωτεινοί στο υπέρυθρο, το *IRAS* ανίχνευσε και

άλλους γαλαξίες με μεγάλη φωτεινότητα στο υπέρυθρο γνωστοί ως υπέρλαμπροι γαλαξίες στο υπέρυθρο (Ultraluminous Infrared Galaxies, ULIRGs) (3).



Εικόνα 2.3 : Διαμόρφωση των συστημάτων του τηλεσκοπίου του *IRAS*.

2.2.2 ISO (Infrared Space Observatory)

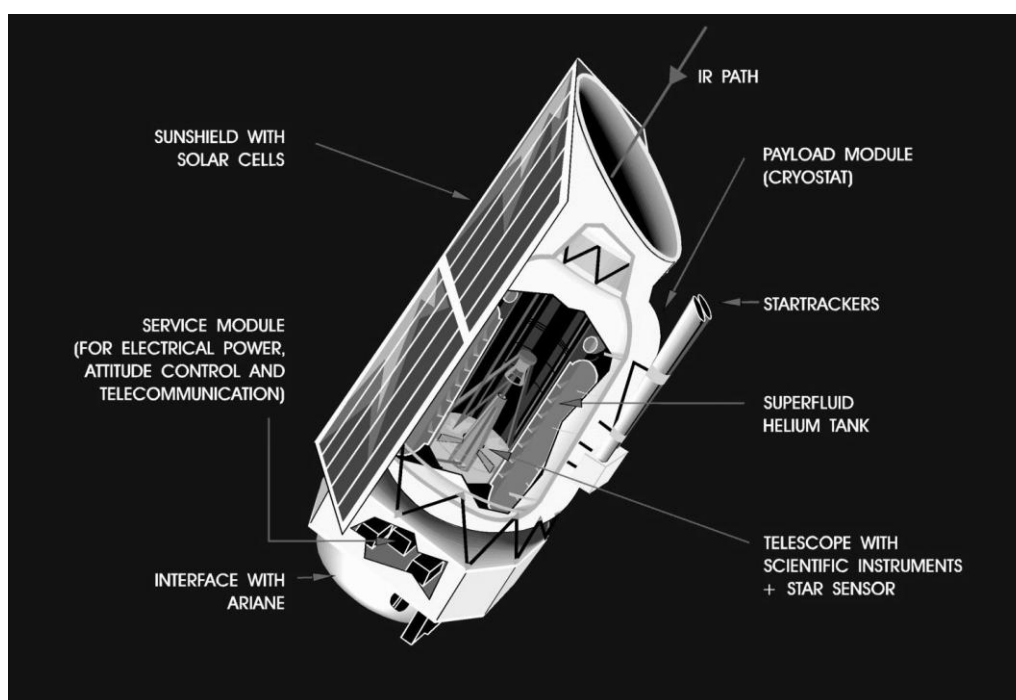
Την αποστολή του *IRAS* από τη NASA το 1983, ακολούθησε η εκτόξευση του ISO από την ESA τον Νοέμβριο του 1995. Το *ISO* τοποθετήθηκε σε μεγάλη ελλειπτική τροχιά γύρω από τη Γη με περίοδο 24 ωρών. Το περίγειο ήταν σε ύψος 1000km και το απόγειο σε ύψος 70.500km (37). Το *ISO* σχεδιάστηκε για να μελετήσει την υπέρυθρη ακτινοβολία σε μήκη κύματος από 2.5 έως 240μm. Μετά από 28 μήνες παρατηρήσεων τα αποθέματα ηλίου που έψυχαν τα όργανα του δορυφόρου τελείωσαν και η αποστολή έληξε τον Απρίλιο του 1998.

Ο δορυφόρος

Το βασικό σχέδιο του ISO επηρεάστηκε έντονα από τον προκάτοχό του *IRAS*. Όπως φαίνεται και στην εικόνα 2.3, στον κέντρο του δορυφόρου βρίσκεται των 60cm Ritchey – Chretien τηλεσκόπιο το οποίο τροφοδοτείται με φως από τα τέσσερα όργανα που βρίσκονται ακριβώς κάτω από το πρωταρχικό κάτοπτρο. Τα τμήματα του τηλεσκοπίου ψύχονται σε θερμοκρασίες 1.8K και 8K. Τα επίπεδα αυτής της θερμοκρασίας επιτυγχάνονται από μία γιγαντιαία δεξαμενή η οποία περιέχει περισσότερα από 2000 λίτρα υπέρρευστου ηλίου στα 1.8K. Η προστατευτική ασπίδα

στην πλάτη του δορυφόρου διαφύλαττε τα όργανα από την ηλιακή θέρμανση και με τα ηλιακά κύτταρα που διέθετε παρείχε στο δορυφόρο την απαραίτητη ενέργεια.

Εξαιτίας των ισχυρών υπέρυθρων πηγών του Ηλιακού μας συστήματος (Ηλιος, Σελήνη, Πλανήτες) το τηλεσκόπιο του *ISO* έπρεπε να έχει συνεχώς καθορισμένη κλίση ως προς αυτά τα σώματα. Η ακτινοβολία του Ηλίου και των υπολοίπων σωμάτων, επέβαλαν στο *ISO* να στοχεύει 50 με 120 μοίρες μακριά από αυτόν και ποτέ λιγότερο από 77 μοίρες από τη Γη, 24 από τη Σελήνη ή λιγότερο από 7 μοίρες στον Δία. Οι περιορισμοί αυτοί έδιναν κάθε στιγμή μόνο 15% διαθέσιμου ουρανού στο *ISO*.



Εικόνα 2.4 : Σχηματική αναπαράσταση των δορυφορικών τμημάτων του *ISO*.

Όργανα

Το *ISO* ήταν εξοπλισμένο με τέσσερα όργανα για παρατηρήσεις στο υπέρυθρο: μία κάμερα - *ISOCAM*, ένα φωτοπολατρόμετρο - *ISOPHOT*, και δύο φασματομέτρα ένα μικρών μήκων κύματος - *SWS* και ένα μεγάλων μηκών κύματος - *LWS* παρέχοντας εικόνες και φασματοσκοπικά δεδομένα μεταξύ 2.3 και 240 μm .

Infrared Camera – ISOCAM (38): Πρόκειται για μία κάμερα υψηλής ανάλυσης που καλύπτει από 2.5 έως 18 μm με δύο ανιχνευτές. Στο πρώτο κανάλι η κάμερα λειτουργεί από 2.5 έως 5.5 μm (στα μικρά μήκη κύματος) και στο δεύτερο κανάλι από 4 έως 18 μm (στα μεγάλα μήκη κύματος). Το εύρος παρατήρησης σε pixels κυμαίνεται από 1.5 έως 12''.

Photo-polarimeter – ISOPHOT (39): Ένα όργανο σχεδιασμένο για να μετρά το ποσό της υπέρυθρης ακτινοβολίας που εκπέμπει ένα αστρονομικό αντικείμενο. Το μεγάλο εύρος μήκος κύματος από 2.5 έως 240 μm επιτρέπει στο όργανο να παρατηρεί την υπέρυθρη εκπομπή ακόμα και των πιο ψυχρών αντικειμένων. Η ευαισθησία του είναι 100 φορές μεγαλύτερη από το *IRAS*. Κατά την αποστολή του *ISO* το *ISOPHOT* συνέλεξε περισσότερες από 17.000 παρατηρήσεις.

Short Wave Spectrometer - SWS (40): Το φασματοσκόπιο αυτό καλύπτει από 2.4 έως 45 μm . Παρατηρήσεις με το όργανο αυτό προσφέρουν μεγάλη ποικιλία πληροφοριών για τη χημική σύνθεση, πυκνότητα και θερμοκρασία του σύμπαντος. Το εύρος του μήκος κύματος καλύπτεται από το όργανο με φασματικό ψήφισμα (spectral resolution) που κυμαίνεται από 1000 - 2000. Χρησιμοποιώντας φίλτρα Fabry-Perot (F-P) στην περιοχή των μεγάλων μηκών κύματος, το ψήφισμα μπορεί να αυξηθεί περίπου στα 25.000 για μήκη κύματος 11.4 - 44.5 μm .

Long Wave Spectrometer – LWS (41): Το φασματοσκόπιο αυτό καλύπτει μεγαλύτερα μήκη κύματος, από 45 έως 196.8 μm . Συγκριτικά με το *SWS* το *LWS* έχει τη δυνατότητα να παρατηρήσει ακόμα ψυχρότερα αντικείμενα.

Αποτελέσματα της αποστολής

Κατά μέσο όρο, το *ISO* πραγματοποιούσε 45 παρατηρήσεις κάθε 24 ώρες. Στη διάρκεια της ζωής του (πάνω από 900 τροχιές) το *ISO* πραγματοποίησε περισσότερες από 26.000 παρατηρήσεις. Μέσα από τις παρατηρήσεις του, το *ISO* ανίχνευσε την ύπαρξη νερού με την μορφή υδρατμών στο σύμπαν, σε περιοχές σχηματισμού αστερών, σε αστέρες που βρίσκονταν στο τέλος της ζωής τους, σε πηγές πολύ κοντά στο γαλαξιακό κέντρο, στην ατμόσφαιρα διαφόρων πλανητών του ηλιακού συστήματος και στο νεφέλωμα του Ωρίωνα (42).

Το *ISO* έστρεψε τα παρατηρησιακά του όργανα σε αρκετούς από τους πλανήτες του ηλιακού μας συστήματος καθορίζοντας την χημική σύνθεση της ατμόσφαιράς τους (43) (44). Παρατήρησε ωστόσο και πλανητικά συστήματα γύρω από άλλους αστέρες. Μάλιστα, ανίχνευσε τον σχηματισμό πλανητών γύρω από αστέρες μεγάλης ηλικίας γεγονός που ερχόταν σε αντίθεση με τη θεωρία ότι πλανητικά συστήματα έχουμε μόνο γύρω από νεαρούς αστέρες. Ανάμεσα στις παρατηρήσεις του βρίσκονται αρκετοί πρωτοπλανητικοί δίσκοι, δακτύλιοι ή δίσκοι από υλικό γύρω από αστέρες οι οποίοι αποτελούν το πρώτο στάδιο του σχηματισμού πλανητών (45).

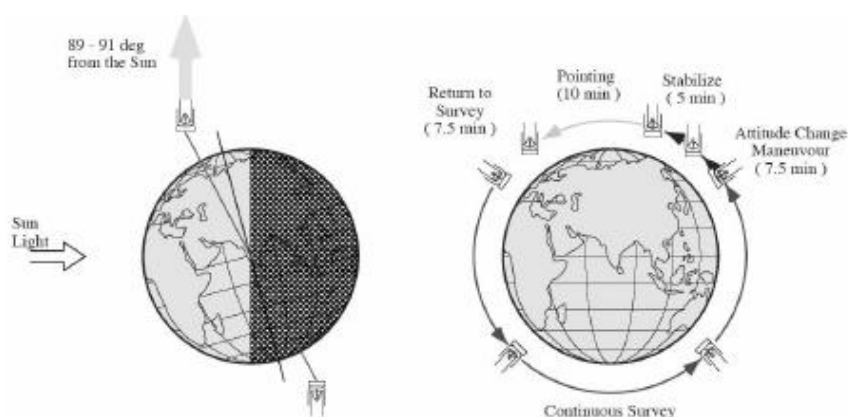
Παρατηρήσεις με το *LWS* επιβεβαίωσαν τις προηγούμενες ανακαλύψεις του *IRAS* μεγάλων νεφελοειδών δομών, πολύ κρύων υδρογονανθράκων, που ακτινοβολούσαν μέγιστα στο υπέρυθρο. Αυτά τα infrared cirrus, έχουν επιπτώσεις στην ενεργειακή ισορροπία ολόκληρου του σύμπαντος καθώς λειτουργούν σαν ένα είδος γαλαξιακού ψυγείου. Μεγάλα ποσά σκόνης παρατηρήθηκαν μεταξύ των γαλαξιών ενός χώρου που παλαιότερα πιστευόταν ότι ήταν τελείως κενός.

Οι παρατηρήσεις με το *ISO* αποκάλυψαν ότι ο πιο γνωστός από τους αινιγματικούς ULIRGs (Arp220) τροφοδοτείται από έναν εκρηκτικό σχηματισμό αστερών και όχι από κάποια κεντρική μελανή οπή (46).

2.2.3 AKARI

Το *AKARI*, γνωστό και ως *ASTRO-F*, ήταν η δεύτερη διαστημική αποστολή με σκοπό την παρατήρηση στο υπέρυθρο του Japanese Institute of Space and Astronautical Science (ISAS) (47). Το *AKARI* είναι εξοπλισμένο με τηλεσκόπιο διαμέτρου 68.5cm το οποίο ψύχεται στους 6K και το εύρος παρατήρησης του είναι 2-180 μ m. Η εκτόξευσή του πραγματοποιήθηκε στις 21 Φεβρουαρίου του 2006 και τοποθετήθηκε σε ηλιοσύγχρονη πολική τροχιά σε ύψος 750km. Μετά από χρόνο ζωής 550 ημερών και παρατήρησης του 94% του ουρανού, τα αποθέματα σε υγρό ήλιο τελείωσαν και η αποστολή έληξε στις 26 Αυγούστου του 2007.

Το ευρύ φάσμα παρατήρησης καλύπτεται από το τηλεσκόπιο και τα δύο είδη οργάνων που διαθέτει: το *Far-Infrared Surveyor (FIS)* και την *Infrared Camera (IRC)* (48). Το *FIS* είναι το όργανο που κυρίως προορίζεται για την μελέτη του ουρανού στο μακρινό υπέρυθρο. Οι δύο ανιχνευτές του *FIS*, χρησιμοποιούν κρύσταλλο γερμανίου ενισχυμένο με γάλλιο. Τα chips που περιέχουν Ge:Ga και τους έχει ασκηθεί πίεση 40 - 60 kg/mm², είναι περισσότερο ευαίσθητα στο μακρινό υπέρυθρο από τα συνηθισμένα. Σε κάθε ανιχνευτή, χρησιμοποιούνται φίλτρα με αποτέλεσμα το *FIS* να έχει 4 ζώνες παρατήρησης από 50 - 200 μ m με γωνιακό ψήφισμα (angular resolution) 30 - 50 arcsec. Το *FIS* χρησιμοποιείται επίσης, για να ανιχνεύσει ασθενή αντικείμενα ή για φασματοσκοπία χρησιμοποιώντας ένα φασματοσκόπιο μετασχηματισμού Fourier. Η *IRC* διαθέτει τρεις κάμερες μία για κάθε φίλτρο. Εξαιτίας των μεγάλων ανιχνευτών μπορεί να παρατηρεί 10 arcmin² κάθε στιγμή.



Εικόνα 2.5: Σχηματική παρουσίαση της θέσης του *AKARI*. Αριστερά: ο τρόπος παρατήρησης του ουρανού. Δεξιά: Η διάρκεια μιας παρατήρησης περιορίζεται σε 10 λεπτά. Η διεύθυνση στόχευσης περιορίζεται μεταξύ 89 - 91 deg στην κάθετη κατεύθυνση του τροχιακού επιπέδου (4).

Κατά τη διάρκεια των παρατηρήσεων, το *AKARI* πραγματοποίησε μια συνεχή ανίχνευση του ουρανού. Το μεγάλο πλεονέκτημα της αποστολής *AKARI* είναι ότι μελετά ολόκληρο τον ουρανό στο μακρινό υπέρυθρο με κατά πολύ βελτιωμένη ευαισθησία και ανάλυση έναντι της αποστολής του *IRAS*. Ο κατάλογος που δημιουργήθηκε από το *AKARI* αποτελείται από δύο τμήματα, αυτό των μέσων υπέρυθρων κυμάτων 9 - 18 μ m που περιέχει 700.000 πηγές και αυτό του μακρινού υπέρυθρου που περιέχει 64.000 παρατηρούμενες σε τέσσερα μήκη κύματος 65, 90, 140 και 160 μ m. Η μεγάλη ευαισθησία των παρατηρήσεων στο μακρινό υπέρυθρο, επιβεβαίωσαν ότι στο διάστημα μεταξύ των σφαιρωτών σμηνών υπάρχει ύλη, όπως πιστευόταν εξαιτίας της εκτίναξης από παλαιούς αστέρες μέσα στο σύστημα. Αποκάλυψε, επίσης, πρωτοφανείς εικόνες από τα υπολείμματα της έκρηξης supernova του Μεγάλου Μαγγελανικού Νέφους. Τα στοιχεία δείχνουν την παρουσία ενός σημαντικού ποσού θερμής σκόνης.

2.2.4 Spitzer Space Telescope

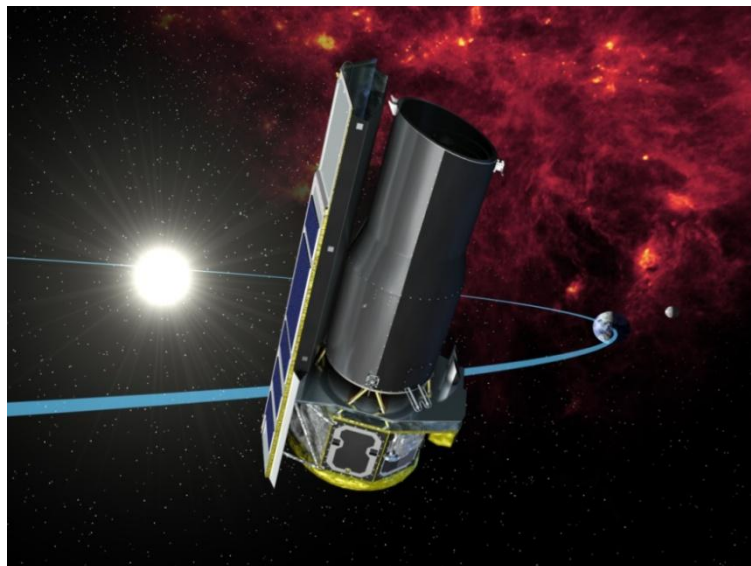
Το *Spitzer Space Telescope*, εκτοξεύτηκε στις 25 Αυγούστου του 2003 με σκοπό αστρονομικές παρατηρήσεις στο υπέρυθρο με εύρος από 3.6 έως 160 μ m (49). Το σκάφος, τοποθετήθηκε σε μία ιδιαίτερος ευνοϊκή ηλιοκεντρική τροχιά ακολουθώντας την τροχιά της Γης. Όπως φαίνεται από τη Γη, το *Spitzer* απομακρύνεται με ρυθμό 0.12AU/yr οπότε, στα 5 χρόνια διάρκειας ζωής του καλύπτει 0.62AU. Το κύριο πλεονέκτημα της τροχιάς του είναι ότι βρίσκεται μακριά από την Γη και η θερμότητα από αυτή δεν επιβαρύνει το σύστημα ψύξης του *Spitzer*. Συγκεκριμένα, η ηλιακή τροχιά επιτρέπει στο σκάφος να προσανατολίζεται με τα ηλιακά κάτοπτρα προς τον ήλιο, ενώ η όψη στην οποία βρίσκεται το τηλεσκόπιο έχει μια ημισφαιρική θέαση του διαστήματος χωρίς να παρεμβάλλονται πηγές θερμότητας. Με τον τρόπο αυτό η τροχιά προσφέρει την βέλτιστη όψη του ουρανού, παρά τον περιορισμό των 80°-120° απομάκρυνσης από τον Ήλιο (50), και παρατηρησιακή αποδοτικότητα. Ταυτόχρονα, όντας σε ηλιακή τροχιά δεν επηρεάζεται από τις ζώνες ακτινοβολίας Van Allen. Τα χαρακτηριστικά αυτά, θα μπορούσε να προσφέρει και η L₂ τροχιά αλλά τότε θα απαιτούνταν ένα μεγαλύτερο και ακριβέστερο όχημα εκτόξευσης.

Το *Spitzer* διαθέτει ένα πρωταρχικό κάτοπτρο Ritchey - Chretien Cassegrain, διαμέτρου 85cm, το οποίο ψύχεται στους 5.5K. Η ποιότητα απεικόνισης του τηλεσκοπίου είναι άριστη και παρέχει απόδοση διάθλασης σε όλα τα μεγαλύτερα μήκη κύματος από 5.5 μ m. Η διάμετρος της εικόνας (FWHM) στα 5.5 μ m είναι περίπου 1.3arcsec.

Όργανα

Το *Spitzer* διαθέτει τρία όργανα παρατήρησης που μοιράζονται το ίδιο εστιακό επίπεδο: *Infrared Array Camera – IRAC*, *Infrared Spectrograph – IRS* και *Multiband Imaging Photometer – MIPS*. Τα όργανα προσφέρουν μεγάλη επιστημονική ισχύ

μέσω της χρήσης υπέρυθρων ανιχνευτών τόσο μεγάλων όσο 256 x 256 pixels. Μαζί τα τρία όργανα παρέχουν απεικόνιση και φωτομετρία σε οκτώ φασματικές ζώνες μεταξύ 3.6 - 160 μm και φασματομετρία μεταξύ 5.2 - 95 μm . Συγκρινόμενα με προηγούμενες αποστολές, τα όργανα του *Spitzer* έχουν 10 - 100 φορές βελτιωμένη ευαισθησία στις περισσότερες από τις ζώνες μηκών κύματος.



Εικόνα 2.6 : Καλλιτεχνική αναπαράσταση του *Spitzer* στην ηλιοκεντρική του τροχιά. *Credit: NASA/JPL-Caltech.*

- **Infrared Array Camera – IRAC**

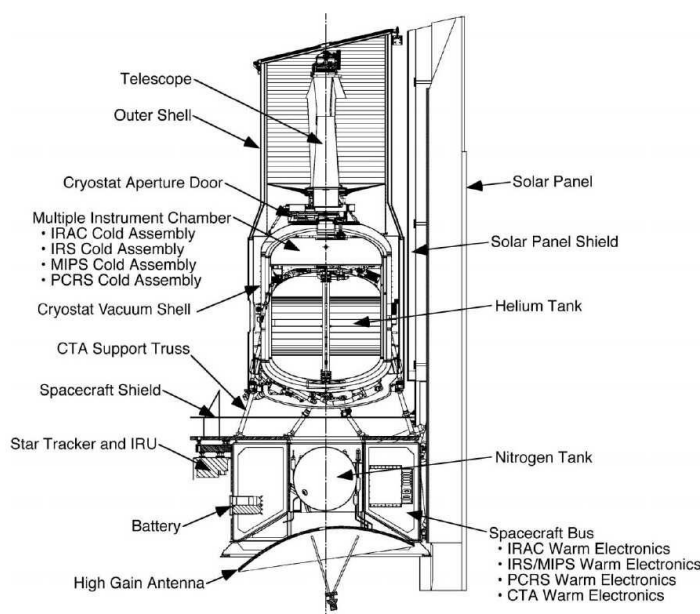
Πρόκειται για ένα από τρία όργανα του *Spitzer* και παρέχει την ικανότητα απεικόνισης στα κοντινά και μεσαία μήκη κύματος. Κύριος στόχος του σχεδιασμού της *IRAC* ήταν η μελέτη του πρόωρου σύμπαντος και συγκεκριμένα η μελέτη «κανονικών» γαλαξιών σε , δηλαδή σε μεγάλο βάθος και εύρος περιοχών. Με τα τέσσερα κανάλια που διαθέτει, σε μήκη κύματος 3.6, 4.5, 5.8 και 8 microns παρέχει ταυτόχρονες εικόνες διαστάσεων 5.12 x 5.12 arcmin (51). Η *IRAC* χρησιμοποιεί δύο σύνολα από σειρές ανιχνευτών. Κάθε μία από τις τέσσερις σειρές ανιχνευτών στην κάμερα έχουν μέγεθος 256 x 256, με κλίμακα 1.2''/pixel. Τα δύο κανάλια για μικρά μήκη κύματος χρησιμοποιούν ανιχνευτές InSb ενώ αυτά για μεγαλύτερα μήκη κύματος Si:As IBC ανιχνευτές.

Οι σημαντικότεροι επιστημονικοί στόχοι για το *IRAC* και του *SIRFT* είναι :

- Η μελέτη του πρόωρου σύμπαντος
- Η μελέτη υπέρλαμπρων γαλαξιών και ενεργών γαλαξιακών πυρήνων
- Έρευνα και μελέτη καφέ νάνων και superplanets
- Η ανακάλυψη και μελέτη πρωτοπλανητών και υπολείμματα πλανητικών δίσκων (52).

• Infrared Spectrograph – IRS

Το *IRS* (53) περιλαμβάνει τέσσερις ξεχωριστούς φασματογράφους οι οποίοι καλύπτουν εύρος μήκος κύματος από 5.3 έως 38 μm με φασματικά ψηφίσματα, $R=\lambda/\Delta\lambda \sim 90$ και 600, που βελτιώθηκε για να εκμεταλλευτεί πλήρως το χαμηλό υπόβαθρο στο διαστημικό περιβάλλον. Οι τέσσερις φασματογράφοι χωρίζονται σε δύο για χαμηλά ψηφίσματα, ένας μικρών μηκών κύματος 5.3 - 14 μm και ένας μεγάλων 14 - 40 μm , και σε δύο για μεγάλα ψηφίσματα και πάλι ένας για μικρά μήκη κύματος 10 - 19.5 μm και ένας για μεγάλα 19 - 37 μm . Κάθε φασματογράφος, διαθέτει τη δική του σχισμή από την οποία διέρχεται το υπέρυθρο φως. Το πλάτος κάθε σχισμής δίνεται από τη σχέση όπου το ανώτερο μήκος κύματος για κάθε φασματογράφο και $D = 85\text{cm}$ η διάμετρος του τηλεσκοπίου. Το μήκος κάθε σχισμής ποικίλει από 11.8 έως 151.3arcsec (54).



Εικόνα 2.7: *Spitzer Space Telescope* flight hardware. Το παρατηρητήριο βρίσκεται σε ύψος 4.5 μέτρων και με διάμετρο 2.1 μέτρα.

• Multiband Imaging Photometer - MIPS

Το τελευταίο από τα τρία όργανα του *Spitzer* έχει ως σκοπό την απεικόνιση στις ζώνες 24, 70 και 160 μm και τη λήψη περιορισμένων φασματοσκοπικών στοιχείων στο μακρινό υπέρυθρο με πολύ χαμηλό φασματοσκοπικό ψηφίσμα στη φασματική διανομή ενέργειας (SED) από 52 έως 100 μm (55). Η πρώτη ζώνη παρατηρήσεων στα 24 μm βρίσκεται στο λογαριθμικό μέσο της ζώνης των 70 μm και της ζώνης των 8 μm της *Infrared Array Camera* (IRAC). Η ζώνη των 70 μm βρίσκεται ακριβώς στην καρδιά του μακρινού υπέρυθρου. Η τρίτη και τελευταία ζώνη στα 160 μm , βρίσκεται κατά προσέγγιση στο λογαριθμικό μέσο των 70 μm και των πρώτων submillimeter μηκών κύματος.

Το *MIPS* διαθέτει τρεις ανιχνευτές. Έναν 128 x 128 σειρών για τα 24μm, έναν 32 x 32 στα 70μm και στα 50 - 100μm και έναν 2 x 20 στα 160μm. Το οπτικό πεδίο του οργάνου είναι περίπου 5 x 5 arcmin στα μικρά μήκη κύματος έως 0.5 x 5 στα μεγαλύτερα. Με το όργανο αυτό, για πρώτη φορά μια διαστημική αποστολή στο μακρινό υπέρυθρο, μπορεί να επιτύχει ταυτόχρονα υψηλή ευαισθησία, σε μεγάλο οπτικό πεδίο και μέγιστη πιθανή γωνιακή ανάλυση, ουσιαστική για λεπτομερείς μελέτες της δομής των πηγών.

Όργανα	Ανιχνευτές	Εύρος μήκος κύματος (μm)	Resolving Power
Short-Low (SL)	Si:As	5.2–8.7 (SL 2 nd , bonus) 7.4–14.5 (SL 1 st)	60-127 61-120
Blue Peak-Up (SL)	Si:As	(13.5–18.7)	(~3)
Red Peak-Up (SL)	Si:As	(18.5–26.0)	(~3)
Long-Low (LL)	Si:Sb	14.0–21.3 (LL 2 nd , bonus) 19.5–38.0 (LL 1 st)	57-126 58-112
Short-High (SH)	Si:As	9.9–19.6	≈600
Long-High (LH)	Si:Sb	18.7–37.2	≈600

Πίνακας 2.1: Μήκη κύματος λειτουργίας του IRS (9).

Spitzer Legacy Program

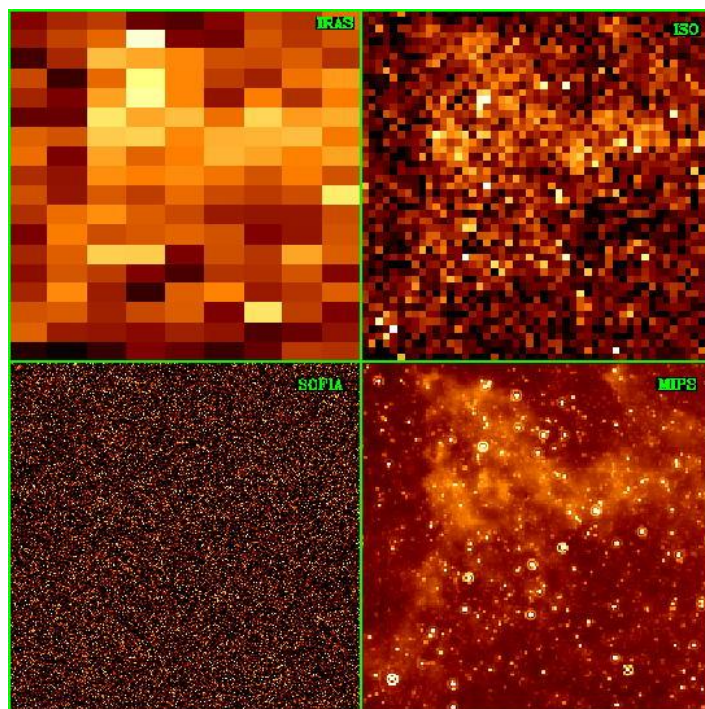
Το *Spitzer Legacy Program*, δημιουργήθηκε με σκοπό την ουσιαστική και συνεπή αρχειοθέτηση της βάσης δεδομένων των αρχικών παρατηρήσεων του *Spitzer* ώστε να χρησιμοποιηθούν από επόμενους ερευνητές του *Spitzer*. Το *Spitzer Legacy Science Program* αποτελείται από έξι προγράμματα στα οποία χρησιμοποιήθηκαν 3160 ώρες του πρώτου έτους παρατηρήσεων του *Spitzer* στις οποίες ενσωματώνουν βοηθητικά στοιχεία από επίγεια παρατηρητήρια και άλλα διαστημικά τηλεσκόπια.

Χρησιμοποιώντας την υπέρυθρη οπτική του *Spitzer*, τα έξι προγράμματα στοχεύουν σε διαφορετικά πεδία για να γεμίσουν τα κενά στις έως τώρα γνώσεις μας. Τα δύο από τα προγράμματα, **GOODS** και **SWIRE**, σχεδιάστηκαν για την κατανόηση του σύμπαντος σε μεγάλες κλίμακες. Δύο άλλα προγράμματα το **SINGS** και το **GLIMPSE** στοχεύουν σε μικρότερες αποστάσεις, στο δικό μας γαλαξία και στη γειτονιά μας. Τα δύο τελευταία προγράμματα σχεδιάστηκαν για να μελετήσουν την εξέλιξη των αστερών και των πλανητών τα **C2D** και **FEPS**.

GOODS: The Great Observatories Origins Deep Survey

Το *GOODS* σχεδιάστηκε για τη μελέτη του σχηματισμού και της εξέλιξης των γαλαξιών σε ένα ευρύ πεδίο μετατόπισης στο ερυθρό, . Το πρόγραμμα

ενσωματώνει παρατηρήσεις σε μεγάλα redshifts από τα προγράμματα *Spitzer Space Telescope Legacy Program* και *Hubble Space Telescope Treasury Program* σε μήκη κύματος μεγαλύτερα των 3 microns. Οι παρατηρήσεις 647 ωρών του *Spitzer*, καλύπτουν συνολικά 360 arcmin^2 σε δύο τομείς: στο Hubble Deep Field North και στο Chandra Deep Field South (57).



Εικόνα 2.8: Λογαριθμικής κλίμακας σύγκριση των εικόνων από τις παρατηρήσεις των *MIPS*, *SOFIA*, *ISO* και *IRAS*. Το πεδίο που εμφανίζεται έχει παρατηρηθεί με τα τέσσερα όργανα. Η εικόνα του *IRAS* εμφανίζει μεγάλα pixels και μπορεί να ανιχνεύει μόνο infrared cirrus σε αυτό το πεδίο παρατήρησης. Η εικόνα του *ISO* έχει καλύτερη ανάλυση αλλά περιορίζεται από το μικρό οπτικό πεδίο και τη χαμηλή ευαισθησία. Με το *SOFIA* έχουμε πολύ καλή ανάλυση εξαιτίας του μεγάλου τηλεσκοπίου (2.5m) όμως, το οπτικό πεδίο είναι μικρό όπως και η ευαισθησία. Η απόδοση του *MIPS* είναι εξαιρετική εξαιτίας της μεγάλης ευαισθησίας των ανιχνευτών του, της καλής ανάλυσης και του μεγάλου οπτικού πεδίου (32 x 32 array) (56).

SWIRE: Spitzer Wide-area InfraRed Extragalactic

Το *SWIRE*, έχει εικόνες από περίπου 50 τετραγωνικές μοίρες χωρισμένες σε έξι πεδία και σε κοσμολογικά redshifts ~ 2.5 , ανιχνεύοντας 2 εκατομμύρια γαλαξίες ορισμένους εκ των οποίων περισσότερο από 11 δισεκατομμύρια έτη φωτός μακριά (10). (Εκτενής αναφορά στο κεφάλαιο §2.3)

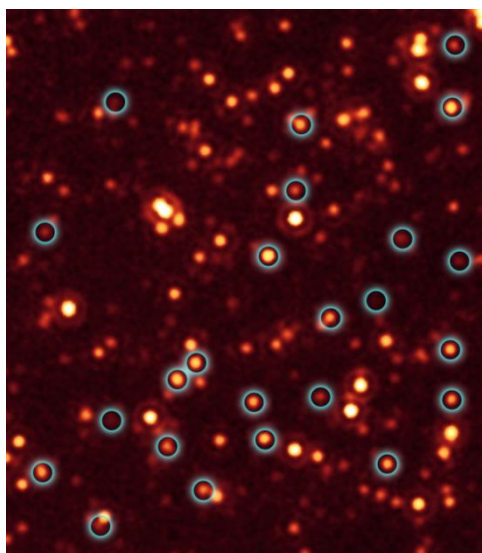
SINGS: The SIRTf Nearby Galaxies Survey

Το *SIRTf Nearby Galaxies Survey*, είναι μία περιεκτική απεικόνιση και φασματοσκοπική μελέτη 75 κοντινών γαλαξιών. Πρωταρχικός στόχος είναι να χαρακτηριστεί η μεγάλης κλίμακας υπέρυθρες ιδιότητες αυτών των γαλαξιών και να

γίνουν κατανοητές οι φυσικές διαδικασίες που συνδέουν τον σχηματισμό των αστερών με τις ISM (interstellar medium) ιδιότητες των γαλαξιών (58).

GLIMPSE: Galactic Legacy Infrared Mid-Plane Survey Extraordinaire

Το *Galactic Legacy Infrared Mid-Plane Survey Extraordinaire*, χρησιμοποιώντας τις 400 ώρες παρατηρήσεων του *SIRTF*, στις τέσσερις ζώνες μηκών κύματος της κάμερας *IRAC*, μελετά το εσωτερικό του Γαλαξία από 10 έως 70 μοίρες γεωγραφικό μήκος και από τις δύο πλευρές του Γαλαξιακού κέντρου και σε γεωγραφικό μήκος . Το πρόγραμμα *GLIMPSE* έχει ως στόχο (59) 1) την πλήρη καταγραφή του σχηματισμού αστερών στην παρατηρούμενη περιοχή, 2) τη μέτρηση του μήκους του αστρικού δίσκου, 3) να σκιαγραφήσει την αστρική δομή του μοριακού δακτυλίου, το εσωτερικό των σπειρών και της ράβδου όπως αυτά σχετίζονται με την κατανομή αστερών και τον σχηματισμό τους στην περιοχή, 4) να καθορίσει τη φωτεινότητα και την αρχική συνάρτηση μάζας κοντινών περιοχών σχηματισμού αστερών και σμηνών που βρίσκονται κοντά στο Γαλαξιακό κέντρο, 5) την ανίχνευση νεαρών αστερών τύπου O και B που βρίσκονται ακόμα στα νέφη από τα οποία σχηματίστηκαν, 6) την ανίχνευση και προσδιορισμό νεαρών αστρικών αντικειμένων σε περιοχές κοντά στο σχηματισμό αστερών, 7) τον καθορισμό στο μεσαίο υπέρυθρο του μεσοαστρικού νόμου εξάλειψης σε διάφορα πυκνά μοριακά νέφη, 8) την έρευνα της φύσης των Photo-Dissociation Regions και την πυκνότητα των δομών στο μεσοαστρικό μέσο, 9) την ανίχνευση πλήθους άλλου τύπου αστερών και νεφελωμάτων όπως, supernovae, πλανητικά νεφελώματα, κρυμμένων γαλαξιών, OH/IR αστερών και άλλα.



Εικόνα 2.9: Εικόνα από το *MIPS* του *Spitzer* στα 24 micron στο πεδίο GOODS-South. Με κύκλο εμφανίζονται υποψήφιοι γαλαξίες με υπερμεγέθεις μαύρες τρύπες οι οποίοι ανιχνεύτηκαν από την έντονη υπέρυθρη εκπομπή τους. *Image Credit: NASA/JPL-Caltech/E. Daddi (CEA Saclay).*

C2D: From Molecular Cores to Planet-Forming Disks

Η μεγάλη βελτίωση της ευαισθησίας των οργάνων του *Spitzer* στα υπέρυθρα μήκη κύματος βοήθησαν στη μελέτη του σχηματισμού αστερών και πλανητών. Το πρόγραμμα *C2D* (60) χρησιμοποιώντας τις 400 ώρες παρατηρήσεων και των τριών οργάνων του *Spitzer* θα παρατηρήσει πηγές που εκτείνονται στην εξελικτική ακολουθία από μοριακούς πυρήνες μέχρι πρωτοπλανητικούς δίσκους και καλύπτουν ένα ευρύ φάσμα μαζών σύννεφων, αστρικών μαζών και περιβάλλοντος στον αστρικό σχηματισμό.

FEPS: The Formation and Evolution of Planetary Systems

Το πρόγραμμα *FEPS* (61), χρησιμοποίησε 350 ώρες παρατηρήσεων του *Spitzer* με σκοπό να μελετήσει την εξέλιξη των πλανητικών συστημάτων από την αστρική προσαύξηση και να παράσχει νέα αριθμητικά εργαλεία για την ιστορία της διαμόρφωσης των ηλιακών συστημάτων. Το πρόγραμμα καλύπτει παρατηρήσεις από 328 αστέρες με τα χαρακτηριστικά του Ηλίου με ηλικίες από ~ 3 Myr έως 3 Gyr. Το *FEPS* χρησιμοποιεί και τα τρία επιστημονικά όργανα του *Spitzer* για να παρέχει φασματική κάλυψη από ~ 3.6 -70 μm .

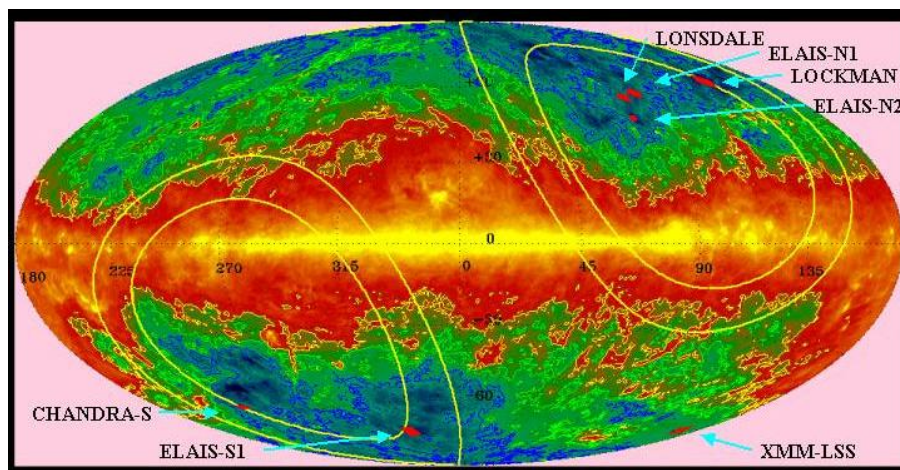
2.3 SWIRE

Το *SPITZER Wide-Area Infrared Extragalactic Survey* (SWIRE) (10), είναι το μεγαλύτερο από τα προγράμματα που πραγματοποιήθηκε με τον *Spitzer*. Το *SWIRE* καλύπτει συνολικά 49 τετραγωνικές μοίρες σε έξι πεδία με τα *MIPS* και *IRAC*. Σκοπός του προγράμματος είναι η χαρτογράφηση της εξέλιξης των σφαιροειδών, δίσκων, starburst και ενεργών γαλαξιών (AGN) σε μετατόπιση στο ερυθρό $z > 2$ (62). Το *SWIRE* διαθέτοντας παρατηρήσεις από μία πολύ μεγάλη περιοχή αποτελεί ένα «κοσμικό παράθυρο» στο εξωγαλαξιακό ουρανό. Αποτέλεσμα των ευρέων παρατηρήσεων ήταν να ανίχνευση 2.3 εκατομμύρια γαλαξίες στα 3.6 μm και περίπου 350.000 στα 24 μm (10).

2.3.1 Επιλογή των πεδίων παρατήρησης

Τα πεδία παρατήρησης επιλέχθηκαν χρησιμοποιώντας τους COBE normalized IRAS 100 μm Schlegel maps (63) για να εντοπιστούν όλες οι περιοχές του ουρανού με χαρακτηριστικά: $I(100) < 0.4 \text{ MJy/sr}$, εκλειπτικό γεωγραφικό πλάτος $|\beta| > 40^\circ$ και (contiguous area) παρακείμενη περιοχή $> 8^\circ$. Πρόσθετοι περιορισμοί ήταν η ελάχιστη cirrus παρουσία, η απουσία φωτεινών αστερών και η παρουσία γαλαξιών με multi-wavelength δεδομένα (64). Σκοπός είναι οι περιοχές παρατήρησης να βρίσκονται έξω

από τη ζώνη του γαλαξία στην οποία υπάρχει ύλη που εμποδίζει την εξωγαλαξιακή παρατήρηση. Το *SWIRE* ανίχνευσε περίπου 2.5 εκατομμύρια υπέρυθρες πηγές στις 7 μπάντες του *Spitzer* 3.6, 4.5, 5.8, 8 (51), 24, 70 και 160 μ m (55).



Εικόνα 2.10: Οι περιοχές παρατήρησης του *SWIRE* εμφανίζονται με κόκκινο. Οι κίτρινες εκλείψεις δείχνουν εκλειπτικά γεωγραφικά πλάτη με 30 και 40 μοίρες (39).

Field name	Field centers ¹ (J2000)	β^2 [deg.]	$I^3(100\mu\text{m})$ [MJy/sr]	$E(B-V)^4$	Area [sq.deg.]
ELAIS-S1	00h38m30s - 44d00m00s	-43	0.42	0.008	14.8
XMM-LSS	02h21m00s - 05d00m00s	-18	1.30	0.027	9.3
CHANDRA-S	03h32m00s - 28d16m00s	-48	0.46	0.001	7.2
Lockman Hole	10h45m00s + 58d00m00s	+44	0.38	0.006	6.9
Lonsdale Field	14h41m00s + 59d25m00s	+68	0.47	0.012	6.9
ELAIS-N1	16h11m00s + 55d00m00s	+74	0.44	0.007	9.3
ELAIS-N2	16h36m48s + 41d01m45s	+62	0.42	0.007	4.5

¹ Right ascension and Declination of the field's center (J2000)

² Ecliptic latitude (deg)

³ Infrared background emission at 100 μ m band (MJy/sr)

⁴ Color excess $E(B-V)$ (mag)

Πίνακας 2.2: SWIRE survey Areas (10).

Τα νέφη μέσα στον Γαλαξία εκπέμπουν υπέρυθρη ακτινοβολία (cirrus), την οποία μπορεί να συγχέουμε με τις εξωγαλαξιακές πηγές και εξαλείφει την ακτινοβολία-X και τις UV συχνότητες. Για να βρεθούν οι περιοχές όπου ελαχιστοποιείται ο θόρυβος

Τη δουλειά αυτή στο υπέρυθρο σχεδιάστηκε να κάνει το *SWIRE* με το *Spitzer*. Ο δεύτερος στόχος είναι να ανιχνευθούν γαλαξίες σε πολύ μακρινές αποστάσεις, από τότε ακόμα που το σύμπαν είχε τη μισή του ηλικία. Η πεπερασμένη ταχύτητα του φωτός δίνει στους αστρονόμους τη δυνατότητα να χρησιμοποιούν μια φυσική χρονομηχανή και να βλέπουν τα πράγματα όπως αυτά ήταν πριν από πολύ καιρό απλά κοιτώντας πιο μακριά. Με το *SWIRE* μπορούμε να δούμε γαλαξίες 5 δισεκατομμυρίων ετών φωτός ή και περισσότερο.

Οι παρατηρήσεις στο υπέρυθρο σε μήκη κύματος από 4 έως 160μm επιτρέπουν στο φως από τους γαλαξίες και τους αστρικούς πληθυσμούς να ανιχνευτεί και να παρέχει μια πρωτοφανή κάλυψη του SED, το οποίο θα δώσει μια ακριβή εκτίμηση της φωτεινότητας των θερμών τμημάτων σκόνης στο αλλά και για ψυχρότερα αντικείμενα σε μικρότερα redshifts. Το *SWIRE* θα εξετάσει πως ο σχηματισμός αστέρων σε υπέρυθρα συστήματα διαφέρει στο παρελθόν και σήμερα. Αυτό μπορεί να γίνει στους LIRGS πληθυσμούς και σε , όπου αποτελούν την πλειοψηφία των παρατηρηθέντων αντικειμένων με σκόνη και σχηματισμό διογκώσεων και δίσκων χαρακτηριστικά που συνδέονται με το ποσοστό σχηματισμού αστέρων. Σε γενικές σκοπός του *SWIRE* είναι να μελετήσει σε υπέρυθρα μήκη κύματος την εξέλιξη των γαλαξιών σε αποστάσεις $0.5 < z < 3$ (67):

- Η εξέλιξη του σχηματισμού αστέρων και την παθητική εξέλιξη των γαλαξιών σε σχέση με της σχηματιζόμενες δομές και το περιβάλλον. Έχοντας τη δυνατότητα να κοιτάμε βαθιά στο χρόνο, το *SWIRE* μπορεί να παρατηρήσει γαλαξίες με κοινά χαρακτηριστικά σε διάφορες φάσεις στις ζωής τους.
- Ο τρόπος που κατανέμονται και τη συγκέντρωση γαλαξιών όπως starbursts και AGN.
- Η εξελικτική σχέση μεταξύ των γαλαξιών και των AGN και την συμβολή της ενέργειας προσαύξησης των AGN στο κοσμικό υπόβαθρο.

