

00386

4  
29.



**UNIVERSIDAD NACIONAL AUTONOMA  
DE MEXICO**

**FACULTAD DE CIENCIAS  
DIVISION DE ESTUDIOS DE POSGRADO**

**PROPIEDADES ESTADISTICAS DE LA EMISION  
OPTICA E INFRARROJA EN PARES DE GALAXIAS  
CON MORFOLOGIA MIXTA**

**T E S I S**

**QUE PARA OBTENER EL GRADO ACADEMICO DE  
DOCTOR EN CIENCIAS  
( A S T R O N O M I A )  
P R E S E N T A  
HECTOR MANUEL HERNANDEZ TOLEDO**

**DIRECTOR DE TESIS: DRA. DEBORAH DULTZIN KESSLER  
CO-DIRECTOR DE TESIS: DR. JACK W. SULENTIC**

**MEXICO, D. F.**

**1998**

**TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN**

264848



Universidad Nacional  
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

**Biblioteca Central**



**UNAM – Dirección General de Bibliotecas**  
**Tesis Digitales**  
**Restricciones de uso**

**DERECHOS RESERVADOS ©**  
**PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL**

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.

# PROPIEDADES ESTADISTICAS DE LA EMISION OPTICA E INFRARROJA EN PARES DE GALAXIAS CON MORFOLOGIA MIXTA

Héctor Manuel Hernández Toledo.  
Instituto de Astronomía UNAM.  
México.

Agosto, 1998

## RESUMEN

Desde el punto de vista observacional, en años recientes se han logrado avances que son clave para atacar el problema de la relación entre la interacción de las galaxias y los brotes inducidos de formación estelar. Uno de estos avances es la utilización de distintos trazadores de formación estelar en longitudes de onda como el óptico, infrarrojo lejano y las radio frecuencias. Otro avance es el acceso y la consiguiente observación que se tiene en la actualidad de muestras cada vez más completas de pares y galaxias aisladas. Esto ha permitido desarrollar estudios estadísticos menos sesgados sobre el papel global que juegan las interacciones en las propiedades y evolución de las galaxias.

El presente trabajo es un estudio de naturaleza estadística para explorar la relación entre la formación estelar inducida y las interacciones entre galaxias, en una muestra de pares de galaxias con morfología mixta (E+S) del catálogo de Karachentsev. Vamos a llevar a cabo un análisis comparativo de algunas propiedades de emisión, tomando como muestras de comparación, las galaxias aisladas CIG del catálogo de Karachentseva y los pares (S+S) del catálogo de Karachentsev. Vamos a utilizar dos indicadores de la formación estelar en regiones distintas del espectro elec-

tromagnético: (1) la luminosidad óptica  $L_B$  (a partir de las magnitudes en el sistema de Zwicky) y (2) la luminosidad en el infrarrojo lejano (a partir de las observaciones del satélite IRAS (Infrared Astronomical Satellite)). Nuestro estudio de las propiedades de emisión infrarroja está sustentado en: (1) un nuevo análisis de las observaciones de IRAS en todos los pares (E+S) y las galaxias aisladas CIG con los programas (SCANPI/HIRES) que permiten obtener mayor sensibilidad, mejores estimaciones del flujo infrarrojo y mayor resolución espacial en las bandas de observación de IRAS, (2) una hipótesis de trabajo: los pares (E+S) son la única muestra donde los efectos de confusión causados por la baja resolución del satélite IRAS son muy probablemente despreciables lo cual nos permite, a primera aproximación, asociar la emisión infrarroja a la componente espiral, y (3) la interpretación de los