Η μελέτη σχετικά με τους AGNs αφορά τη θεμελίωση κοσμολογικών ερωτημάτων όπως η διανομή των φυσικών διαδικασιών, η σχέση μεταξύ του σχηματισμού των γαλαξιών και της αύξησης και δραστηριότητας των μελανών οπών, η συνεισφορά των AGNs στον επανιονισμό του σύμπαντος και η συμβολή της βαρυτικής ενέργειας των AGNs στη συνολική πυκνότητα της ενέργειας φωτεινότητας του σύμπαντος σαν συνάρτηση της μετατόπισης στο ερυθρό. Οι παρατηρήσεις στο μεσαίο υπέρυθρο και η μεγάλη ευαισθησία των οργάνων του *Spitzer* στις ζώνες των 8 και 24μm καθιστούν το *SWIRE* ως μια από τις καλύτερες έρευνες για την μελέτη των AGNs οι οποίοι εκπέμπουν έντονα στις περιοχές αυτές (10). Συγκεκριμένα, πολλοί AGNs εκπέμπουν θερμικά στο μέσο και μακρινό υπέρυθρο, όπου δηλαδή και οι γαλαξίες στους οποίους έχουμε έντονο σχηματισμό αστεριών (starbursts). Επομένως, ένας μεγάλος στόχος του *SWIRE* είναι να καθορίσει την εξελισσόμενη αριθμητική πυκνότητα των AGN και να υπολογίσει καλύτερα από κάθε προηγούμενη αποστολή την αριθμητική τους πυκνότητα για και τη συμβολή τους στο κοσμικό υπέρυθρο υπόβαθρο (CIB). Ένας ακόμα στόχος του *SWIRE* είναι η κατανόηση της σχέσης μεταξύ starburst και

AGN. Τα στοιχεία από τον συσχετισμό των starbursts και των μελανών οπών που βρίσκονται στο κέντρο ενεργούς γαλαξίες ίσως ρίξουν φως και στη σύνδεση των μελανών οπών με τις περιβάλλουσες αστρικές διογκώσεις που έχουν παρατηρηθεί (68). Πέραν των εξωγαλαξιακών θεμάτων τα οποία περιγράφονται παραπάνω, τα δεδομένα από το πρόγραμμα *SWIRE* παρέχει τη δυνατότητα για τη μελέτη και άλλων αντικειμένων. Αυτά περιλαμβάνουν κοντινούς γαλαξίες, καφέ νάνους, εξελιγμένους αστέρες, εκπομπή από *cirrus* και αστεροειδείς.

2.4 Υπέρυθροι γαλαξίες

Οι πρώτοι υπέρυθροι γαλαξίες, που εξέπεμπαν στο υπέρυθρο όση ενέργεια και στο οπτικό φάσμα, εντοπίστηκαν από τις πρώτες παρατηρήσεις εξωγαλαξιακών πηγών στο μέσο υπέρυθρο (71). Επίγειες παρατηρήσεις στο μέσο υπέρυθρο σε οπτικά και ραδιο-επιλεγμένες πηγές, οι οποίες εξέπεμπαν την περισσότερη από τη φωτεινότητά τους στο υπέρυθρο, συμπεριελάμβαναν φωτεινά starbursts, Seyferts και QSOs (72). Φωτομετρικές παρατηρήσεις ενός μεγάλου αριθμού πηγών (73) παρείχαν επιπλέον στοιχεία για την υπέρυθρη εκπομπή από τους Seyferts και τους πυρήνες «κανονικών» σπειροειδών γαλαξιών καθώς και από πολλούς υπέρφωτους υπέρυθρους γαλαξίες των οποίων η φωτεινότητα στο μακρινό υπέρυθρο ξεπερνούσε την βολομετρική φωτεινότητα των QSOs. Η υπέρυθρη ακτινοβολία φαινόταν να είναι αρκετά κοινή στα εξωγαλαξιακά αντικείμενα και η αιτία της, στις περισσότερες από αυτές τις πηγές με πιθανή εξαίρεση τους Seyferts-1 και QSOs, δικαιολογούνταν στα πλαίσια της θερμικής εκπομπής από τη σκόνη.

Με την αποστολή του *IRAS* παρατηρήθηκαν σχεδόν δέκα χιλιάδες γαλαξίες οι περισσότεροι εκ των οποίων δεν αναφέρονταν σε προγενέστερους καταλόγους εξαιτίας της μικρής τους φωτεινότητας στα οπτικά μήκη κύματος (74). Με το *IRAS* ανιχνεύτηκαν όλων των τελευταίων τύπων σπειροειδείς και ανώμαλοι γαλαξίες, περίπου οι μισοί S0 και Sa γαλαξίες αλλά σχεδόν κανένας ελλειπτικός. Οι παρατηρούμενες πηγές έδιναν αναλογία υπέρυθρης και οπτικής φωτεινότητας μεταξύ $L_{\text{IR}}/L_{\text{B}} = 0.1 - 5$ με μέση τιμή . Τα περισσότερα από τα αντικείμενα με ήταν τυπικοί σπειροειδείς γαλαξίες με ράβδο και ανώμαλοι.

Για φωτεινότητες μικρότερες από , η πλειοψηφία των οπτικά επιλεγμένων γαλαξιών δίνουν πολύ μικρή εκπομπή στο υπέρυθρο. Οι υπέρυθροι γαλαξίες με φωτεινότητα μεγαλύτερη από $10^{11} L_{\odot}$, είναι τα κυρίαρχα φωτεινά εξωγαλαξιακά αντικείμενα τουλάχιστον στο σύμπαν έως , όντας πιο πολυάριθμοι από τους οπτικά επιλεγμένους starbursts, Seyfert γαλαξίες και τα quasi-stellar αντικείμενα συγκρίσιμης βολομετρικής φωτεινότητας. Η αιτία της έντονης υπέρυθρης εκπομπής φαίνεται να είναι η θέρμανση της σκόνης από ένα έντονο starburst μέσα σε γιγαντιαία μοριακά σύννεφα που προκαλούνται πιθανώς, από ισχυρές αλληλεπιδράσεις ή συγχωνεύσεις σπειροειδών γαλαξιών πλούσιων σε αέριο.

Αν και οι φωτεινοί υπέρυθροι γαλαξίες (LIRGS) είναι σχετικά σπάνιοι στο τοπικό σύμπαν, οι υποθέσεις για τη διάρκεια της υπέρυθρης φάσης προτείνουν ότι ένα μεγάλο μέρος των γαλαξιών με $L_B \geq 10^{10}$ περνά από ένα τέτοιο στάδιο έντονης υπέρυθρης εκπομπής (75). Οι LIRGs, εκπέμπουν ένα σημαντικό μέρος της βολομετρικής τους φωτεινότητας στο μακρινό υπέρυθρο ($L_{IR} \geq 10^{11}$). Αν και πρόκειται για σχετικά σπάνια αντικείμενα, οι υποθέσεις για τον χρόνο ζωής τους στην υπέρυθρη φάση προτείνουν ότι ένα μεγάλο μέρος των γαλαξιών με $L_B \geq 10^{10}$ περνά από το στάδιο της έντονης υπέρυθρης εκπομπής (75). Οι LIRGs αποτελούν ένα σημαντικό κοσμολογικό κομμάτι γαλαξιών δεδομένου της κύριας συνεισφοράς τους στο ποσοστό πυκνότητας του σχηματισμού αστερών στην περιοχή του σύμπαντος (76).

Σε μεγαλύτερες φωτεινότητες $L_{IR} \geq 10^{12}$, σχεδόν όλοι οι υπέρυθροι γαλαξίες είναι αποτέλεσμα συγχωνεύσεων που τροφοδοτούνται από τον συνδυασμό starbursts και AGNs. Αυτοί οι γαλαξίες, πιθανόν να αντιπροσωπεύουν ένα στάδιο στο σχηματισμό των quasars και των radio-loud γαλαξιών. Μπορεί, ωστόσο, να αντιπροσωπεύουν μια αρχική φάση στη διαδικασία σχηματισμού πυρήνων ελλειπτικών γαλαξιών και να παίζουν σημαντικό ρόλο στον εμπλουτισμό του μεσογαλαξιακού χώρου με μέταλλα. Οι γαλαξίες αυτοί, με φωτεινότητα μεγαλύτερη των LIRGs είναι γνωστοί ως Ultraluminous Infrared Galaxies (ULIRGs) και γαλαξίες με ακόμα μεγαλύτερη φωτεινότητα ονομάζονται Hyperluminous Infrared Galaxies (HLIRGs).

2.4.1 Ultraluminous Infrared Galaxies (ULIRGs)

Για τους υπέρλαμπρους αυτούς γαλαξίες η φωτεινότητά ξεπερνάει την $10^{12} L_{\odot}$, δηλαδή την ενέργεια εκατοντάδων μέσων γαλαξιών, και τους τοποθετεί μεταξύ των πιο φωτεινών αντικειμένων του σύμπαντος. Η αρχική άποψη ήταν ότι οι ULIRGs ήταν σπάνιοι. Παρατηρήσεις όμως έδειξαν ότι ήταν εκατοντάδες φορές περισσότεροι σε μεγαλύτερα redshift σε σχέση με το τοπικό σύμπαν. Οι πρώτοι ULIRGS ανακαλύφθηκαν από τον IRAS, που εκτοξεύτηκε το 1983. Οι παρατηρήσεις έγιναν σε 4 μπάντες με κεντρικό μήκος κύματος 12, 25, 60 και 100 μm και όχι μόνο στο κοντινό σύμπαν. Αποτέλεσμα ήταν η ανακάλυψη του πρώτου HLIRGs με μετατόπιση στο ερυθρό $z = 2.86$, IRAS FSC 10214+4724 (77) (78).

Οι παρατηρήσεις δείχνουν ότι οι περισσότεροι από τους ULIRGs εντοπίζονται σε συγχωνεύσεις δίσκων και ότι η κεντρική πυρηνική περιοχή, έκτασης μερικών εκατοντάδων pc, αποτελείται από μεγάλες μάζες σκόνης και αερίου. Η προέλευση της υπέρυθρης εκπομπής είναι ένας συνδυασμός ενός μεγάλου πληθυσμού θερμών, νεαρών αστερών ή κάποιου AGN (79).

2.4.1.1 Προέλευση και εξέλιξη των ULIRGs

Η προέλευση των ULIRGs δεν είναι ακόμα ξεκάθαρη. Αυτό που είναι γενικά αποδεκτό είναι ότι η φωτεινότητα τους στο υπέρυθρο είναι αποτέλεσμα της εκπομπής από τη σκόνη που υπάρχει στον γαλαξία η οποία επανεκπέμπει το οπτικό και UV φως σε μεγαλύτερα μήκη κύματος, ακριβώς όπως η σκόνη από την ρύπανση στην ατμόσφαιρά μας απορροφά το οπτικό φως κατά τέτοιο τρόπο ώστε τα μεγαλύτερα μήκη κύματος (κόκκινο) να επηρεάζονται λιγότερα από τα μικρότερα (μπλε). Ωστόσο, δεν είναι ακόμα σαφές, αν η πηγή της ακτινοβολίας είναι ο σχηματισμός αστερών (80) ή κάποια μαύρη τρύπα (7) (81). Τις περισσότερες όμως φορές πιστεύουμε ότι έχουμε συνύπαρξη των δύο φαινομένων και το ενδιαφέρον έχει μετατοπιστεί στο ποιος είναι ο κυρίαρχος μηχανισμός μεταξύ AGN και starburst εκπομπής. Εκτενείς αναζητήσεις για εκπομπή CO έχουν δείξει ότι οι ULIRGs παράγουν τεράστιες ποσότητες μοριακού αερίου () και ότι υπάρχει η τάση να αυξάνεται αυτό το αέριο με την εκπομπή μακρινού υπέρυθρου (82) (83). Παρατηρήσεις του μοριακού αερίου απέδειξαν ότι τα αέρια υψηλής πυκνότητας (84) (85) (86) διατηρούνται σε μία συμπαγή πυρηνική περιοχή.

Τα συστήματα έντονης αλληλεπίδρασης είναι αρκετά συχνά μεταξύ των ULIRGs και επομένως οι ιδιότητες τους μελετώνται σε σχέση με τα αποτελέσματα των διαδικασιών συγχώνευσης. Οι *Sanders et al. (1988)* (7) πρότειναν ότι ορισμένοι ULIRGs εξελίσσουν την φωτεινότητα τους ως πρόδρομοι των οπτικά επιλεγμένων quasars. Ακολουθώντας αυτή την υπόθεση, πρώτη πηγή ενέργειας θα ήταν ο ογκώδης σχηματισμός αστερών εξαιτίας της βαρυτικής αλληλεπίδρασης. Στη συνέχεια, κατά τη διαδικασία της συγχώνευσης, θα είχαμε όλο και εντονότερο σχηματισμό αστερών και τελικά, πολύ συμπαγείς αστρικές δομές, που θα μπορούσαν να αποτελέσουν την αφορμή για τον σχηματισμό μιας μαύρης τρύπας, θα σχηματίζονταν. Η μαύρη τρύπα θα τροφοδοτείται από τις *circumnuclear* περιοχές, όπου θα πραγματοποιούνται οι διαδικασίες σχηματισμού αστερών και συνεπώς ένα QSO θα μπορούσε να παρατηρηθεί. Η μορφολογία των ULIRGs έχει ταξινομηθεί στις εξής κατηγορίες (87) (88):

- I. Πριν την σύγκρουση
- II. Πρώτη επαφή χωρίς παλιρροιακές ουρές
- III. Πριν τη συγχώνευση με παλιρροιακές ουρές και τους διπλούς πυρήνες. Χωρίζονται σε αυτούς με διαστάσεις πάνω από 10kpc και αυτούς κάτω από 10kpc.
- IV. Συγχωνεύσεις με παλιρροιακές ουρές και έναν μόνο :
 - a. Διάχυτο
 - b. ή συμπαγή πυρήνα
- V. Τελική φάση συγχώνευσης χωρίς παλιρροιακές ουρές και ισχυρές κεντρικές διαταραχές.

Οι ULIRGs είναι σπάνιοι σήμερα αλλά ήταν μάλλον πιο συνήθεις στο νεότερο σύμπαν. Αυτό δικαιολογείται από την εντυπωσιακή αύξηση τους σε συνάρτηση με τη μετατόπιση στο ερυθρό. Σε redshifts η φωτεινότητά τους στο υπέρυθρο είναι πολύ μεγαλύτερη με αναλογία υπέρυθρης-οπτικής φωτεινότητας 10 έως 100 παράγοντες μεγαλύτερη. Παρατηρήσεις και προσομοιώσεις σε τοπικούς ULIRGs δείχνουν ότι μπορεί να προέρχονται από συγχωνεύσεις σπειροειδών γαλαξιών, πλούσιων σε αέριο, που μετασχηματίστηκαν σε έναν ελλειπτικό με μία μαύρη τρύπα στο κέντρο του (89). Κατά τη διάρκεια της σύγκρουσης, μεγάλα ποσά αερίου και σκόνης οδηγούνται προς το κέντρο κάτω από μεγάλη πίεση (90). Αυτό έχει ως αποτέλεσμα τη δημιουργία αστέρων (starburst) και μπορεί επίσης να τροφοδοτήσει μεγάλες μαύρες τρύπες στον πυρήνα. Τα starbursts και η πρόσπτωση ύλης πάνω στις μαύρες τρύπες, απελευθερώνει μεγάλα ποσά ενέργειας στα αέρια και τη σκόνη του πυρήνα. Η σκόνη θερμαίνεται και καθίσταται εξαιρετικά φωτεινή στα υπέρυθρα μήκη κύματος. Εάν η ενέργεια που εκπέμπεται από τη μαύρη τρύπα κυριαρχεί, η πηγή χαρακτηρίζεται ως ενεργός γαλαξιακός πυρήνας (AGN), διαφορετικά πρόκειται για ένα starburst. Η σύνδεση μεταξύ ULIRGs και AGN βρέθηκε στο οπτικό και μέσο υπέρυθρο φάσμα (91) (92). Περίπου το 25% των ULIRGs περιέχουν στοιχεία των AGNs και το ποσοστό αυξάνεται στο 50% όταν η υπέρυθρη φωτεινότητα ξεπερνά την $10^{12.3} L_{\odot}$.

Οι ULIRGs και οι AGNs έχουν πιθανότατα εξελικτική σύνδεση. Σημαντικές συγχωνεύσεις μεταξύ γαλαξιών, πλούσιων σε αέριο, σχηματίζουν αρχικά έναν ULIRG ψυχρό, με μεγάλη μάζα, όπου κυριαρχείται από τη δημιουργία νέων αστέρων (starburst) (93). Στη συνέχεια ακολουθεί μια θερμή φάση του ULIRG όταν ο AGN εκπέμπει ακτινοβολία μέσα στη σκόνη και τη θερμαίνει. Το γαλαξιακό σύστημα που προκύπτει μοιάζει με σφαιροειδές, έτσι ώστε η μάζα της κεντρικής μαύρης τρύπας του AGN να σχετίζεται με την αστρική διασπορά ταχύτητας σ.

2.4.1.2 ULIRGs: Αποτέλεσμα ισχυρών αλληλεπιδράσεων και συγχωνεύσεων

Οι παλιρροιακές ουρές (tidal tails) των γαλαξιών, είναι χαρακτηριστικό της ύπαρξης αλληλεπιδράσεων και συγχωνεύσεων μεταξύ των γαλαξιών και μας προσφέρουν τις κατάλληλες ενδείξεις για την κατανόηση της δυναμικής τέτοιων αλληλεπιδράσεων. Για να κατανοήσουμε τον τρόπο ανάπτυξης των tidal tails, πρέπει να θυμηθούμε τις παλιρροιακές δυνάμεις που δημιουργούνται εξαιτίας της βαρύτητας από κάποια μάζα με σκοπό να τεντώσει ένα αντικείμενο κατά τη διεύθυνση δράσης της δύναμης. Χαρακτηριστικό παράδειγμα αυτών των δυνάμεων είναι οι παλίρροιες που παρατηρούμε στη Γη εξαιτίας των βαρυτικών δυνάμεων της Σελήνης. Παρομοίως, όταν δύο γαλαξίες πλησιάζουν οι παλιρροιακές δυνάμεις τεντώνουν τον έναν προς τον άλλον. Αυτό το τέντωμα, συνδέεται με την περιστροφή των γαλαξιών και την δημιουργία των αστέρων και του αερίου. Οι αλληλεπιδράσεις αυτές είναι

μακροχρόνιες για τα ανθρώπινα μέτρα καθώς διαρκούν εκατοντάδες εκατομμυρίων ή δισεκατομμυρίων ετών. Οπότε, οι παρατηρήσεις μας αποτελούν μόνο ένα στιγμιότυπο αυτής της εξέλιξης. Η τοποθέτηση αυτών των στιγμιότυπων σε μία συνεπή ακολουθία είναι δύσκολη εξαιτίας των άγνωστων αρχικών συνθηκών.

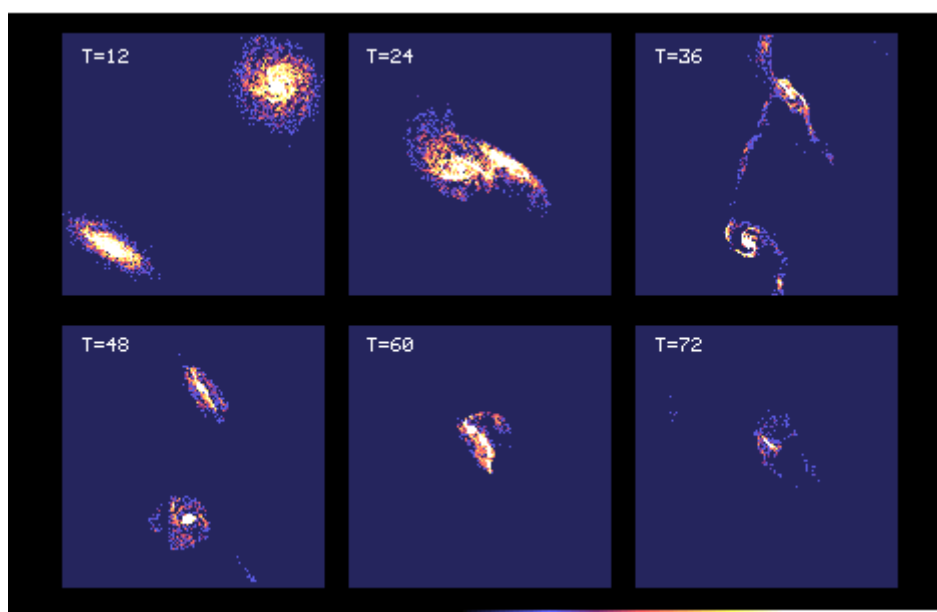
Οι ULIRGs αποτελούν ορισμένα από τα καλύτερα παραδείγματα τέτοιων συγχωνεύσεων ειδικά μεταξύ σπειροειδών γαλαξιών πλούσιων σε αέριο. Σχεδόν όλοι οι ULIRGs του καταλόγου του *IRAS* παρουσιάζουν μορφολογικά στοιχεία ισχυρών αλληλεπιδράσεων μεταξύ διπλών πυρήνων (π.χ., εκτενείς παλιρροιακές ουρές, διπλούς πυρήνες, κοντινούς συνοδούς, μεγάλες ποσότητες αερίου και σκόνης με περιοχές αρκετών kiloparsecs) (7). Το χρονοδιάγραμμα για την συγχώνευση των δύο εμπλεκόμενων πυρήνων δίνεται από τη δυναμική και από την εξίσωση $t_{\text{dyn}} \sim (M_1/M_2)t_{\text{orb}}$ (94) M_1 και M_2 οι μάζες των γαλαξιών. Θεωρώντας ότι ο λόγος M_1/M_2 είναι 1-2, η τυπική ταχύτητα 250 km/s και η μέση απόσταση των δύο γαλαξιακών δίσκων 5kpc, οι δύο γαλαξίες που αποτελούν ένα σύστημα ULIRG θα συγχωνευτούν σε έναν γαλαξία, με έναν πυρήνα σε λιγότερο από 1.2×10^8 έτη, ενώ συστήματα σε κοντινότερες αποστάσεις θα συγχωνευτούν σε λιγότερο από 5×10^7 έτη (95).

Το φαινόμενο των συγχωνεύσεων και της ύπαρξης ULIRGs συνδέονται σε διάφορα μοντέλα (90). Γαλαξίες που προέρχονται από συγκρούσεις παρουσιάζουν συχνά υψηλά επίπεδα *Ha* εκπομπής (96), συνεχή εκπομπή στα ραδιοφωνικά μήκη κύματος (97) και υπέρυθη εκπομπή (98) (99) συγκριτικά με τους απομονωμένους γαλαξίες. Πολλοί από τους λαμπερούς γαλαξίες στο μακρινό υπέρυθρο που εντοπίστηκαν από τον *IRAS* βρίσκονται σε συνθήκες συγκρούσεων (100) (85) (101). Ωστόσο το αντίστροφο δεν ισχύει, δηλαδή δεν παρουσιάζονται όλοι οι γαλαξίες με έντονες αλληλεπιδράσεις υπέρλαμπρη δραστηριότητα. Το ερώτημα είναι πώς οι συγχωνεύσεις προκαλούν την υπέρλαμπρη δραστηριότητα; Ανεξάρτητα από το αν η πηγή ενέργειας προέρχεται ένα starburst, AGN ή και από τα δύο, η κυρίαρχη αιτία είναι ο εφοδιασμός με αέριο. Εάν οι συγκρούσεις γαλαξιών μπορούν να οδηγήσουν το αέριο προς το εσωτερικό, στον πυρήνα, αυτή η πυρηνική εισροή μπορεί να προσφέρει την απαιτούμενη ενέργεια. Μόλις το αέριο φτάνει στο εσωτερικό, έχει τη δυνατότητα να διαχωριστεί και να αρχίσει η δημιουργία αστερών (σε ποσοστό ~ 100 /yr για να παρέχει την απαραίτητη φωτεινότητα) ή να συνεχίσει να ρέει προς το κέντρο και να τροφοδοτεί έναν AGN. Μόλις προκληθεί η υπέρλαμπρη φάση δεν διαρκεί περισσότερο από 10^8 yr. Τα μοντέλα σύνθεσης αστρικών πληθυσμών καταφέρνουν να εξηγήσουν τα οπτικά και υπέρυθρα φάσματα των ULIRGs με μία έκρηξη σχηματισμού αστερών $\sim 10^7$ - 10^8 ετών. Οι ίδιοι αριθμοί προκύπτουν και από την υπόθεση μείωσης του αερίου. Αν η φωτεινότητα προκύπτει από τον σχηματισμό αστεριών, ο χρόνος μείωσης του αερίου δίνεται από τη σχέση

(107). Φυσικά, αν η φωτεινότητα προέρχεται από την πτώση αερίου σε έναν AGN, το ίδιο ποσό αερίου μπορεί να στηρίξει την υπέρλαμπρη δραστηριότητα για πολύ μεγαλύτερη χρονική περίοδο. Ωστόσο, το γεγονός ότι σχεδόν όλοι οι ULIRGs παρουσιάζουν ισχυρά στοιχεία ότι βρίσκονται στο τελευταίο στάδιο κάποιας συγχώνευσης (στοιχεία που εξασθενούν άμεσα όταν η συγχώνευση ολοκληρωθεί)

καταδεικνύει ότι η υπέρλαμπρη φάση δεν μπορεί να διαρκέσει περισσότερο από $\sim 10^8$ έτη. Στην περίπτωση ύπαρξης AGN, το τέλος της φάσης αυτής μπορεί επέλθει είτε με το τέλος της τροφοδοσίας του με καύσιμα, είτε με την καταστροφή της σκόνης που το περιβάλλει από την UV ακτινοβολία του AGN. Σε αυτό το τελευταίο ενδεχόμενο, παρότι το αέριο έχει εξαντληθεί, ο ULIRG μπορεί να εξελιχθεί σε έναν οπτικό quasar. Η λεπτομερής εξέλιξη των ULIRGs αποτελεί αντικείμενο μελέτης.

Το πρώτο στάδιο συγχώνευσης είναι το αέριο να οδηγηθεί προς το εσωτερικό του δίσκου, στον πυρήνα. Προσομοιώσεις με υπολογιστές έχουν δείξει τη αποτελεσματικότητα των αλληλεπιδράσεων και των συγχωνεύσεων στην ροή αερίου προς τον πυρήνα. Αυτές οι προσομοιώσεις πρέπει επίσης να περιγράφουν την υδροδυναμική εξέλιξη του μεσοαστρικού αερίου στην οποία το αέριο αντιπροσωπεύεται από υγρά στοιχεία (μόρια) τα οποία φέρουν τις τοπικές υδροδυναμικές και θερμοδυναμικές ιδιότητες του ρευστού.

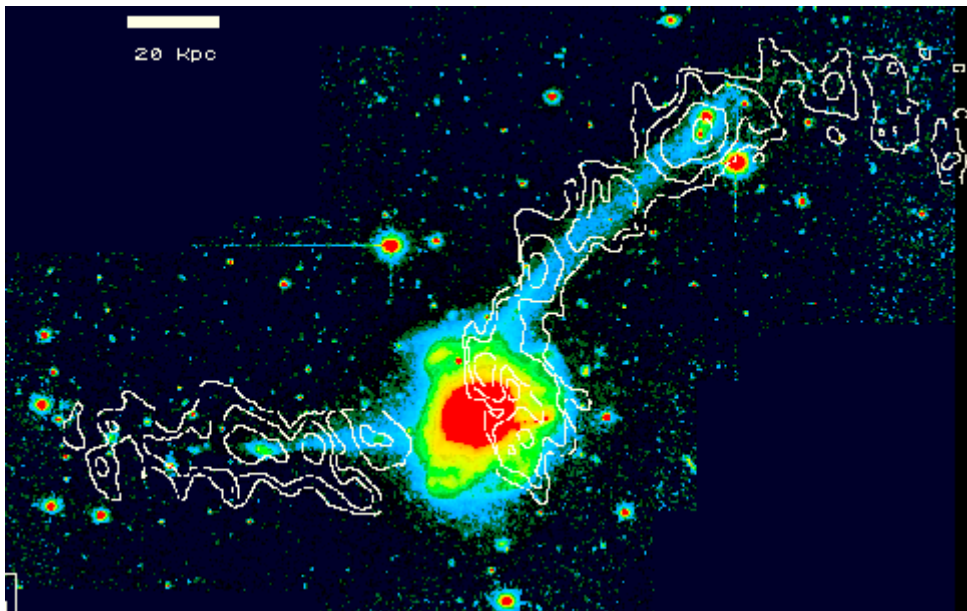


Εικόνα 2.11: Μοντέλο υπολογιστή για τη σύγκρουση γαλαξιών. Πρέπει να παρατηρήσουμε πως το αέριο στέλνεται στις κεντρικές περιοχές της συγχώνευσης των γαλαξιών. (Chris Mihos, Case Western Reserve University)

Αμέσως μετά την πρώτη σύγκρουση των γαλαξιών, σχηματίζονται ράβδοι και σπειροειδής δομές, κλονισμοί του αερίου και πυκνώματα κατά μήκος αυτών των χαρακτηριστικών. Εξαιτίας της αντιστάθμισης μεταξύ αστρικών και αερίων αιχμών, το αέριο αισθάνεται μια ισχυρή βαρυτική έλξη από τα αστέρια χάνοντας την γωνιακή ορμή και τη ροή προς τον πυρήνα. Πόσο βαθιά προς το εσωτερικό μπορεί να φτάσει το αέριο εξαρτάται από τα χαρακτηριστικά του δίσκου. Εάν ο δίσκος αναπτύξει ισχυρές μπάρες, το αέριο μπορεί να οδηγηθεί προς το κέντρο σε ένα δυναμικό χρονοδιάγραμμα. Ωστόσο, εάν ο σχηματισμός μπάρας δεν είναι δυνατός τότε το αέριο θα εγκλωβιστεί στο κέντρο μέσα σε χώρο λίγων kiloparsecs. Σε αυτή την περίπτωση, όταν τελικά συγχωνευτούν οι γαλαξίες μία δεύτερη φάση εισροής

εμφανίζεται, όπου το αέριο οδηγείται ακόμα περισσότερο προς τον πυρήνα λόγω ισχυρών υδροδυναμικών και βαρυτικών ροπών.

Επειδή η εισροή αερίου είναι συνδεδεμένη με τις βαρυτικές δυνάμεις των γαλαξιών σε αλληλεπίδραση, τα χαρακτηριστικά της και η δραστηριότητα του πυρήνα εξαρτώνται από ποικίλους παράγοντες, όπως η εσωτερική δομή των γαλαξιών και η τροχιακή γεωμετρία της σύγκρουσης. Εάν η σύγκρουση γίνεται μεταξύ γαλαξιών με ογκώδεις κεντρικές περιοχές, η εισροή αερίου καθυστερεί έως ότου οι γαλαξίες συγχωνευτούν λόγω της σταθερότητας των δίσκων που παρέχουν οι κεντρικές διογκώσεις. Αντιθέτως, οι γαλαξιακοί δίσκοι χωρίς κεντρικές διογκώσεις, είναι περισσότερο επιρρεπείς στον πρόωρο σχηματισμό μπαρών, εισροή αερίου και κεντρικής δραστηριότητας. Ομοίως, σε γαλαξίες στους οποίους οι δίσκοι συμβάλουν ελάχιστα στη δυναμική μάζα παρατηρούμε έντονη εισροή αερίου, δεδομένου ότι η βαρύτητα του δίσκου είναι πιο ασθενής.



Εικόνα 2.12: Συγχώνευση του NGC 7252. Τα χρώματα της εικόνας δείχνουν την ένταση του φωτός (κόκκινο = φωτεινός, μπλε = αμυδρό) ενώ τα λευκά περιγράμματα δείχνουν τις περιοχές που διανέμεται το υδρογόνο (*John Hibbard, NRAO*). Η υπόθεση συγχώνευσης για τον σχηματισμό ελλειπτικών γαλαξιών έχει την παρατηρησιακή υποστήριξη του γαλαξία NGC 7252. Παρότι ο γαλαξίας διαθέτει δύο έντονες παλιρροιακές ουρές διαθέτει και την επιφανειακή φωτεινότητα ενός ελλειπτικού γαλαξία.

Όταν η συγχώνευση ολοκληρωθεί τα υπολείμματα των δίσκων μπορούν να αποτελέσουν τον πληθυσμό των ελλειπτικών γαλαξιών (96). Η σχέση μεταξύ ULIRGs και ελλειπτικών γαλαξιών έχει ιδιαίτερο ενδιαφέρον συγκρίνοντας τις δυναμικές ιδιότητες των ULIRGs στο τελικό τους στάδιο με τους τοπικούς ελλειπτικούς γαλαξίες. Εξαιτίας της βίαιης χαλάρωσης, η διαδικασία της συγχώνευσης θα ανακατανείμει τους αστρικούς δίσκους δίνοντας τα χαρακτηριστικά της επιφανειακής φωτεινότητας και της μεγάλης ταχύτητας διασποράς των ελλειπτικών γαλαξιών. Η μέση αστρική διασπορά ταχύτητας, μετά την πλήρη

συγχώνευση, του πυρήνα του ULIRG είναι . Αυτό σημαίνει ότι η μέση διασπορά είναι συγκρίσιμη ή ελαφρώς μικρότερη από αυτή ενός ελλειπτικού γαλαξία L^* (ορίζεται ως $M_B \sim -20.4$ MAG) και ταιριάζει αρκετά με αυτή των ελλειπτικών γαλαξιών με συμπαγείς πυρήνες. Εξάλλου, όπως ο *A. Toomre 1974* (97) υποστήριξε, αν τα υπολείμματα αυτών των σπειροειδών συγχωνεύσεων δεν αποτέλεσαν τον παρόντα ελλειπτικό πληθυσμό γαλαξιών, που βρίσκονται τώρα;

2.4.1.3 ULIRGs σε μικρά και μεγάλα redshifts

Οι ULIRGs είναι ο πληθυσμός με την μεγαλύτερη φωτεινότητα στο τοπικό σύμπαν. Ωστόσο, η far-IR/submm φωτεινότητα είναι τόσο ώστε να μπορούν να ανιχνευθούν σε μεγάλα redshifts. Με την αποστολή ISO, δόθηκε η δυνατότητα να παρατηρηθούν πολυάριθμοι απομακρυσμένοι γαλαξίες με έντονη IR εκπομπή. Ο μεγάλος αριθμός ULIRGs που παρατηρήθηκαν σε μεγάλα redshifts δείχνει ότι αυτοί οι πληθυσμοί ήταν πολύ σημαντικότεροι στα αρχικά στάδια του σύμπαντος από ότι σήμερα. Η ανακάλυψη του κοσμικού υπέρυθρου υποβάθρου (CIRB) (98), του οποίου η συνολική ενέργεια είναι συγκρίσιμη ή και μεγαλύτερη από το ενσωματωμένο οπτικό υπόβαθρο, προτείνει ότι τα κρυμμένα αντικείμενα όπως οι ULIRGs είναι ο λόγος για τον σχηματισμό τουλάχιστον του 50% των αστερών στην ιστορία του σύμπαντος (99). Κατά συνέπεια φαίνεται ο ιδιαίτερος ρόλος τους στο πρόωρο σύμπαν συγκριτικά με το τοπικό.

Πολλά από τα χαρακτηριστικά που καθορίζουν τη φυσική για αντικείμενα σε μεγάλα redshifts φαίνεται ότι αντιστοιχούν και στους ULIRGs στο μακρινό σύμπαν. Τα μεγάλα ποσά σκόνης που υπάρχουν στους ULIRGs, απορροφούν την ενέργεια που εκπέμπουν και επανακτινοβολούν στο υπέρυθρο. Εάν η διαδικασία που προκαλεί την ULIRG δραστηριότητα, είτε σε τοπικά είτε σε μεγάλα redshifts, οφείλεται σε συγχώνευση γαλαξιών, τα θεωρητικά μοντέλα προτείνουν ότι οι συγχωνεύσεις είναι πιο κοινές σε μεγάλα redshifts γεγονός που μάλλον εξηγεί την συχνότερη εμφάνισή τους στο μακρινό σύμπαν. Η θεωρητική δυναμική προβλέπει ότι το τελικό αποτέλεσμα των συγχωνεύσεων μεταξύ σπειροειδών γαλαξιών πλούσιων σε αέριο και ως εκ τούτου ένα πιθανό προϊόν της ULIRG φάσης στην εξέλιξη των γαλαξιών, μπορεί να είναι μία ελλειπτική δομή (100), γεγονός που έχει δειχθεί από παρατηρήσεις σε τοπικούς ULIRGs.

2.4.1.4 Τι τροφοδοτεί τους ULIRGS?

Παρά τη μελέτη των ULIRGs κατά τις τελευταίες δύο δεκαετίες παραμένουν ορισμένα ερωτηματικά όσο αφορά τη φύση της πηγής που τροφοδοτεί την εκπομπή υπέρυθρης ακτινοβολίας. Αποτελέσματα που προέρχονται από το μεσαίο υπέρυθρο έχουν δείξει ότι περίπου το 80% των ULIRGs τροφοδοτούνται από starbursts (101). Ωστόσο, οι μισοί περίπου από τους τοπικούς ULIRGs παρουσιάζουν στοιχεία για

δραστηριότητα starburst και AGN (5). Φασματοσκοπικά αποτελέσματα στο μεσαίο υπέρυθρο δείχνουν ότι μέρος των ULIRGs που φέρνουν δείγματα AGN δραστηριότητας είναι τουλάχιστον 20%-25% αλλά αυτό το ποσοστό αυξάνεται σε 35%-50% για αντικείμενα με (102). Σε μικρό δείγμα ULIRGs από φασματοσκοπικά δεδομένα του *ISO* (103) βρέθηκε ότι οι μισοί από αυτούς χαρακτηρίζονταν από starburst και οι άλλοι μισοί από AGN. Έδειξαν επίσης, ότι σε υπέρυθρες φωτεινότητες κάτω από , στους περισσότερους από τους ULIRGs επικρατούν τα starbursts συνεισφέροντας περίπου το 85% της IR εκπομπής (103). Σε IR φωτεινότητες πάνω από η AGN συμβολή είναι πολύ υψηλότερη, με τα starburst να συνεισφέρουν μόνο το 50% της συνολικής IR εκπομπής. Συστήματα με starburst βρέθηκαν σε φωτεινότητες μέχρι .

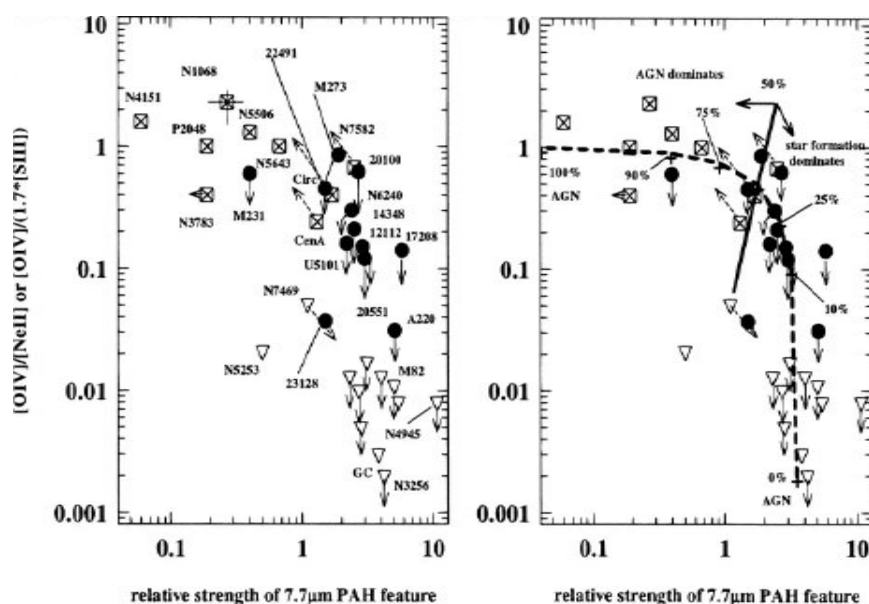
Ένα από τα ευρύτερα χρησιμοποιημένα διαγνωστικά μέσα για να διακρίνουμε τα starbursts από τους AGNs είναι εάν η φασματοσκοπία του πυρήνα παρουσιάζει ευρείς επιτρεπτές γραμμές, χαρακτηριστικό των AGNs, ή εάν τα φάσματα παρουσιάζουν γραμμές εκπομπής χαμηλής διέγερσης, χαρακτηριστικό των starbursts. Ακόμα και στην περίπτωση που έχουμε στοιχεία ότι σε έναν ULIRG υπάρχει ενεργός πυρήνας, αυτό δεν αποδεικνύει ότι το AGN είναι η κυρίαρχη πηγή της υπέρυθρης ακτινοβολίας. Όπως είναι γνωστό, τα starbursts και οι AGNs εμφανίζονται συχνά μαζί σε γαλαξίες μικρότερης φωτεινότητας και συμβαίνει να παρατηρούμε και τα δύο φαινόμενα στους ULIRGs.

Με βάση την ιδέα ότι αυξάνεται ο αριθμός των AGN σε δείγματα του ULIRGs με ολοένα και μεγαλύτερη φωτεινότητα, αναμένεται ότι είναι πολύ πιθανό οι ULIRGs να είναι απλώς η σκόνη στη φάση σχηματισμού ενός quasars (7). Σε αυτά τα σενάρια, οι AGN ξεκινούν να σχηματίζονται ακολουθούμενοι από συγχωνεύσεις κατά τη διάρκεια των οποίων κυριαρχεί η starburst φάση. Μετά από κάποια στιγμή, η εξαιρετικά πυκνή σκόνη που καλύπτει τις εκπομπές από τη διαμόρφωση AGN, θα αρχίσει να διασπάται και ο ενεργός πυρήνας είναι θα πλέον εκτεθειμένος. Υποστηρίζεται ότι αυτή η φάση εξελίσσεται γρήγορα στους quasars που παρατηρούμε σήμερα στα οπτικά μήκη κύματος (104).

2.4.2 Hyperluminous Infrared Galaxies (HLIRGs)

Με τις παρατηρήσεις του *IRAS* εντοπίστηκε μία νέα κατηγορία υπέρυθρων γαλαξιών, με φωτεινότητες μεγαλύτερες από αυτές των ULIRGs ($L > 10^{13} L_{\odot}$), αυτή των HLIRGs. Οι πρώτοι HLIRGs που παρατηρήθηκαν ήταν οι IRAS P09104+4109 (105) και IRAS F10214+4724 (106). Τα πρώτα στοιχεία για αυτά τα αντικείμενα κατεδείκνυν την ύπαρξη τεράστιας μάζας σκόνης (ανίχνευση μεγάλης μάζας CO (107), μοριακές γραμμές (108), submillimeter εκπομπή σε μήκη κύματος 450-1250 μm (109)). Τα αρχικά μοντέλα πρότειναν ότι επρόκειτο για γιγαντιαίους γαλαξίες στο στάδιο σχηματισμού (110).

Η πηγή της IR εκπομπής στους HLIRGs αποτελεί θέμα συζήτησης. Οι ULIRGs φαίνεται να τροφοδοτούνται από starbursts ή/και quasar δραστηριότητα η οποία προκλήθηκε από αλληλεπιδράσεις (111) (112) και οι HLIRGs μπορεί να είναι απλώς η μεγάλης φωτεινότητας ουρά των ULIRGs. Η πλειοψηφία των εκπομπών στους HLIRGs σε μήκη κύματος $>50\mu\text{m}$ πιστεύεται ότι οφείλεται σε starburst δραστηριότητα υπονοώντας σχηματισμό αστέρων με ρυθμό (113). Αν η υπόλοιπη εκπομπή των HLIRGs στο μακρινό υπέρυθρο και στα submm οφείλεται στον σχηματισμό αστέρων, τότε ο απαιτούμενος ρυθμός σχηματισμού θα είναι ο υψηλότερος μεταξύ των υπολοίπων αντικειμένων του σύμπαντος. Το γεγονός αυτό προτείνει ότι αυτοί οι γαλαξίες περνούν από μία φάση έντονου σχηματισμού αστέρων, υπονοώντας ότι πρόκειται για νεαρούς γαλαξίες. Μια τρίτη πιθανότητα είναι η IR εκπομπή να προέρχεται από κάποιους άλλους μηχανισμούς (π.χ. μία παροδική IR φωτεινή φάση στην QSO εξέλιξη), τότε αυτοί οι γαλαξίες ίσως να αντιπροσωπεύουν μία εντελώς διαφορετική τάξη αντικειμένων.



Εικόνα 2.13: Οι starbursts γαλαξίες εμφανίζονται ως τρίγωνα, οι ULIRGs ως κύκλοι και οι AGNs ως ορθογώνια με τις διαγώνιους τους. Τα βέλη προς τα κάτω δείχνουν τα ανώτερα όρια, τα βέλη με κλίση 45° δείχνουν προς τα πού οι πηγές θα κινούνταν αν τα παρατηρηθέντα χαρακτηριστικά τους διορθώνονταν για το τμήμα των starbursts ή των AGNs. Αριστερά: βασικά στοιχεία για τις μεμονωμένες πηγές. Δεξιά: μια απλή μεικτή, γραμμική καμπύλη που σχηματίζεται με τον συνδυασμό των διαφόρων μερών της συνολικής φωτεινότητας σε ένα AGN και σε ένα starburst. Όλοι οι AGNs υποτίθεται ότι βρίσκονται στο $[O\ IV]/[Ne\ II] \sim 1$ και κανένας AGN (δηλαδή το 100% των starburst) στο $[O\ IV]/[Ne\ II] \sim 0$. (5)

Οι παρατηρήσεις αυτές οδήγησαν στο συμπέρασμα ότι τα αντικείμενα αυτά τροφοδοτούνται από σκόνη και AGN αντιπροσωπεύουν ένα εξελικτικό στάδιο στο σχηματισμό των quasars (7). Εναλλακτικά, η μεγάλη υπέρυθρη φωτεινότητα έχει αποδοθεί σε συμπαγή starburst γεγονότα (114). Μελέτες της συνεισφοράς των starbursts και AGNs στη συνολική εκπομπή IR σε δείγμα HLIRGs, έχουν δώσει ενδιαφέροντα αποτελέσματα και συγκρουόμενα αποτελέσματα. Σε ορισμένες μελέτες (115) (116) επικρατεί ο σχηματισμός αστερών και άλλες προτείνουν ότι οι HLIRGs τροφοδοτούνται από έναν AGN (117) (118). Οι AGNs και starbursts φωτεινότητες συσχετίζονται, δείχνοντας ότι η μάζα της σκόνης ρυθμίζει τη φωτεινότητα τους στους HLIRGs.

Οι HLIRGs φαίνεται να είναι ιδανικοί υποψήφιοι για την ύπαρξη νέων γαλαξιών αντίθετα με τις συγχωνεύσεις γαλαξιών πλούσιων σε αερίων (113). Τα στοιχεία που υποστηρίζουν αυτό το μοντέλο είναι τα υψηλά ποσοστά σχηματισμού αστερών $> 500 \text{ yr}^{-1}$ και η ακόμα υψηλότερη ύπαρξη αερίου συγκριτικά με τους τυπικούς σπειροειδείς γαλαξίες. Ένα άλλο ενδεχόμενο είναι οι HLIRGs να είναι απλώς η ουρά της μεγάλης φωτεινότητας των ULIRGs πληθυσμών, όπου οι συγχωνεύσεις μεταξύ εξελιγμένων γαλαξιών δημιουργούν την σκόνη που περιβάλλει την starburst και AGN δραστηριότητα (74).

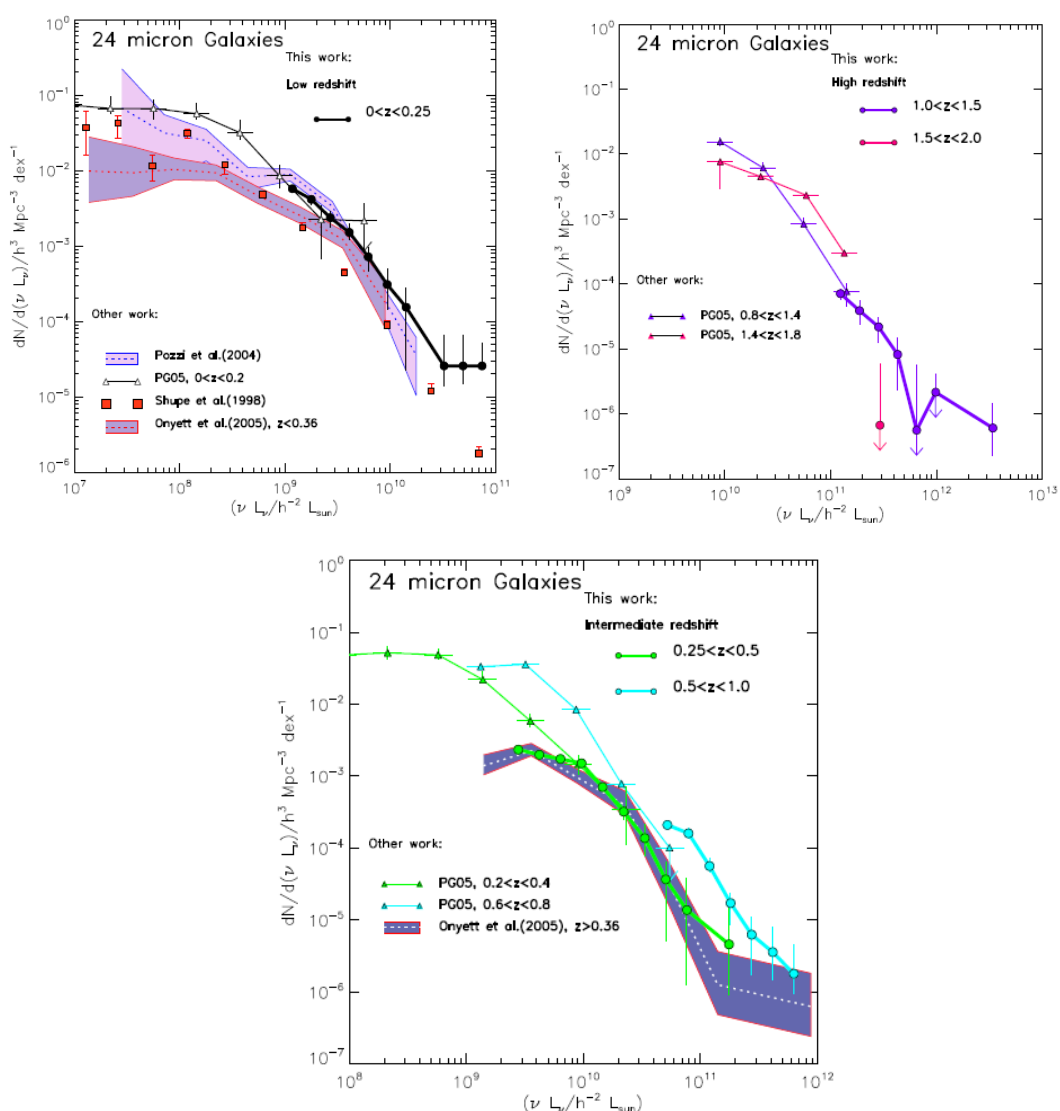
2.4.3 Luminosity Function

Ένα βασικό εργαλείο στη μελέτη των γαλαξιακών πληθυσμών, το οποίο έχει χρησιμοποιηθεί αρκετά στη συγκρότηση του μοντέλου του σχηματισμού γαλαξιών, είναι η *συνάρτηση φωτεινότητας* (*Luminosity Functions LFs*). Η συνάρτηση φωτεινότητας των γαλαξιών είναι η αριθμητική τους πυκνότητα σαν συνάρτηση της φωτεινότητας τους ή αλλιώς το απόλυτο μέγεθός τους M . Η γραφική παράσταση σε λογαριθμική κλίμακα δίνει μία χαρακτηριστική μορφή που περιγράφεται από την συνάρτηση *Schechter*

$$\text{---} \text{---} \text{---} \quad [2.2]$$

όπου L^* η χαρακτηριστική φωτεινότητα, α η κλίση στην περιοχή εξασθένισης και Φ^* η κανονικοποιημένη αριθμητική πυκνότητα της συνάρτησης φωτεινότητας (119). Λαμβάνοντας υπ όψιν την σημασία των υπέρυθρων παρατηρήσεων στην εξέλιξη των γαλαξιών, μπορούμε να κάνουμε μεγάλα βήματα στο να κατανοήσουμε πως οι γαλαξίες συγκεντρώνονται δημιουργώντας κοντινά, μεσαία και μακρινά υπέρυθρα γαλαξιακά LFs και πως εξελίσσονται σε σχέση με το redshift. Τα κοντινά μήκη κύματος μας λένε πως οι αστρικές μάζες εξελίσσονται ενώ τα μακρινά πότε και πως τα παρατηρούμενα starburst, που δημιουργούν αυτούς τους αστέρες, εμφανίζονται.

Ορισμένα από τα πρώτα υπέρυθρα LFs προήλθαν από την αποστολή *IRAS* (120). Χρησιμοποιώντας δεδομένα από το *IRAS* (121) μελετήθηκε η Luminosity Function στα 60μm και στα 40 - 120μm, όπου βρέθηκε η ισχυρή αύξηση της φωτεινότητας με την απομάκρυνση στο ερυθρό (redshift), $\propto (1+z)^{3\pm1}$. Παρόμοιες μελέτες έγιναν και αργότερα με δεδομένα πάλι από το *IRAS* σε διάφορα μήκη κύματος μεταβάλλοντας την τιμή του γ της σχέσης $\propto (1+z)^\gamma$ (Clements et al. 2001 : 12μm LFs $(1+z)^{4.5}$, Serjeant et al. 2004: ELAIS 90μm LFs $(1+z)^{3.4\pm1}$).



Εικόνα 2.14: Σύγκριση της συνάρτησης φωτεινότητας γαλαξιών στα 24μm. Πάνω αριστερά σε χαμηλά redshifts, πάνω δεξιά σε μεγάλα redshifts, κάτω σε μεσαία redshifts. Οι γραμμές που ενώνουν τα σημεία δίνουν την LF των εργασίας που αναφέρονται (6).

Με την εκτόξευση όμως του *Spitzer* δόθηκαν μεγαλύτερες δυνατότητες στους αστρονόμους αφού θα μπορούσαν να μελετήσουν την LF στα διάφορα μήκη κύματος και σε μεγάλο εύρος φωτεινοτήτων και redshifts. Μελέτες πηγών με φωτομετρική

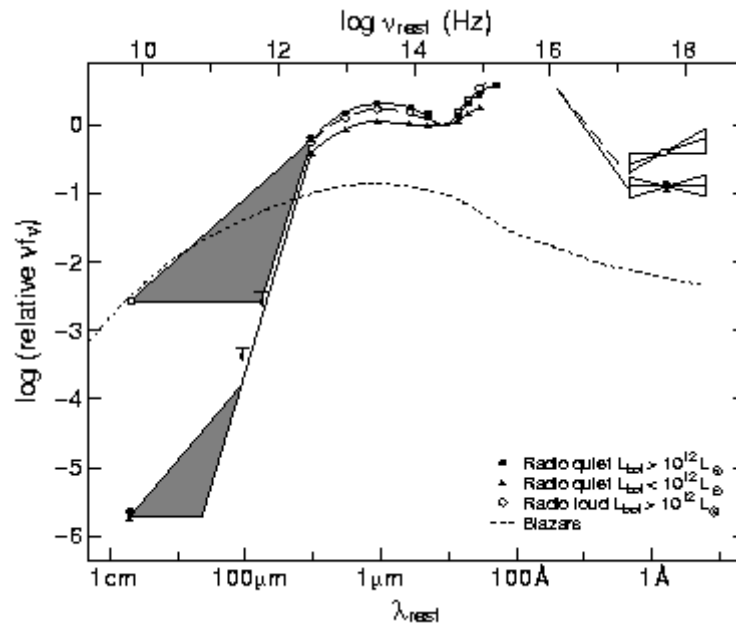
μέθοδο για το redshift (6) στο πεδίο *ELAIS N1* του προγράμματος *SWIRE* έδειξαν ότι η πλειοψηφία των πληθυσμών του *SWIRE* χαρακτηρίζονται από την δημιουργία αστερών με μέσο redshift . Στα 3.6 και 4.5 μm η συνάρτηση φωτεινότητας στους γαλαξίες αυτούς δείχνει την συνολική εξέλιξη σε σχέση με την γήρανση των αστρικών πληθυσμών στην περιοχή μέχρι $z \sim 1.5$. Η συνάρτηση φωτεινότητας βρέθηκε ότι αυξάνετε σε redshifts $z \sim 0.5 - 1$ αλλά σε ακόμα υψηλότερα redshifts εξομαλύνεται ή ακόμα και μειώνεται. Στα μεγαλύτερα μήκη κύματος 24 μm η ισχυρή εξέλιξη συνεχίζει σε μεγαλύτερες φωτεινότητες και μεγαλύτερα redshifts. Ενδεικτικός είναι ο σχηματισμός αστερών και η AGN δραστηριότητα με ισχυρή υπέρυθη ενεργειακή πυκνότητα και SFR (Star Formation Rate) πυκνότητα $(1+z)^{\gamma}$ με

2.4.4 Spectral Energy Distributions

Για να μπορέσουμε να κατανοήσουμε τα χαρακτηριστικά των υπέρυθρων γαλαξιών στα μεγάλα redshifts, είναι απαραίτητο να υπάρξει αρχικά ένας έλεγχος των χαρακτηριστικών εκπομπής των γαλαξιών σε μικρά redshifts. Για παράδειγμα, η σύγκριση μεταξύ των παρατηρούμενων αντικειμένων σε μεγάλα redshifts και του τι προβλέπεται από τα κοσμολογικά μοντέλα που στηρίζονται στα φασματικά πρότυπα ενεργειακής διανομής (SEDs) των τοπικών γαλαξιών, μπορούν να προτείνουν πως οι γαλαξίες εξελίσσονται κοιτώντας πίσω στον χρόνο.

Πολλά από τα μοντέλα για την IR εκπομπή (109) προτείνουν ότι η δευτερεύουσα αιχμή στα μεσαίο υπέρυθρο από κανονικούς γαλαξίες με μικρότερη φωτεινότητα οφείλεται στην εκπομπή από μικρούς κόκκους σκόνης κοντά σε θερμούς αστέρες ενώ, η ισχυρή αιχμή σε μήκη κύματος $\lambda \gtrsim 100\text{-}200 \mu\text{m}$ αντιστοιχεί στην εκπομπή από τη σκόνη σε infrared cirrus που θερμαίνονται από παλαιότερο αστρικό πληθυσμό. Τα SEDs πολλών ULIRGs εμφανίζουν δύο αιχμές. Η συνήθης ερμηνεία είναι ότι η φωτεινότητα IR προέρχεται από τον συνδυασμό δύο μηχανισμών. Σε γαλαξίες με αυτή την υπέρυθη φωτεινότητα, παρουσιάζεται αιχμή στα 60 μm εξαιτίας των starburst ($T_D \sim 30\text{-}60 \text{ K}$) και επιπλέον, σε Seyfert γαλαξίες, έχουμε αιχμή σε ακόμα μικρότερα μήκη κύματος 25 μm και υψηλότερες θερμοκρασίες ($T_D \sim 150\text{-}250 \text{ K}$) που οφείλονται πιθανώς στη σκόνη που θερμαίνεται από έναν AGN.

Ένα μικρό αλλά σημαντικό κομμάτι των ULIRGs, αυτοί με «θερμά» υπέρυθρα χρώματα, έχουν SEDs με εκπομπή στο μεσαίο υπέρυθρο ($\sim 5 - 40 \mu\text{m}$) (7). Αυτοί οι θερμοί γαλαξίες, οι οποίοι εμφανίζονται να εκτείνονται σε ένα ευρύ φάσμα κατηγοριών εξωγαλαξιακών αντικειμένων συμπεριλαμβανομένων των ραδιο-γαλαξιών και οπτικά επιλεγμένων QSOs, έχουν χρησιμοποιηθεί ως στοιχεία για τη σύνδεση των ULIRGs και QSOs (7). Αυτή η σύνδεση ενισχύεται από τα δεδομένα του IRAS για τους QSOs, τα οποία δείχνουν ότι το μέσο SED των οπτικά επιλεγμένων QSOs χαρακτηρίζεται από τη θερμική εκπομπή από το δίσκο σκόνης του περιβάλλει τον ενεργό πυρήνα.



Εικόνα 2.15: SEDs για οπτικά επιλεγμένους radio-loud και radio-quiet QSOs (7) και Blazars (8) από ράδιο έως X-ray μήκη κύματος.

Παράρτημα

In English

Chapter 3

EFOSC2: Multi-object spectroscopy of SWIRE CDFS field

1.1 Overview

This chapter reports on the observations of the *SWIRE CDFS field* using *EFOSC2* on ESO 3.6m telescope in multi-object spectroscopy mode. Multi-object spectroscopy is a suitable way to obtain spectra of several objects simultaneously. The MOS data were taken using six different masks on *EFOSC2*. We tried to obtain spectra of 60 objects *from SWIRE CDFS*. These sources were observed during two nights by *Dr. Markos Trichas* and *Dr. Thomas Babbedge*. In the following, I try to describe the multi-object spectroscopy method and the utility in our observations, *EFOSC2* and the selection of targets.

1.2 Multi-object spectroscopy

Multi-object spectroscopy employs an entrance slit on a mask composed of multiple sub-sections which can be positioned by computer to pick up many different objects in the field of view. Today, many observatories have a spectrograph with a multi-slit system. The classical astronomical spectrograph comprises (122) :

- a slit in the common focus of the telescope and spectrograph collimator to isolate the area of interest on the sky,
- an optical system to re-collimate the beam,
- a dispersing element in the collimated beam (usually a plane reflectance grating, but frequently a grating-prism combination known as a grism), and

- a camera to image the dispersed slit (and hence the dispersed sky image) onto a two-dimensional detector.

In order to emphasize its ability to image a dispersed slice through an extended object such as a bright galaxy – together with adjacent sky, an instrument like this would be called a long-slit spectrograph. Moreover because the fact that spectra are themselves extended objects, spectrograph cameras are made with fast focal ratios and the instrument also acts as a focal reducer on the telescope. Substantially, if the slit and dispersing element were removed, the spectrograph would form a direct image of the sky at a reduced image-scale. The objects are observed through the slit which is positioned in the focal plane as seen in the *figure 3.1*. This results in a spatial intensity profile of the object along the orientation of the slit. A collimator generates a parallel light beam. This light beam falls on a dispersive element, usually a grism, which creates a spectrum for each point on the spatial profile, which is registered by the CCD.

The advantage of longslit spectroscopy is the ability to study the spatial distribution of emission features. The choice of grating and slit setup allows addressing a wide range of observations, from high spatial resolution spectroscopy to study the near nucleus region to high dispersion spectroscopy to study in detail the band structure of emission systems. The disadvantage of the long slit spectroscopy is that as a rule it accesses only a tiny fraction of the available field of the telescope, wasting precious imaging capability this led to an upsurge of the interest in both multi-object and integral-field (area) spectroscopy at the beginning of the 1980s.

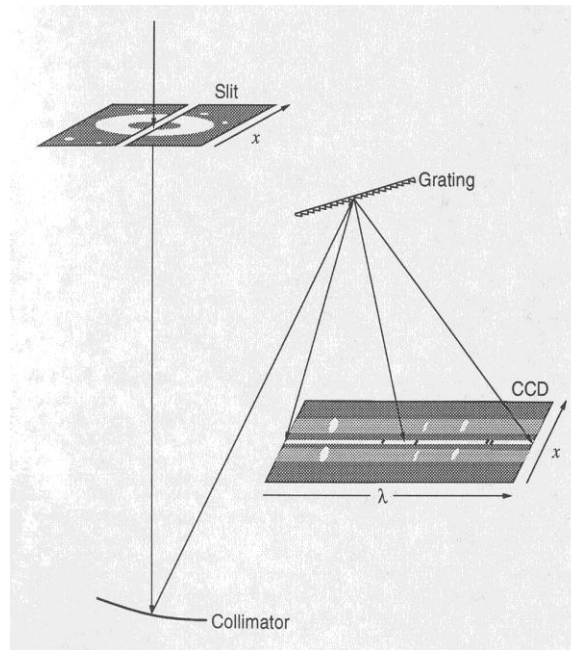


Figure 3.1: Schematic view of a typical long-slit CCD spectrograph. Positions along the slit are mapped in a one-to-one manner onto the CCD detector. A number of optical elements in

the camera, used to re-image and focus the spectrum, have been omitted from this drawing. (R.W. Pogge, *The Ohio State Univ.* 1992)

Depending on the dimensional (1-D or 2-D) and resolution R of CCD there exist several coupling arrangements exist between dispersive elements and detector. Some of these arrangements combine spectroscopy and imaging (spectro-imaging). The various arrangements are as follow (123):

One-Dimensional Detector. Only one source and one order. If the image of the source is bigger than the spectrometer slit (high R or large seeing disk), an image slicer is required and the spectrum obtained will mix together the radiation coming from all points of the source.

Two-Dimensional Detector. At high resolution, echelle mode (cross dispersion): only one source but several orders of dispersion. At low resolution ($R < 10^3$), simple dispersion: one of the detector dimensions can then be used for λ dependence, and the other for spatial dependence along one of the dimensions of the source ((x, λ)-mode).

Two-Dimensional Detector and Dispersion. In this mode, referred to as wide-field spectroscopy, spectral information and two-dimensional spatial information (x, y, λ) are obtained simultaneously. Wide-field spectroscopy is limited to compact objects ($< 10''$). Among the many variants (fibre optics, gratings, micro-lenses), one consists in sampling the image by means of a compact bundle of fibres, which redistributes the energy along the long spectrometer slit. The field is dispersed on a CCD and the digitally reconstructed, in order to reconstitute the image at any wavelength chosen in the spectral interval covered.

Two-Dimensional Detector. One order, low resolution ($R < 10^3$), or even high resolution, multi-object. By suitably dividing up the image plane (slit mask, fiber optics), the spectrometer samples the radiation at a limited number of images points, juxtaposing the spectra on the detector.

For dissection using a mask, a non-dispersed image of the field is first made (CCD). Then a mask is produced, containing a series of slits adequate for the desired resolution, on the basis of this image. This can be done by photoengraving, for example. The mask is inserted in the image focal plane, and a grism in the following pupil plane. Spectroscopy can then be carried out on a hundred or so sources simultaneously.

An elusive component to design effectively is the multi-object spectrograph (**MOS**) because stellar objects that are closely spaced cannot be differentiated from each other when their spectra overlap (123). Multi-Object Spectroscopy (MOS) is turning to the central method to study many objects in astronomical fields, whose positions in the fields are discrete, recording simultaneously hundreds of spectra. This has enabled large increases in sample sizes for many studies - often as much as 2 or more orders of magnitude. Modern telescopes and multi-object spectroscopy instrument are producing increasingly larger volume of data which contain a wealth of information. Multi-object spectroscopy (MOS) is revolutionizing optical astronomy, in fields as far

ranging as abundance studies of globular clusters to the large-scale structure of the Universe. There are two classical alternatives:

With multi-slit mask (124): The coordinates of the objects are selected in a rectangular field from the spectrograph imaging mode, and a multi-slit mask is then made as input of the spectrograph mode. In order to obtain the spectra, a rectangular detector is used and the spectra have homothetical positions to those of the objects in the telescope field. This technique is well adapted for a typical 5-7 arcmin field. Accurate multi-slit masks are generated by high-power YG lasers which, in addition to rectangle slits, allow curvilinear-slit cuts of constant width in the dispersion direction for arch-like object studies.

With fiber optics (124): Optics fibers are used because they have the advantage of selecting objects either their location is in a small field (5-7 arcmin) or a large field. The fiber output ends feed the long slit of one or several spectrographs. Nevertheless, optics fibers have the disadvantage of suffering from focal ratio degradation (FRD) so that the collimator of the spectrograph must have a faster f-ratio than that of the emerging telescope beams.

The astronomer who has to extract one-dimensional spectra from this kind of data faces several problems. Firstly, the number of spectra which have to be extracted from the two-dimensional frame. Secondly, the optics of the spectrograph bends the spectra, resulting in curved object spectra on the detector. Thirdly, the slits in MOS spectra are usually much shorter than in ‘long-slit’ spectroscopy, so special care has to be taken to ensure accurate subtraction of the night-sky emission.

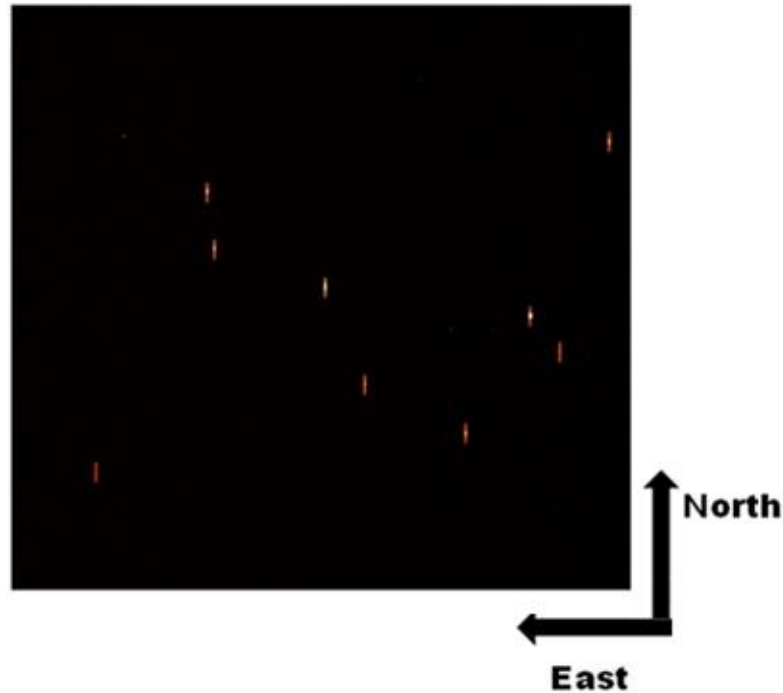


Figure 3.2: Acquisition image of one of the six slit masks were used in observations with *EFOSC2*. The slits are found in the coordinates of observing objects which present as bright points inside the slits.

1.3 EFOSC2 General Characteristics

The *ESO Faint Object Spectrograph and Camera* (v.2) (126) or *EFOSC2* is a flexible instrument for low resolution spectroscopy and imaging. The most outstanding feature of *EFOSC2* is the capability of the seven different observing modes normal/polarimetric imaging/spectroscopy (several submodes in each), multi-object spectroscopy and coronagraphy. Despite its multi capability, low resolution spectroscopy makes it a very efficient instrument in terms of both photons and time. In October 1997, *EFOSC2* was mounted in the *ESO 3.6m* telescope on La Silla. The seven available observing modes presents in the *Table 3.1*.

Figure 3.3 gives a general view of instrument's design. One of its features is that all the optical elements, except of the apertures (masks, slits), are placed along the optical axis with the beam being parallel by passing through a collimator. The optical elements are located on three wheels. Slits and masks are introduced into the aperture wheel, the only optical element located before the collimator, so the projected scale for slits is the telescope scale ($5.3''/\text{mm}$). Filters and Grisms are mounted on the filter wheel and the grism wheel between the collimator and the camera. The first element after the collimator is an interchangeable super-achromatic Half Wave Plate (HWP) necessary for polarimetry.

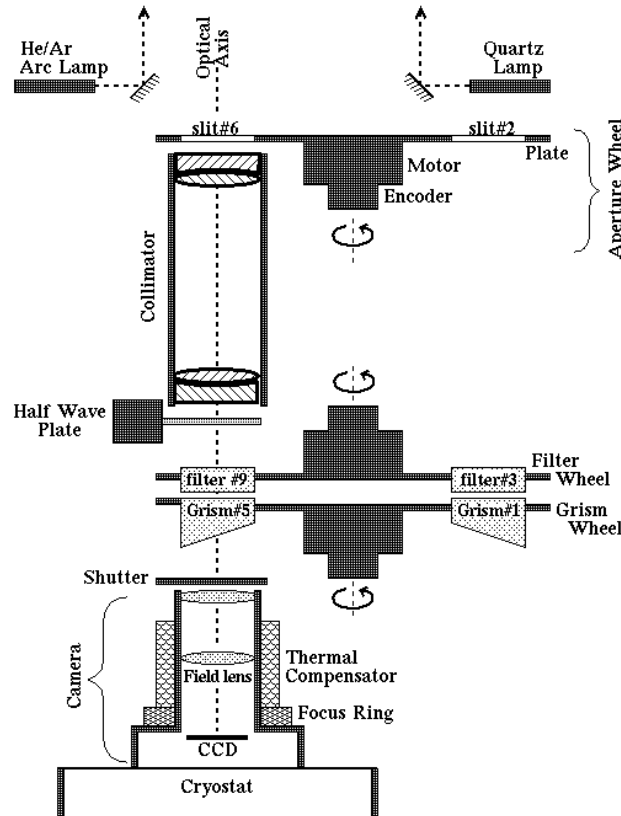


Figure 3.3: Schematic instrument layout of *EFOSC2* (137).

Mode	Aperture Wheel	Filter Wheel	Grism Wheel	HWP/QWP
Imaging Coronagraphic Imaging Polarimetric Imaging	Free Cor. Mask Woll. Mask	Filter Filter Filter	Free Lyot Stop Woll. Prism	Out Out In
Spectroscopy Multi Object Spectroscopy Slitless Spectroscopy Spectropolarimetry	Slit MOS Plate Free Slit/Mask	Free Free Free/Filt. Woll. Prism	Grism Grism Grism/Prism Grism	Out Out Out In

Table 3.1: *EFOSC2* Observing Modes (126).

1.3.1 The Telescope ESO 3.6m

The *ESO 3.6m Telescope* (137), located in La Silla Chile, is a 3.6m telescope run by the European Southern Observatory. The telescope has a horsehoe/fork mounting with an interchangeable top unit which allows the secondary mirror to be changed from a Cassegrain focus of F/8 to that of F/35. The best PSF (Point Spread Function) of the telescope is about 0.5 arcsec (measured with *EFOSC2*) and more generally, in good seeing conditions is in the range of 0.7 - 0.8 arcsec. The RMS pointing error is about 5 arcsec rms. It gets slightly worse when the telescope is pointing to the North. The pointing is limited to 70 deg. zenithal distance and 5.5h RA, but there is a small visible region under the pole.

Mounting	Equatorial, Horseshoe
M1 Diameter	3.566 m
Cassegrain Hole diameter	0.698 m
M1 clear area	8.8564 m ²
M2 diameter	1.200 m
Focal Ratio	f / 8.09
Scale at Focal Plane	7.12 arcsec/mm

Table 3.2: Technical Characteristics (137).

1.3.2 EFOSC2 Instruments

CCD Camera

The *CCD camera of EFOSC2* is a Loral/Lesser Thinned, AR coated, UV flooded, MPP 2048 x 2048 (137). Each observation produces a 2060 x 2060 pixels image, so during the read out process 25-30 rows/columns are added. The measured scale on the CCD is 0.157arcsec/pixel therefore the 2048 useful pixels of each side correspond to a 5.2x5.2 arcminutes² field of view (137). The CCD is driven by the new ESO–FIERA controller. The CCD system (CCD+FIERA controller) shows levels of linearity better than 0.4% over the full range of the 16 bit analog to digital converter (ADC). The measured cosmic ray impact is about 900 events per hour for the whole array of the CCD. A hit typically covers a radius of 2-3 unbinned pixels. The upper limit of exposures for spectroscopic observations is 45-60 minutes.

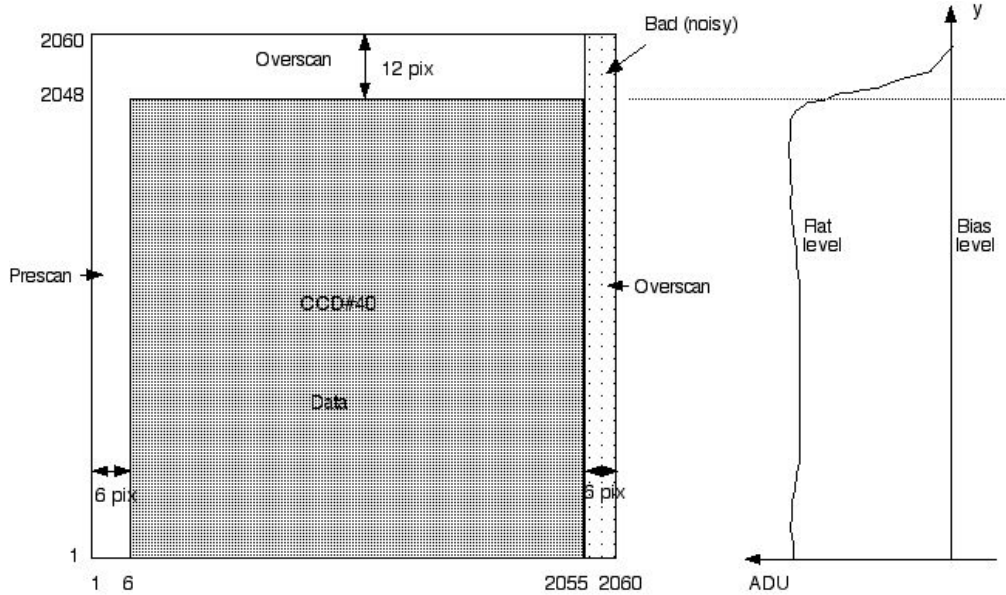


Figure 3.4: The difference among CCD pixel and image pixels. The right diagram shows the “bleeding” effect³ (e.g. from bright emission lines or saturated stars) when a flat is taken – the prescan and overscan sections are affected and do not give the correct bias value (126).

³ The maximum amount of charge that can be stored in a given pixel is limited by the depth of the electrostatic potential well that constrains the charge in the array. Self-repulsion of the accumulated charge eventually drives it into adjacent pixels, leading to the familiar “bleeding” along CCD columns for bright sources (149).

Type	Loral/Lesser, Thinned, AR coated, UV flooded, MPP chip
Controller	ESO-FIERA
CCD Size	2048 x 2048
Image Size	2060 x 2060 (overscan inadequate for bias subtraction)
Pixel Size	15 microns x 15 microns ; 0.157arcsec x 0.157arcsec
Field Size	5.4arcmin x 5.4arcmin (useful field 5.2arcmin x 5.2arcmin)
Full well capacity	104,000 electrons/pixel
Dark Current	7 electrons/pixel/hour
Saturation	65535 ADU
Linearity regime	0.25% (maximum deviation)

Table 3.3: Parameters of *EFOSC2* CCD#40 (137).

GRISMS and PRISMS

EFOSC2 offers several grisms which cover a wavelength range from 320 up to 1100nm and provide FWHM resolutions between 0.6 and 6nm. At present 16 grisms are available for *EFOSC2*. Each grism allows the user to obtain spectra at different wavelength ranges, dispersions and revolutions. These characteristics are presented in *Table 3.4*. The alignment of each grism takes ~10 - 20 minutes. Contrary to grisms used in a converging beam, there are no wavelength dependent optical aberrations introduced by the *EFOSC2* grisms. The spectral resolution depends on the slit width and the dispersion. For a chosen slit width FWHM line is constant along the spectrum but for a slit with the double width the line FWHM will be double.

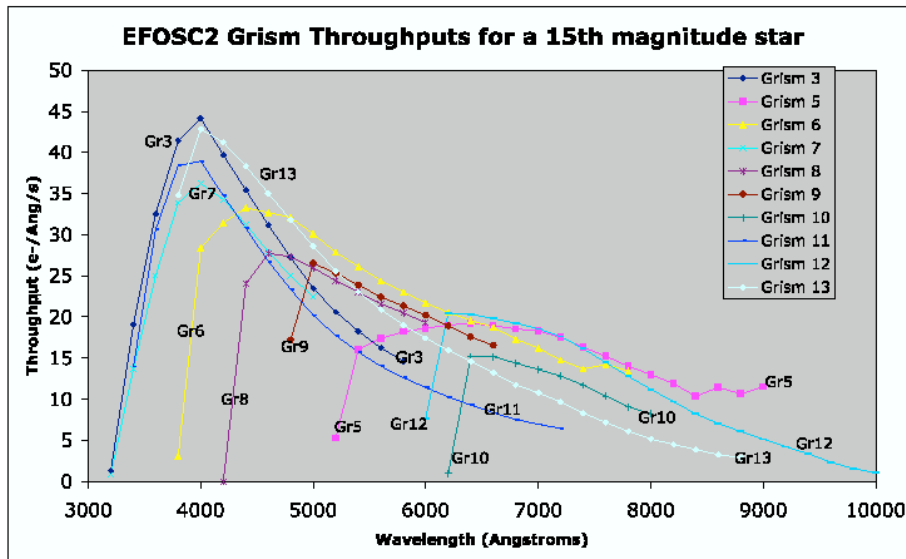


Figure 3.5: *EFOSC2* Grism Throughputs (in electrons per Angstrom per second) for a 15th magnitude star. These represent the averaged values of different observations of many spectrophotometric standard stars, normalized to 15th magnitude at all wavelengths (126).

Grisms are mounted on the grism wheel on the parallel beam of *EFOSC2* and there are no wavelength dependent optical aberrations in the spectra.

Grism #	Grating		Wavelength range	Dispersion	Resolution FWHM
	gr/mm	λ_{Blaze}			
1	100	4500	3185-10940	6.66	52
2	100	6700	5100 – 11000	6.60	53.69
3	400	3900	3050 – 6100	1.50	12.61
4	360	4700	4085 – 7520	1.68	13.65
5	300	6700	5200 – 9350	2.06	16.64
6	300	5000	3860 – 8070	2.06	16.77
7	600	3800	3270 – 5240	0.96	8.06
8	600	5300	4320 – 6360	0.99	8.06
18	600	5600	4700 – 6770	1.00	8.19
(+) 10	600	6500	6280 – 8200	0.95	7.67
11	300	4000	3380 – 7520	2.04	17.16
16	300	7900	6015 – 10320	2.12	17.29
13	236	4400	3685 – 9315	2.77	23.01
14	600	4000	3095 – 5085	0.93	7.54
17	600	8300	6895 – 8765	0.86	7.02
19	1557	4777	4441 – 5114	0.34	1.5
20	1070	6597	6047 – 7147	0.55	2.0
prism #1	-	-			
prism #2	-	-			

Table 3.4: *EFOSC2* grisms. The quoted resolutions are for a 1.0'' slit (126).

FILTERS

Filters are mounted on the filter wheel after the collimator. Eleven filters can be mounted on the wheel but one position has to be kept free. The diameter of filters is 60mm with maximum thickness of 10mm. Since filters are located in a parallel beam the instrument's focus should not change. Because filter and grism wheels are located very close to each other there is a very little possibility of squeezing in larger filters. Also, since the filter wheel is located at a relatively large distance from the focal plane the quality of the image is affected by the filter defects. These may result blurs or ghosts in the form of the image due to multiple reflections inside the filter.

SLITS

The terms Star-plates, slits and masks are used interchangeably - they all refer to elements which block light from some region of the field of view of *EFOSC2*. All these are mounted in the aperture wheel of *EFOSC2*. For spectroscopy, 5 to 7 positions are available.

Punch Head	Width	Length
5	1''.02	8''.6
7	1''.34	8''.6
3	1''.87	8''.5

Table 3.5: Available Punching Heads (126).

The slits' widths which are available for *EFOSC2* are 0.3'', 0.5'', 0.7'', 1.0'', 1.2'', 1.5'', 2.0'', 5.0'' and 15.0'' with lengths in order of 5 arcmin. Slits are produced on special metallic plates by a punching machine. The punch head's characteristics we specified in *Table 3.6*. On the metallic plates up to 25 slits can be produced with the shorter punch head and 15 slits with the longer one. Five MOS plates can be created simultaneously.

Filter Name	ESO Numbers	Central Wavelength (nm)	FWHM (nm)	Peak Transmission (%)	Red Leak
U Bessel	640	354.5	53.8	68	<0.005% @1100nm
B Bessel	639	440.0	94.5	54	0.012% @1150nm
V Bessel	641	547.6	113.2	87	0.055% @1150nm
R Bessel	642	643.1	165.4	86	0.076% @1150nm
Gunn g	782	516.9	77.6	81	0.010% @1100nm
Gunn r	786	681.4	83.8	83	0.010% @1100nm
Gunn i	705	793.1	125.6	83	0.010% @1100nm
Gunn z	623	>840.0	-	98	-
H Alpha	692	657.7	6.2	56	<0.010%
H Alpha Red	709	664.5	7.1	88	-
H Beta	742	-	-	-	-
Hbe Cont	743	-	-	-	-
[OIII]	687	500.4	5.6	74	-
[SII]	700	673.0	6.2	56	<0.010%
Tyson B	724	-	-	-	-

Table 3.6: EFOSC2 filters – Basic set (126).

1.3.3 EFOSC2 Multi-Object spectroscopy

Multi object spectroscopy is actually similar to normal Spectroscopy described in the previous section. The only relevant difference is the number of slits along the MOS mask. A typical MOS observing block includes an acquisition template followed by an image of the field through the slit, a number of bias files, lamps images and flat images. Templates with different grisms, from the same mask can be combined. The instrument orientations can be changed during the observation. The orientation (long axis) of the slitlets on the sky, in terms of their position angle (from north through east), is given by $PA = 90 + \text{Rotator_Offset_Angle}$. The rotator offset angle should be among -100 and +80 degrees. MOS design is done using *xm* program and a special punch machine.

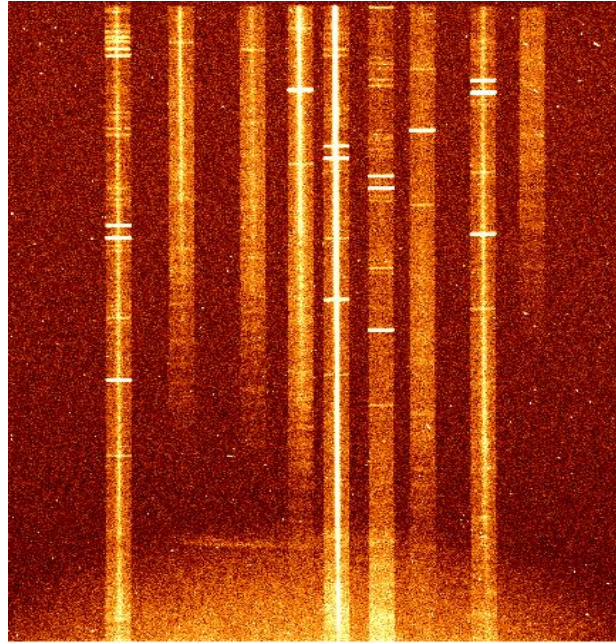


Figure 3.6: The resulting MOS frame from the slit mask of *Figure 3.2*, showing the set of two-dimensional spectra corresponding to each target galaxy in the mask. The dispersion runs along the vertical direction. Each strip shows the sky emission lines (light horizontal lines) together with the fainter galaxy spectrum.

1.4 Selection and Observations

The data we used were observed in the *SWIRE CDFS field* with the *ESO Faint Object Spectrograph and Camera (v.2)* on the *ESO 3.6m Telescope* by *Dr. Markos Trichas* and *Dr. Thomas Babbedge*. Results from the *Spitzer SWIRE survey* have revealed potentially highly significant populations of sources with ultra- and hyper-luminous infrared luminosities. Using *EFOSC2* to target 12 of these rare sources in our CDFS

field and as any additional U/HIRGs as possible in the same field, we make an optically-bright U/HIRG sample complete to $R=21.55$. All these targets and the further serendipitous sources, which also obtain their spectra, are with $24\mu\text{m}$ detections and have optical and IRAC photometry. This choice is necessary for the calibration and validation of the photometric redshift code across a wide redshift range. Spectra of our prime targets and others' U/HIRGs could be found, will allow us to confirm their U/HIRGs status. The *SWIRE* cirrus ULIRGs sources represent an unusual population unexpected in conventional galaxy evolution models in which a large mass of cool dust ($T\sim 20\text{K}$) appears to be heated by massive but quiescent (i.e. in contrast to starburst processes) star formation. Confirmation of the redshifts of the ULIRGs galaxies in this work, and thus both their ultra luminous and cirrus natures, is a high priority, as in understanding the process underway in these enigmatic systems. From all this sources we will use their spectra to identify AGN signatures, to set constraints on the star formation rates and starburst luminosities.

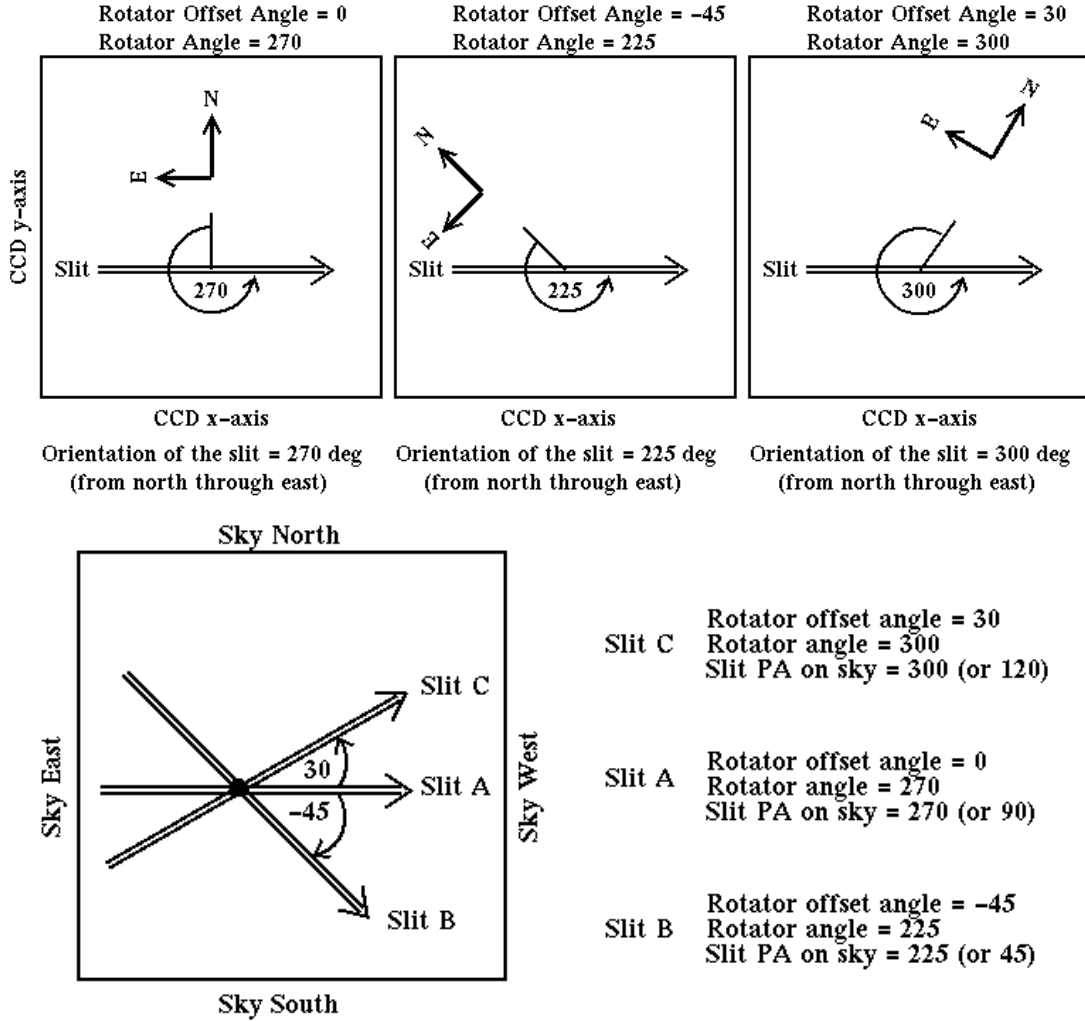


Figure 3.7: The diagrams provide a graphic illustration of the sign of the offset angle as well as the magnitude - these are useful in determining the orientation for imaging (MOS pre-imaging, for example) (126).

EFOSC2 combines high sensitivity and excellent site conditions with multi-object spectroscopy mode. This makes it the ideal choice for obtaining a spectroscopic sample of optically bright objects up to $R \sim 21.55$ in a reasonable amount of time. In order to obtain coverage in the wavelength range 3050-9350 Å, our spectroscopic observations were using Grism-3 (3050-6100 Å, 1.5 Å) and Grism-5 (5200-9350 Å, 2.06 Å). The wide wavelength range is selecting in order to obtain all emission lines and in order to perform proper characterization analysis. Using both the red and the blue grisms is essential in allowing us to produce composite spectra in order to distinguish between starbursts and AGN spectral features in the redshift range of interest. Six masks were used by observers. An average of 10 slits per mask, over the 5.2×5.2 arcmin² field of view, gave us a total of ~ 60 objects. The width of the slits was 2 arcsec.

The observations were carried out during 18-19 December 2006. The exposure time per mask was 2 hours and 3600 seconds per grism. The exposure time was calculated in order to provide a $S/N \sim 5$ in the continuum. The total time of observations, calibrations, read out time was 15.6hr or 2 nights. The RA/DEC coordinates presented in Table 3.7 describe the point center which contains the prime targets within the field of view. CDFS is a southern field and was lying directly overhead during the observing period, meaning optimally efficient access to the field and utilization of the telescope. The list of the prime targets and a summary of their properties is given in Table 3.7.

Target/Field	$\alpha(J2000)$	$\delta(J2000)$	ToT	Mag.
EA	03h 31m 26s	-29d 05m 24s	2.6	19.96
EB	03h 35m 29s	-28d 45m 00s	2.6	21.55
EC	03h 35m 48s	-28d 30m 54s	2.6	20.60
ED	03h 33m 17s	-28d 06m 36s	2.6	21.55
EE	03h 28m 55s	-28d 46m 12s	2.6	18.65
EF	03h 30m 00s	-28d 52m 12s	2.6	19.11

Table 3.7: List of targets. The Mag. Refers to the R magnitude of prime targets.

EFOSC2-A: Principal target is a $70\mu\text{m}$ HLIRG (J033126.0-290524, $z = 0.86$, $R = 19.96$, QSO (according to optical templates), M82-like starburst (according to the infrared templates).

Secondary targets are: one ULIRG cirrus galaxy ($R < 21.5$, J033529.0-284500), thirteen $24\mu\text{m}$ (J033548.0-283054) sources.

EFOSC2-B: Principal target is a $70\mu\text{m}$ HLIRG (J033317.0-280636, $z = 0.9$, $R = 21.55$, Elliptical (according to optical templates), AGN dust-torus (according to the infrared templates).

Secondary targets are: fourteen $24\mu\text{m}$ (J032855.0-284612) sources.

EFOSC2-C: Principal target is a $70\mu\text{m}$ HLIRG (, $z = 3.50$, $R = 20.6$, QSO (according to optical templates), M82-like starburst (according to the infrared templates).
Secondary targets: are one HLIRG ($R < 21.55$,), thirteen $24\mu\text{m}$ () sources.

EFOSC2-D: Principal targets are two ULIRG cirrus galaxies: [First: , $z = 0.905$, $R = 21.27$, Sbc (according to optical templates), Cirrus (according to the infrared templates)], [Second: $z = 0.95$, $R = 21.55$, Starbursts (according to optical templates), Cirrus (according to the infrared templates)].
Secondary targets are: thirteen $24\mu\text{m}$ () sources.

EFOSC2-E: Principal target is a $70\mu\text{m}$ ULIRG cirrus galaxy (, $z = 0.45$, $R = 18.65$, Elliptical (according to optical templates), Cirrus (according to the infrared templates).
Secondary targets are: two HLIRGs ($R < 21.55$,), thirteen $24\mu\text{m}$ () sources.

EFOSC2-F: Principal target is a $70\mu\text{m}$ ULIRG cirrus galaxy (, $z = 0.479$, $R = 19.11$, Starburst (according to optical templates), Cirrus (according to the infrared templates).
Secondary targets are: one HLIRG ($R < 21.5$,), thirteen $24\mu\text{m}$ () sources.

Chapter 4

Data Reduction

4.1 About software

IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*) is an astronomical software system for CCD data reduction and analysis written by astronomers and by programmers at the *National Optical Astronomy Observatory* (*NOAO*) (126). It is an open source program written for all major operating systems. *Unix* is the most computable system for *IRAF*, although *Windows* are quite friendly using *Cygwin*. During the reduction I used *Ubuntu* and *Linpus Unix* systems. *IRAF* contains packages which are available for applications such as analysis and reduction of optical observations (*NOAO package*), a scripting Command Language facility, graphics and image processing. In order to run *IRAF*, *X11* needs to be installed.

4.2 Data

Data produced during our two-day observations contain 468 FITS images. These have been categorized into calibration frames that we use to the preliminary steps, wavelengths calibration (arc) lamps and objects.

Calibration Frames contain **Bias** and **Flat frames** (2). These frames are taken in order to allow us to correct the camera's error. Their use is critical to get results with the best quality, without noise and non data elements. Initially I have used the bias frames to correct the underlying noise of the CCD elements. In the second step, dividing the image with flat fields we correct variations which are caused to illumination, pixel to pixel sensitivity and anomalies because of the dust.

Specifically: **Bias frames** are a type of CCD images with zero exposure time. Biases are taken with the shutter closed. They contain the noise by the camera's electrons, the

amplifier zeropoint offset and the random readout noise from the amplifier. During the two nights 16 bias frames were taken.

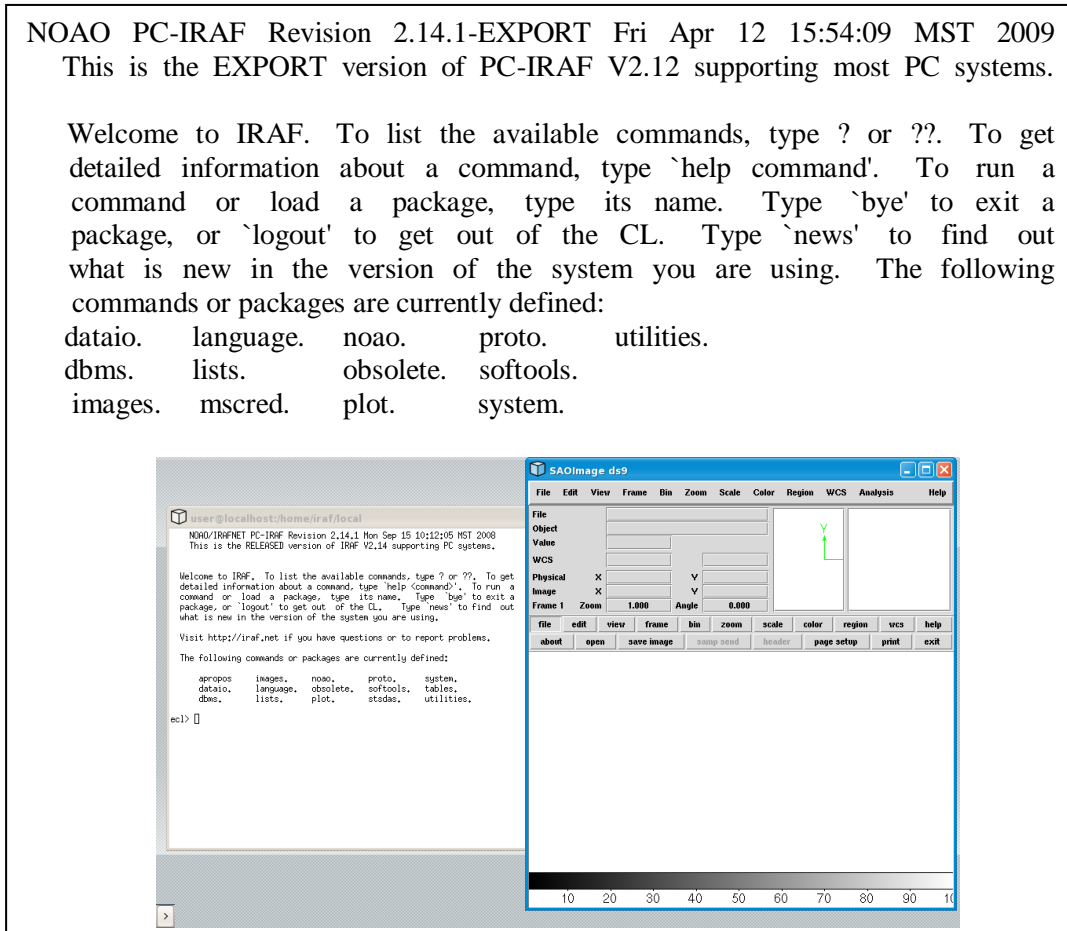


Figure 4.1: IRAF with DS9 running

Flat field frames are used to correct for pixel - to - pixel variations in the optical system as well as illumination errors in the same system. Flat field is an image of a uniform object such as the twilight sky, nighttime sky or a projector lamp attached to the inside of the observatory dome. A mean flat field frame which provides a high S/N can be obtained by combining a number of flat exposures. At least 5 or more flat fields should be taken and averaged to produce the final master flat. In our data we had 5 to 10 flat fields for each filter of every mask.

Wavelength calibration frames (arc) lamps (2). Wavelength calibration frames use an arc lamp or a gas cell. During lamp calibration frames exposures, the light path to the tracking CCD is blocked to avoid contamination of the images by other light sources. Helium and Argon arcs were observed for every grism during the observation.

Objects (2). These are the images containing the objects of interest. Each object image contains read noise, thermal electrons, contributions from the object and sky. Calibration frames are used to reduce the object frames.

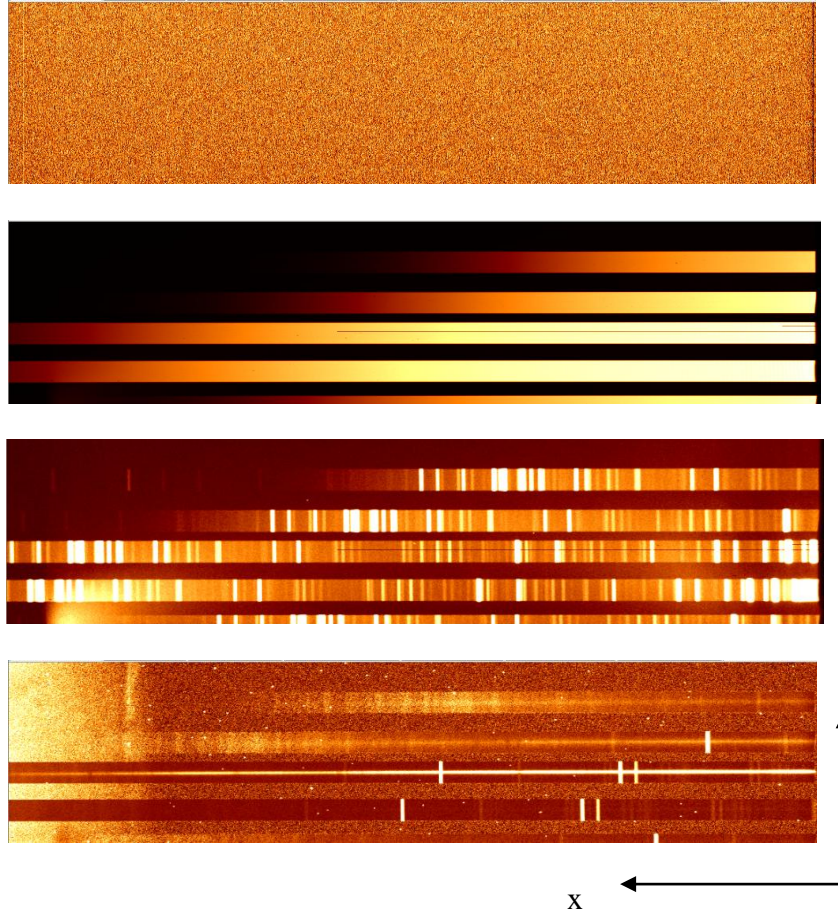


Figure 4.2: The four type of CCD images which are contained in our data. From top to bottom we see a bias frame, a flat field frame, a HeAr arc spectrum and the object spectrum.

4.3 Image Calibration

In this step of the reduction we have to correct our images from the camera's errors. As it was referenced in §4.2, at image calibration we use the bias and the flat fields frames. The digital to analog (D/A) converter of the CCD, introduces an offset to avoid negative digital numbers. In order to quantify this offset a number of bias frames are obtained during a night. The reason we need more than one of these frames is to combine them and create a master bias (*ZEROCOMBINE*) and a master flat field frame (*FLATCOMBINE*). The goal of combining many images into one is to increase the Signal to Noise Ratio (SNR). The resulting images contain much less noise. The SNR is increasing with the square root of the number of combined frames (2).

$$SNR = \frac{\text{signal}}{\text{noise}} \propto \frac{N}{\sqrt{N}} = \sqrt{N}$$

These master frames we will use to process our data through *CCDPROC* task.

4.3.1 Creating Master Bias Frames

Our first step is to create a master bias file which we will apply in our flat and object data to remove the instrument generated error. The bias must be subtracted from all the images. Master bias will be created using the *ZEROCOMBINE* task of IRAF. This task combines all the bias frames into a master bias increasing the SNR. The more bias exposures are used, the less noise will be introduced into the corrected images. We move all bias fits into a directory, creating a filename of bias fits (filename: bias). Before running the task there are some parameters to determine. As an input file we set all the bias fits of each observation for a single night. The bias level depends on a number of parameters, including the temperature, the electronics and the power level changes and can vary over different nights. During a night, the bias level shows little variation so a median bias frame can be created. The number of the bias fits used is 16 from the first night of observations and 10 from the second. The result of this task will be an output file with the name *zero*. We run the task from the path: *IMRED.CCDRED.ZEROCOMBINE*. The *ZEROCOMBINE* parameter file looks like this:

IRAF	
Image Reduction and Analysis Facility	
PACKAGE =	ccdred
TASK =	zerocombine
input =	bias*)fits List of zero level images to combine
(output =	zero) Output zero level name
(combine =	average) Type of combine operation
(reject =	minmax) Type of rejection
(ccdtype =) CCD image type to combine
(process =	no) Process images before combining?
(delete =	no) Delete input images after combining?
(clobber =	no) Clobber existing output image?
(scale =	none) Image scaling
(statsec =) Image section for computing statistics
(nlow =	0) minmax: Number of low pixels to reject
(nhigh =	1) minmax: Number of high pixels to reject
(nkeep =	1) Minimum to keep (pos) or maximum to reject
(mclip =	yes) Use median in sigma clipping algorithms?
(lsigma =	3.) Lower sigma clipping factor
(hsigma =	3.) Upper sigma clipping factor
(rdnoise =	rdnoise) ccdclip: CCD readout noise (electrons)
(gain =	1) ccdclip: CCD gain (electrons/DN)
(snoise =	0.) ccdclip: Sensitivity noise (fraction)
(pclip =	-0.5) pclip: Percentile clipping parameter
(blank =	0.) Value if there are no pixels
(mode =	ql)

Table 4.1: CCDRED package. Zerocombine parameters.

We can use the *IMSTAT* task to check the basic properties of zero and bias. We present the results of image statistics for a master bias fit and an original bias image:

IMAGE	NPIX ¹	MEAN ²	STDDEV ³	MIN ⁴	MAX ⁵
Bias	1060900	192.6	10.250	0.	1627
zero	1060900	89.5	3.641	0.	213.1

¹ The number of pixels used to do the statistics

² The mean of the pixel distribution

³ The standard deviation of the pixel distribution

⁴ The minimum pixels value

⁵ The maximum pixel value

Table 4.2: The *IMSTAT* task compute and print, in tabular form, the statistical quantities specified by the parameter fields for each image. The **mean** value for bias is 192.6 and for zero 89.5. This shows that the “bias-level” (the number of counts recorded for each image pixel with zero exposure time and zero photons counted) was decreased. Pixel values scattered about the mean represent the structure associated with the non-uniformity of the bias across the chip.

To ignore only the highest value in the combining image we set the following parameters: **reject = minmax**, **nlow = 0**, **nhigh = 1**. Reject parameter examine the value of pixels as a function of surrounding static (127). This specifies how outlying pixels are rejected. For **sigclip/avsigclip/pclip**, the rejection of bad pixels is based on the standard deviation calculated from the actual pixel values. For **ccdclip/crreject**, the standard deviation is instead calculated based on Poisson statistics, using the information about the CCD gain and read-noise. **Minmax** value is used to leave out of the combination the highest pixels and the lowest pixels. Since we chose **nlow = 0**, **nhigh = 1**, only the highest values were rejected (accounting for cosmic rays). In combine option there are the choices of **average** and **median**. We set **combine = average** since we wanted to preserve as much data as possible taking the average of all the pixels. On the other hand, **median** choice uses the average of the central values.

4.3.2 Ccdproc – Removing bias from the flats

After the master bias image has been created, the next step is to subtract the bias level and to trim off the overscan region from all the images. The task removes the electronic zero level first by subtracting the output of *ZEROCOMBINE* from each flat frame (to remove any constant structure) and secondly by subtracting the average over the columns in the overscan region (to remove any frame-to-frame variations in the average zero level). A fit (generally a constant) is performed on the overscan region

of each image as a function of line number and is then subtracted from all columns of the data part of the image. This step can also be performed during the flat field division and bias level correction at the same time. Although, the bias level subtraction is essential for the flat fielding images as we have to combine them and create the master flat fields images. So, in this paragraph, we'll show only the bias subtraction for the flat fields fits (bias correction is similar in the case of the object frames).

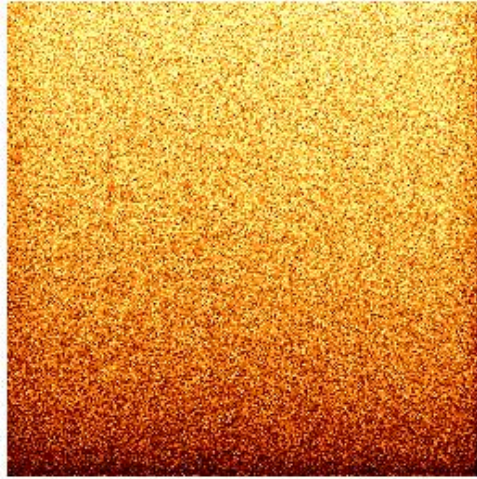


Figure 4.3: Display output of *ZEROCOMBINE* task – *zero.fits*.

IRAF's *CCDPROC* task is suitable for this work. Just like the *ZEROCOMBINE* task, *CCDPROC* task is contained into the *CCDRED* package. Using the *CCDPROC* in this step, we apply the *zero.fit* file to all flat field frames. This task is easy to use; we have only to set the parameters for the calibration. The parameters are given below. We set **yes** the **trim** and **zerocombine** options to apply the trimming and bias level correction. Checking these options we have to specify the trim section of image in **trimsec** option and the zero calibration image, which was creating in *ZEROCOMBINE* task, in **zero** option. We set **legendre** in the type of function we want to fit. The legendre polynomial is a normal mathematical function. The polynomial, which is found in mathematical packages of IRAF, can be expressed as the sum

$$y = \text{sum}(i = 1 \text{ to order } c_i z_i)$$

where the c_i are the coefficients and the z_i are defined interactively as

$$z_1 = 1$$

$$z_2 = n$$

IRAF	
Image Reduction and Analysis Facility	
PACKAGE = ccdred	
TASK = ccdproc	
images	= flat*.fits List of CCD images to correct
(output	= zflat*.fits) List of output CCD images
(ccdtype	=) CCD image type to correct
(max_cac	= 0) Maximum image caching memory (in Mbytes)
(nopro	= no) List processing steps only?
(fixpix	= no) Fix bad CCD lines and columns?
(oversca	= no) Apply overscan strip correction?
(trim	= yes) Trim the image?
(zerocor	= yes) Apply zero level correction?
(darkcor	= no) Apply dark count correction?
(flatcar	= no) Apply flat field correction?
(illumco	= no) Apply illumination correction?
(fringe	= no) Apply fringe correction?
(readcor	= no) Convert zero level image to readout correc
(scancor	= no) Convert flat field image to scan correctio
(readaxi	= line) Read out axis (column line)
(fixfile	=) File describing the bad lines and columns
(biassec	=) Overscan strip image section
(trimsec	= [1:1016,*]) Trim data section
(zero	= zero.fits) Zero level calibration image
(dark	=) Dark count calibration image
(flat	=) Flat field images
(illum	=) Illumination correction images
(fringe	=) Fringe correction images
(minrepl	= 1.) Minimum flat field value
(scanty	= shortscan) Scan type (shortscan longscan)
(nscan	= 1) Number of short scan lines
(interact	= yes) Fit overscan interactively?
(functio	= legendre) Fitting function
(order	= 6) Number of polynomial terms or spline piece
(sample	= *) Sample points to fit
(naverag	= 1) Number of sample points to combine
(niterat	= 1) Number of rejection iterations
(low_rej	= 3.) Low sigma rejection factor
(high_re	= 3.) High sigma rejection factor
(grow	= 0.) Rejection growing radius
(mode	= ql)

Table 4.3: CCDRED package. CCDPROC parameters.

It is necessary to specify the portions of the image containing data and the overscan with the parameters **biassec** and **trimsec**; these may be determined by inspection with a task such as **implot**. Zoom in at the beginning and at the end of the plot. We can see in *Figure 4.4* that the signal is only good until about pixel 1016. After that, at the last few columns (1016:1021), it starts declining already. That pixel will therefore be the last pixel to use for our **trimsec** keeping the section **[1:1016,*]**.

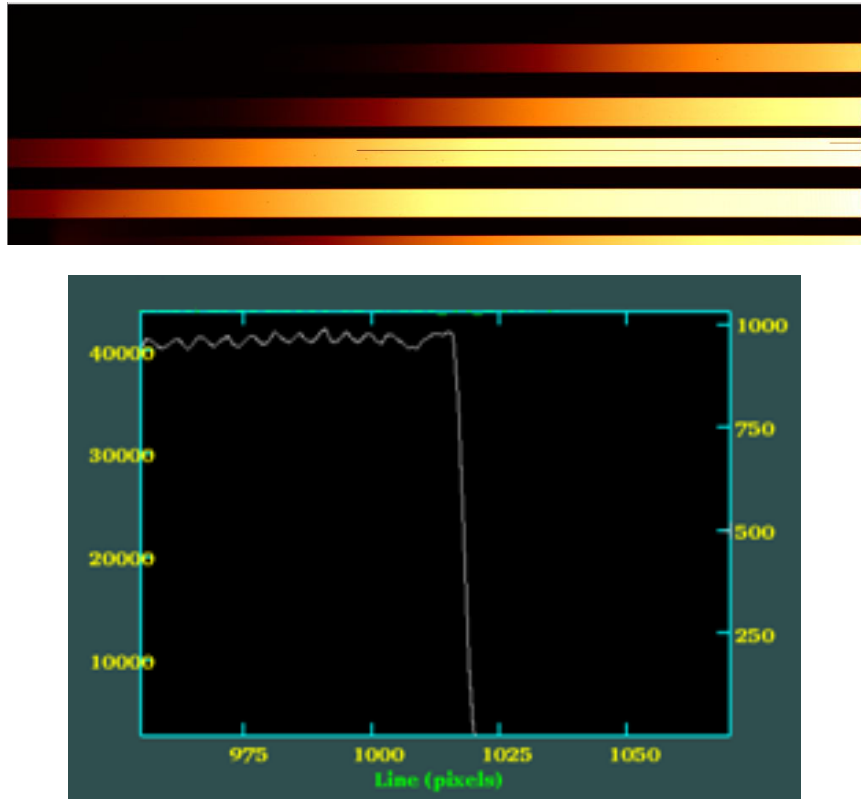


Figure 4.4: Display and plot images of a flat field frame. We zoom in the plot at high pixel. While the plot seems fine since 1016 pixels after this value we have a sharp drop. The same is present at the display image. In the right side of image, for few pixels, we have no data. These free of data pixels represent the sharp drop at the plot image.

4.3.3 Creating Master Flat Fields

After creating a master bias the next step is the creation of a master flat. For this reason we have combined all the flat fields for a given mask. A flat field is used to determine and correct for the relative instrumental and detector response (the so called pixel-to-pixel variations). We organized the flat images into six directories, one for each of the masks that were used in the observations. The pixel-to-pixel sensitivity variations change with wavelength, so the flat fields should always be acquired using the same filter as the observations of the target objects (128). We had finally six master flat fields, one for each MOS mask. The reduction was the same for all the masks. For the following, we'll name the flat fits as: *nflat.fits* where « n » is the mask ($n = 1, 2, \dots, 6$). For each mask we used two filters, one for the blue and one for the red part of the spectrum.

In order to create the master flat field we need to apply a division process. A simpler way to look at it, is to understand that whenever the image progressing, the software looks at an image pixel and tries to determine how bright the corresponding pixel was in the master flat field images (129). If the pixel in the master flat field was below average, the pixel in the new image is made a little brighter to compensate. If,

on the other hand, the corresponding pixel in the master flat field was brighter than the average, the pixel in the output image is made slightly dimmer to compensate. The average value for flat fields is given at the output list of the *FLATCOMBINE* task, at MODE column.

An averaged *master flat-field* frame is created in the same way as the *master bias frame*. The task we used is *FLATCOMBINE*. Once the flat field images have been divided with the master bias they must be combined to make a master flat. We used the *FLATCOMBINE* task in *IMRED.CCDRED* package. *FLATCOMBINE* parameters are very similar to *ZEROCOMBINE* ones.

IRAF	
Image Reduction and Analysis Facility	
PACKAGE = ccdred	
TASK = flatcombine	
input	= nflat*.fits List of flat field images to combine
(output	= nFlat) Output flat field root name
(combine	= median) Type of combine operation
(reject	= minmax) Type of rejection
(ccdtype	=) CCD image type to combine
(process	= no) Process images before combining?
(subsets	= no) Combine images by subset parameter?
(delete	= no) Delete input images after combining?
(clobber	= no) Clobber existing output image?
(scale	= mode) Image scaling
(statsec	=) Image section for computing statistics
(nlow	= 0) minmax: Number of low pixels to reject
(nhigh	= 1) minmax: Number of high pixels to reject
(nkeep	= 1) Minimum to keep (pos) or maximum to reject (neg)
(mclip	= yes) Use median in sigma clipping algorithms?
(lsigma	= 3.) Lower sigma clipping factor
(hsigma	= 3.) Upper sigma clipping factor
(rdnoise	= rdnoise) ccdclip: CCD readout noise (electrons)
(gain	= 1) ccdclip: CCD gain (electrons/DN)
(snoise	= 0.) ccdclip: Sensitivity noise (fraction)
(pclip	= -0.5.) pclip: Percentile clipping parameter
(blank	= 1.) Value if there are no pixels
(mode	= ql)

Table 4.4: CCDRED package. FLATCOMBINE parameters.

The input list contains the group of fits for one mask and one filter. The output file will have the name *Flat*. It uses either the **average** or **median** to combine and several rejection methods like **minmax** / **ccdclip** / **crreject** / **sigclip** / **avsigclip** / **pelicor**. There is one important difference among *FLATCOMBINE* and *ZEROCOMBINE*. Since the exposure time is non-zero, there will inevitably be cosmic ray events on the image. *FLATCOMBINE* uses an algorithm to weed these out. **Median** combining is useful for stacking images that might have more radiation events and illumination sources. Note that **median** uses the average of the two central values when the

number of pixels is even. **Median** combining cancels out high or low pixel values and the middle value of each pixel is assigned. The options for the scale are **none / mode / median / mean / exposure**. **Mode** parameter can correct large, time dependent changes of the intensity of the lamps. The option of using **subsets** can be turned off because we use images of one filter each time. If turn on, the task recognizes the flats with different filters and produces a combined flat for each type. Also the processing parameter is turned off because we had trimmed and biascorrected the images before. The **reject** parameter is the most important one in this task. We tried several methods in order to estimate how the different options work and which one we should use. The **minmax** which was used and in *ZEROCOMBINE*, task is a simple rejection of the highest and the lowest values and taking the mean of the rest. This is good enough if there are more than two pictures for this combination, since two values are always rejected. In our data we had about to ten flat frames for each mask (five for the blue and five for the red grism). The main reason to reject **minmax** parameter would be if there are bad columns/rows on the images and while combining them, only one “zero” value would be kicked out, but it is not the case. With the parameters set we run the task in *Table 4.4*.

IRAF will then list the files that are being combined, and a few statistics on them. The output on the screen is:

```

Jul 9 20:04: IMCOMBINE
combine = median, scale = mode, zero = none, weight = none
reject = minmax, mclip = yes, nkeep = 1
lsigma = 3., hsigma = 3.
blank = 1.
Images   Exp   Mode   Scale
flat1.fits 23.3 426.4 1.078
flat2.fits 23.3 421.6 1.091
flat3.fits 23.3 419.27 1.097
flat4.fits 23.3 419.0 1.097
flat5.fits 22.9 493.6 0.932
flat6.fits 22.9 502.6 0.915
Output image = Flat, ncombine = 6

```

For spectroscopic data we elect to take out some of the overall shape of the flat along the dispersion axis. The overall shape of the flat will make that in the blue the image will be divided by a much smaller number than in the red because it is not really purely an effect of the CCD. We would like to remove the large-scale, wavelength-dependent structure that is peculiar to the flat-field itself, e.g., removing bumps and wiggles which are found in the flat-field source but not found in the stellar or sky spectrum. These bumps, wiggles, and color effects can exist due to (a) the lamps being of a very different temperature than the celestial sources you are observing, (b) transmission features in any color-balance filters used with the projector lamps, and (c) the wavelength-dependence reflectivity of whatever you are

shining the project lamps on. Normalization involves dividing the combined flat field by its average (or median) to give you a value very close to 1. This will give us the combined flat field with a uniform value which will not subtract any data values from our objects (152).

The task *RESPONSE* in the *TWODSPEC.LONGSLIT* package allows us to interactively fit a function in the dispersion direction. The output of this task is an image that is the ratio of the flat to the fit; e.g., one can use the *t* to take out large-scale variations in the wavelength direction. The fit is performed by first summing all the columns of the spatial axis, so that you are not affecting the slit illumination function. The output of this task is an image that is the ratio of the flat to the fit. To run the *RESPONSE*, we load *LONGSLIT* in the *TWODSPEC* package. The parameters are shown in the following table.

IRAF		
Image Reduction and Analysis Facility		
PACKAGE = longslit		
TASK = response		
calibrat =	nFlat.fits	Longslit calibration images
normalize =	nFlat.fits	Normalization spectrum images
response =	nFLAT.fits	Response function images
(interact =	yes)	Fit normalization spectrum interactively?
(thresho =	INDEF)	Response threshold
(sample =	*)	Sample of points to use in fit
(naverag =	1)	Number of points in sample averaging
(function =	legendre)	Fitting function
(order =	9)	Order of fitting function
(low_rej =	2.)	Low rejection in sigma of fit
(high_re =	3.)	High rejection in sigma of fit
(niterat =	5)	Number of rejection iterations
(grow =	3.)	Rejection growing radius
(graphic =	stdgraph)	Graphics output device
(cursor =)	Graphics cursor input
(mode =	ql)	

Table 4.5: LONGSLIT package. RESPONSE parameters.

Running the task we will have to define the dispersion axis. Normalization has been done along columns. The calibration and normalization image should be equal, in our case the result from *FLATCOMBINE* task *nFlat* image. We name the response function image as *nFLAT* fit. We set **legendre** in function fitting option. To choose the order parameter we have to see the plot of response task. Our target is to take the best fitting with the lower *root-mean-square* (RMS) value. When we run *RESPONSE*, we are confronted by a plot such as that shown in *Figure 4.5*. Getting the plot for different orders we decided that the best values were about 9.

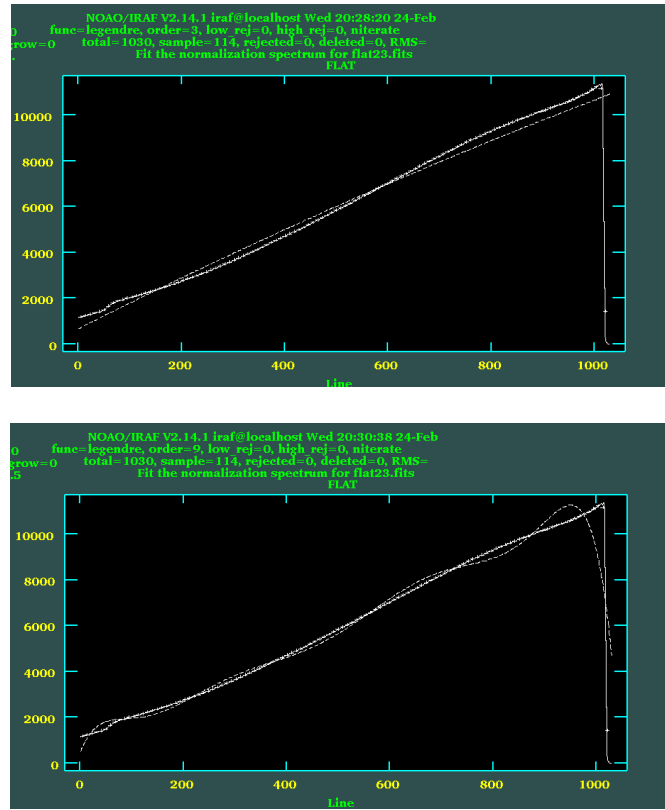


Figure 4.5a: Plot of response task for order value 3 and 9. For order = 3 we get RMS = 931 and for order = 9 we get RMS = 653.5.

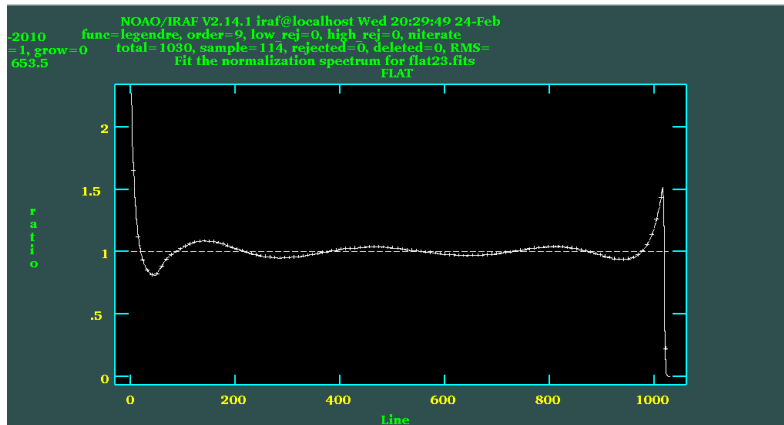


Figure 4.5b: Plot of response task – Ratio of the data to the fit.

4.3.4 Ccdproc – Objects' preliminary correction

The last step in image calibration is to apply the results of previous steps object frames. For this, we run again the *CCDPROC* task using this time both the master bias and the master flat acquired in previous steps to correct for pixel to pixel variation in charge across the CCDs and for variation across the object frames in response to a uniform field of light

IRAF	
Image Reduction and Analysis Facility	
PACKAGE =	ccdred
TASK =	ccdproc
images =	objects*.fits List of CCD images to correct
(output =	nobject*.fits) List of output CCD images
(ccdtype =) CCD image type to correct
(max_cac =	0) Maximum image caching memory (in Mbytes)
(noproc =	no) List processing steps only?
(fixpix =	no) Fix bad CCD lines and columns?
(oversca =	no) Apply overscan strip correction?
(trim =	yes) Trim the image?
(zerocor =	yes) Apply zero level correction?
(darkcor =	no) Apply dark count correction?
(flatcor =	yes) Apply flat field correction?
(illumco =	no) Apply illumination correction?
(fringe =	no) Apply fringe correction?
(readcor =	no) Convert zero level image to readout correc
(scancor =	no) Convert flat field image to scan correctio
(readaxi =	column) Read out axis (column line)
(fixfile =) File describing the bad lines and columns
(biassec =) Overscan strip image section
(trimsec =	[1:1016,*]) Trim data section
(zero =	zero.fits) Zero level calibration image
(dark =) Dark count calibration image
(flat =	nFLAT.fits) Flat field images
(illum =) Illumination correction images
(fringe =) Fringe correction images
(minrepl =	1.) Minimum flat field value
(scanty =	shortscan) Scan type (shortscan longscan)
(nscan =	1) Number of short scan lines
(interact =	yes) Fit overscan interactively?
(function =	legendre) Fitting function
(order =	6) Number of polynomial terms or spline piece
(sample =	*) Sample points to fit
(naverag =	1) Number of sample points to combine
(niterat =	1) Number of rejection iterations
(low_rej =	3.) Low sigma rejection factor
(high_re =	3.) High sigma rejection factor
(grow =	0.) Rejection growing radius
(mode =	ql)

Table 4.6: CCDRED package. CCDPROC parameters.

The input list of images contains the objects that we want to calibrate. In **flatcombine** option we set **yes** and in flat field image the name of normalized flat field which was created in response task. It is important to be careful the object fits being used are from the same mask and filter with master flat fields. The other parameters remain the same as in the first use of *CCDPROC*.

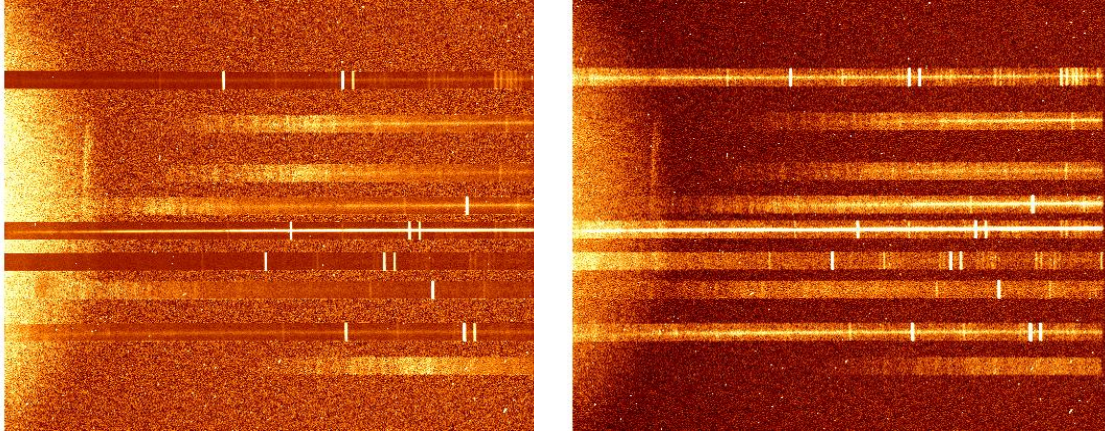


Figure 4.6: Contrast of object's image at the beginning and finally. (From left to right)

4.4 Mosaicing

The most complex step in images data reduction is mosaicing. Multi-object spectroscopy offers the possibility of obtaining spectra of many objects in a single exposure. In this step, we have to mosaic these images and cut into slits. We can extract each single spectrum by hand or creating a script (*Appendix A*) to automate this step. For each mask we have to identify the slits' position on them. After that, we have to create a file with the list of their center coordinates. The task we used for this work is *TVMARK*.

In the beginning, we leave the coordinate option empty because we want to create a new coordinate list. In **logfile** parameter we give the name of the output text in which the coordinates will be recorded. **Autolog** could be **yes** to log automatically all cursors command or **no** if we want to select which commands are to be logged. We set this **autolog = no** to select on our own which commands are to be logged interactively using the interactive keep keystroke.

While the task is running, we display the image we are interested in to identify the centers of dispersion strip for each slit. We can see that the cursor has changed to a circle. We place our mouse to the centers and pushing **o**, the *TVMARK* will write the coordinates in the output text file. The result is like the *Table 4.7*. The first column is for x-axis and the second for the y-axis. The center along y-axis is the same for all the strips because the length is a steady value of 1026 pixels. In reality, the coordinates along y direction are not necessary as we will use the whole dispersion axis keeping all the writing data on it.

x-axis	y-axis
208	513
278	513
362	513
422	513
484	513
534	513
600	513
702	513
790	513

Table 4.7: The coordinates of the strips' centers for each slit of a specific mask. The coordinates are given in pixels. For the nmask use we'll call ntable the output file.

IRAF	
Image Reduction and Analysis Facility	
PACKAGE = tv	
TASK = tvmark	
frame	= 1 Default frame number for display
coords	= Input coordinate list
(logfile	= ntable) Output log file
(autolog	= yes) Automatically log each marking command
(outimag	=) Output snapped image
(deletion	=) Output coordinate deletions list
(command	=) Image cursor: [x y wcs] key [cmd]
(mark	= rectangle) The mark type
(radii	= 10) Radii in image pixels of concentric circles
(lengths	= 10) Lengths and width in image pixels of concentric
(font	= raster) Default font
(color	= 255) Gray level of marks to be drawn
(label	= no) Label the marked coordinates
(nxoffse	= 10) X offset in display pixels of number
(nyoffse	= 10) Y offset in display pixels of number
(pointsi	= 1) Size of mark type point in display pixels
(txsize	= 1) Size of text and numbers in font units
(toleran	= 1.5) Tolerance for deleting coordinates in image pixel
(interact	= no) Mode of use
(mode	= ql)

Table 4.8: TV package. TVMARK parameters.

To verify the results we can run the *TVMARK* task again changing the following options:

```
Coords = ntable.name
logfile = " "
autolog = no
mark = rectangle
interac = no
```

This time we use the created list as the input coordinate list. Running *TVMARK* with the coordinates from **nfile** will aid us in identifying and verifying the slits' center. We leave **logfile** empty because we don't want to create a new output list. The rest of the values have to do with the shape and the size of the mark.

The length of each slit in y-axis is about to 38 pixels and in y-axis the whole image's length 1026 pixels. We used a script to cut the slits and extract the spectrum. In the program we had to input the name of the file and the coordinates of the strips' centers that we recorded with *TVMARK*. Because we use all the 1026 pixels of slits in y-axis it is not necessary to identify the centre in our script. The program asks us to give the coordinates of centers in x-axis. As the strips' length in y-axis is 38 pixels the program will cut the strips in coordinates

So, the coordinates of each strip will be:

The output file will be the spectrum of each slit in pixels. The mosaicing step is necessary to obtain object images which we will use in wavelength calibration.

Another way to cut the slits is using **imcopy** package. This way is simpler but more time-consuming. Knowing the coordinates of each slit in both x, y – axis we just type **imcopy**, the name of the object fits we input following from the coordinates and the name of the output slit.

i.e. `cl > imcopy nobject.fits[189:227, 1:1026] slit1.fits`

The output file *slit1.fits* will be the first slit with data of *nobject* image.



Figure 4.7: One strip of nobject fit after imcopy.

4.5 Fixing Cosmic Rays

Cosmic rays arrive at random places on an image. They are not corrected by flat fielding so other methods are used to remove them from the image. Cosmic rays seem as hot pixels in the image and they affect spectra by giving strong emission lines. There are several ways to remove the cosmic rays from an image. The most common is using *COSMICRAYS* package in IRAF. Although, if multiple images were taken,

just like in our case, then combining these will also remove cosmic rays. This happens because the cosmic rays are very unlikely to be found at the exact same location after shifting and registering our image. At this step, we will use *COSMICRAYS* task but in the following we will combine the images of an object so the cosmic rays affect will be limited.

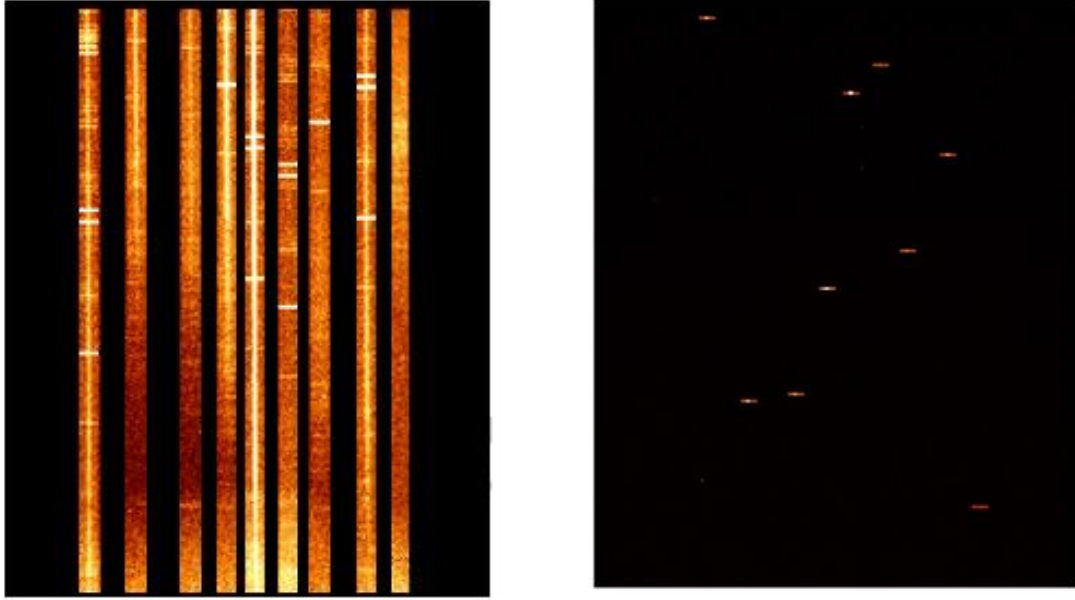


Figure 4.8: Figure 4.6 after been mosaiced. The strips in the left image are laid along the y-axis of the position of slits in the right image.

The *COSMICRAYS* task is found in the *NOAO.IMRED.CRUTIL* package. This task detects and replaces cosmic rays using selection criteria given by the parameters **threshold** and **fluxratio**. The **threshold** value determines the statistics used to identify deviant pixels; it should be set to 3 or more times the standard deviation in the background regions (153).

# IMAGE	NPIX ¹	MEAN ²	STDDEV ³	MIN ⁴	MAX ⁵
object	1060900	27.41	31.3	-79.86	89512

¹ The number of pixels used to do the statistics

² The mean of the pixel distribution

³ The standard deviation of the pixel distribution

⁴ The minimum pixels value

⁵ The maximum pixel value

The background level can be estimated using the *IMSTAT* task in IRAF. The value of background level is 31.3 so we set **threshold** = 90 around to three times the standard deviation value. The **fluxratio** parameter is used to choose which pixels should be corrected; they will be replaced with the mean of the 4 neighboring pixels. This parameter is the ratio of the flux of the neighboring pixels, excluding the brightest neighbor, to that of the target pixel. Thus, a value of 5 implies that the target pixel's

value must exceed the mean of its neighbors by a factor of 20 to be deleted. Setting the parameter to high can delete good data so values should be between 2 or 6. The input files are the results of mosaicing step. We remove the cosmic rays from each slit to all object images.

IRAF	
Image Reduction and Analysis Facility	
PACKAGE = CRUTIL	
TASK = cosmicrays	
input	= nslit.fits List of images in which to detect cosmic rays
output =	nclearslit.fits List of cosmic ray replaced output images (opti
(crmask)	=) List of bad pixel masks (optional)
(threshold	= 90.) Detection threshold above mean
(fluxratio	= 5.) Flux ratio threshold (in percent)
(npasses	= 6) Number of detection passes
(window	= 7) Size of detection window
(interactive	= no) Examine parameters interactively?
(train	= yes) Use training objects?
(objects	=) Cursor list of training objects
(savefile	=) File to save train objects
(plotfile	=) Plot file
(graphics	= stdgraph) Interactive graphics output device
(conso	=) Graphics cursor input
answer =	yes) Preview parameters for a particular image?
(mode =	ql)

Table 4.9: CRUTIL package. COMSICRAYS parameters.

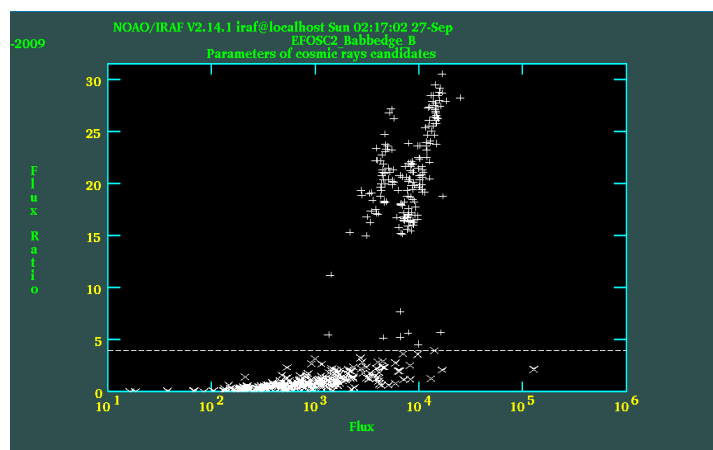


Figure 4.9: Example of an interactive plot in cosmic rays. The 'x' points indicate bad point as likely cosmic rays and they are under the line, and the '+' points show the events to be treated as data.

Running the task produces a plot of pixels satisfying the condition set by the **threshold** parameter. The plot shows the flux versus the flux ratio in relation to the back ground sky. The value of the **fluxration** parameter divides the plot between bad

points to be replaces and good points. We can change this value running the task by setting the cursor at a new dividing point. Using **d** we can delete the bad points and using **u** to change them to good points. The circles show some of the cosmic rays before and after the reduction. The result is quite good as the most of them had been removed. Usually, it is impossible to remove all the cosmic effects

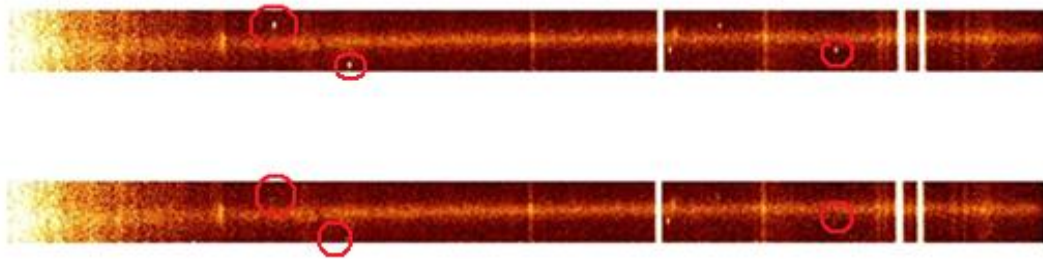


Figure 4.10: Image of an object's slits before and after removing cosmic rays.

4.6 Background Subtraction

If we plot an object we can see that the counts of the region between two adjacent orders are not zero. These should be subtracted as the background of the data. For each column in the input object a function is fitted. This function is satisfied by the sample parameter. The image is then subtracted from the entire column to create an output image. The background task is found in *NOAO.TWODSPEC.LONGSLIT*.

IRAF	
Image Reduction and Analysis Facility	
PACKAGE = longslit	
TASK = background	
input	= nclearslit.fits Input images to be background subtracted
output =	nfinaislit.fits Output background subtracted images
(axis	= 1) Axis along which background is fit and subtracted
(interac=	yes) Set fitting parameters interactively?
(sample	= *) Sample of points to use in fit
(naverag	= 60) Number of points in sample averaging
(function	= legendre) Fitting function
(order =	6) Order of fitting function
(low_rej	= 3.) Low rejection in sigma of fit
(high_rej	= 3.) High rejection in sigma of fit
(niterat	= 3.) Number of rejection iterations
(grow =	0.) Rejection growing radius
(graphics	= stdgraph) Graphics output device
(cursor =) Graphics cursor input
(mode =	ql)

Table 4.10: LONGSLIT package. BACKGROUND parameters.

When this task is run, a separate window appears on the screen depicting the spectrum. We want to check it for different rows to look for cosmic rays and other stars in our fields. Every time we press **q**, the task asks us to specify the fitted column. Using **d**, the points that do not belong in our spectrum are deleted. We use the display of the object co-instantaneously to make sure that we delete the correct values. The light horizontal lines belong to the sky spectrum and must be removed in order to retrieve the much fainter galaxy's spectrum.

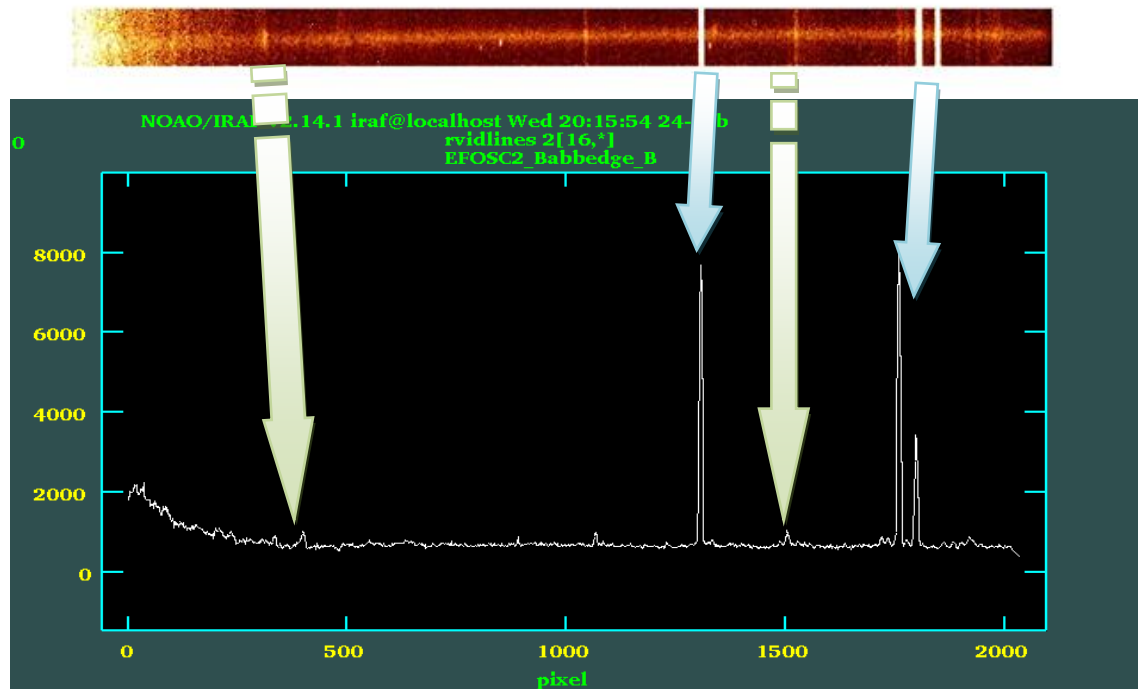


Figure 4.11: Images of display and plot from the same object. The blue arrows show the sky lines which have to be subtracted. The red arrows show the real data lines. Because of the great difference in intensity of sky and object lines, the object's spectrum is almost invisible in compare to the 200 and 100 counts of sky lines.



Figure 4.12: The output spectrum after background subtraction. The sky lines have been completely removed.

4.7 Wavelength Calibration

Now that we have a spectrum that has been cleaned up we want to put the data on a (linear) wavelength scale. This is done using the calibration lamps from. Dispersion axis of the lamp is in pixels but the wavelength of emission lines in the spectrum is

known from tables or diagrams. Having converted pixels to angstroms in the lamp spectrum, we can apply this function to the data.

4.7.1 Identify

The actual wavelength solution is established with a separate task called *IDENTIFY*. *IDENTIFY*, like all the packages we use for the calibration, is found in *NOAO.TWODSPEX.LONGSLIT*. This task takes as input a calibration line spectrum and a list of wavelengths and get out the best fit. The fit is applied to the objects' spectrum. *IDENTIFY* makes a function fit to the wavelength versus pixel correlation.

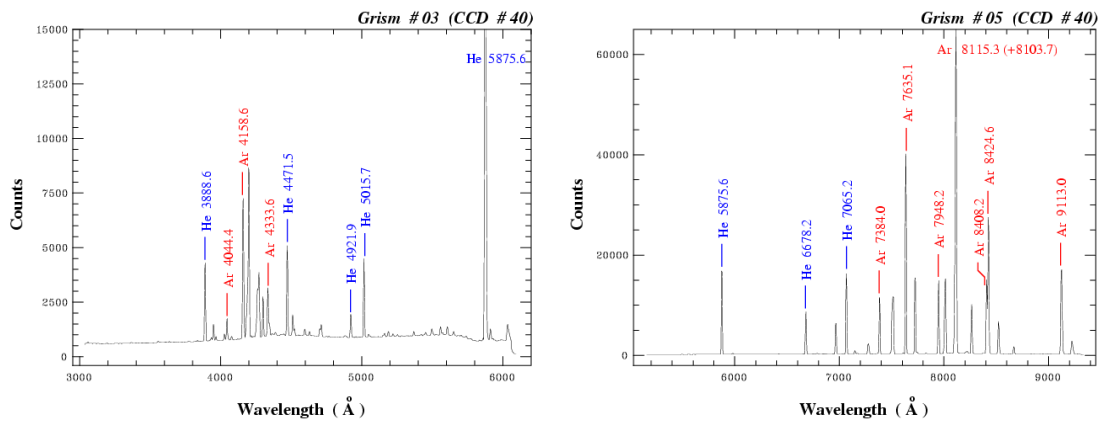


Figure 4.13: Helium – Argon Atlas for grisms#3 (left) - Helium – Argon Atlas for grisms#5 (right).

IDENTIFY command has a number of important parameters. The **images** parameter contains the name of the lamp in which we will identify the emission lines. The dispersion axis of our spectra runs along the column so we set **section = middle col**. In observations Helium and Argon lamps were used. To identify the lines of these lamps we need a list which contains the coordinate in angstroms. Lists like these exist already in IRAF's packages. We have set the coordinate value to contain the wavelength of the HeAr lines **linelists\$henear.dat**. The results of this task are written in a database text file which will be use in the following steps.

Running the task will present a plot of the comparison spectrum. The plots show the spectra of the comparison lamp versus pixels. We now have to identify some lines and assign a wavelength to them to get a reliable solution. To recognize the lines we contrast the spectra with HeAr Atlas. We need to identify three or four lines along the spectra by positioning the cursor over the line and typing **m**. This will mark the line and in the corner of the window will present the coordinates in pixels of the line. We have to input the wavelength of the line in angstroms and press ENTER. The task will choose the nearest entry to this value from the table we specified with **coordlist**. We do the same for three more lines and having a reasonable number of lines we are trying to do our first fit.

IRAF	
Image Reduction and Analysis Facility	
PACKAGE =	longslit
TASK =	identify
images =	2lamp.02blue.fits Images containing features to be identified
(section =	middle col) Section to apply to two dimensional images
(database =	database) Database in which to record feature data
(coordli =	linelists\$henear.dat) User coordinate list
(units =	angstroms) Coordinate units
(nsum =	10) Number of lines/columns/bands to sum in 2D image
(match =	-3.) Coordinate list matching limit
(maxfeat =	50) Maximum numbers of features for automatic identify
(zwidth =	100.) Zoom graph width in user units
(ftype =	emission) Feature type
(fwidth =	4.) Feature width in pixels
(cradius =	5) Centering radius in pixels
(thresho =	0) Feature threshold for centering
(minsep =	2) Minimum pixel separation
(function =	legendre) Coordinate function
(order =	6) Order of coordinate function
(sample =	*) Coordinate sample regions
(niterat =	0) Rejection iterations
(low_rej =	3.) Lower rejection sigma
(high_re =	3.) Upper rejection sigma
(grow =	0.) Rejection growing radius
(autowri =	no) Automatically write to database
(graphic =	stdgraph) Graphics output device
(cursor =) Graphics cursor input
crval =) Approximate coordinate (at reference pixel)
cdelt =) Approximate dispersion
(aidpars =) Automatic identification algorithm parameters
(mode =	ql)

Table 4.11: LONGSLIT package. IDENTIFY parameters.

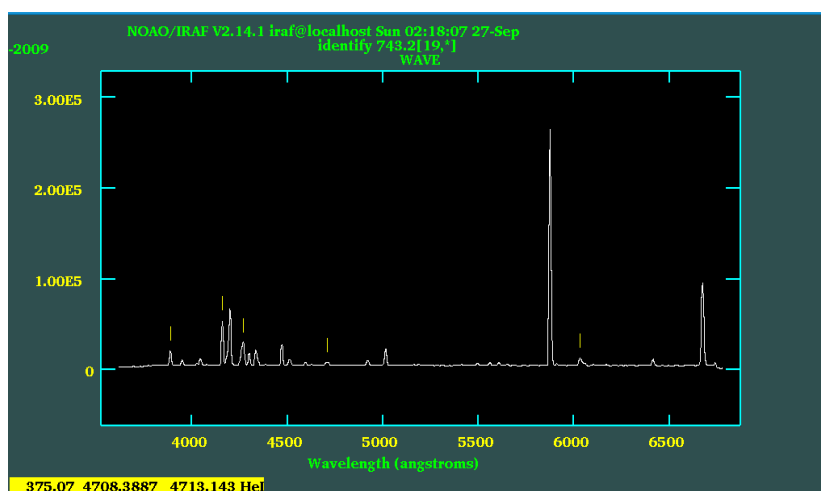


Figure 4.14: Plot of identify task for grism#3

We press **f** to perform a wavelength calibration. A graphic window will show the quality of the fit. Changing the order value we try to take the best fitting and the lower RMS.

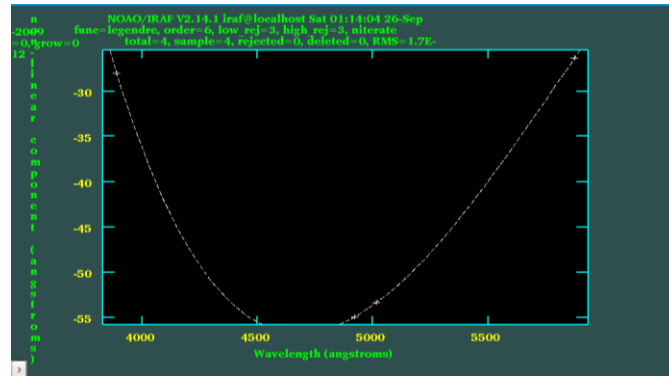


Figure 4.15: Plot of fitting graphic window.

When we are satisfied with the solution we press **q** and return to the window with the lamp spectrum. We see that the x-axis on the plot has changed to wavelength units. In fact, if we mark a feature, identify will give us the wavelength of the line. We continue until we have a large number of features identified. Then, we go back again to icfit graphic window pressing **f**.

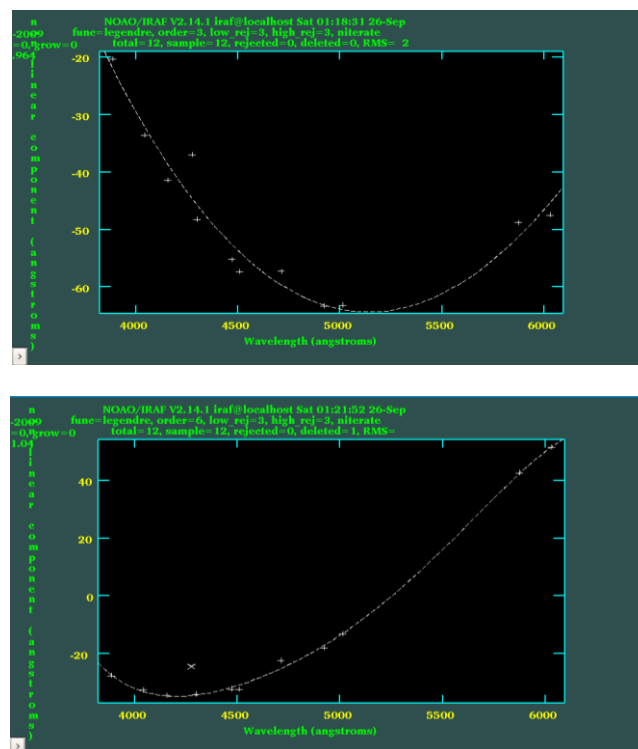


Figure 4.16: Plots of fitting graphic window for two different orders' value. It is clear, that with a larger number of data points, a 3rd order legendre polynomial (upon) doesn't fit as well as 6th order polynomial (down). The RMS (in angstroms) for 3rd order is 2.961 and for 6th 1.04.

Since we have identify the lines only in the middle column, we should identify and at the others y-coordinate as well. This will be done with the *REIDENTIFY* task. *REIDENTIFY* task, use the first solution from the database directory to handle the spectra. For this task, **section** should be set to that used in the identify task, **middle col**. Setting **rerbose** = **yes** the fitting results will be displayed at each line in the terminal. This task will look for the same comparison line every 5 lines along the spatial axis which is specified by **step** value.

When the task stops, IRAF prints a list in the logfile:

REIDENTIFY: NOAO/IRAF V2.14.1 iraf@localhost Sat 02:18:47 08-Jan-2009

Reference image = 2slit.02red, New image = 2slit.02red, Refit = yes

Image Data	Found	Fit	Pix Shift	User Shift	Z Shift	RMS
2lamp.02blue [14,*]	11/11	11/11	0.0226	0.0683	1.30E-5	1.06
2lamp.02blue [9,*]	11/11	11/11	0.00474	0.0147	2.71E-6	1.03
2lamp.02blue [4,*]	11/11	11/11	0.0168	0.0527	9.46E-6	1.05
2lamp.02blue [24,*]	11/11	11/11	-0.0188	-0.0583	-1.1E-5	1.06
2lamp.02blue [29,*]	11/11	11/11	-0.0158	-0.0473	-1.1E-5	1.06
2lamp.02blue [34,*]	11/11	11/11	-0.0186	-0.0585	-1.0E-5	1.08

IRAF	
Image Reduction and Analysis Facility	
PACKAGE =	longslit
TASK =	reidentify
referenc	= 2lamp.02blue.fits Reference image
images	= 2lamp.02blue.fits Images to be reidentified
(interact	= yes) Interactive fitting?
(section	= middle col) Section to apply to two dimensional images
(newaps	= yes) Reidentify apertures in images not in reference?
(overrid	= yes) Override previous solutions?
(refit	= yes) Refit coordinate function?
(trace	= yes) Trace reference image?
(step	= 5) Step in lines/columns/bands for tracing an image
(nsum	= 10) Number of lines/columns/bands to sum
(shift	= 0.) Shift to add to reference features (INDEF to search)
(search	= 0.) Search radius
(nlost	= INDEF) Maximum number of features which may be lost
(cradius	= 5.) Centering radius
(thresho	= 0.) Feature threshold for centering
(addfeat	= no) Add features from a line list?
(coordli	= linelists\$henear.dat) User coordinate list
(match	= -3.) Coordinate list matching limit
(maxfeat	= 50) Maximum number of features for automatic identification
(minsep	= 2.) Minimum pixel separation
(database	= database) Database
(logfile	= logfile) List of log files
(plotfil	=) Plot file for residuals
(verbose	= no) Verbose output?
(mode	= ql)

Table 4.12: LONGSLIT package. REIDENTIFY parameters.

What *REIDENTIFY* does is to take all the lines found in the adjacent aperture and try to find those same lines in the new aperture. The *REIDENTIFY* routine searches in a limited range. Then, *IRAF* computes the pixel to wavelength mapping reporting the number of lines used in the fit. Now, we have a dispersion solution every 5 lines through the data.

4.7.2 Fitcoords

The next step is to perform a two-dimensional plot that defines wavelength as a function of x and y position in the image using the coordinates obtained from *IDENTIFY/REIDENTIFY*. In this task, we have to display 3 dimensions (x, y and residuals) of information on a two-dimensional screen. To solve this problem, *IRAF* plots a the two-dimensional diagram with axis that can be changed by combining the x, y and residuals value. Fitcoords task fits a polynomial to the features that were identified.

Before running the fitcoords task we have to set the dispersion axis to be along columns. Fitcoords will use the **database=id<database>** from the previous steps to plot the surface. Running the task we try to find the lowest order fit which leaves only random residuals.

IRAF	
Image Reduction and Analysis Facility	
PACKAGE =	longslit
TASK =	fitcoords
images =	2lamb.02blue Images whose coordinates are to be fit
(fitname =) Name for coordinate fit in the database
(interac =	yes) Fit coordinates interactively?
(combine =	no) Combine input coordinates for a single fit?
(databas =	database) Database
(deletio =	deletions.db) Deletion list file (not used if null)
(functio =	legendre) Type of fitting function
(xorder =	6) X order of fitting function
(yorder =	6) Y order of fitting function
(logfile =	STDOUT, logfile) Log files
(plotfil =	plotfile) Plot log file
(graphic =	stdgraph) Graphics output device
(cursor =) Graphics cursor input
(mode =	ql)

Table 4.13: LONGSLIT package. FITCOORDS parameters.

The task starts by drawing the plot. We set the horizontal direction of the image to x-axis and the vertical direction to y-axis.

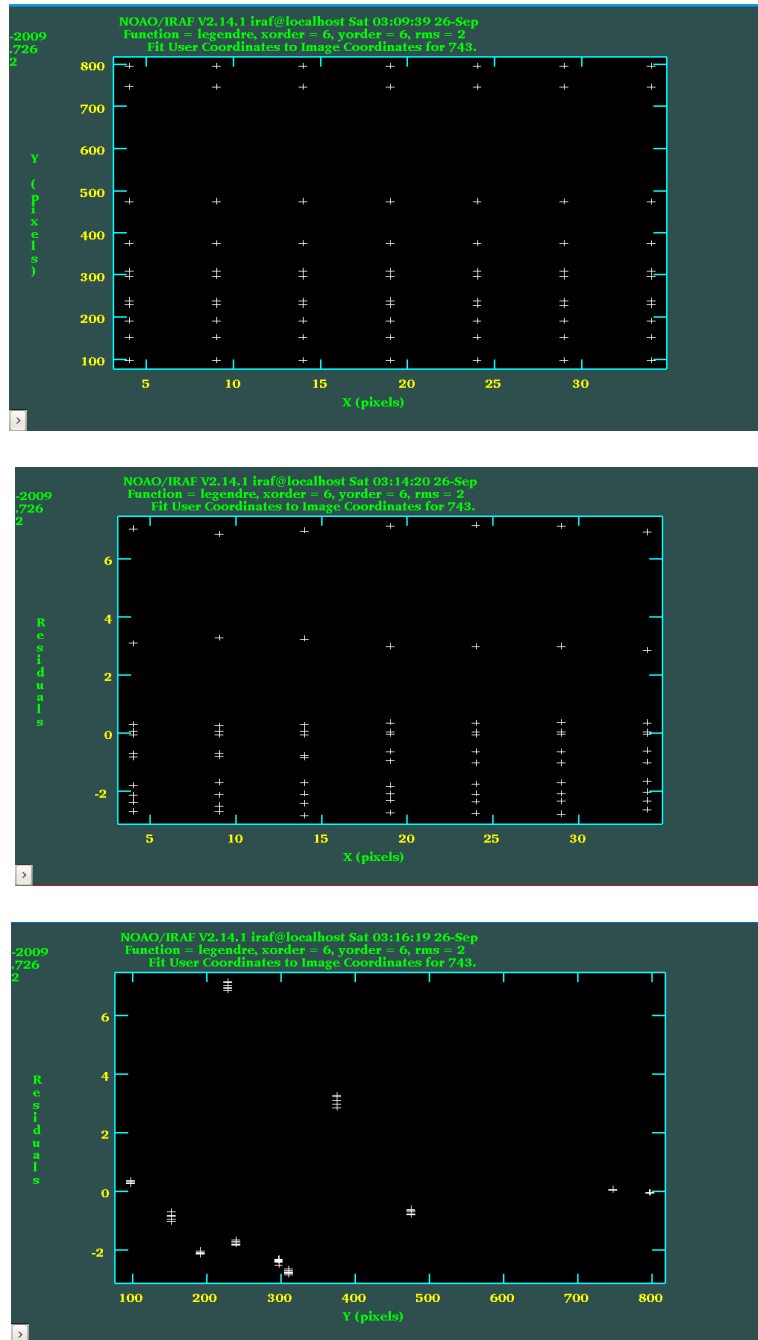


Figure 4.17: Plots of fitting the comparison line data with fitcoords.

We now see a map of the point traces. In addition, any point which is not essential can be deleted. While we are moving in the graphic window we can change the x-order and y-order value. The same order is mostly used with the order in the identify task. When we are satisfied, we press **q** to exit from the plot. The program prints some rows with the coordinates of the four corners of the image. The output of the *FITCOORDS* task is a file called **fc<database>** which is contained in the database. The fitcoords fits are stored in this text. The text contains the values of some parameters and light horizontal lines belong to the sky spectrum the number of the coefficients for the surface fit. The next table shows how the text is produced. IRAF

use a math package called *gsurfit* to produce the surface fit. The coefficients recorded in the database are indented to be internal to that package.

The first 8 lines specify:

```
function - Function type (1=chebyshev, 2=legendre)
xorder - X "order" (highest power of x)
yorder - Y "order" (highest power of y)
xterms - Cross-term type (always 1 for FITCOORDS)
xmin - Minimum x over which the fit is defined
xmax - Maximum x over which the fit is defined
ymin - Minimum y over which the fit is defined
ymax - Maximum y over which the fit is defined
```

The polynomial coefficients follow in array order with the x index varying fastest:

```
C00
C10
C20
...
C<xorder-1>0
C01
C11
C21
...
C<xorder-1>1
...
C<xorder-1><yorder-1>
```

The surface fitting functions have the form

$$\text{fit}(x,y) = C_{mn} * P_{mn}$$

where the C_{mn} are the coefficients of the polynomials terms P_{mn} , and the P_{mn} are defined as follows:

Chebyshev: $P_{mn} = P_m(x_{\text{norm}}) * P_n(y_{\text{norm}})$

```
xnorm = (2 * x - (xmax + xmin)) / (xmax - xmin)
ynorm = (2 * y - (ymax + ymin)) / (ymax - ymin)
P0(xnorm) = 1.0
P1(xnorm) = xnorm
Pm+1(xnorm) = 2.0 * xnorm * Pm(xnorm) - Pm-1(xnorm)
P0(ynorm) = 1.0
P1(ynorm) = ynorm
Pn+1(ynorm) = 2.0 * ynorm * Pn(ynorm) - Pn-1(ynorm)
```

Legendre: $P_{mn} = P_m(x_{\text{norm}}) * P_n(y_{\text{norm}})$

```
xnorm = (2 * x - (xmax + xmin)) / (xmax - xmin)
ynorm = (2 * y - (ymax + ymin)) / (ymax - ymin)
P0(xnorm) = 1.0
P1(xnorm) = xnorm
Pm+1(xnorm) = ((2m+1)*xnorm*Pm(xnorm)-m*Pm-1(xnorm))/(m+1)
P0(ynorm) = 1.0
P1(ynorm) = ynorm
Pn+1(ynorm) = ((2n+1)*ynorm*Pn(ynorm)-n*Pn-1(ynorm))/(n+1)
```

When task stops print in the screen the coordinates of the four corners in angstroms.

NOAO/IRAF V2.14.1 iraf@localhost Sun 07.56.42 06 – Sep – 2009

Longslit coordinate fit name is 2slit.02blue

Longslit database is database.

Features from images:

2lamb.02blue

Map User coordinates for axis 2 using image features:

Number of feature coordinates = 77

Mapping function = legendre

X order = 6

Y order = 6

Fitted coordinates at the corners of the images:

(1, 1) = 3617.442 (37, 1) = 3623.059

(1, 1030) = 6666.569 (37, 1030) = 6687.587

4.7.3 Transform

From the previous tasks we have acquired the maps of the dispersion and the spatial position as function of (x, y) in the images. In the final step of the wavelength calibration, we use the transform task to apply the fitted polynomial to the object spectrum. Firstly, we have to decide the limits in angstroms for the new image. Usually, it is done automatically by the task, setting the parameters **x1,x2,dx,nx** = **INDEF** are taking the x, y coordinates from the output of the *FITCOORDS* task which was previously ran. In some cases the spectrum has problems in the edges and specification of the limits found using the plot of spectrum. The input file is an object image with dispersion axis in pixels. The output will be the same object but the pixels will be converted in angstroms. The transform task uses the **fc<database>** of *FITCOORDS*. The database comes from a lamp and the name of this image is set in the **fitnames** value. The arc lamp and the object we use in this task are taken with the same mask and the same filter.

After running the task, we can implot the objects. This results in the x-axis being in angstroms. The output coordinate parameters printed on screen:

NOAO/IRAF V2.14.1 iraf@localhost Sun 07.56.42 06 – Sep – 2009

Transform 2lamb.02blue to 2slit.02blue

Conserve flux per pixel.

User coordinate transformations:

2lamb.02blue

Interpolation is spline3

Using edge extension for out of bounds pixel values.

Output coordinate parameters are:

x₁ = 1., x₂ = 37., dx = 1., nx = 37, xlog = no

y₁ = 3608., y₂ = 6710., dy = 3.015, ny = 1030, ylog = no

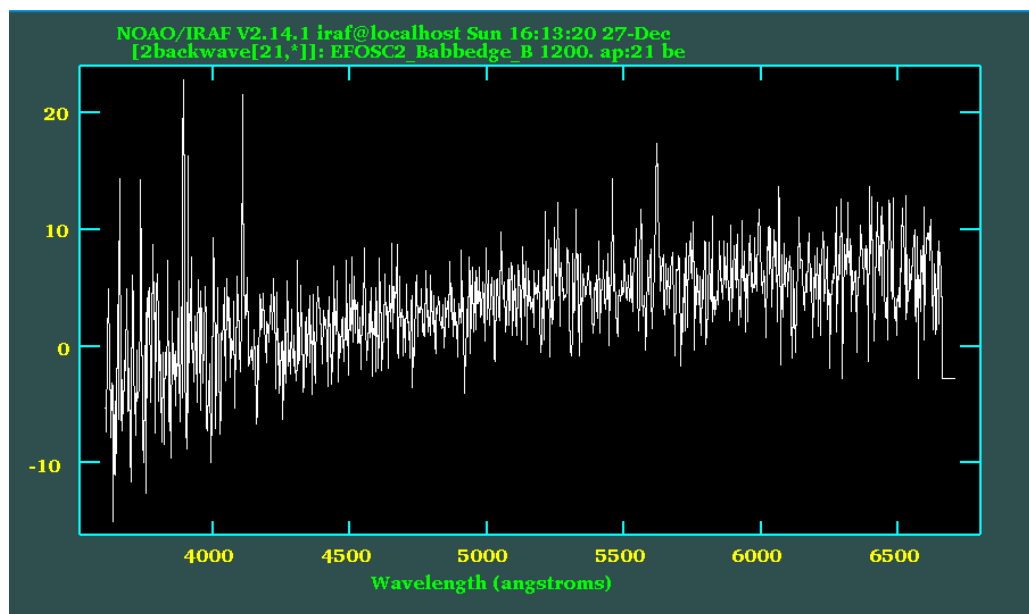


Figure 4.18: Result of transform task - Plot of 2slit.02blue object with x- axis in angstroms

IRAF	
Image Reduction and Analysis Facility	
PACKAGE = longslit	
TASK = transform	
input	= 2slit.02blue Input images
output	= 2slit.02blue Output images
(minput	=) Input masks
(moutput	=) Output masks
fitnames	= 2lamb.02blue Names of coordinate fits in the database
(databas	= database) Identify database
(interp	= spline3) Interpolation type
(x1	= INDEF) Output starting x coordinate
(x2	= INDEF) Output ending x coordinate
(dx	= INDEF) Output X pixel interval
(nx	= INDEF) Number of output x pixels
(xlog	= no) Logarithmic x coordinate?
(y1	= INDEF) Output starting y coordinate
(y2	= INDEF) Output ending y coordinate
(dy	= INDEF) Output Y pixel interval
(ny	= INDEF) Number of output y pixels
(ylog	= no) Logarithmic y coordinate?
(flux	= yes) Conserve flux per pixel?
(blank	= INDEF) Value for out of range pixels
(logfile	= STDOUT,logfile) List of log files
(mode	= ql)

Table 4.14: LONGSLIT package. TRANSFORM parameters.

4.8 Extracting the Spectrum

With the images now being reduced and having applied the wavelength calibration to them we can proceed to extract the spectra. During the reduction, the 2-D data were used as they provide a better view of the object's spectrum. The advantage of a 2-D data is that we do not only plot it but we can also view it as an image using a graphic window to display the data. The view of the 2-D data gives us information about the spectrum lines, the cosmic effects and the background sky. The finally step is to extract the 1-D spectra from the 2-D one. Alternatively 1-D spectra can be extracted using the *NOAO.TWODSPEC.APEXTRACT.APALL* package. *APALL* is a multi-step task which defines and extracts the data from our 2-D CCD image. The first step to extract the spectra is to find the exact spatial center and choose the limits of an aperture (154). Out of the limits we choose a background window on either sides of the aperture. For each wavelength sampling point, the counts within the aperture are added, and the background level subtracted. The output of this process is a table of counts versus CCD y-coordinate (155). Before we run the *APALL* task we have to set a global parameter to *APEXTRACT* task. As our spectrum is dispersed along the y-axis of the image we set the parameter **dispaxis=2** (number 2 represent the y-axis). After this the spectrum will be extracted along the dispersed axis.

APALL is a task with too many parameters, but most of them are not critical. Some of the "critical" parameters are explained below. The parameters of this task are categorized in groups. The first group of parameters is about the input and output files and the final format of them. As input file we used the output file of *TRANSFORM* task in the wavelength calibration step. The final name of our data, the output of *apall*, will be something like e.g. 2.5blue, the first number gives us the mask, the second the slit and the blue or red the grism which was used. Also, we have the possibility to select the **format** parameter of the output image either **onedspec** or **multispec**. I chose the **onedspec** format which gave me a simply, one-dimensional output image. **Multispec** format was developed to deal with multiple objects extracted from a single image or even with a single object on the slit keeping the **extras** above around (154).

Under **DEFAULT APERTURE PARAMETERS** we define the controlling parameters of the extraction aperture. To decide the value of these parameters we can use the *IMEXAMIN* task to carry out a local Gaussian fit for the central line. The *IMPLOT* task works also well. For this plot we identify the center of the spatial profile and use it to the parameter **line**. Setting the equal to **INDEF** the middle of the dispersion axis is used. The most of the times **line = INDEF** was the right choice as the continuous spectrum was laid in the middle of the spatial axis. The number of the dispersion lines from the both sides of central line is determined by the **nsun** parameter. Setting this to a number greater than 1 simply improves the signal-to-noise of the cut used for centering. I used the value **20** for this parameter so the location of the spatial profile is specified from the pixel value (the **line=INDEF** give us the certain wavelength along y-axis). The size of the aperture could be

determined interactively or by hand. In the first case, we set **resize=yes** with a default extraction aperture size of 10% of its peak (154). In the second case, we have to determine the parameters **width**, **lower** and **upper**. I followed the first method because the peak of the spatial profile is usually symmetric around the central line and the 10% of its size covers completely the aperture. The value of 10% could be reset with the **ylevel** parameter.

I R A F	
Image Reduction and Analysis Facility	
PACKAGE = twodspec	
TASK = apall	
input	= 2slit.02blue List of input images
(output	= 2.2blue) List of output spectra
(aperture	= 1) Apertures
(format	= onedspec) Extracted spectra format
(referen	=) List of aperture reference images
(profile	=) List of aperture profile images
(interact	= yes) Run task interactively?
(find	= yes) Find apertures?
(recente	= yes) Recenter apertures?
(resize	= no) Resize apertures?
(edit	= yes) Edit apertures?
(trace	= yes) Trace apertures?
(fittrac	= yes) Fit the traced points interactively?
(extract	= yes) Extract spectra?
(extras	= yes) Extract sky, sigma, etc.?
(review	= yes) Review extractions?
(line	= INDEF) Dispersion line
(nsum	= 20) Number of dispersion lines to sum or median
# DEFAULT APERTURE PARAMETERS	
(lower	= -5.) Lower aperture limit relative to center
(upper	= 5.) Upper aperture limit relative to center
(apidtab	=) Aperture ID table (optional)
# DEFAULT BACKGROUND PARAMETERS	
(b_funct	= legendre) Background function
(b_order	= 4) Background function order
(b_sampl	= -18:-10,10:18) Background sample regions
(b_naver	= -3) Background average or median
(b_niter	= 0) Background rejection iterations
(b_low_r	= 3.) Background lower rejection sigma
(b_high_	= 3.) Background upper rejection sigma
(b_grow	= 0.) Background rejection growing radius
# APERTURE CENTERING PARAMETERS	
(width	= 5.) Profile centering width
(radius	= 10.) Profile centering radius
(thresho	= 0.) Detection threshold for profile centering

# AUTOMATIC FINDING AND ORDERING PARAMETERS	
nfind	= 1 Number of apertures to be found automatically
(minsep	= 5.) Minimum separation between spectra
(maxsep	= 100.) Maximum separation between spectra
(order	= increasing) Order of apertures
# RECENTERING PARAMETERS	
(aprecen	=) Apertures for recentering calculation
(npeaks	= INDEF) Select brightest peaks
(shift	= yes) Use average shift instead of recentering?
# RESIZING PARAMETERS	
(llimit	= -1.) Lower aperture limit relative to center
(ulimit	= 1.) Upper aperture limit relative to center
(ylevel	= 0.1) Fraction of peak or intensity for automatic width
(peak	= yes) Is ylevel a fraction of the peak?
(bkg	= yes) Subtract background in automatic width?
(r_grow	= 0.) Grow limits by this factor
(avglimi	= no) Average limits over all apertures?
# TRACING PARAMETERS	
(t_nsum	= 5) Number of dispersion lines to sum
(t_step	= 5) Tracing step
(t_nlost	= 20) Number of consecutive times profile is lost befo
(t_funct	= legendre) Trace fitting function
(t_order	= 6) Trace fitting function order
(t_sampl	= *) Trace sample regions
(t_naver	= -3) Trace average or median
(t_niter	= 5) Trace rejection iterations
(t_low_r	= 3.) Trace lower rejection sigma
(t_high_	= 3.) Trace upper rejection sigma
(t_grow	= 0.) Trace rejection growing radius
# EXTRACTION PARAMETERS	
(backgro	= fit) Background to subtract
(skybox	= 1) Box car smoothing length for sky
(weights	= none) Extraction weights (none variance)
(pfit	= fit1d) Profile fitting type (fit1d fit2d)
(clean	= no) Detect and replace bad pixels?
(saturat	= 150000.) Saturation level
(readnoi	= 1) Read out noise sigma (photons)
(gain	= 1.92) Photon gain (photons/data number)
(lsigma	= 4.) Lower rejection threshold
(usigma	= 4.) Upper rejection threshold
(nsubaps	= 1) Number of subapertures per aperture
(mode	= ql)

Table 4.15: TWODSPEC package. APALL parameters

The group of parameters that follows is these under the DEFAULT BACKGROUND PARAMETERS. Even if a background subtraction was applied in a previous step to our data, pixels whose values are non-zero always exist. These non-zero values indicate that the sky background has changed during the exposure (2). Specifying **background = fit** we further subtract the residual pattern. The next parameters have to be set to fit the background. The background sampling region is

setting by the parameter **b_sample**. This value chooses a background region to either side of the aperture center. The pixel extension depends on the plot. As a sample I give the value **-18:-10, 10:18**. This means that the distance in the y-coordinate from the peak position begins 10 pixels from the spatial center and extending to 18 pixels from it. The type of function used to fit is determined by the **b_funct** parameter. Just like in previous tasks the different choices which are available for the function are: **chebyshev** or **legendre** polynomials and first or third-order spline function **spline1**, **spline3**. For reasons I have already explained **legendre** polynomial is preferred.

The EXTRACTION PARAMETERS follow the background fitting. The **weights** parameter can be set to **none** or **variance**. For **none** the pixels within the aperture just added up and for **variance** an *optimal extraction algorithm* (156) is used in setting the corresponding CCD parameter **readnoise** and **gain**. In our case, **none** value is just fine. Because we set **weights = none**, **clean** should be also turned off. With these parameters set we run the **APALL** task. In the first interactive window brought up we can modify the extraction aperture.

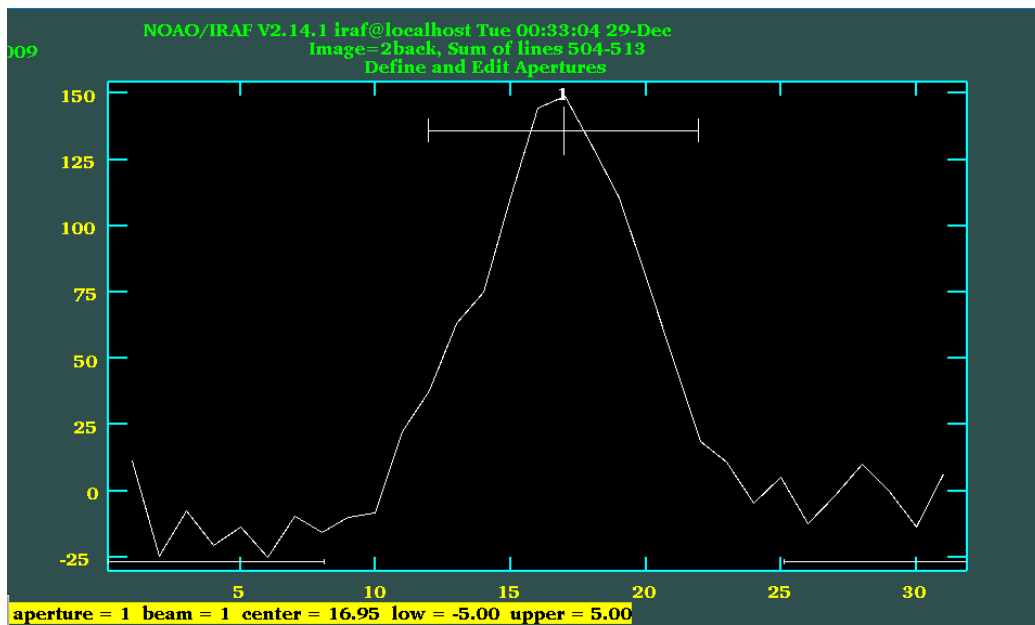


Figure 4.19: The extraction aperture has been found and center interactively setting *line=INDEF*.

Hitting **b** we move on to set the background aperture where we can examine and modify the background fit. The two horizontal lines at the bottom define the region where the background is being sample. The horizontal dashed line is the fit and represents the background. Both of background region and fit could be changed if we are not satisfied.

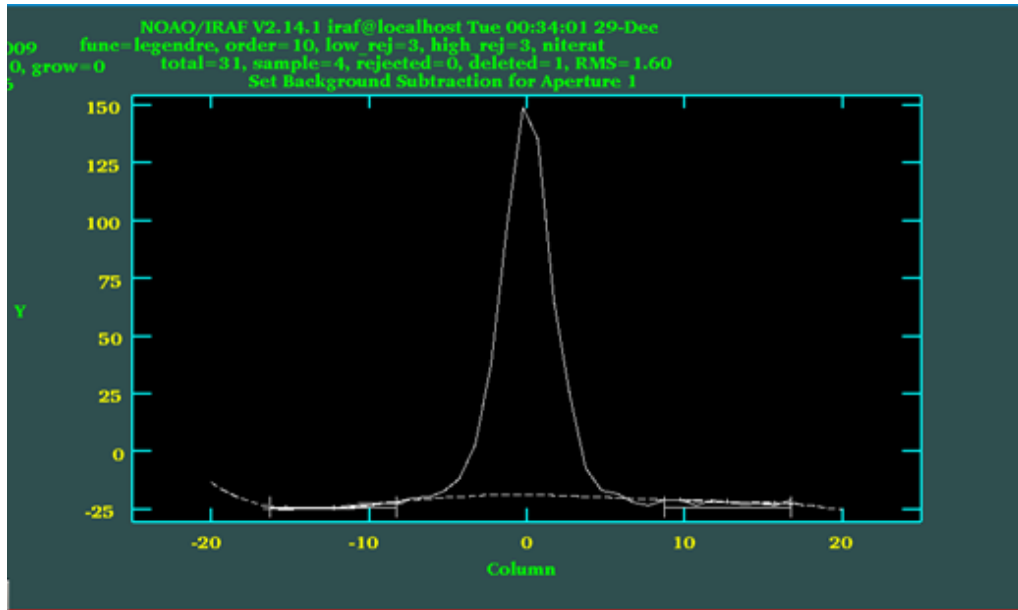


Figure 4.20: Graphic window which show the background region of the data.

When we finish with the aperture editor we type **q** to move onto the trace routine. The trace is what determines the shape of the aperture as we move along the dispersion axis. We answer **yes** to the questions that follow and a plot like this of **Figure 4.21** will appear. The data points “+” represent the trace of the spectrum and the indicated the fit. While the trace routine runs we can change the values of **t_order** and **t_function** parameters until we achieve the best fitting. It is also possible to delete some of the points. Our target is to get a fit as good as possible with the lowest RMS. The fit in the example of **Figure 4.21** has an RMS of only 0.034 pixels.

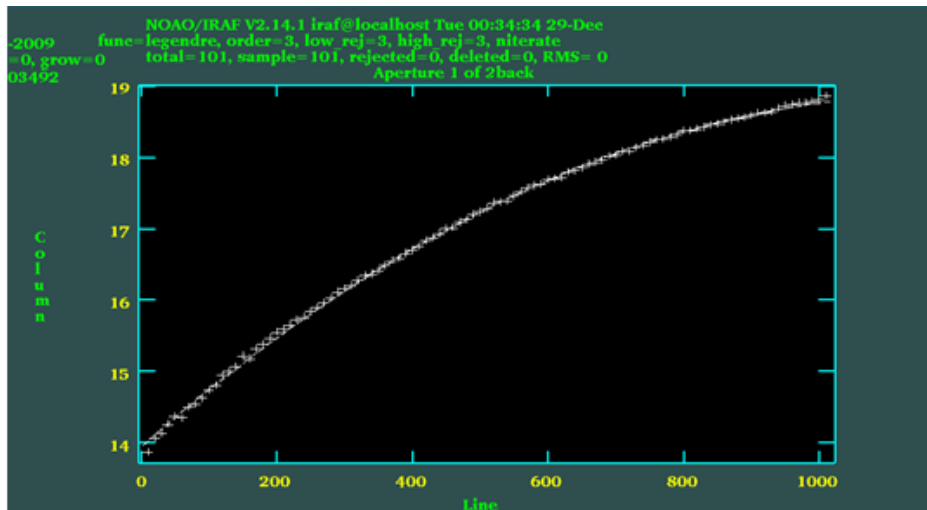


Figure 4.21: Graphic window which show the fit of the data.

Finally, we extract our spectrum from the data hitting **q** to exit the trace fitting. For the questions that follow about writing the apertures to the database, extracting and

reviewing the spectrum we accept the default **yes**. The result is a spectrum like this of the **Figure 4.22**. The image name is this that we inserted in the **output** parameter with the extension *0001* for **onedspec** format and *ms* for **multispec**.

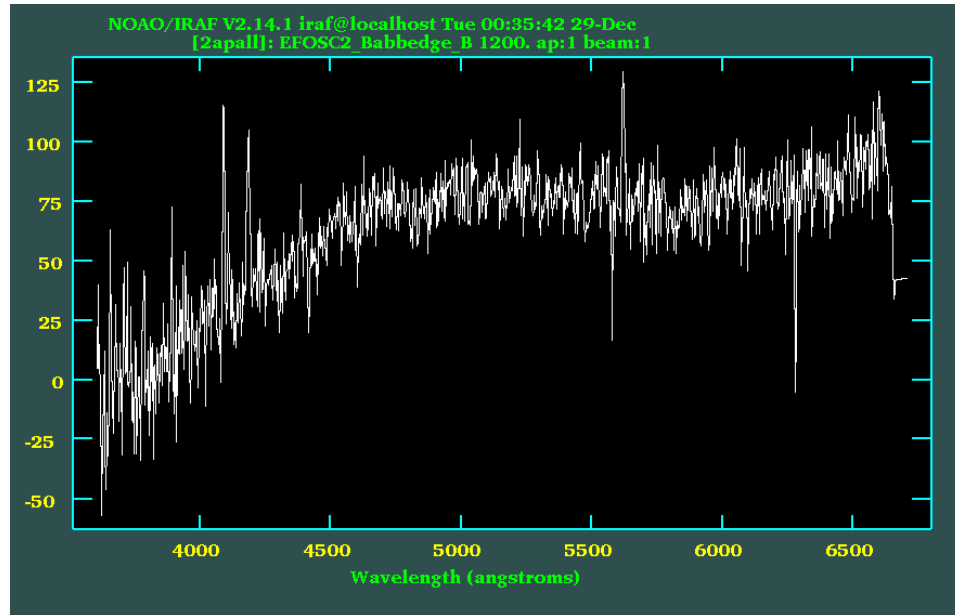


Figure 4.22: The final extracted spectrum

Chapter 5

Comparison with SWIRE photometry

5.1 Overview

In this Chapter I analyze the performance of the latest version (157) of the *ImpZ code* (13) by comparing the values of spectroscopic redshifts of our sample which contains 51 sources, with the estimated values of photometric redshifts for the same sources. Firstly, I present the method I used to identify the coordinates of our sources and their spectroscopic redshift. Using these coordinates I correlate the sources of our sample with these of *SWIRE CDFS field*. From this correlation 8 ULIRGs and 2 HLIRGs are identified. One of the ULIRGs is fitted with a cirrus template.

Measuring the emission lines from 17 suitable spectra I plot two emission line diagrams which classify the 17 sources as star-forming, composite or AGN according to their position in the diagrams. The results are compared with the SED fitting of the sources. Finally, I used *Lacy et al (2004)* (23) and IRAC-MIPS colour-colour diagnostic diagrams to isolate AGN from star-forming sources. The results are also compared with spectroscopically results for narrow and broad line AGNs.

5.2 Cross-Correlation with SWIRE CDFS field

Since our sources were selected from *SWIRE CDFS field* we expect all of their coordinates (DEC-declination, RA-right ascension) to have a SWIRE correlation. The first step to accomplish the cross-correlation is to determine the RA/DEC coordinates of our sources. Using the coordinates from the FITS header and the information about image, field and view size (§3.3.2) of the *EFOSC2* camera we can calculate the RA/DEC coordinates of each source. The second step is to use a cross-correlation algorithm which looks for connection between our sources and CDFS field's sources.

The rationale for calculating of RA/DEC is to convert the pixels of the image to arcmin. The image size (2060 x 2060) is known from the parameters of *EFOSC2* CCD#40 Table 3.3. From the same table we know the Pixel Size = 0.157 x 0.157 arcsec². So, the magnitude of image is 2060 x 0.157 = 323.42 arcsec or its size is Field Size = 5.4 arcmin². Because of the adaptor orientation (and hence the slit orientation) of ESO telescope, our images have the directions which are shown in the Figure 5.1 below. As the orientation of right ascension lies on the x-axis and the declination lies on the y-axis we can measure the (x, y) position of slits and convert the results to arcsec. After this, we compare the arcsec results with the RA/DEC of the central point and finally we calculate the coordinates of each object via [5.1] equation.

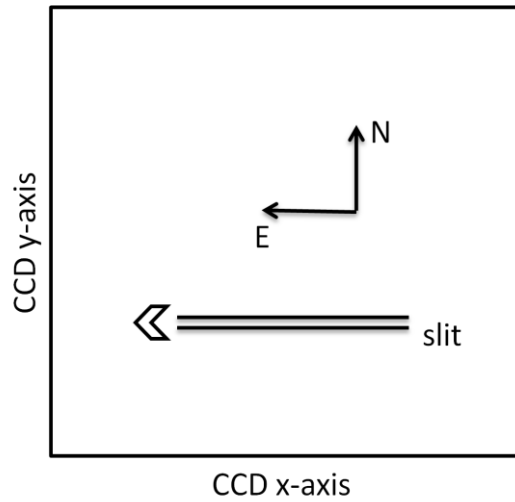


Figure 5.1: Schematic view of slit's orientation on the CCD compared with the East/West orientation. Orientation of the slit = 90 deg from north through east.

We will use as an example the MOS2 field of view. Inside the header of the object for this mask, we can find the values of RA/DEC coordinates for the center point:

$$\text{RA} = 03\text{h } 35\text{m } 29\text{s or } 53.8708 \text{ deg}$$

$$\text{DEC} = -28\text{d } 45\text{m } 00\text{s or } -28.75 \text{ deg}$$

The pixel coordinates of the central point are (1030, 1030). We create a table with the pixel coordinates (x, y) of the slits for each mask. Using a simple equation to convert the pixels to arcsec and summing the result to the upper RA/ DEC values we calculate the RA/DEC of each slit. The coordinates of the center point for each slit are the coordinates of our sources.

$$\text{RA} = [(X_{\text{center}} - X_i) \cdot 0.157/3600] + \text{RA}_{\text{center}} \quad [5.1a]$$

$$\text{DEC} = [(Y_{\text{center}} - Y_i) \cdot 0.157/3600] + \text{DEC}_{\text{center}} \quad [5.1b]$$

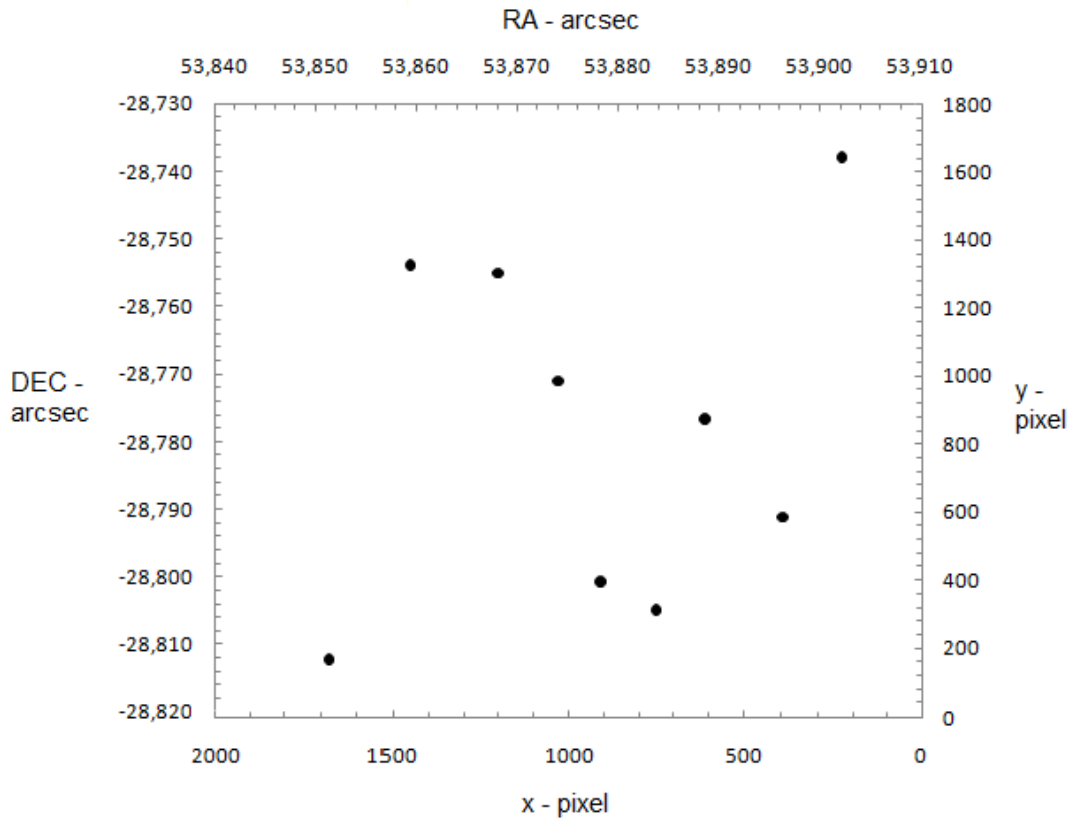


Figure 5.2: Plot of objects' position on the CCD for mos#2. The axis presents both the coordinates in pixels and degrees.

Sources of mos#2	Coordinates (pixels)		Coordinates (arcsec)	
slits	x	y	RA	DEC
1	415	1773	53,9022	-28,7380
2	551	549	53,8960	-28,7912
3	727	885	53,8890	-28,7766
4	839	237	53,8838	-28,8049
5	967	333	53,8782	-28,8007
6	1063	1013	53,8740	-28,7710
7	1199	1381	53,8681	-28,7550
8	1399	1405	53,8594	-28,7539
9	1583	69	53,8513	-28,8122

Table 5.1: The coordinates of the sources of mos#2 view field in pixels and arcsec.

For each source of *Table 5.1* we expect to have a counterpart to the SWIRE catalogue. The cross – correlation between our optical catalogue and SWIRE CDFS field catalogue was undertaken using the *TOPCAT* Java program (158) which provides most of the facilities that astronomers need for analysis and manipulation of source catalogues and other tablets. To combine the two catalogues we have to specify what counts as a match between the positions indicated by their RA and DEC coordinated matches to within one unit. The match between the sources implements a nearest – neighbor cross correlation method which find the closest match

[5.2]

We have applied a search radius of 0.4 arcsec. For all 51 sources were found a SWIRE counterpart. For the 37 of our sources a search radius lower than 0.4 arcsec was used for the cross-identification and for 4 of them we used a radius of 4 arcsec so for a rate of ~80% we have a high correlation. Of the rest 10 sources, the 4 applied a radius of 7-9arcses and 6 and the other 6 a search radius higher than 10 arcsec.

Using a nearest – neighbor cross correlation method we can quantify the expected rate of random associations by randoming the source catalogue (SWIRE) but keeping its source density constant (159). To achieve this we apply various coordinate shifts greater than radius.

$$RA_{\text{Shifted}} = RA \pm X \quad [5.3a]$$

$$DEC_{\text{Shifted}} = DEC \pm Y \quad [5.3b]$$

Any systematic error in our positions should show up as a systematic offset between our positions and the Spitzer positions. The mean position offset between Spitzer and our sources' positions, averaged over all sources with Spitzer identification, is 0.002 and 0.003 degrees in Right Ascension and Declination respectively.

5.3 Redshifts Determination

In this step I determined the redshifts using the *RVIDLINES* task of IRAF. This task measures radial velocities from spectra by determining the wavelength shift in spectral lines relative to specified rest wavelengths (160). The basic usage consists of identifying one or more spectral lines, entering the rest wavelengths, and computing the average wavelength shift converted to a radial velocity. Additional lines can then be automatically added from a coordinate list of rest wavelengths. The presence of *CIV*, [*CIII*] $\lambda 1909$, *MgII*, *NeV*, [*OII*] $\lambda 3727$, *H β* , [*OIII*] $\lambda 4959$, [*OIII*] $\lambda 5007$, *H α* , [*NII*] $\lambda 6583$ strong lines was used to indicate by visual inspection the redshifts. As input

file in *RVIDLINES* task we use the one dimensional, wavelength calibrated spectra extracted with the APALL task §4.8. Among our spectra there are objects with single, two or more clear emission lines. In the case of single emission line objects we fit this line with $[OII] \lambda 3727$ or $H\alpha$ which leads to an ambiguity in the line identification and hence in the redshift. With this method, we derived 51 redshifts of a total of 62 observed objects, a success rate of 87%. Three of our sources are found to have redshift 0. The redshift of the remaining 8 sources could not be determined because of very noise or bad quality of spectra or due to wavelength calibration problems (§ 4.7).

z_{spec}	RA_{EFOSC2}	DEC_{EFOSC2}	RA_{SWIRE}	DEC_{SWIRE}
0,105	53,90076	-28,55739	53,90161	-28,55703
0,121	52,95274	-29,11290	52,95244	-29,11197
0,123	53,89800	-28,78620	53,89868	-28,78730
0,129	52,95911	-29,07826	52,95974	-29,07763
0,148	54,01750	-29,06787	54,01748	-29,07099
0,150	53,84930	-28,81220	53,84968	-28,80605
0,159	52,92413	-28,51571	53,92202	-28,51607
0,189	52,96072	-29,06597	53,95655	-29,06657
0,190	53,98070	-29,13356	53,98101	-29,13304
0,196	53,96614	-29,12763	53,96315	-29,12663
0,215	53,87403	-28,76900	53,87317	-28,76646
0,219	53,53437	-28,90871	52,53240	-28,91036
0,222	53,99456	-29,12902	53,99476	-29,12846
0,225	53,87773	-28,56516	53,87761	-28,56575
0,230	52,97306	-29,13164	52,97290	-29,13081
0,240	52,94062	-29,12546	52,94030	-29,12444
0,245	52,96931	-29,08603	52,97382	-29,08512
0,250	52,02990	-29,13732	52,93029	-29,13667
0,277	53,88227	-28,51108	53,88167	-28,50775
0,334	53,91497	-28,57990	53,91504	-28,57975
0,349	53,13119	-29,58012	53,13042	-29,58141
0,374	53,10642	-29,53965	53,10551	-29,53903
0,401	52,96690	-29,11559	52,96708	-29,11634
0,404	53,86610	-28,75000	53,86671	-28,75010
0,422	53,13938	-29,57999	53,13869	-29,58168
0,453	53,13100	-29,57337	53,13062	-29,57173
0,453	53,89100	-28,77160	53,89032	-28,77241
0,455	53,88810	-28,51936	53,88812	-28,51983
0,494	53,10223	-29,58256	53,10141	-29,58341
0,495	53,12821	-29,50694	53,12842	-29,50604
0,500	53,97224	-29,09648	53,97141	-29,09606
0,500	54,00668	-29,06273	54,00726	-29,06173

0,513	53,10040	-29,58291	53,10141	-29,58341
0,517	53,85740	-28,75890	53,85664	-28,74893
0,527	53,99770	-29,11088	53,99850	-29,11020
0,581	53,91855	-28,57483	53,91941	-28,57417
0,595	53,88380	-28,80490	53,88358	-28,80332
0,649	52,97530	-29,11088	52,97496	-29,11054
0,824	53,89403	-28,52504	53,89372	-28,52510
0,827	53,90420	-28,73300	53,90610	-28,73170
0,828	52,96460	-29,10643	52,96419	-29,10775
0,890	53,88022	-28,51936	53,88404	-28,80030
0,958	52,56567	-28,85123	52,56635	-28,85217
0,993	52,92736	-29,10294	52,92822	-29,10374
1,270	52,56419	-28,86649	52,56335	-28,86774
1,670	53,98170	-29,13356	53,09552	-29,55385
2,060	53,12028	-29,51479	53,12022	-29,51629
2,197	53,97224	-29,09648	53,09144	-29,55847
2,240	53,90329	-28,53539	53,90302	-28,52660
2,746	53,87519	-28,53760	53,87761	-28,53736
3,190	52,93608	-29,08603	52,93562	-29,08486

Table 5.2: The first column gives the redshifts we had derived from our 54 sources. The second and third columns show the RA/DEC coordinates (degrees) we had calculated for these sources after applying the systematic offset correction. The fourth and fifth columns show the RA/DEC coordinate of *SWIRE* after the cross-correlation.

5.4 Redshift Distribution

Figure 5.3 shows the redshift distribution of our spectroscopic sample. Using the redshift distribution diagram it is possible to see how the number of galaxies changes with redshift. In addition most of the 51 sources targeted, at a rate of 74.5%, were at

. The max peak of the sources is found at $z \sim 0.1 - 0.3$. A secondary peak appears for galaxies at $z \sim 0.4 - 0.6$. One smaller peak appears at $0.8-1$ and some sources are found at $z \sim 2.0-2.3$. The source with the highest redshift is this one with $z \sim 3.2$. Sources with these redshifts have prominent Ly α lines. Sources are strong S₂₄ emitters and as a result they lie at lower redshifts. *Figure 5.4* shows the R-band distribution for the extragalactic sources. There are two peaks at $19.5 < R_{\text{mag}} < 20.0$ and $20.5 < R_{\text{mag}} < 21.0$. Sources are bright enough so that we can observe them with *ESO 3.6m*.

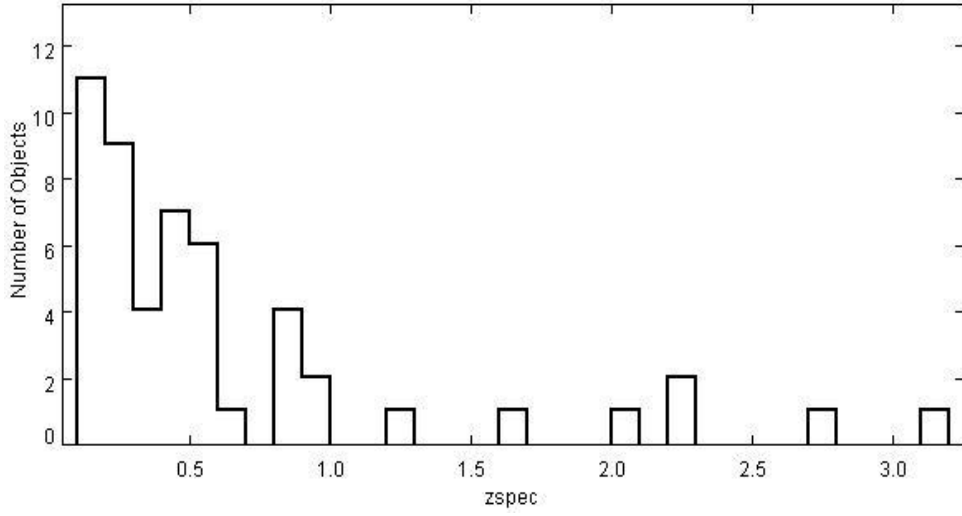


Figure 5.3: The redshift distribution of our spectroscopic sample.

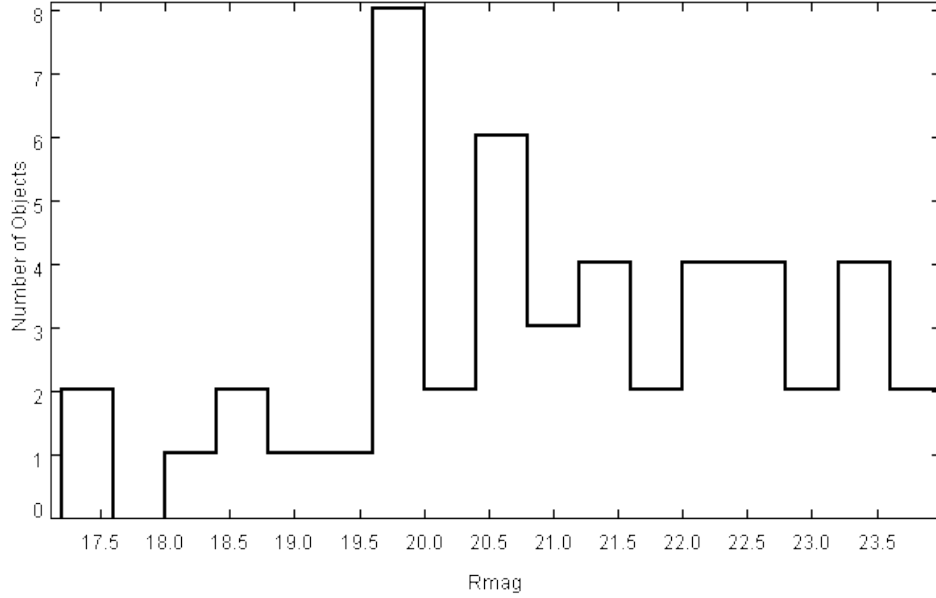


Figure 5.4: R-band distribution for the 51 extragalactic sources.

5.5 Spectra and Object Classes

The sources of our sample have been characterized using both optical and infrared templates. For the remaining of this I will use the 51 sources which the redshifts were successfully determined. According to the bolometric infrared luminosity our sample contains 11 LIRGs (~22%) (solar luminosities). Among them there are 8 ULIRGs and 2 HLIRGs (and solar luminosities). Based on the infrared templates 11 out of 51 sources (22%) are fitted with a cirrus, 11 (22%)

are fitted with a starburst, 4 are fitted with a dust torus (8%) and the rest of the sources are either single band infrared excess or no excess. According to the optical templates only one source is fitted with a QSO template. Of the rest 50 galaxies 8 (16%) are classified as ellipticals and 42 (84%) as spirals.

	RA	DEC	z^1	R	S_{24}^2	$\log(L_{\text{IR}})^3$	Optical ⁴	IR ⁵	alp2 ⁶	alp4 ⁷
ULIRGs	53,8731	-28,7664	0,215	17,42	0	11,09	Sbc	Single band excess	1	0
	53,9947	-29,1285	0,222	20,76	1356,15	11,66	E'	M82	0,55	0
	53,8817	-28,5077	0,277	20,18	306,37	11,81	Sbc	A220	0	1
	53,1387	-29,5820	0,422	22,51	253	11,24	Scd	Torus	0,4	0,6
	53,9714	-29,096	0,5	22,78	434,38	12,56	Sbc	A220	0	1
	53,9061	-28,7317	0,827	21,48	700,66	11,63	Sbc	cirrus	0,35	0
	52,9282	-29,1037	0,993	22,94	193,58	11,14	Scd	Single band excess	1	0
	53,8776	-28,5373	2,746	22,73	264,95	12,78	Scd	Single band excess	1	0
HLIRGs	53,8840	-28,8003	0,89	21,55	10808,7	13,03	E'	Torus	0,25	0,75
	52,9356	-29,0848	3,19	19,96	1740,18	13,18	QSO	M82	0,85	0,15

¹ Spectroscopic Redshift

² Observed 24 μ m fluxes in mJy

³ Bolometric Infrared Luminosity (1-1000 μ m) ($H_0 = 72 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\lambda = 0.7$)

⁴ Optical SED best fit

⁵ Infrared SED best fit

⁶ Fraction of Starburst contribution at 8 μ m

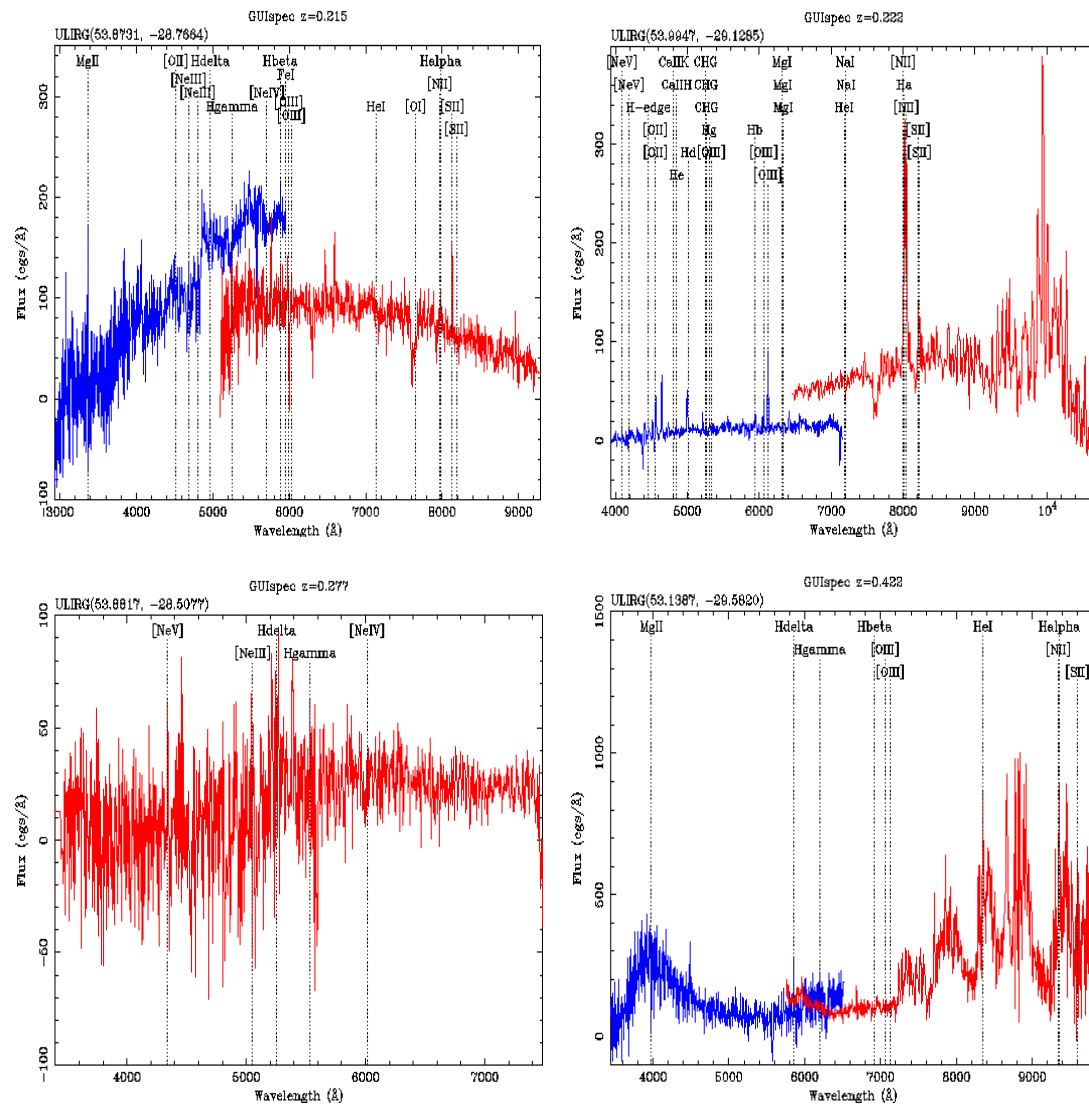
⁷ Fraction of AGN contribution at 8 μ m

Table 5.3: Properties of the 8 ULIRGs and 2 HLIRGs with available spectra from our sample.

Ultra/Hyper Luminous Infrared Galaxies

Our spectroscopic sample contains 8 ULIRGs and 2 HLIRGS. *Table 5.3* summarizes the main properties of these objects. Most of the 10 galaxies are fitted with a spiral template (7/11), 2 are fitted with a young elliptical template and one HLIRG is fitted with a QSO optical template. According to the infrared templates 2 sources are fitted with a dust torus (1 ULIRG and 1 HLIRGS), one ULIRGs appears to be cirrus fitted, 4 sources seem to be a starburst and the rest are single band excess. Two of the

Seven of the sources show at least 2 strong emission lines and strong continuum. Two of them show strong *Lya* and *CIV* broad lines and the others show strong *Ha* and *SII* narrow lines. One of the spectra has a single emission line which is fitted with an *MgII* line. Three are noise spectra and their redshift was estimated fitting *Ha* line for two of them and *MgII* line for the third. Although, we have included them in our sample because their spectroscopic redshifts seem to agree with the photometric ones and one of these sources seem to be ULIRG cirrus. Three of the sources have been classified as broad line objects and 5 were used for the emission line diagnostics. One of them was classified as starburst, two as AGN and one as starburst from the $[NII]/Ha$ versus $[OIII]/H\beta$ and as LINER from the $[SII]/Ha$ versus $[OIII]/H\beta$.



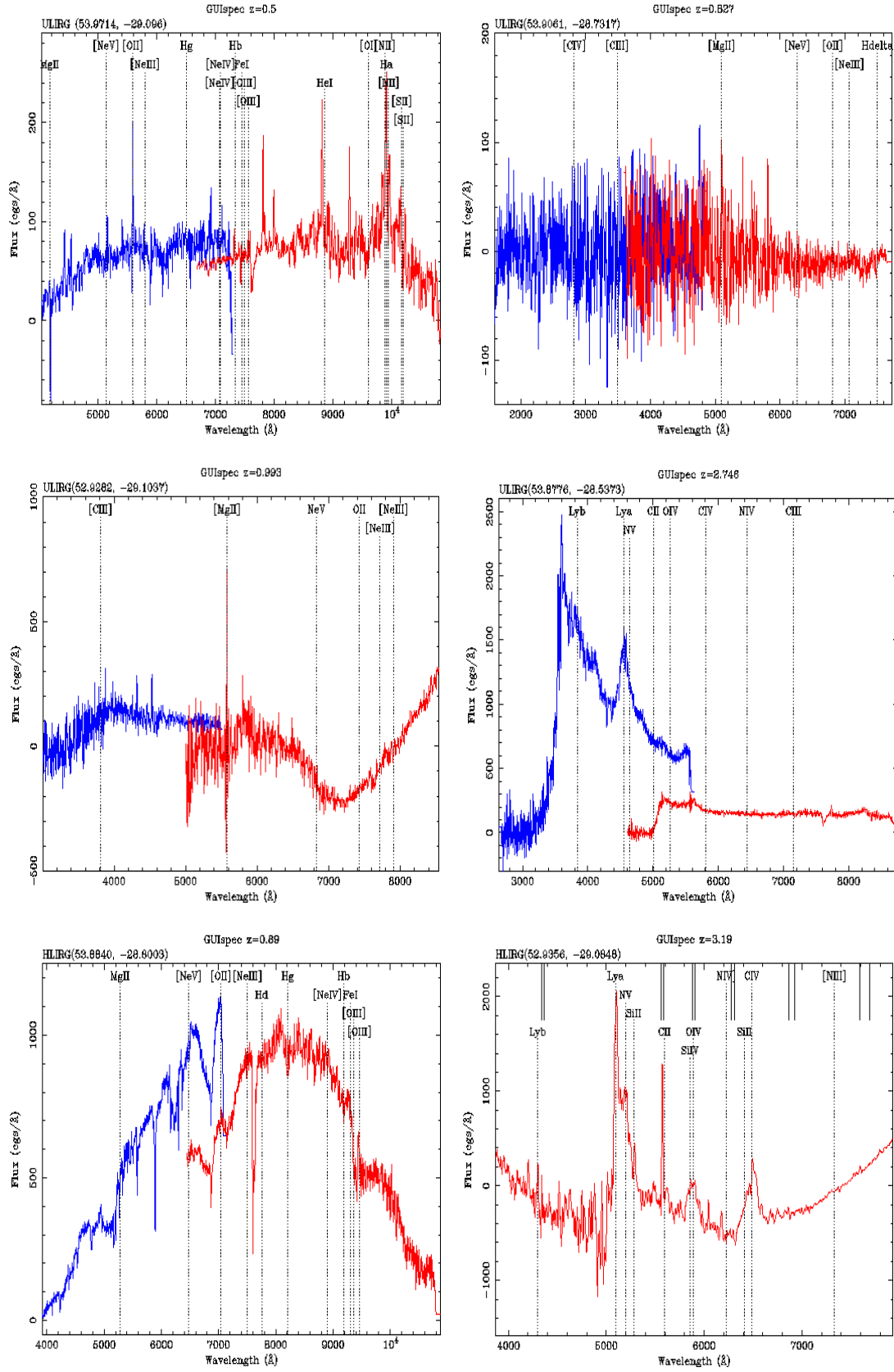


Figure 5.5: Optical spectra of the 8 Ultra Luminous Infrared Galaxies and 2 Hyper Luminous Infrared Galaxies found in our sample.

ULIRG (53.9714, -29.096): This is the brightest example ($R=17.42$) in the sample of U/HLIRGs. This is the only source among ULIRG which does not have detection in $24\mu\text{m}$ band of IRAC. As it can be seen by its spectra there are strong and broad MgII and $[\text{SII}]$ doublet lines. $H\alpha$, $[\text{NII}]$ doublet and $[\text{OIII}]$ doublet lines are weaker. This source lie at $z = 0.215$. Both optical and IR SED fitting imply the presence of a starburst. The emission line diagnostic classified this object as a starburst from the $[\text{NII}]/H\alpha$ versus $[\text{OIII}]/H\beta$ and as LINER from the $[\text{SII}]/H\alpha$ versus $[\text{OIII}]/H\beta$ because of the strong $[\text{SII}]$ line.

ULIRG (53.9947, -29.1285): The R-band magnitude of this source is $R=20.76$. It is a very strong $24\mu\text{m}$ emitter with detections in all IRAC and MIPS bands. As it can be seen by its spectra from the Balmer series there is a very strong $H\alpha$ line, a weak $H\delta$ and $H\gamma$, $H\beta$ are possible. Weaker lines just as $[\text{NII}]$ doublet, $[\text{OIII}]$ doublet, $[\text{OII}]$ doublet, $[\text{SII}]$ doublet and $[\text{NII}]$ doublet also exist. This source lie at $z = 0.222$. IR SED fitting implies the presence as a starburst. The emission line diagnostic classified this object as an AGN.

ULIRG (53.8817, -28.5077): The bright R-band magnitude of this source is $R=20.18$. It has detection in all IRAC and MIPS bands except $70\mu\text{m}$. Although it is a noisy spectrum and we have results only from the red grism we can detect $H\delta$ and $H\gamma$ lines. $[\text{NeV}]$ and $[\text{NeIII}]$ lines are also visible and $[\text{NeIV}]$ is possible. This source lie at $z = 0.277$. Photometry suggests that this object is an AGN.

ULIRG (53.1387, -29.5820): The R-band magnitude of this source is $R=22.51$. This source is an $24\mu\text{m}$ emitter. As it can be seen by its spectra there are more than 3 clear detected lines. Very strong $H\alpha$, $[\text{NII}]$ doublet and $[\text{SII}]$ doublet are visible. $H\beta$ and $[\text{OIII}]$ doublet are also detected but they are much weaker. $H\delta$ and $[\text{NeIV}]$ and very strong HeI are also detected. The emission line diagnostic classified this object as a starburst. The appearance of the broad MgII line implies the presence of an AGN. In agreement with SED fitting this is a composite object with clear presence of both an AGN and a star-formation component. This source lie at $z = 0.422$.

ULIRG (53.9714, -29.096): The R-band magnitude of this source is $R=22.78$. It has detection in all IRAC bands and in $70\mu\text{m}$ MIPS band. As it can be seen by its spectra there are at least 4 clear detected lines. Very strong $[\text{OII}]$ and broad $H\alpha$ are visible. $[\text{NII}]$ doublet and $[\text{SII}]$ doublet lines are also strong. $[\text{OIII}]$ doublet and $H\beta$ have weak detection. Also, visible lines are these of Ne series ($[\text{NeV}]$, $[\text{NeIII}]$ and $[\text{NeIV}]$). This source lie at $z = 0.5$. Photometric results agree with the emission line diagnostic which classify this object as an AGN.

ULIRG (53.9061, -28.7317): The R-band magnitude of this source is $R=21.48$. This source is a strong $24\mu\text{m}$ emitter. Its spectra is quite noisy and only MgII line can be identified. Nonetheless, we have included it in our sample because the value of its spectroscopic redshifts seems to agree with the photometric ones. This source lies at $z = 0.827$. Both optical and IR SED fitting imply the presence of a starburst. This is the only ULIRG cirrus source in our sample.

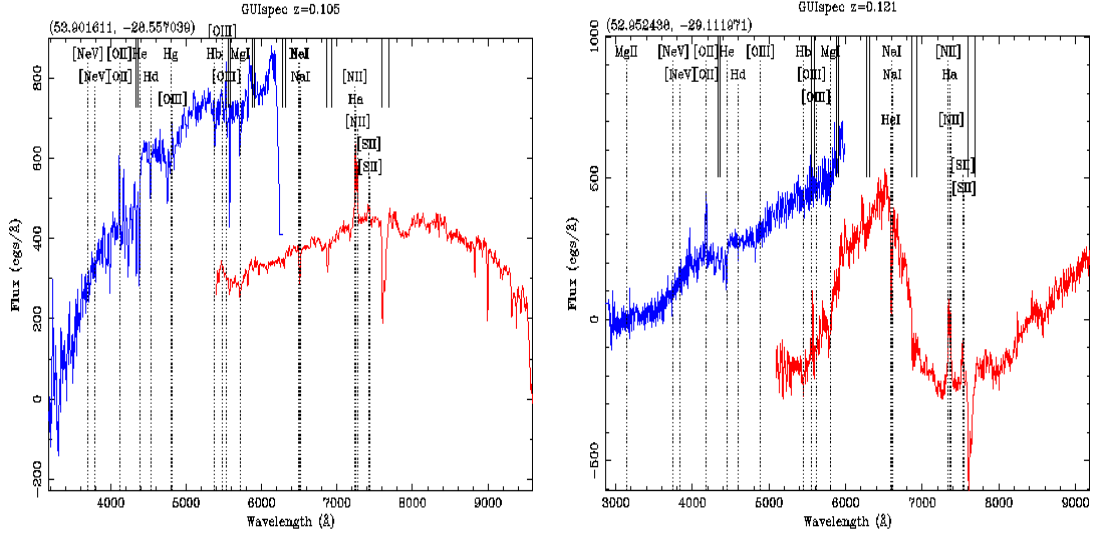
ULIRG (52.9282, -29.1037): The R-band magnitude of this source is $R=22.94$. This source is a strong $24\mu\text{m}$ emitter. As it can be seen by its spectra only the MgII line

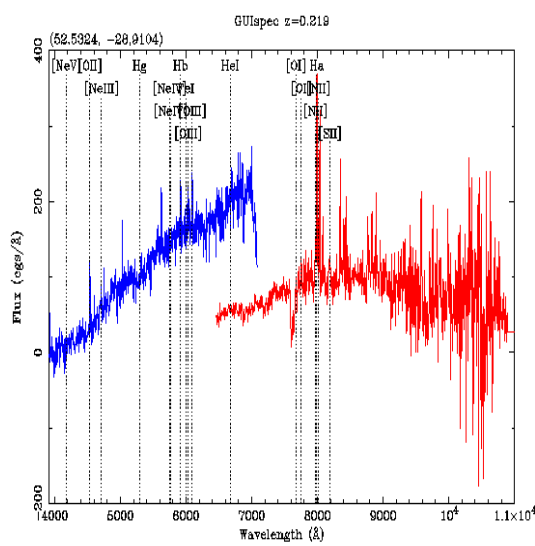
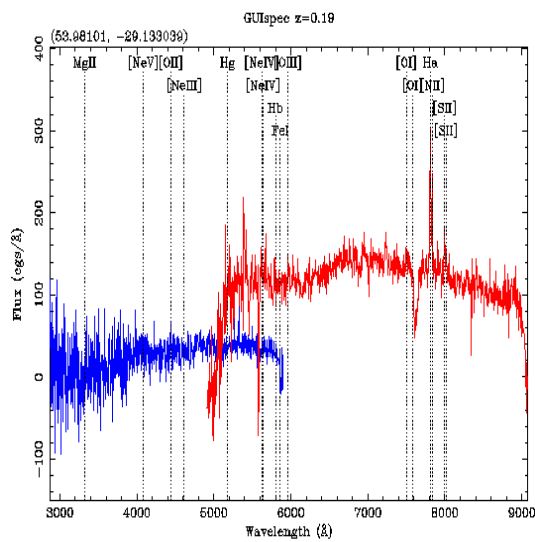
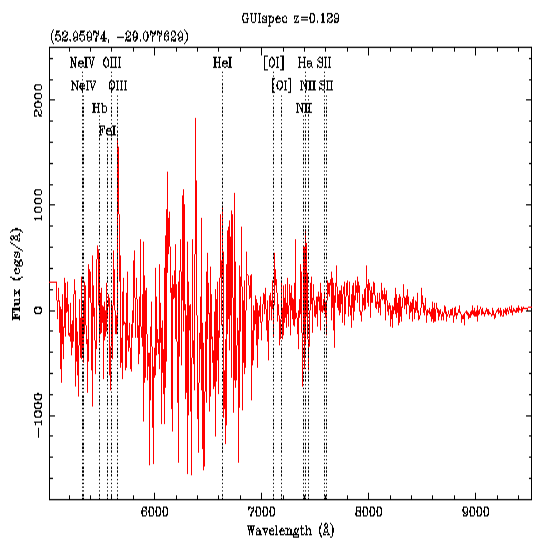
can be detected. $[CIII]$ and $[NeV]$ lines are partially detected. Nonetheless, we have included it in our sample because the value of its spectroscopic redshifts seems to agree with the photometric ones. This source lie at $z = 0.993$. Both optical and IR SED fitting imply the presence of a starburst, in agreement with the presence of the narrow $MgII$ line.

ULIRG (53.9061, -28.7317): The R-band magnitude of this source is $R=22.73$. This source is a strong $24\mu m$ emitter. As it can be seen by its spectra, a very strong broad $Ly\alpha$ line is detected. This source lies at very high redshift $z = 2.746$. The presence of this line implies the presence of a strong AGN. Optical SED fitting implies the presence of a starburst.

HLIRG (53.9714, -29.096): The R-band magnitude of this source is $R=21.55$. It is the strongest $24\mu m$ emitter in our sample with detections in all IRAC and MIPS bands. As it can be seen by its spectra there is a very strong $[OII]$ line. Hb and $[OIII]$ are also visible but weaker. These lines indicate the presence of both starburst and AGN events. The source lies at $z = 0.89$. Optical SED fitting imply the presence of a young elliptical galaxy and the IR SED fitting an AGN dust torus.

HLIRG (52.9356, -29.0848): This is the brightest example ($R=19.96$) in the sample of HLIRG at very high redshift ($z = 3.19$). We have clear detection of at least 2 broad lines $Ly\alpha$ and CIV , the detections of three more SiV , $SiII$ and $SiIV$ and the detection of a strong and narrow CII line. The clear presence of these lines makes it almost certain the presence of a very strong AGN. Optical SED fitting presents this object as a QSO and IR SED fitting as a starburst so it is probably a composite object.





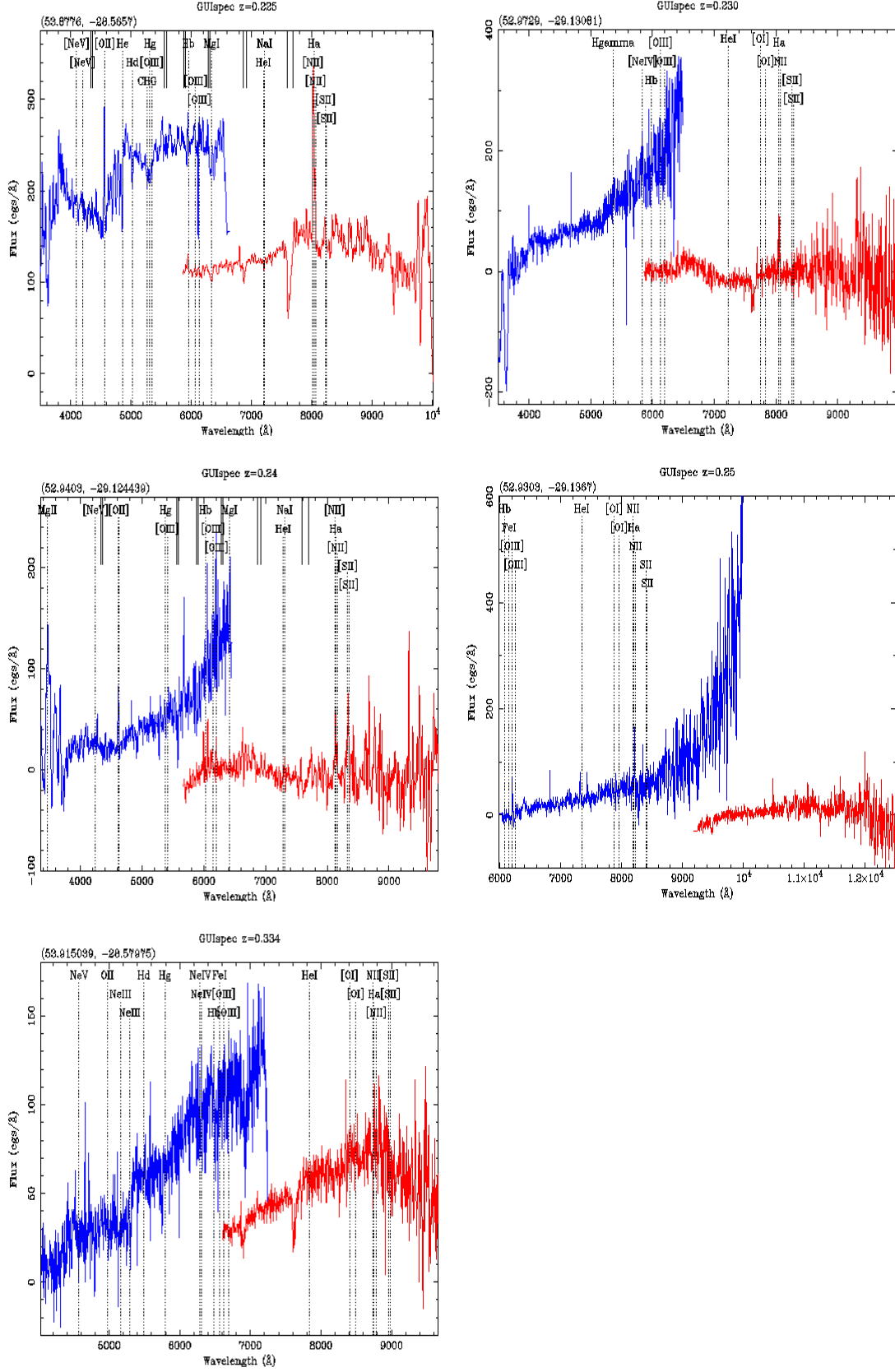
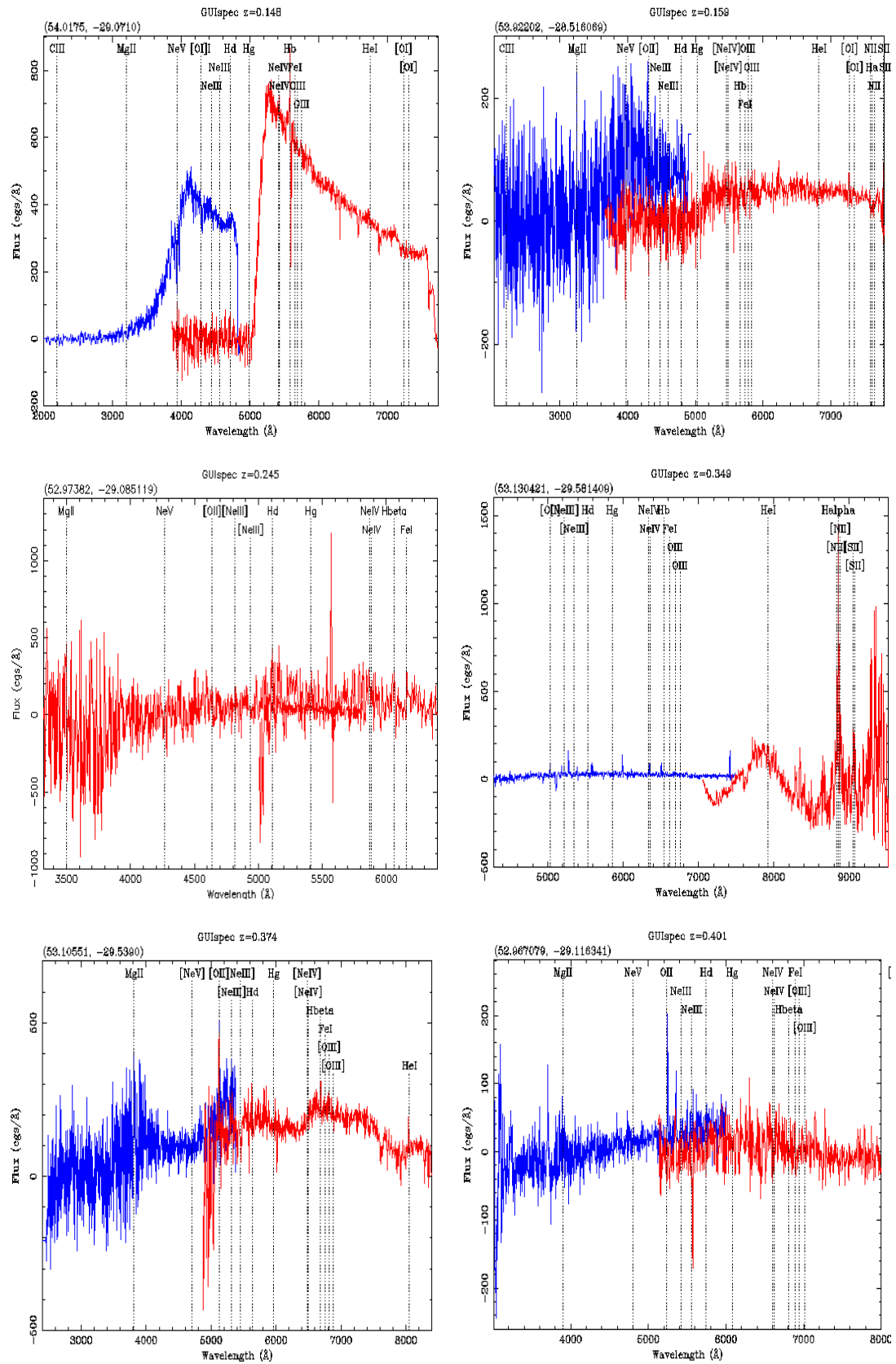
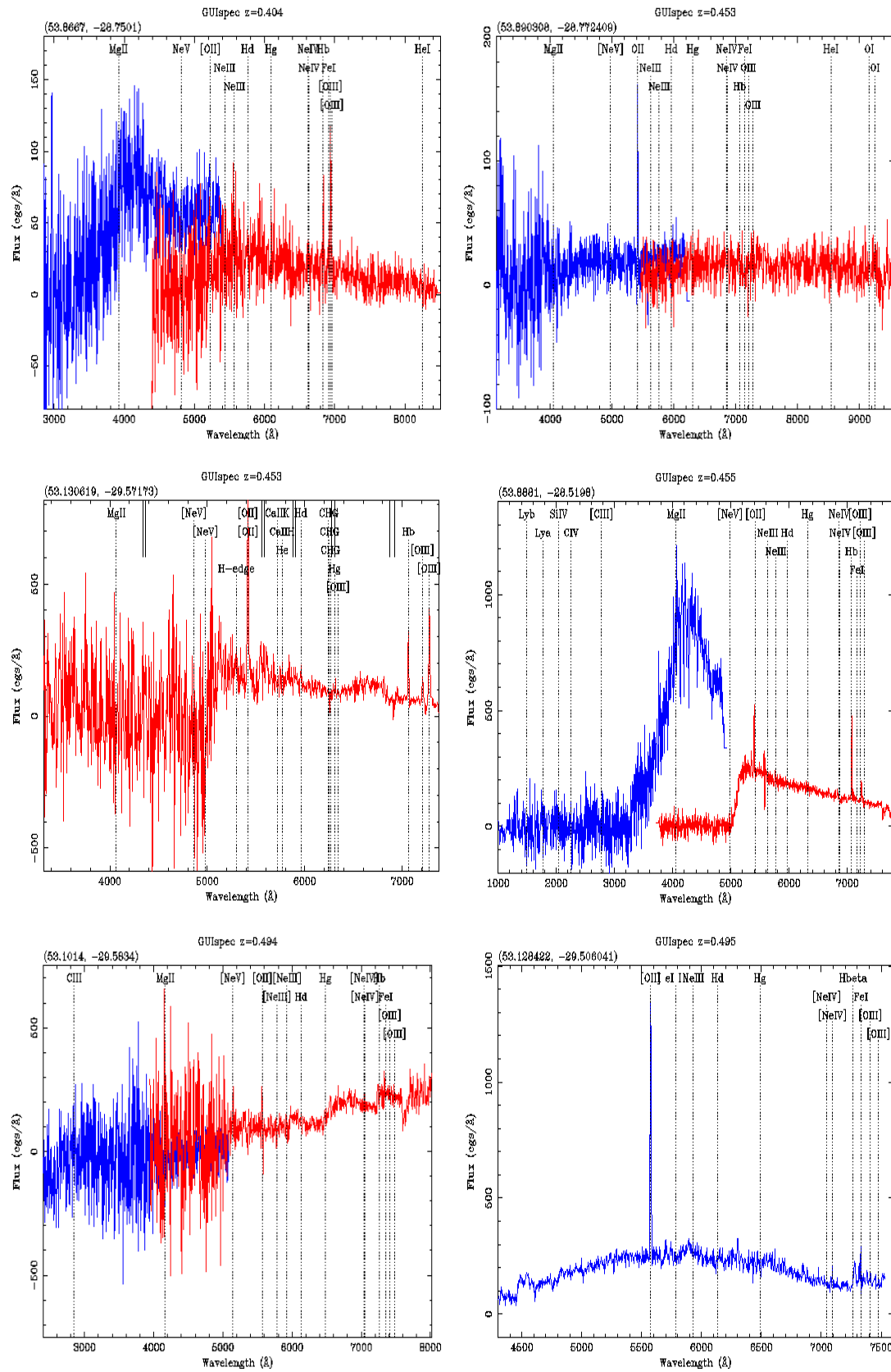
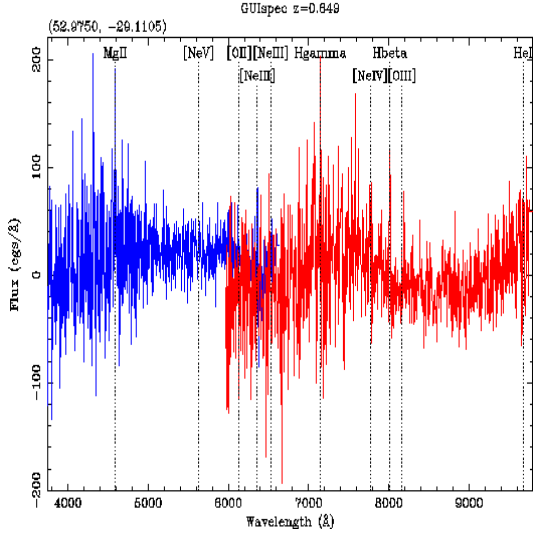
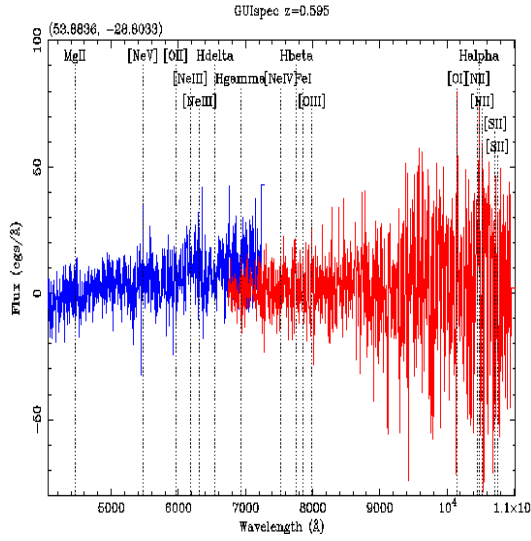
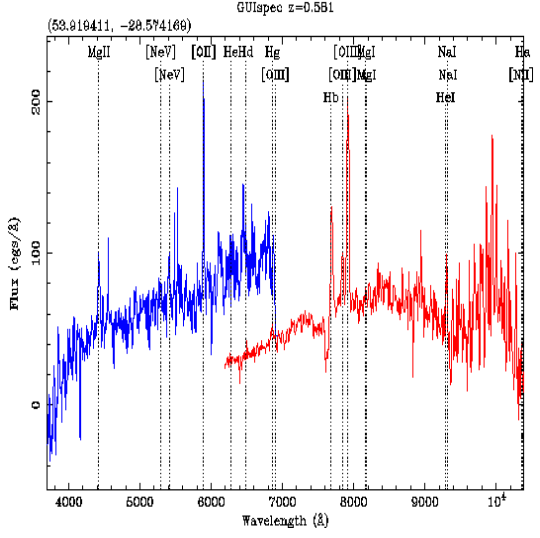
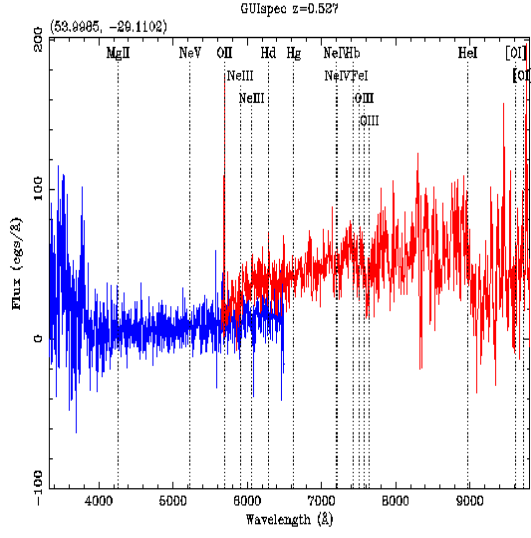
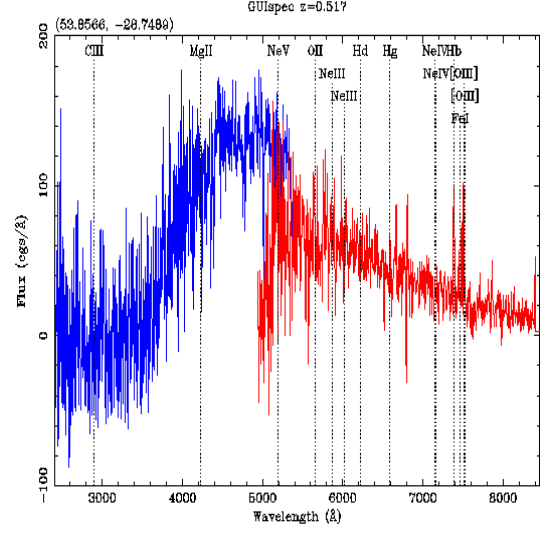
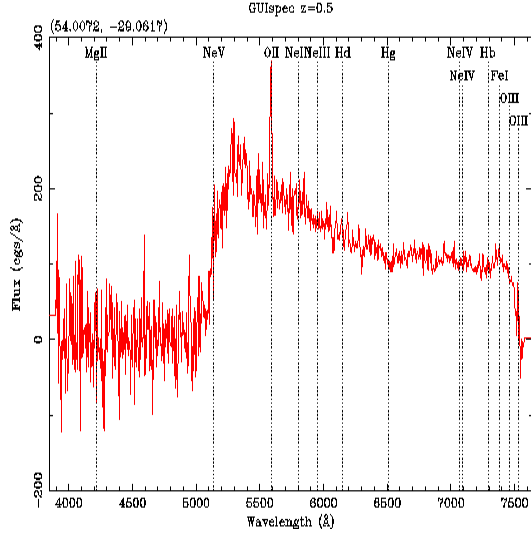
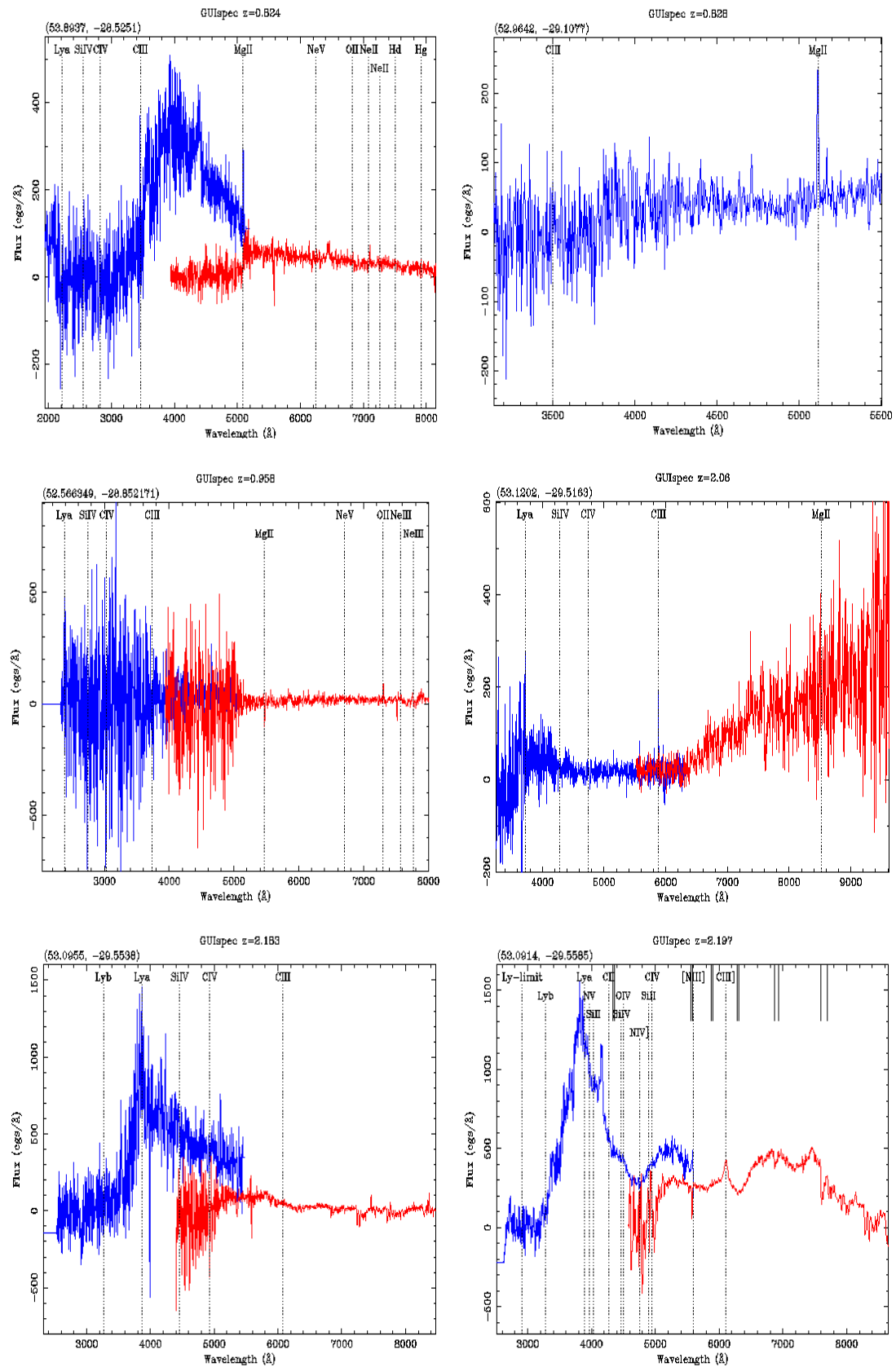


Figure 5.6: Spectra with available $[SII]$, $H\alpha$, $[OIII]$, $H\beta$, $[NII]$ lines, used to estimate line ratios. Three of these spectra are presented in Figure 5.5 because they have been classified as ULIRGs. The redshift range of these sources is from 0.12 to 0.5.









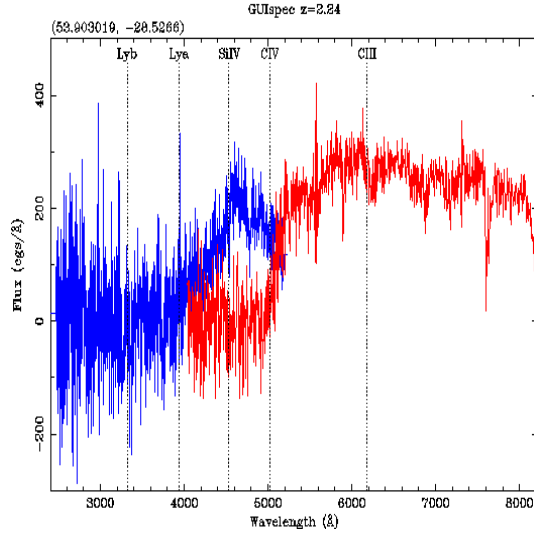


Figure 5.7: Spectra with
available.

and without all $[SII]$, $H\alpha$, $[OIII]$, $H\beta$, $[NII]$ lines

Figure 5.7 Shows the spectra of all objects which are not classified as U/HLIRGs and couldn't be used for the emission line diagnostic. With some exceptions, they are noisy spectra or single emission line objects. In this case the line is assigned to $[OII]$ (161). Their comparison with photometric redshifts is rather good which make the assignment of the $[OII]$ lines rather logical. Because of the detection of $[OII]$ as a single emission line we expect that these sources exhibit star forming activity. According to the SED fitting these objects are fitted with a starburst template or in some cases there is no IR - excess.

Among them, there are spectra with very good quality enabling us to accurately identify spectral features and derive redshifts. Two out of four sources with $z > 2$ are objects with clear broad lines. The first of them ($z = 2.183$) is a faint source ($R = 23.48$) and has no IR - excess according to the IR SED fitting. The second source ($z = 2.197$) is fitted by a cirrus template. The strong broad lines imply the presence of a strong AGN. The other two sources from this redshift region have no IR - excess.

Six of these spectra have strong $H\beta$ and $[OIII]$ double lines. Four of these sources present a strong $[OII]$ line. Their spectra imply the presence of star-forming domination in agreement with SED fitting. According to IR SED four sources are fitted with a starburst and the remaining to have no excess.

5.6 Comparison with SWIRE photometric results

Photometric redshifts provide an excellent tool for studies of the evolutionary properties of galaxies. Their value against spectroscopic redshifts is clear, especially in the case of faint galaxies, for which spectroscopic observations are difficult or impossible. Moreover, photometric methods can estimate the redshifts faster than spectroscopic methods and can be applied to much fainter magnitudes since the bin sizes are larger. The disadvantage of photometric redshifts is that their present lower

precision is lower than spectroscopic and seriously affected by the number and type of photometric bands used (162).

The photometric redshift identification is carried out either by using the broadband continuum shape and/or absence of spectral breaks (like Balmer Break) or the onset of the Ly α forest and Lyman limit which enter optical wavebands at high redshifts (163). Although methods based on polynomial fitting (164) and artificial neural networks (165) have had some success in determining photometric redshifts, in this work the template-fitting method is used (166) (167). In this method (168) the observed galaxy fluxes, f_{λ} , in the λ band, are compared to a library of reference fluxes, f_{λ}^T , where T is a set of parameters that account for the template galaxy's morphological type, age, metallicity and dust. The observed fluxes are fitted to the library fluxes using χ^2 minimisation. As well as deriving redshifts, the procedure produces information on spectral (template) types.

One important refinement of the photoz code is the consideration of extinction for galaxies. Madau (169) used a single dust absorption correction of A_V , except for galaxies in the redshift range 0.75 - 1.75 where the equivalent extinction at 2800Å was used. There are galaxy evolution models (170) which include evolution of dust exaction with time. In order to allow variation in extinction from galaxy to galaxy, extinction needs to be solved as an additional free parameter to redshift. Dust absorption was corrected for by assuming that colour deviations in their sample galaxies were entirely due to dust absorption, based on the empirical relation between far-infrared emission and the observed UV spectrum slope (171). It is found that the inclusion of A_V as a free parameter caused significant increases in aliasing (172). In a similar technique developed these aliasing problems were reduced by setting several A_V priors (167).

5.6.1 Template SEDs

The choice of the number and types of template to use is very important. The choice of too many templates may lead to a significant number of aliases and degeneracy. On the other hand, using too few templates the redshift code will be unable to represent the real sources. The latest version of the ImpZ code (157) uses 15 templates; eleven galaxy templates, E, Sab, Sbc, Scd, Sdm, starburst and a young elliptical galaxy, and three AGN templates. The empirical templates for E, Sab, Sbc, Scd, Sdm galaxy template were based on *Yoshii & Takahara* observations (173), for starburst template on *Calzetti & Kinney* (174) and for the young elliptical on *C. Maraston* (175). Two fits were generated for the elliptical template: E1 and E2. E1 fits the small UV bump (1.000 – 2.000Å) present in elliptical, a feature that is due to emission from planetary nebulae (173). E2 consists only of the two oldest SSPs (Simple Stellar Populations) and fails to fit this UV bump. For this reason, E2 was not used as a template but is plotted in *Figure 5.8* to compare the two elliptical templates.

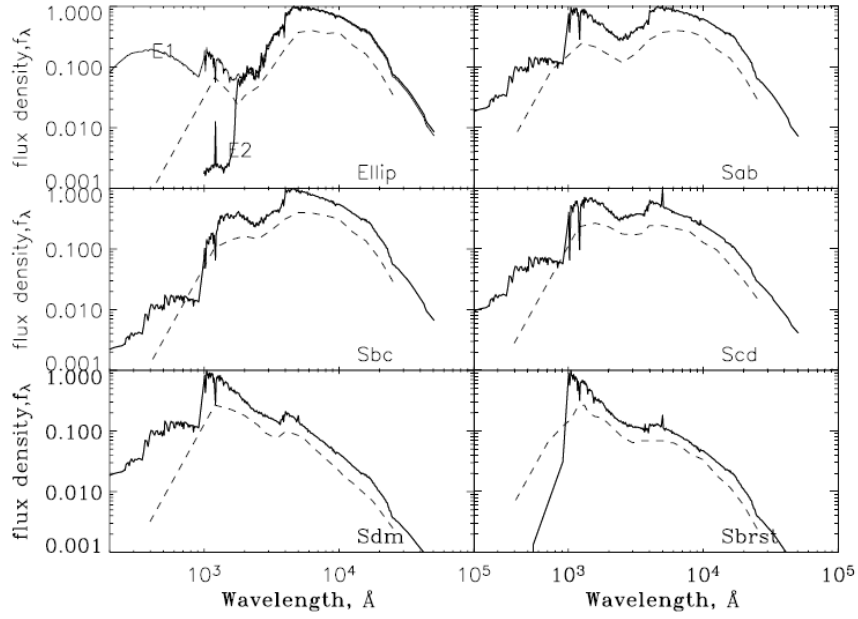


Figure 5.8: The six galaxy templates used (13). Dashed lines show the original (14) templates; solid lines show the SSP generated versions, along with extension into the far-UV (sub-1,000Å). For the elliptical template, two SSP generated fits are shown, which diverge below around 2,000Å. Line E1 fits the UV bump that is due to planetary nebulae, whereas line E2 does not.

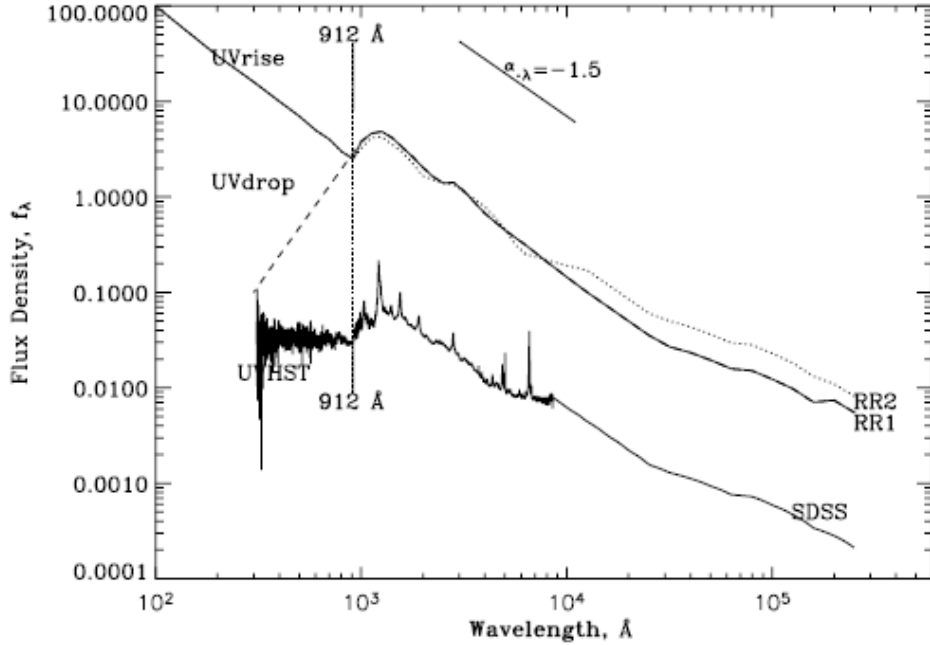


Figure 5.9: The various AGN templates that were investigated. The solid line labeled ‘SDSS’ is the mean SDSS (Sloan Digital Sky Survey (15)), quasar spectra, shown here with the *Zheng et al. (1997)* (16) UV behavior, ‘UVHST’, and extended into the IR. The solid line labeled ‘RR1’ and the dotted line ‘RR2’ are the empirical AGN templates based on *Rowan-Robinson (1995)* (17), shown with either a drop-off in the UV or a rise in the UV. The 912-Å Lyman limit has been indicated, as is the slope of a power-law continuum with $\alpha_\lambda = -1.5$.

As well as galaxy templates, the inclusion of AGN templates were investigated to allow the photometric redshift code to identify quasars - type objects as well as normal galaxies. For this type of galaxies the technique relies on the identification of continuum features such as the 4.000\AA break. The majority of quasars can be characterized in the UV-optical region as a featureless continuum. Overlaid on this continuum are a series of (mostly) broad emission line features which contain a significant amount of flux (176) (177). Also, at higher redshifts the result of $L\alpha$ forest absorption imprint an additional redshift-dependent feature onto the continuum.

5.6.2 Spectroscopic Comparison

Reliability and accuracy of the photometric redshifts are measured via the fractional error $\frac{z_{\text{phot}} - z_{\text{spec}}}{z_{\text{spec}}}$ for each source, examining the mean error $\langle \frac{z_{\text{phot}} - z_{\text{spec}}}{z_{\text{spec}}} \rangle$, the *rms* scatter σ_z and the rate of ‘catastrophic’ outliers η , defined as the fraction of the full sample that has $\frac{z_{\text{phot}} - z_{\text{spec}}}{z_{\text{spec}}} > 0.15$, $\frac{z_{\text{phot}} - z_{\text{spec}}}{z_{\text{spec}}} < -0.15$ and σ_z are calculated as follows:

$$\langle \frac{z_{\text{phot}} - z_{\text{spec}}}{z_{\text{spec}}} \rangle = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N \frac{z_{\text{phot},i} - z_{\text{spec},i}}{z_{\text{spec},i}}$$

$$\sigma_z = \sqrt{\frac{1}{N} \sum_{i=1}^N \left(\frac{z_{\text{phot},i} - z_{\text{spec},i}}{z_{\text{spec},i}} - \langle \frac{z_{\text{phot}} - z_{\text{spec}}}{z_{\text{spec}}} \rangle \right)^2}$$

$$\eta = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N \left(\frac{z_{\text{phot},i} - z_{\text{spec},i}}{z_{\text{spec},i}} > 0.15 \text{ or } \frac{z_{\text{phot},i} - z_{\text{spec},i}}{z_{\text{spec},i}} < -0.15 \right)$$

and

with N being the number of sources with both spectroscopic redshifts and photometric redshifts.

Figure 5.10 shows a comparison of $\langle \frac{z_{\text{phot}} - z_{\text{spec}}}{z_{\text{spec}}} \rangle$ versus σ_z from the sample of 51 sources with available spectroscopy. With red is presented the only reported by the photometric optical template fitting QSO. For the whole sample, the total *rms* scatter, σ_z , is 0.260, with $\langle \frac{z_{\text{phot}} - z_{\text{spec}}}{z_{\text{spec}}} \rangle = 0.001$ and the rate of outliers is 19.6% (10 sources). The only QSO from our sample is one of these ‘catastrophic’ outliers. The main bulk (5/10) of ‘catastrophic’ outliers lies at $z_{\text{phot}} \sim 1$. The z_{spec} which we determined for these sources is lower than z_{phot} . All of these sources have at least 3 clear lines and their spectroscopic redshift determination is quite secure. From the 6 sources with high spectroscopic redshift ($z_{\text{spec}} > 1.5$) there are three catastrophic outliers. Two of them have secure redshifts with at least three lines detected and the third is a faint source which redshift is identified using $L\alpha$ line.

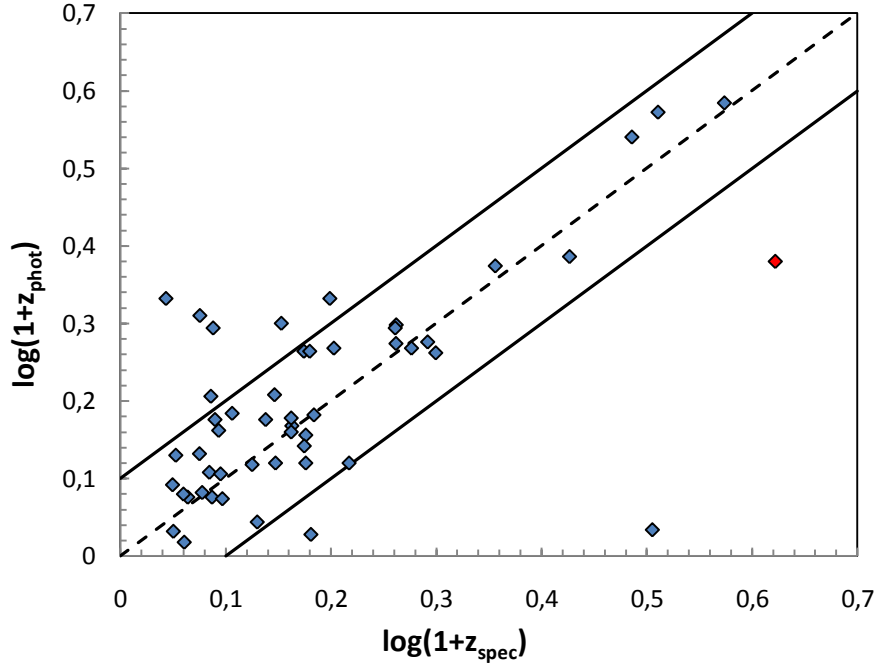


Figure 5.10: Photometric versus spectroscopic redshift for all sources with available spectroscopic redshifts from our sample. The straight lines represent a 10% accuracy in $\log(1+z)$. Red cycles are sources fitted with a QSO template.

5.7 Emission Line Diagnostics – BPT diagrams

A suite of three diagnostic diagrams has been proposed to classify the dominant energy sources in emission-line galaxies (18). These diagrams are known as *BPT* (*Baldwin, Phillips & Terlevich*) diagrams and are based on the four optical line ratio $[OIII]/H\beta$, $[NII]/H\alpha$, $[SII]/H\alpha$ and $[OI]/H\alpha$. These diagrams use strong, optical lines of close proximity in the ratios, limiting reddening and spectrophotometric effects, and are able to distinguish different classes of ionization (178). Even though our spectra are not flux calibrated, these pairs of emission lines were originally chosen to be close in wavelength. As a result the line ratios are accurately determined even for uncelebrated spectra. These ratios are not the only available to separate the different classes. The emission spectra of galactic HII regions and planetary nebulae can be classified according to intensity ratios such as $[OII] \lambda 3727/[OIII] \lambda 5007$.

The division of AGN and Star-forming (SF) galaxies on the BPT diagram use diagnostics lines. For the $[SII]/H\alpha$ versus $[OIII]/H\beta$ and $[NII]/H\alpha$ versus $[OIII]/H\beta$ diagrams the theoretical work of *Kewley & Dopita (2002)* (20) provided a maximum starburst line and clear division between AGN and SF galaxies with all galaxies lying above this line to be dominated by an AGN.

The work of *Kauffmann et al. (2003b)* (19) provided a clearer delineation between AGN and SF galaxies due to the large sample of SDSS galaxies. The result was an empirical relation dividing pure star-forming galaxies from Seyfert-HII composite objects whose spectra contain significant contributions from both AGN and star formation (22):

In the $[SII]/H\alpha$ versus $[OIII]/H\beta$ diagram, the AGNs lie on two branches: on the upper one Seyfert galaxies while LINERs lie on the lower one. The division between the two AGN branches takes effect via the *Seyfert-LINER classification line* (22):

In order to appear in the *BPT* diagram, our sources must have all 5 lines: $[OIII]$, $H\beta$, $[NII]$, $H\alpha$, $[SII]$. We have identified a total of 19 sources with these lines. The flux in each emission line is measured using the NOAO IRAF *SPLIT* task, fitting a Gaussian function to each emission line. Diagnostic line ratios for $[NII] \lambda 6583/H\alpha$, $[SII] \lambda 6716 + \lambda 6731/H\alpha$ and $[OIII] \lambda 6300/H\beta$ are plotted in *Figure 5.11 – 5.12* and the data summarized in *Table 5.4*.

Figure 5.11 shows the $[NII]/H\alpha$ vs $[OIII]/H\beta$ diagnostic emission line diagram for our sample of 19 sources. The extreme (20) and pure (19) star-forming lines are shown as green and blue solid lines. Galaxies that lie below the pure star-forming lines are classes as HII region-like galaxies. Galaxies that lie in between the two classification lines, extreme and pure star-forming lines, are known as composite objects being ob the AGN-HII mixing sequence. Composite galaxies' spectra are likely to contain significant contributions from a metal-rich stellar population plus an AGN. Everything that lies above the blue line (20) is classed as AGN. *Ho et al. 1997* (21) defined a new classification scheme which is represented by the red solid lines. Adding these lines to the previous two classification lines we separate the classification scheme in four parts. As HII-region are classified the sources which lie below the *Kewley* line and left from the red line. Seyfert sources lie at the upper left box and the LINERs at the low right box. *Figure 5.12* shows the $[SII]/H\alpha$ vs $[OIII]/H\beta$ diagnostic emission line diagram for the sample 19 sources. The *Kewley* classification line (20) provides an upper limit to the star-forming sources on this diagram. The blue line (22) provides a division between Seyferts and LINERs sources. The red lines represent the *Ho et al. 1997* (21) classification line in $[NII]/H\alpha$ vs $[OIII]/H\beta$ diagram.

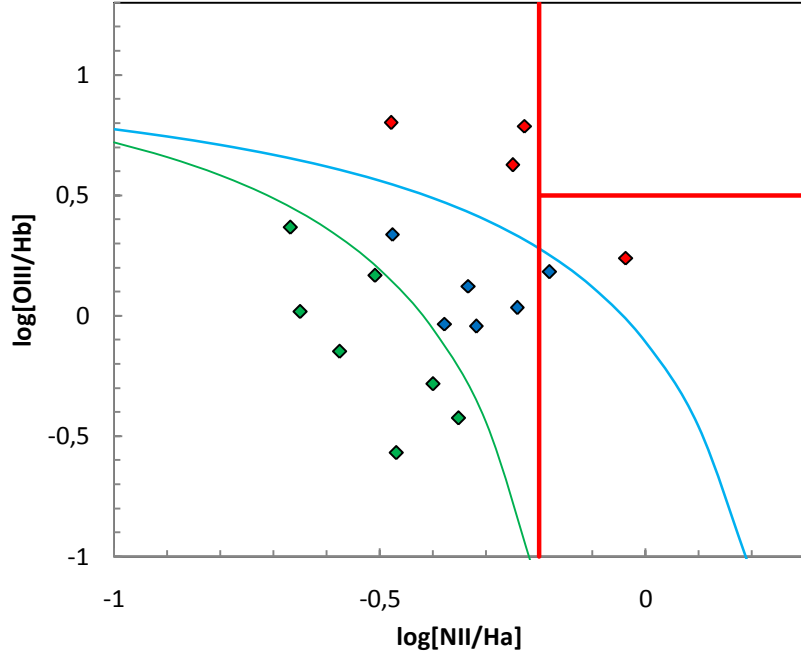


Figure 5.11: The $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$ vs $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ diagnostic emission line diagram (18) for our sample of 19 sources with available lines. The green line (19) is the pure star formation line and the green circles represent the star formation sources. The blue line is the extreme starburst line (20) and the blue triangles represent the composite sources. The red line is the Seyfert/LINER line (21) and red circles are the AGN sources.

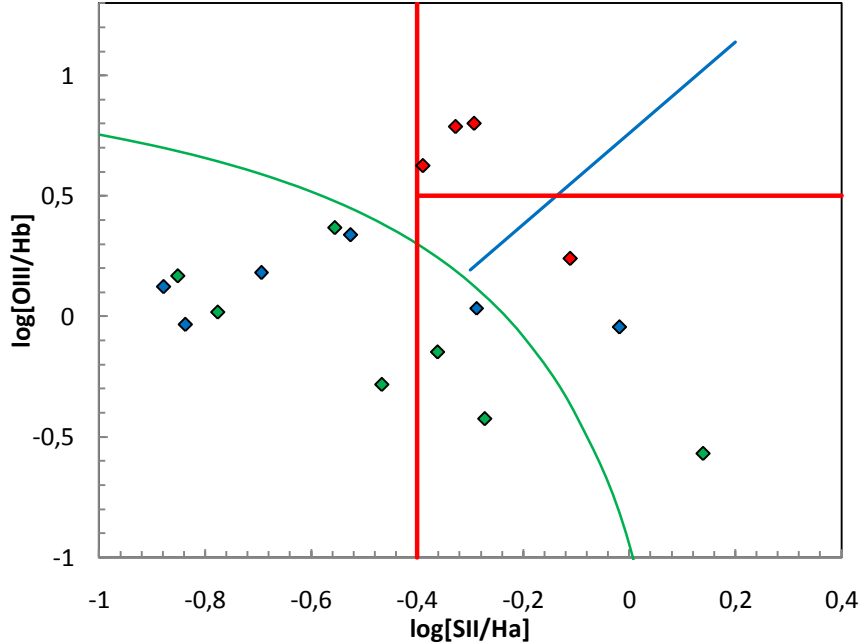


Figure 5.12: The $[\text{SII}]/\text{H}\alpha$ vs $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ diagnostic emission line diagram (18) for the sample 19 sources. The green line is the AGN/Starburst line (20) and the blue line is the Seyfert/LINER line (22). We use the symbols of $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$ vs $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ diagnostic for the sources to compare the results of the two diagrams.

According to the two BPT diagrams and the above classification we can separate the sources which lie on them in five categories depending on their position in both of diagrams. The following inequations shows the regions that the sources of the five categories lie and they result from the equations of classification lines from the above three works.

1. **Star-forming galaxies** lie below the pure starburst line in the $[NII]/H\alpha$ vs $[OIII]/H\beta$ diagram and below the AGN/SF division line in the $[SII]/H\alpha$ vs $[OIII]/H\beta$ diagrams.

2. **Composite objects** lie between the pure and extreme starburst lines in the $[NII]/H\alpha$ vs $[OIII]/H\beta$ diagram.

3. **Seyfert galaxies** lie above the extreme starburst line in the $[NII]/H\alpha$ vs $[OIII]/H\beta$, and above the AGN/SF division line and Seyfert/LINERs line in the $[SII]/H\alpha$ vs $[OIII]/H\beta$ diagram.

4. **LINERs** lie above the extreme starburst line in the $[NII]/H\alpha$ vs $[OIII]/H\beta$ diagram and below the Seyfert/LINERs line in the $[SII]/H\alpha$ vs $[OIII]/H\beta$ diagram.

5. **Ambiguous galaxies** are those that are classified as one type of object in the $[NII]/H\alpha$ vs $[OIII]/H\beta$ diagram and as another type of object in the $[SII]/H\alpha$ vs $[OIII]/H\beta$ diagram.

According to the above five classes of the object which are based on both of the diagnostic diagrams we found 6 pure star-forming galaxies, 3 Seyfert galaxies, 1 LINER, 6 composite objects of which 4 appear as star-forming objects and one as LINER on the $[SII]/H\alpha$ vs $[OIII]/H\beta$ diagram, and 1 ambiguous galaxy (SF object based on $[NII]/H\alpha$ vs $[OIII]/H\beta$ diagram and LINER based on $[SII]/H\alpha$ vs $[OIII]/H\beta$ diagram). The agreement between the two diagnostics is in a rate of $\sim 94\%$ (16/17) as there is only 1 case which was classified differently in the two diagrams. The spectra of these objects are available in *Figures 5.5* and *5.6*.

Redshift	Measured line ratios			Spectroscopic Classification $[NII]/H\alpha$ vs $[OIII]/H\beta$	Spectroscopic Classification $[SII]/H\alpha$ vs $[OIII]/H\beta$
	$\log([NII]/H\alpha)$	$\log([SII]/H\alpha)$	$\log([OIII]/H\beta)$		
0,105	-0,18086	-0,69420	0,18255	Com	SF
0,121	-0,03740	-0,11134	0,23972	AGN	LINER
0,123	-0,50915	-0,85109	0,16726	SF	SF
0,129	-0,47651	-0,52570	0,33803	Com	SF
0,15	-0,47890	-0,29215	0,80163	AGN	AGN
0,19	-0,39989	-0,46649	-0,28342	SF	SF
0,196	-0,66873	-0,55505	0,36735	SF	SF
0,215	-0,46908	0,13914	-0,56978	SF	LINER
0,222	-0,24145	-0,28832	-0,03445	Com	SF
0,225	-0,33368	-0,87866	0,12281	Com	SF
0,23	-0,65032	-0,77579	0,01681	SF	SF
0,24	-0,31846	-0,01862	-0,04321	Com	LINER
0,25	-0,22736	-0,32795	0,78759	AGN	AGN
0,334	-0,35182	-0,27243	-0,42541	SF	SF
0,422	-0,57586	-0,36138	-0,14857	SF	SF
0,50	-0,24979	-0,38895	0,62659	AGN	AGN
0,219	-0,37840	-0,83710	-0,03396	Com	SF

Table 5.4: Based on the $[NII]/H\alpha$ vs $[OIII]/H\beta$ diagram from the 17 sources with available lines we have found 7 pure star-forming sources, 6 composite sources one of which appear to be a LINER, 4 AGN objects one of which appears to be LINERs. Based on the $[SII]/H\alpha$ vs $[OIII]/H\beta$ diagram we have found 10 pure star-forming objects, 3 AGN sources and 3 LINERs.

According to *ImpZ code* there are 5 sources in our sample best fitted with a cirrus infrared template. According to both emission line diagnostics 3 of them are pure star-forming sources and one is AGN dominated. The fourth source is classified as composite based on $[NII]/H\alpha$ vs $[OIII]/H\beta$ diagram and as a star-forming based on $[SII]/H\alpha$ vs $[OIII]/H\beta$ diagram. For the 4 sources that are classified as star-forming or

composites, star-burst activity contributes between 15 - 25% to the $8\mu\text{m}$ emission. For the cirrus source that appear to be narrow-line AGN, infrared SED fitting show no evidence of the presence of a torus.

Seven sources are best fitted with a starburst infrared template. For the 4 sources that were identified as star-forming from spectroscopy, template fitting finds a dominant star-forming component that contributes for three of them 100% to the infrared emission and for the fourth 55%. The rest two sources are fitting with a starburst infrared template but with a single band. Spectroscopically, the first is an ambiguous source and the second an AGN-LINER.

Four sources are fitted with a torus template. Two of them are also classified as AGNs in the emission line diagnostic. One of them appears to be composite with LINER presence in the $[SII]/H\alpha$ vs $[OIII]/H\beta$ diagram. In the case of the fourth source, which spectroscopically is classified as a star-forming, has identified a strong torus component contributing 60% and a starburst contributing the rest 40%. Finally, there are two sources which have no excess in the IR SED fitting and based on emission line diagrams are classified as composite in $[NII]/H\alpha$ vs $[OIII]/H\beta$ diagram and as starburst in $[SII]/H\alpha$ vs $[OIII]/H\beta$ diagram.

5.8 Color - Color Diagrams

Studies with the *Infrared Space Observatory (ISO)* have shown that the strong mid-IR continuum associated with AGN provides a unique tool which we can use to distinguish AGN from starbursts. The three main contributors to galactic continuum emission at mid-IR wavelengths are light from very small dust grains in HII regions (179), polycyclic aromatic hydrocarbon (PAH) emission (180), and power-law continuum emission, which is, in particular, the dominant component in the mid-IR spectra of type I active galactic nucleus (AGN) mid-IR spectra (181). The spectral energy distributions (SEDs) arising from each of these is sufficiently distinct to allow discrimination of AGNs from star-forming galaxies based on their mid-IR SEDs (182).

In order to distinguish our sources between AGN and starbursts we will perform *Lacy's* infrared diagnostic diagram. In *Lacy et al. (2004)* (23) is presented a technique for selecting obscured AGN using only mid-infrared colors. The advantage of this technique is that type-1 and type-2 AGN can be selected using the same criteria, removing the uncertainty involved when type-1 and type-2 objects are selected in different ways. For the *Lacy* diagnostic we require sources that have detections in all four *IRAC* bands, $3.6\mu\text{m}$, $4.5\mu\text{m}$, $5.8\mu\text{m}$ and $8\mu\text{m}$. In our sample 21 sources have all the available detections. For the rest of the 51 sources we used the lower value of *IRAC* detections for each band.

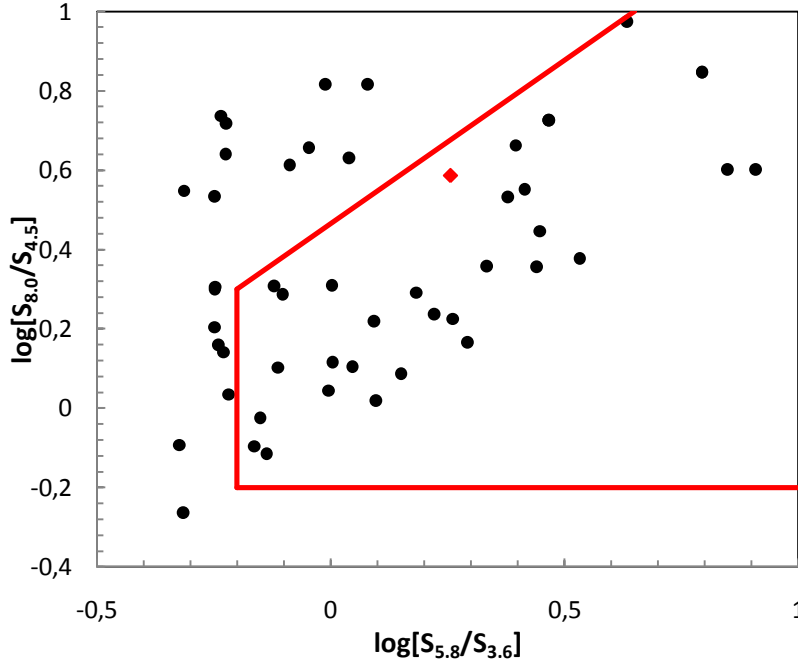


Figure 5.13: IRAC color-color plot using data from *SWIRE* for our sample. Red lines are the AGN area which is defined by *Lacy et al (2004)* (23). Sources that lie in this area are those expected to be AGN dominated from the infrared colors. Red diamond represents the source which is fitted with a QSO optical template.

For the *IRAC-MIPS diagnostic*, sources are required to have detections in *IRAC's Channels* 1 and 3, 3.6 μ m, 5.8 μ m, and *MIPS's* 24 μ m band. This requirement limited the number of our sources to 29. *Figure 5.13* shows the *Lacy diagnostic* for our sample. Sources that lie within the red lines are those expected to be AGN dominated from the infrared colors. *Figure 5.14* shows the IRAC-MIPS color-color plot for the 29 sources with 24 μ m emission. Almost 66% of the sources that were not fitted with a QSO template lie within the AGN area in the *Lacy diagram*. About the same rate of sources (18/29) which were not fitted with a QSO template lie within the AGN area in the IRAC-MIPS color-color plot.

Figure 5.15 shows the IRAC colour-colour plot using the same sources with these of *Figure 5.13* combined with information obtained from the spectroscopic diagnostics. In this sample are found 4 narrow line AGNs and 8 broad line AGNs. Almost all of the broad line objects, except one, lie within the AGN area. Only one of these objects is fitted with a QSO template, the only QSO fitted object in our whole sample. From the remaining sources three has no excess in the IR SED fitting, one is fitting using a single band excess with a starburst and the SEDs of the last two objects are composite and show both an AGN and a starburst component with starburst for one and AGN for the other dominating in 8 μ m. 3 out of 4 narrow line AGNs lie outside the AGN area and all of them along the same $\log[S_{5.8}/S_{3.6}]$ coordination. Two of these objects are fitting with a cirrus template with one of them being the source which lies in the AGN area. The remaining two sources show star-forming domination in 8 μ m. One of them is fitting with a starburst template and for the other a

single band excess is using. The only LINER of our sample lies out of the AGN region. About the half of the star-forming sources, based on emission line diagnostic, lie out of the AGN region and the other half within the AGN region.

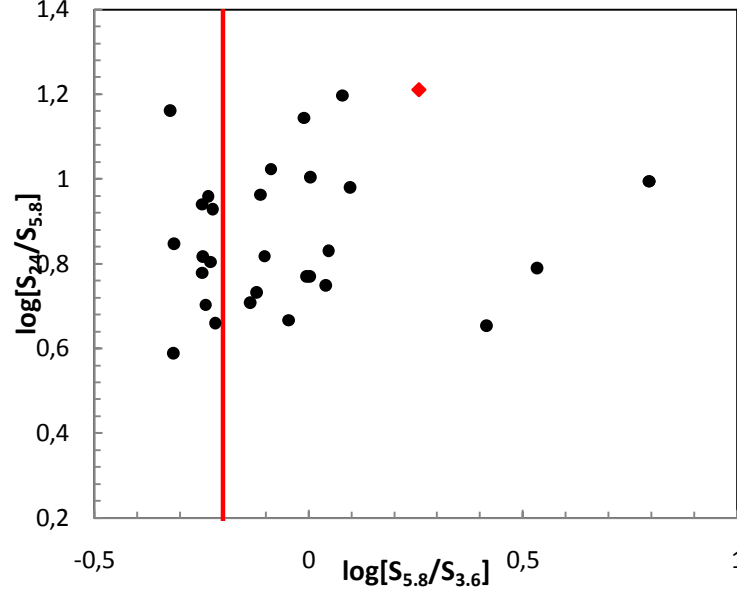


Figure 5.14: IRAC-MIPS color-color plot using data from *SWIRE* for our sample. Red line distinguishes between AGN and star-forming galaxies. Red diamond represents the source which is fitted with a QSO optical template.

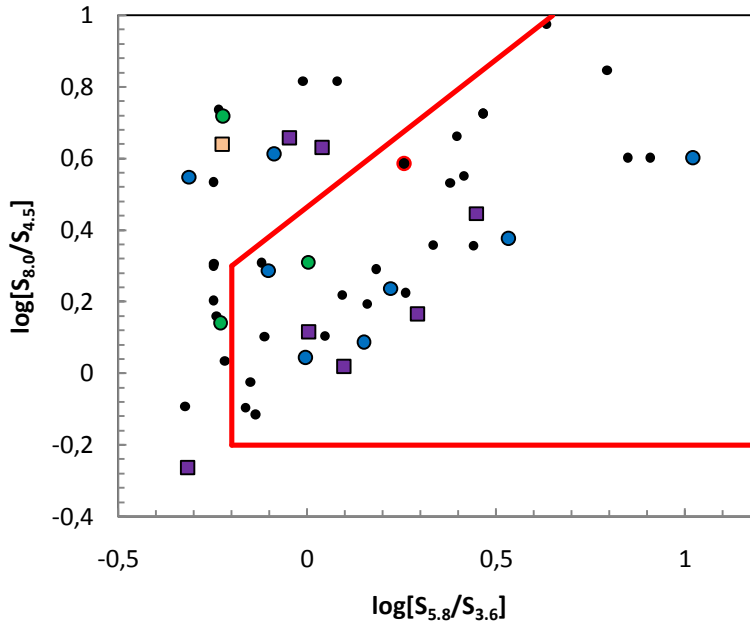


Figure 5.15: IRAC color-color plot using the same sources with these of *Figure 5.13*. Green circles are sources classified as narrow line AGN from emission line diagnostics, blue circles are spectroscopically identified broad line AGNs with a non-QSO optical template and red circle is spectroscopically identified broad line AGNs with QSO optical template. The purple squares are sources classified as star-forming from emission line diagnostics and the only LINER is presented as an orange square.

Chapter 6

Conclusions

The goal of this thesis was the study of a sample of *SWIRE CDFS field* population. The sample contained a total of 60 objects which were observed with the *ESO Faint Object Spectrograph and Camera* (v.2) on the *ESO 3.6m Telescope* by Dr. Markos Trichas and Dr. Thomas Babbedge. The data reduction was performed using *IRAF*. The main steps of the reduction process were:

- i. Create lists of different frames identifying the flat-field, zero and object exposure FITS (*CCDLIST* task).
- ii. Create a master bias file combining all bias frames into a master bias (*ZEROCOMBINE* task).
- iii. Apply bias, trim, overscan and zero level correction to all files (*CCDPROC* task).
- iv. Create a master flat combining the flat field for each mask (*FLATCOMBINE* task). Normalize the result along columns (*RESPONSE* task).
- v. Apply the results of (ii) and (iv) steps to object frames (*CCDPROC* task).
- vi. Because of the multi-object spectroscopic method we used to obtain the spectra of our sources we have to mosaic these images and cut into slits. It was accomplished using a simple script (*Appendix A*).
- vii. Remove the cosmic rays (*COSMICRAYS* task).
- viii. Background subtraction – remove the light lines which belong to the sky spectrum (*BACKGROUND* task).
- ix. Wavelength calibration for each frame. a) Create wavelength scale based on lamp frames for each grism (*IDENTIFY* and *REIDENTIFY* task). b) Fit the coordinated from each spectrum. The coordinates from the input file are recorded in a database (*FITCOORDS* task).
- x. Apply the wavelength calibration to each frame (*TRANSFORM* task).
- xi. Extract the spectrum converting the 2-D spectra to 1-D (*APALL* task).

The result of the data reduction was the spectra of 54 objects achieving a success rate of 87.1% in successfully extracting spectra. For 3 of these sources we identified redshift value 0. For the remaining 8 objects it was impossible to extract a wavelength calibrated spectra because of errors during the (ix) step or but quality of spectra. The

optical spectroscopic data of the 51 objects used, directly estimate redshifts and identify different populations. The cross correlation with SWIRE sources and the spectroscopic results of our sources provided a highly efficient way in calibrating photometric redshift techniques and testing template fitting results. To sum up the results:

- 8 ULIRGs are found in our sample. 7 out to 8 ULIRGs lie at redshifts lower than 1 ($z < 1$) and show evidence of narrow line regions. Two of them are AGN dominated based both on their SED and emission line diagnostic. The rest 5 are either starburst dominated or composites. The only ULIRG with $z > 1$ ($z = 2.746$) show clearly broad line regions.
- 2 HLIRGs are found in our sample. The one at $z = 3.19$ is QSO broad line with 85% starburst contribution to the $8\mu\text{m}$ emission. The other HLIRG at $z = 0.89$ show evidence both of broad and narrow lines. This object has a starburst contributing 25% to the $8\mu\text{m}$ emission.
- Only one cirrus ULIRG is found in our sample. Because of the noise nature of its spectrum we have not clear evidence for its characteristics.
- Comparing the spectroscopic with photometric redshifts we found the overall accuracy of the ImpZ code with *rms* scatter , — and 19.6% catastrophic outliers.
- According to the emission line diagnostic we have the clear classification of 10 objects, 6 pure star-forming galaxies, 3 Seyfert galaxies and 1 LINER. The remaining seven are composite objects and one ambiguous. The agreement between the two diagnostics is in a rate of 94%.
- In the IRAC color-color plot we identified the AGN objects of our sample. Among our sources there is only one AGN object with QSO optical template fitting and it lies in the AGN area of the diagram. From the 12 AGN objects with non-QSO optical template there are 4 with narrow emission lines and the rest are broad line objects. 3 out 4 narrow line AGNs lie out the AGN region along $\log[S_{5.8}/S_{3.6}] = 0.23$ axis. 7 out 8 broad line AGNs lie in the AGN region.
- Color – color plots are more suitable for broad line objects than for narrow line ones. That's because the 87.5% of broad line AGNs lie in the AGN region but only 25% of narrow line AGNs lie in the AGN region.

APPENDIX A

MOSAIC script to mosaic flat-filed and object frames 2060 x 2060 images into
38x1026 slits using a template with the coordinates of slits' centers.

procedure mosaic (images, mosaic)

```
string images {prompt="Images to be mosaiced"}
string mosaic {prompt="Mosaic file "}
file template {prompt="Template coordinates"}
struct *imglist
```

begin

```
int    x = 2060
int    y = 1026
int    nmos = 1
int    x1, x2, y1, y2, nimg
string imgfile, tmplt, img, iimg, oimg
```

Get the query parameters

```
iimg = images
oimg = outimg
```

Do the mosaicing

```
imglist = imgfile
for (nimg = 1; fscan (imglist, img) != EOF; nimg +=1) {
    x1 = x + 19; y1 = y + 513
    x2 = x - 19; y1 = y - 513

    imcopy (img, tmplt// " [" //x1// " : " //x2// " , " //y1// ":" //y2// "]",
        verbose-)
}
```

end

Βιβλιογραφία

1. **Edwin, Hubble.** Extra-Galactic Nebula. *ApJ*, 64, 321-369, 12/1926.
2. **R. S. Furuya, Subaru Telescope staff.** Subaru Data Reduction CookBook: Grism Spectroscopic Observations with IRCS. Version. 2.1.2e, December 10, 2008.
3. **Howell, Steve B.** *Handbook of CCD Astronomy*. s.l. : Gambrige University Press, 2000. ISBN 0 521 64834 3.
4. Modern CCD Detectors for Spectroscopy and Imaging. *LoT Oriel Group Europe*. November 2003.
5. **NASA.** <http://www.ipac.caltech.edu>. [Online]
6. **Matsuhara H., Wada T., Matsuura S., Nakagawa T., Kawada M., Ohyama Y., Pearson C.P., Oyabu S., Takagi T., Serjeant S., White G.J., Hanami H., Watarai H., Takeuchi T.T., Kodama T., Arimoto N., Okamura S., Lee H.M., Pak S., Im M.S., Lee M.G., Kim W. et al.** Deep Extragalactic Surveys around the Ecliptic Poles with AKARI (ASTRO-F). *astro-ph/0605589*, May 2006.
7. **Brandl, B. & The Irs Team.** *Science with SIRTf - Some Examples*. s.l. : From Darkness to Light: Origin and Evolution of Young Stellar Clusters, ASP Conference Proceedings, Vol. 243. Edited by Thierry Montmerle and Philippe André. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific. 1-58381-081-1, 2001.
8. **R. Genzel, D. Lutz, E. Sturm, E. Egami, D. Kunze, A. F. M. Moorwood, D. Rigopoulou, H. W. W. Spoon, A. Sternberg, L. E. Tacconi-Garman, L. Tacconi and N. Thatte.** What Powers Ultraluminous IRAS Galaxies? *ApJ*, 498, 579, May 1998.
9. **T. S. R. Babbedge, M. Rowan-Robinson, M. Vaccari, J. A. Surace, C. J. Lonsdale, D. L. Clement, D. Farrah, F. Fang, A. Franceschini, E. Gonzalez-Solares, E. Hatziminaoglou, C. G. Lacey, S. Oliver, N. Onyett, I. Perez-Fournon, M. Polletta, F. Pozzi et al.** Luminosity functions for galaxies and quasars in the Spitzer Wide-Area Infrared Extra-galactic (SWIRE) Legacy survey. *MNRAS*, 370:1159-1180, May 2006.
10. **Sanders, D., Soifer, B. T., Elias, J. H., Madore, B. F., Matthews, K., Neugebauer, G., and Scoville, N.Z.** Ultraluminou infrared galaxies and the origin of quasars. *ApJ*, 325:74-91, February 1988.
11. **Impey, C. D., & Neugebauer, G.** Energy distributions of blazars. *AJ*, 95, 307, February 1988.
12. **C.A.Beichman, G.Neugebauer, H.J. Habing, P.E. Clegg, T.J. Chester.** *Infrared Astronomical Satellite (IRAS) Explanatory Supplement*. s.l. : NASA, 1988.
13. **T. S. R. Babbedge, M. Rowan-Robinson, E. Gonzalez-Solares, M. Polletta, S. Berta, I. Pérez-Fournon, S. Oliver, D. M. Salaman, M. Irwin and S. J. Weatherley.** ImpZ: a new photometric redshift code for galaxies and quasars. *MNRAS*, 353, 654, 2004.
14. **Rowan-Robinson, M.** Photometric redshifts in the Hubble Deep Fields: evolution of extinction and the star formation rate. *MNRAS*, 345, 819, 2003.
15. **York, D.G., Adelman, J., Anderson, J.E.Jr., Anderson, S.F., Annis, J., et al.** THE SLOAN DIGITAL SKY SURVEY: TECHNICAL SUMMARY. *Astron. J.* 120:1579-1587. , 2000.
16. **Wei Zheng, Gerard A. Kriss, Randal C. Telfer, John P. Grimes and Arthur F. Davidsen.** A Composite HST Spectrum of Quasars. *ApJ* 475 469-478, 1997.
17. **Rowan-Robinson, M.** A new model for the infrared emission of quasars. *MNRAS*, 272:737-748, 1995.
18. **Baldwin, J. A., Phillips, M. M., & Terlevich, R.** Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects. 93:5-19, February 1981.

19. **G. Kauffmann, T. M. Heckman, C. Tremonti, J. Brinchmann, S. Charlot, S. D. M. White, S. E. Ridgway, J. Brinkmann, M. Fukugita, P. B. Hall, Ž. Ivezić, G. T. Richards, and D. P. Schneider.** The host galaxies of active galactic nuclei. *MNRAS*, 346:1055–1077, December 2003.
20. **Dopita, L. J. Kewley and M. A.** USING STRONG LINES TO ESTIMATE ABUNDANCES IN EXTRAGALACTIC H II REGIONS AND STARBURST GALAXIES. *ApJS*, 142, 35-52, 2002 September.
21. **L. C. Ho, A. V. Filippenko, and W. L. W. Sargent.** Properties of H II Regions in the Centers of Nearby Galaxies. *ApJ*, 487:579–+, October 1997 .
22. **Lisa J. Kewley, Brent Groves, Guinevere Kauffmann, Tim Heckman.** The Host Galaxies and Classification of Active Galactic Nuclei. *MNRAS*, 372:961-976, May 2006.
23. **M. Lacy, L. J. Storrie-Lombardi, A. Sajina, P. N. Appleton, L. Armus, S. C. Chapman, P. I. Choi, D. Fadda, F. Fang, D. T. Frayer, I. Heinrichsen, G. Helou, M. Im, F. R. Marleau, F. Masci, D. L. Shupe, B. T. Soifer, J. Surace, H. I. Teplitz, G. Wils.** Obscured and Unobscured Active Galactic Nuclei in the Spitzer Space Telescope First Look Survey. *ApJS*, 154, 166, 2004.
24. **Technology, Issued by the Spitzer Science Center California Institute of.** Chapter 7 : Infrared Spectrograph (IRS). *Spitzer Space Telescope Observer's Manual – Version 8.0.* page 137, August 2007.
25. **Carol J. Lonsdale, Harding E. Smith, Michael Rowan-Robinson, Jason Surace, David Shupe, Cong Xu, Seb Oliver, Deborah Padgett, Fan Fang, Alberto Franceschini, Nick Gautier, Matt Griffin, Frank Masci, Glenn Morrison, JoAnn O'Linger et al. (SWIRE TEAM).** SWIRE: The SIRTf Wide-area InfraRed Extragalactic Survey. Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 115:897–927, August 2003.
26. EFOSC2 USER'S MANUAL v3.1, Doc. No. LSO-MAN-ESO-36100-0004.
27. **ESO.** <http://www.eso.org>. [Online]
28. **Linda Siobhan Sparke, John Sill Gallagher.** *Galaxies in the universe: an introduction.* s.l. : Cambridge University Press, 2007. 0521855934, 9780521855938.
29. **Schneider, Peter.** 3. The World of Galaxies. *Extragalactic astronomy and cosmology: an introduction.* s.l. : Springer, 2006.
30. **TIMOTHY M. HECKMAN, CARMELLE ROBERT, CLAUS LEITHERER, DONALD R. GARNETT AND FABIENNE VAN DER RYDT.** The Ultraviolet Spectroscopic Properties of Local Starbursts: Implications at High Redshift. *ApJ*, 503:646, August 1998.
31. **T.W.B. Muxlow, R.J. Beswick, A.M.S. Richards, H.J. Thrall.** Starburst Galaxies. *PoS(8thEVN)031.* September 2006.
32. **Hernquist, L.** Tidal triggering of starbursts and nuclear activity in galaxies. *Nature*, 340:687–691, August 1989.
33. **V. Charmandaris, O. Laurent, I.F. Mirabel, P. Gallais, M. Sauvage, L. Vigroux, C. Cesarsky, and D. Tran.** The Mid-IR view of interacting galaxies. 266:99–104, 1999.
34. **Leitherer, C.** Time Scales in Starbursts. *Astrophysical Ages and Times Scales*, ASP Conference Series Vol. 245., 2001.
35. **Slipher, V. M.** The spectrum and velocity of the nebula N.G.C. 1068 (M 77). *Lowell Observatory Bulletin*, vol. 1, pp.59-62, 1917.
36. **K., Seyfert C.** Nuclear Emission in Spiral Nebulae. *ApJ* 97: 28–40., 1943.
37. **Fan, X., et al.** A Survey of $z > 5.7$ Quasars in the Sloan Digital Sky Survey. II. Discovery of Three Additional Quasars at $z > 6$. *AJ*, 125, 1649, 2003.
38. **Rees, M.J.** Black Hole Models for Active Galactic Nuclei. *ARA&A*, 22:471–506, 1984.
39. **Lynden-Bell, D.** Galactic Nuclei as Collapsed Old Quasars. *Nature*, Volume 223, Issue 5207, pp. 690-694, 1969.
40. **Krolik, Julian Henry.** *Active galactic nuclei: from the central black hole to the galactic environment.* s.l. : Princeton University Pres, 1999. 0691011516, 9780691011516.

41. **Fabian., I. M. George and A. C.** X-ray reflection from cold matter in active galactic. *MNRAS*, 249:352–367, March 1991.
42. **Longair, M. S.** *Our evolving universe*. s.l.: CUP Archive, 1996. 0521550912, 9780521550918.
43. **Sarajedini, V. L.** THE NATURE OF LOW LUMINOSITY ACTIVE GALAXIES AT $Z \sim 1$. *RevMexAA*, 16, 194–197, 2003.
44. **James T. Radomski, Robert K. Pina, Christopher Packham, Charles M. Telesco, James M. De Buizer, R. Scott Fisher and A. Robinson.** Resolved Mid-Infrared Emission in the Narrow-Line Region of NGC 4151. *ApJ* 587 117–122, 2003.
45. **ELVIS, ANETA SIEMIGINOWSKA AND MARTIN.** Deriving the Quasar Luminosity Function from Accretion-Disk Instabilities. *ApJ*, 482:L9–L12, June 1997.
46. **G.G, Fazio.** *Infrared Astronomy. Frontiers of astrophysics*. s.l.: Harvard University Press, 1976.
47. **Robinson, Keith.** *Spectroscopy: the key to the stars, reading the lines in stellar spectra*. s.l.: Springer, 2007. 0387367861, 9780387367866.
48. **Theo Koupelis, Karl F. Kuhn.** Light and the Electromagnetic Spectrum. *In Quest of the Universe*. s.l.: Jones & Bartlett Publishers, 2007.
49. **Tennyson, Jonathan.** *Astronomical spectroscopy: an introduction to the atomic and molecular physics of astronomical spectra*. s.l.: Imperial College Press, 2005. 1860945139, 9781860945137.
50. **Robinson T. F., Geraci M. A., Sonnenblick E. H., Factor S.M.** Coiled perimysial fibers of papillary muscle in rat heart: morphology, distribution, and changes in configuration. *Circulation Research* 63:577–592,, 1988.
51. **Flora M. Li, Arokia Nathan.** *CCD image sensors in deep-ultraviolet: degradation behavior and damage mechanisms*. Springer. s.l.: Springer, 2005. 354022680X, 9783540226802.
52. **Neugebauer, G., Habing, H. J., van Duinen, R., Aumann, H. H., Baud, B., Beichman, C. A., Beintema, D. A. and Boggess, N., Clegg, P. E., de Jong, T., Emerson, J. P., Gautier, T. N., Gillett, F. C., Harris, S., Hauser, M. G., Houck, J. R., Jennings, R. E.,.** The Infrared Astronomical Satellite (IRAS) mission. *ApJ*, 278:L1–L6, March 1984.
53. **Helou, George and Walker, D. W.** Infrared astronomical satellite (IRAS) catalogs and atlases. Volume 7: The small scale structure catalog. *Infrared astronomical satellite (IRAS) catalogs and atlases. Volume 7*, p.1–265, 1988.
54. **Sanders D.B., Mirabel I.F.** Luminous Infrared Galaxies. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 34: 749–792, September 1996.
55. **Miley, G. K., Neugebauer, G., Soifer, B. T.** IRAS observations of Seyfert galaxies. *ApJ*, 293:L11–L14, June 1985.
56. **Neugebauer, G., Miley, G. K., Soifer, B. T., Clegg, P. E.** Quasars measured by the Infrared Astronomical Satellite. *ApJ*, 308:815–828, September 1986.
57. **M.F. Kessler, J.A. Steinz, M.E. Anderegg, J. Clavel, G. Drechsel, P. Estaria, J. Faelker, J.R. Riedinger, A. Robson, B.G. Taylor, and S. Ximenez de Ferran.** The Infrared Space Observatory (ISO) Mission. *A&A*, 315:L27–L31, August 1996.
58. **Cesarsky, C. J., Abergel, A., Agnese, P., Altieri, B., Augeres, J. L., Aussel, H., et al.** ISOCAM in flight. *A&A*, 315,L32–L37, November 1996.
59. **Lemke D., Klaas U., Abolins J., Abraham P., Acosta-Pulido J., Bogun S., Castaneda H., Cornwall L., Drury L., Gabriel C., Garzon F., Gemuend H.P., Groezinger U., et al.** ISOPHOT - capabilities and performance. *A&A*, 312, L64–L70, November 1996.
60. **Th. de Graauw, T., Haser, L. N., Beintema, D. A., Roelfsema, P. R., van Agthoven, H. et al.** Observing with the ISO Short-Wavelength Spectrometer. *A&A*, 315, L49–L54, 1996.
61. **P.E. Clegg, P.A.R. Ade, C. Armand, J.-P. Baluteau, M.J. Barlow, M.A. Buckley, J.-C. Berges, M. Burgdorf, E. Caux, C. Ceccarelli, R. Cerulli, S.E. Church, F. Cotin, P. Cox, P.**

- Cruveller, J.L. Culhane, et al.** The ISO Long-Wavelength Spectrometer. *A&A*, 315, L38-L42, October 1996.
62. **Helmich, E.F. van Dishoeck and F.P.** Infrared absorption of H₂O toward massive young stars. *A&A*, 315, L177-L180, August 1996.
63. **Th. Encrenaz, Th. de Graauw, S. Schaeidt, E. Lellouch, H. Feuchtgruber, D. A. Beintema, B. Bézard, P. Drossart, M. Griffin, A. Heras, M. Kessler, K. Leech, A. Morris, P. R. Roelfsema, M. Roos-Serote, A. Salama, B. Vandenbussche et al.** First results of ISO-SWS observations of Jupiter. *A&A*, 315, L397-L400, November 1996.
64. **G.R. Davis, M.J. Griffin, D.A. Naylor, P.G. Oldham, B.M. Swinyard, P.A.R. Ade, S.B. Calcutt, Th. Encrenaz, T. De Graauw, D. Gautier, P.G.J. Irwin, E. Lellouch, G.S. Orton, C. Armand, M. Burgdorf, A. Di Giorgio, D. Ewart, C. Gry, K.J. King, T. Lim et al.** ISO LWS measurement of the far-infrared spectrum of Saturn. *A&A*, 315, L393-L396, November 1996.
65. **Szczerba Ryszard, Stasińska Grażyna, Siódmiak Natasza, Górny Sławomir K.** Classification of ISO SWS01 spectra of proto-planetary nebulae: a search for precursors of planetary nebulae with [WR] central stars. *ESA SP-511*, page 149, February 2003.
66. **E. Sturm, D. Lutz, R. Genzel, A. Sternberg, E. Egami, D. Kunze, D. Rigopoulou, O.H. Bauer, H. Feuchtgruber, A.F.M. Moorwood, Th. de Graauw.** ISO-SWS Spectroscopy of Arp 220 - A highly obscured Starburst Galaxy. *A&A*, 315, L133-L136, November 1996.
67. **Chris Pearson (1), H.Shibai (2), T.Matsumoto (3), H.Murakami (3), T.Nakagawa (3), M.Kawada (2), T. Onaka (4), H.Matsuhara (3), T.Kii (3), I.Yamamura (3), T.Takagi (1).** ASTRO-F - Super IRAS - The All Sky Infra-Red Survey. astro-ph/0210292v1, October 2003.
68. **Nakagawa, Takao.** ASTRO-F Survey As Input Catalogues For FIRST. [book auth.] J.Cernicharo, A.M.Heras, T.Prusti, R.Harris G.L.Pilbratt. *The Promise of the Herschel Space Observatory*. s.l. : ESA SP-460.
69. **M. W. Werner, T. L. Roellig, F. J. Low, G. H. Rieke, M. Rieke, W. F. Hoffmann, E. Young, J. R. Houck, B. Brandl, G. G. Fazio, J. L. Hora, R. D. Gehrz, G. Helou, B. T. Soifer, J. Stauffer, J. Keene, P. Eisenhardt, D. Gallagher, T. N. Gautier, et al.** The Spitzer Space Telescope Mission. *ApJS*, 154:1-9, September 2004.
70. **M.Werner, G.Fazio, G.Rieke, T.Roellig, D.Watson.** First Fruits of the Spitzer Space Telescope: Galactic and Solar System Studies. arXiv:astro-ph/0606563v2, June 2006.
71. **G. G. Fazio, the IRAC team.** The Infrared Array Camera (IRAC) For The SPITZER Space Telescope. *ApJS*, 154:10-17, September 2004.
72. **P.Vaisanen, E.V.Tollestrup, G.G.Fazio.** Confusion limit due to galaxies: using SIRTf's Infrared Array Camera. *MNRAS* 325 (2001) 1241.
73. **J.R. Houck, the Spitzer/IRS team.** The Infrared Spectrograph (IRS) on the SPITZER Space Telescope. *ApJS*, 154:18-24, September 2004.
74. **Houck, J. R., Charmandaris, V., Brandl, B. R.** Early Results from the Infrared Spectrograph on the Spitzer Space Telescope. *The Initial Mass Function 50 years later. Edited by E. Corbelli and F. Palle, INAF Osservatorio Astrofisico di Arcetri, Firenze, Italy; H. Zinnecker, Astrophysikalisches Potsdam, Germany. Astrophysics and Space Science Library Volume 327.* Published by Springer, Dordrecht, 2005, p.527.
75. **G. H. Rieke, E. T. Young, C. W. Engelbracht, D. M. Kelly, F. J. Low, E. E. Haller, J. W. Beeman, K. D. Gordon, J. A. Stansberry, K. A. Misselt, J. Cadien, J. E. Morrison, G. Rivlis, W. B. Latter, A. Noriega-Crespo, D. L. Padgett, K. R. Stapelfeldt et al.** THE MULTIBAND IMAGING PHOTOMETER FOR SPITZER (MIPS). *ApJS*, 154:25-29, September 2004.
76. **Team, M. Dickinson and GOODS.** The Great Observatories Origins Deep Survey (GOODS) Spitzer Legacy Science Program. AAS 205th Meeting, January 2005.
77. **Kennicutt Robert C.Jr. Armus Lee, Bendo George, Calzetti Daniela, Dale Daniel A., Draine Bruce T., Engelbracht Charles W., Gordon Karl D., Grauer Albert D., Helou George, Hollenbach David J., Jarrett Thomas H., Kewley Lisa J., Leitherer C.** SINGS: The SIRTf Nearby

Galaxies Survey. The Publications of the Astronomical Society of the Pacific, Volume 115, Issue 810, pp. 928-952, August 2003.

78. **Benjamin Robert A., Churchwell E., Babler Brian L., Bania T. M., Clemens Dan P., Cohen Martin, Dickey John M., Indebetouw Rémy, Jackson James M., Kobulnicky Henry A. Lazarian Alex, Marston A. P., Mathis John S., Meade Marilyn R. et al.** GLIMPSE. I. An SIRTf Legacy Project to Map the Inner Galaxy. The Publications of the Astronomical Society of the Pacific, Volume 115, Issue 810, pp. 953-964, August 2003.

79. **Neal J. Evans II, Lori E. Allen, Geoffrey A. Blake, A. C. A. Boogert, Tyler Bourke, Paul M. Harvey, J. E. Kessler, David W. Koerner, Chang Won Lee, Lee G. Mundy, Philip C. Myers, Deborah L. Padgett, K. Pontoppidan, Anneila I. Sargent, et al.** FROM MOLECULAR CORES TO PLANET-FORMING DISKS: A SIRTf LEGACY. Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 115:965–980, August 2003.

80. **Dean C. Hines, Dana E. Backman, Jeroen Bouwman, Lynne A. Hillenbrand, John M. Carpenter, Michael R. Meyer, Jinyoung Serena Kim, Murray D. Silverstone, Jens Rodmann, Sebastian Wolf, Eric E. Mamajek, Timothy Y. Brooke, Deborah L. Padgett et al.** THE FORMATION AND EVOLUTION OF PLANETARY SYSTEMS (FEPS): DISCOVERY OF AN UNUSUAL DEBRIS SYSTEM ASSOCIATED WITH HD 12039. *ApJ* 638:1070–1079, February 2006.

81. **Carol Lonsdale, Maria del Carmen Polletta, Jason Surace, Dave Shupe, Fan Fang, C. Kevin Xu, Harding E. Smith, Brian Siana, Michael Rowan-Robinson, Tom Babbedge, Seb Oliver, Francesca Pozzi, Payam Davoodi, Frazer Owen, Deborah Padgett, Dave Frayer et al.** FIRST INSIGHTS INTO THE SPITZER WIDE-AREA INFRARED EXTRAGALACTIC LEGACY. *ApJ*, 154:54–59, September 2004.

82. **DAVID J. SCHLEGEL, DOUGLAS P. FINKBEINER and MARC DAVIS.** MAPS OF DUST INFRARED EMISSION FOR USE IN ESTIMATION OF REDDENING AND COSMIC MICROWAVE BACKGROUND RADIATION FOREGROUNDS. *ApJ*, 500:525-553, June 1998.

83. **Franceschini A., Aussel H., Cesarsky C. J., Elbaz D., Fadda D.** A long-wavelength view on galaxy evolution from deep surveys by the Infrared Space Observatory. *A&A*, v.378, p.1-29, 2001.

84. **Gautier T. N. III, Boulanger Francois, Perault M., Puget J. L.** A calculation of confusion noise due to infrared cirrus. *ApJ*, 103:1313-1324, April 1992.

85. **Cs. Kiss, P. Abraham, U. Klaas, M. Juvela, and D. Lemke.** Sky Confusion Noise in the Far-Infrared: Cirrus, Galaxies and the Cosmic Far-Infrared Background. *A&A* 379, 1161-1169, 2001.

86. **Smith, Harding E.** Infrared Surveys for AGN. *Astronomical Society of the Pacific*, 2002, p. 157, 2002.

87. **John Magorrian, Scott Tremaine, Douglas Richstone, Ralf Bender, Gary Bower, Alan Dressler, S. M. Faber, Karl Gebhardt, Richard Green, Carl Grillmair, John Kormendy and Tod Lauer.** The Demography of Massive Dark Objects in Galaxy Centers. *ApJ*, 519:L39-L42, June 1998.

88. **Kleinmann, D. E. & Low, F. J.** Observations of infrared galaxies. *ApJ*, 159, L165., 1970.

89. **Low J., Kleinmann D. E.** Proceedings of the Conference on Seyfert Galaxies and Related Objects: 17. Infrared Observations of Seyfert Galaxies, Quasistellar Sources, and Planetary Nebulae. *AJ*, 73:868, November 1968.

90. **Rieke, G. H. and Low, F. J.** Infrared Photometry of Extragalactic Sources. *ApJ*, 176, L95, 1972.

91. **Mirabel, D. B. Sanders & I. F.** LUMINOUS INFRARED GALAXIES. *A&A*, 34:749–92, 1996.

92. **Soifer B. T., Sanders D. B., Madore B. F., Neugebauer G., Danielson G. E., Elias J. H., Lonsdale Carol J., Rice W. L.** The IRAS bright galaxy sample. II - The sample and luminosity function. *ApJ*, 320:238-257, September 1987.

93. **Almudena Alonso-Herrero, Miguel Pereira-Santaella, George H. Rieke, Luis Colina, Charles W. Engelbracht, Pablo Perez-Gonzalez, Tanio Diaz-Santos and J. D. T. Smith.** Local

Luminous Infrared Galaxies: Spatially resolved mid-infrared observations with Spitzer/IRS. September 2009.

94. **Rowan-Robinson, Michael.** A Submillimeter Survey of the Hubble Deep Field - Implications for the Star Formation History of the Universe. *Astrophysics with Infrared Surveys: A Prelude to SIRTf*, ASP Conference Series, Vol. 177. Ed. Michael D. Bica, Roc M. Cutri, and Barry F. Madore. ISBN: 1-58381-001-3 (1999), p.127.

95. **Rowan Robinson, Michael.** The star-formation history of the universe. *Ap&SS*, 266:291-300, 1999.

96. **Carol J. Lonsdale, Duncan Farrah & Harding E. Smith.** Ultraluminous Infrared Galaxies. [book auth.] Ed. John W. Mason. *Astrophysics Update 2 - topical and timely reviews on astronomy and astrophysics*. s.l. : Springer/Praxis books. ISBN: 3-540-30312-X., p. 53.

97. **D. Downes, P. M. Solomon.** Rotating Nuclear Rings and Extreme Starbursts in Ultraluminous Galaxies. *November 1998*. *ApJ*, 507:615-654.

98. **B. T. Soifer, G. Neugebauer, K. Matthews, E. Egami, E. E. Becklin, A. J. Weinberger, M. Ressler, M. W. Werner, A. S. Evans, N. Z. Scoville, J. A. Surace and J. J. Condon.** High Resolution Mid-Infrared Imaging of Ultraluminous Infrared Galaxies. *AJ*, 119, 509, 2000.

99. **Downes D., Solomon P. M. and Radford S. J. E.** Molecular gas mass and far-infrared emission from distant luminous galaxies. *ApJ*, 414:L13-6, September 1993.

100. **Solomon, P. M., Downes, D., Radford, S. J. E., & Barrett, J. W.** The Molecular Interstellar Medium in Ultraluminous Infrared Galaxies. *ApJ*, 478, 144, March 1997.

101. **Mirabel, I. F. & Sanders, D. B.** 21 centimeter survey of luminous infrared galaxies. *ApJ*, 335, 104, 1988.

102. **Sanders, D. B., Clemens, D. P., Scoville, N. Z., & Solomon, P. M.** Massachusetts-Stony Brook Galactic plane CO survey. I - (b,V) maps of the first Galactic quadrant. *ApJS*, 60, 1, January 1986.

103. **Gao, Y., Solomon, P.M.** The Star Formation Rate and Dense Molecular Gas in Galaxies. *ApJ*. 606:271-90., May 2004.

104. **Surace, J. A., Sanders, D. B., Vacca, W. D., Veilleux, S., & Mazzarella, J. M.** HST/WFPC2 Observations of Warm Ultraluminous Infrared Galaxies. *ApJ*, 492, 116, January 1998.

105. **Surace, J. A., & Sanders, D. B.** High-Resolution Tip/Tilt Near-Infrared Imaging of Warm Ultraluminous Infrared Galaxies. *ApJ*, 512, 162 (Paper II), February 1999.

106. **Kormendy, J., & Sanders, D. B.** Ultraluminous IRAS galaxies - Formation of elliptical galaxies by merger-induced dissipative collapse. *ApJ*, 390, L53, May 1992.

107. **Mihos, J. C., & Hernquist, L.** Gasdynamics and Starbursts in Major Mergers. *ApJ*, 464, 641, June 1996.

108. **Kim, S., Staveley-Smith, L., Dopita, M. A., Freeman, K. C., Sault, R. J., Kesteven, M. J., & McConnell, D.** An H I Aperture Synthesis Mosaic of the Large Magellanic Cloud. *ApJ*, 503, 674, August 1998.

109. **Veilleux, S., Sanders, D. B., & Kim, D.-C.** A Near-Infrared Search for Hidden Broad-Line Regions in Ultraluminous Infrared Galaxies. *ApJ*, 484, 92 (VSK97), July 1997.

110. **Colin J. Lonsdale, Philip J. Diamond, Hannah Thrall, Harding E. Smith and Carol J. Lonsdale.** VLBI IMAGES OF 49 RADIO SUPERNOVAE IN ARP 220. *ApJ*, 647:185-193, August 2006.

111. **Carico, D. P., Sanders, D. B., Soifer, B. T., Matthews, K., & Neugebauer, G.** The IRAS bright galaxy sample. V - Multibeam photometry of galaxies with L(IR) greater than 10 to the 11th solar luminosities. *AJ*, 100, 70, July 1990.

112. **Colina, L., Alberdi, A., Torrelles, J. M., Panagia, N., & Wilson, A. S.** Probable Radio Supernova in NGC 7469. *IAU Circ.* 7587, February 2001.

113. **Kennicutt Robert C. Jr., Roettiger Kurt A., Keel William C., van der Hulst J. M., Hummel E.** The effects of interactions on spiral galaxies. II - Disk star-formation rates. *AJ*, 93, 1011, May 1987.
114. **Condon, J. J., Condon, M. A., Gisler, G., & Puschell, J. J.** Strong radio sources in bright spiral galaxies. II - Rapid star formation and galaxy-galaxy interactions. *ApJ*, 252, 102, 1982.
115. **Lonsdale C.J, Persson S.E, Matthews K.** INFRARED OBSERVATIONS OF INTERACTING/MERGING GALAXIES. *Ap. J.* 287:95-107, 1984.
116. **Solomon P.M, Sage L.J.** STAR-FORMATION RATES, MOLECULAR CLOUDS, AND THE ORIGIN OF THE FAR-INFRARED LUMINOSITY OF ISOLATED AND INTERACTING GALAXIES. *Ap. J.* 334:613-25, 1988.
117. **Soifer B. T., Neugebauer G., Helou G., Lonsdale C. J., Hacking P., Rice W., Houck J. R., Low F. J. Rowan-Robinson M.** The remarkable infrared galaxy ARP 220 = IC 455. *ApJ*, 283, L1, August 1984.
118. **Kleinmann, S. G., Hamilton, D., Keel, W. C., Wynn-Williams, C. G., Eales, S. A., Becklin, E. E., & Kuntz, K. D.** The properties and environment of the giant, infrared-luminous galaxy IRAS 09104 + 4109. *ApJ*, 328, 161, May 1988.
119. **Ivana Damjanov, Milan M. Ćirković.** Star Formation Timescales in Spiral Galaxies.
120. **Toomre, A.** in *Evolution of Galaxies and Stellar Populations*, p. 401. 1977.
121. **A., Toomre.** Gravitational interactions between galaxies. In: *The formation and dynamics of galaxies; Proceedings of the Symposium, Canberra, Australia, August 12-15, 1973.* (A75-22546 08-90) Dordrecht, D. Reidel Publishing Co., 1974, p. 347-363; Discussion, p. 363-365. NSF-supported research., 1974.
122. **Puget, J.-L., Abergel, A., Bernard, J.-P., Boulanger, F., Burton, W. B., Desert, F.-X., Hartmann, D.** Tentative detection of a cosmic far-infrared background with COBE. *A&A*, 308, L5, April 1996.
123. **David Elbaz, Catherine J. Cesarsky.** A Fossil Record of Galaxy Encounters. April 2003.
124. **Barnes, J. E., & Hernquist, L.** Transformations of Galaxies. II. Gasdynamics in Merging Disk Galaxies. *ApJ*, 471, 115, November 1996.
125. **Rigopoulou, D., Spoon, H. W. W., Genzel, R., Lutz, D., Moorwood, A. F. M., & Tran, Q. D.** A Large Mid-Infrared Spectroscopic and Near-Infrared Imaging Survey of Ultraluminous Infrared Galaxies: Their Nature and Evolution. *AJ*, 118, 2625, December 1999.
126. **D. Farrah, J. Afonso, A. Efstathiou, M. Rowan-Robinson, M. Fox, and D. Clements.** Starburst and AGN activity in ultraluminous infrared galaxies. *MNRAS*, 343:585, April 2003.
127. **Tran, Q. D., et al.** ISOCAM-CVF 5-12 MICRON SPECTROSCOPY OF ULTRALUMINOUS INFRARED GALAXIES. *ApJ*, 552, 527, May 2001.
128. **Lutz, D.** ISO observations of the Galactic Centre. in *The Universe as Seen by ISO*, ed. P. Cox & M. F. Kessler (ESA SP-427, Noordwijk: ESA), 623, March 1999.
129. **Rowan-Robinson, M., et al.** A high-redshift IRAS galaxy with huge luminosity - Hidden quasar or protogalaxy? *Nature*, 351, 719, June 1991.
130. **Brown Robert L., Vanden Bout P. A.** CO emission at $Z = 2.2867$ in the galaxy IRAS F10214 + 4724. *AJ*, 102:1956-1959, December 1991.
131. **P.M. Solomon, S.J.E. Radford, and D. Downes.** Molecular gas content of the primaeval galaxy IRAS 10214 + 4724. *Nature*, 356:318, March 1992.
132. **Efstathiou, M. Rowan-Robinson and A.** Multigrain Dust Cloud Models of Starburst and Seyfert Galaxies. *MNRAS*, 263:675, 1993.
133. **D. Elbaz, M. Arnaud, M. Casse, I.F. Mirabel, N. Prantzos, and E. Vangioni-Flam.** IRAS 10214 + 4724 - an elliptical galaxy in formation? *A&A*, 265:L29-L32, November 1992.
134. **Leech K. J., Rowan-Robinson M., Lawrence A., Hughes J. D.** Optical structure of a large sample of ultraluminous IRAS galaxies. *MNRAS* 267:253, March 1994.

135. **Clements D. L., Sutherland W. J., McMahon R. G., Saunders W.** Optical imaging of ultraluminous IRAS galaxies: how many are mergers? MNRAS, 279, 477, March 1996 .
136. **Rowan-Robinson, M.** Hyperluminous infrared galaxies. MNRAS, 316, 885, August 2000.
137. **Fraye, D. T., Ivison, R. J., Scoville, N. Z., Yun, M., Evans, A. S., Smail, I., Blain, A. W., & Kneib, J.-P.** Molecular Gas in the $z = 2.8$ Submillimeter Galaxy SMM 02399–0136. ApJ, 506, L7, October 1998.
138. **D. T. Frayer¹, R. J. Ivison², N. Z. Scoville¹, A. S. Evans¹, M. S. Yun³, Ian Smail⁴, A. J. Barger⁵, A. W. Blain⁶ and J.-P. Kneib⁷.** Molecular Gas in the $z = 2.565$ Submillimeter Galaxy SMM J14011+0252. ApJ, 514, L13, March 1999 .
139. **Scoville, M. S. Yun and N. Z.** CO ($J = 4 \rightarrow 3$) and 650 Micron Continuum Observations of the $z = 0.93$ Hyperluminous Infrared Galaxy FSC 15307+3252. ApJ, 507, 774, November 1998.
140. **Nancy Ramage Evans, Erika Böhm-Vitense, Kenneth Carpenter, Bernhard Beck-Winchatz and Richard Robinson.** Classical Cepheid Masses: U Aquilae. ApJ, 494, 768, February 1998.
141. **Schechter, P.** An analytic expression for the luminosity function for galaxies. ApJ, 203, 297, 1976.
142. **Rowan-Robinson, M.** Models for infrared emission from IRAS galaxies. NASCP,2466:133152, May 1987.
143. **Saunders W., Rowan-Robinson M., Lawrence A., Efstathiou G., Kaiser N., Ellis R. S., Frenk C. S.** The 60-micron and far-infrared luminosity functions of IRAS galaxies. MNRAS, 242, 318, January 1990.
144. **JOSEPH, R. D.** THE GREAT DEBATE: STARBURSTS AS THE ENERGY SOURCE OF ULTRALUMINOUS INFRARED GALAXIES.
145. **Mason, John W.** *Astrophysics Update 2, Topical and Timely Reviews of Astrophysics.* s.l. : Springer, 2004. p. 314. 3540406425, 9783540406426.
146. **Pierre Léna, François Lebrun, François Mignard.** *Observational astrophysics.* s.l. : Springer, 1998. ISBN 3540634827, 9783540634829.
147. **Lemaitre, Gérard René.** *Astronomical Optics and Elasticity Theory: Active Optics Methods.* s.l. : Springer, 2008. 3540689044, 9783540689041.
148. **Pullen, A. Charles.** The Zen of IRAF, A Spiritual User's Guide to the "Image Reduction and Analysis Facility" for the LINUX Novice. 14June 2003.
149. **Massey, Philip.** A User's Guide to CCD Reductions with IRAF. February 1997.
150. **A.C. Davenhall, G.J. Privett & M.B. Taylor.** The 2-D CCD Data Reduction Cookbook . Starlink Cookbook 5.3 , 16th August 2001 .
151. **Privett, Grant.** Image Reduction. *Creating and Enhancing Digital Astro Images.* s.l. : Springer, 2007.
152. **Massey, Philip.** A User's Guide to CCD Reductions with IRAF. Feb 1997.
153. **Lisa A. Wells, David J. Bell.** Cleaning Images of Bad Pixels and Cosmic Rays Using IRAF. September 13, 1994.
154. **Phil Massey, Frank Valdes, Jeannette Barnes.** A User's Guide to Reducing Slit Spectra with IRAF. April 1992.
155. **Larsen, Soren S.** IRAF notes for Observational Astrophysics I. May 29, 2009.
156. **K., Horne.** An optimal extraction algorithm for CCD spectroscopy. PASP, 98, 609, 1986.
157. **M. Rowan-Robinson, T. Babbedge, S. Oliver, M. Trichas, S. Berta, C. Lonsdale, J. Smith, D. Shupe, and J. Surace.** Photometric redshifts in the SWIRE Survey. MNRAS 386, 697, 2008.
158. <http://www.star.bris.ac.uk/~mbt/topcat/>. [Online]

159. **Trichas, Markos.** Multi-Wavelength Surveys of Extreme Infrared Populations. Department of Physics Imperial College London, 2008.
160. **NOAO.** <http://iraf.noao.edu>. [Online]
161. **O. Le Fevre, D. Crampton, S. J. Lilly, F. Hammer, and L. Tresse.** The Canada-France Redshift Survey. II. Spectroscopic Program: Data for the 0000-00 and 1000+25 Fields. December 1995., Vols. ApJ, 455:60.
162. **Hogg, D. W., Cohen, J. G., Blandford, R., & Pahre, M. A.** The O II Luminosity Density of the Universe. ApJ, 504, 622, 1998.
163. **Madau, P.** Radiative transfer in a clumpy universe: The colors of high-redshift. ApJ, 441:18–27, 1995.
164. **Y. Wang, N. Bahcall, and E.L. Turner.** A Catalog of Color-based Redshift Estimates for $Z < 4$ Galaxies in the Hubble Deep Field. AJ, 116:2081–2085, 1998.
165. **N.M. Ball, J. Loveday, M. Fukugita, O. Nakamura, S. Okamura, J. Brinkmann, and R.J. Brunner.** Galaxy types in the Sloan Digital Sky Survey using supervised artificial neural networks. MNRAS, 348:1038–1046, 2004.
166. **T. S. R. Babbedge, M. Rowan-Robinson, E. A. Gonzales-Solares, M. Polletta, S. Berta, I. Pérez-Fournon, S. Oliver, M. Salaman, and M. Irwin.** ImpZ: a new photometric redshift code for galaxies and quasars. MNRAS, 353:654–672, 2004.
167. **Rowan-Robinson, M.** Quantifying dust and the ultraviolet radiation density in the local Universe. MNRAS, 344:13–21, 2003.
168. **M.J. Sawicki, H. Lin, and H.K.C. Yee.** Evolution of the Galaxy Population Based on Photometric Redshifts in the Hubble Deep Field. AJ, 113:1–12, 1997.
169. **Madau, P.** In S. S. Holt and E. P. Smith eds, *After the Dark Ages: When Galaxies Were Young*. San Francisco: ASP, p. 299, 1999.
170. **Rocca-Volmerange, D. Le Borgne and B.** Photometric redshifts from evolutionary synthesis with PEGASE: The code Z-PEG and the $z=0$ age constraint. A&A, 386:446–455, 2002.
171. **C.C. Steidel, K.L. Adelberger, M. Giavalisco, M. Dickinson, and M. Pettini.** Lyman Break Galaxies at $z < 4$ and the Evolution of the Ultraviolet Luminosity Density at High Redshift. ApJ, 519:1–17, 1999.
172. **M. Bolzonella, J.-M. Miralles, and R. Pelló.** Photometric redshifts based on standard SED fitting procedures. A&A, 363:476–492, 2000.
173. **Takahara, Y. Yoshii and F.** Galactic evolution and cosmology - Probing the cosmological deceleration parameter. ApJ, 326:1–18, 1988.
174. **Kinney, D. Calzetti and A. L.** Lyman-alpha emission in star-forming galaxies - Low-redshift counterparts of primeval galaxies? ApJL, 399:L39–L42, 1992.
175. **Maraston, C.** Evolutionary population synthesis: models, analysis of the ingredients and application to high- z galaxies. MNRAS, 362:799–825, 2005.
176. **Francis, P. J., Hewett, P. C., Foltz, C. B., Chaffee, F. H., Weymann, R. J., & Morris, S. L.** A high signal-to-noise ratio composite quasar spectrum. ApJ, 373, 465, 1991.
177. **Richards, G. T., Laurent-Muehleisen, S. A., Becker, R. H., & York, D. G.** Quasar Absorption Lines as a Function of Quasar Orientation Measures. ApJ, 547, 635, 2001.
178. **Kewley, Brent Groves and Lisa.** Distinguishing Active Galactic Nuclei and Star Formation. July 2007.
179. **Boselli, A., Sauvage, M., Lequeux, J., Donati, A., & Gavazzi, G.** Mid-IR emission of galaxies in the Virgo cluster III. The data . A&A, 406, 867, 2003.
180. **Puget, J.-L., Leger, A., & Boulanger, F.** Contribution of large polycyclic aromatic molecules to the infrared emission of the interstellar medium. A&A, 142, L19, 1985.
181. **Clavel J., Schulz B., Altieri B., Barr P., Claes P., Heras A., Leech K., Metcalfe L., Salama A.** 2.5-11 micron spectroscopy and imaging of AGNs. Implication for unification schemes. A&A, 357, 839, 2000.

182. **Laurent, O., Mirabel, I. F., Charmandaris, V., Gallais, P., Madden, S. C., Sauvage, M., Vigroux, L., & Cesarsky, C.** Mid-infrared diagnostics to distinguish AGNs from starbursts. *A&A*, 359, 887, 2000.
183. **Xu C., Lonsdale C.J., Shupe D.L., Franceschini A., Martin C. and Schiminovich D.** Models for Evolution of Dusty and E/S0 Galaxies Seen in Multiband Surveys. *ApJ* 587:90-116, April 2003.
184. **J. A. Surace, D.L. Shupe, F. Fang, C.J. Lonsdale, E. Gonzalez-Solares, E. Hatziminaoglou, B.Siana, T. Babbedge, M. Polletta, G. Rodighiero, M. Vaccari, I. Waddington, S. Berta, D. Frayer, T. Evans, T. Jarrett, D.L. Padgett, S. Castro, F. Masci et al.** The SWIRE Data Release 2: Image Atlases and Source Catalogs for ELAIS-N1, ELAIS-N2, XMM-LSS, and the Lockman Hole. August 2005.
185. **Shupe David L., Rowan-Robinson Michael, Lonsdale Carol J. Masci Frank, Evans Tracey, Fang Fan, Oliver Sebastian, Vaccari Mattia, Rodighiero Giulia, Padgett Deborah, Surace Jason A., Xu C. Kevin, Berta Stefano, Pozzi Francesca, Franceschini Alberto et al.** GALAXY COUNTS AT 24 MICRONS IN THE SWIRE FIELDS. *ApJ*, Volume 135, Issue 3, pp. 1050-1056, November 2007.
186. **Sanders, D. B., Soifer, B. T., Elias, J. H., Madore, B. F., Matthews, K., Neugebauer, G., & Scoville, N. Z.** Ultraluminous infrared galaxies and the origin of quasars. *ApJ*, 325, 74, 1988.
187. **Magorrian John, Tremaine Scott, Richstone Douglas, Bender Ralf, Bower Gary, Dressler Alan, Faber S. M., Gebhardt Karl, Green Richard, Grillmair Carl, Kormendy John, Lauer Tod.** The Demography of Massive Dark Objects in Galaxy Centers. *ApJ*, 115, 2285-2305, June 1998.
188. **Stiavelli, Massimo.** *From First Light to Reionization: The End of the Dark Ages*. s.l. : Wiley-VCH, 2009. 3527407057, 9783527407057.
189. **Christopher W. Stubbs, Peter Doherty and Alan Diercks.** A Method for Extending the Dynamic Range of CCD Instruments.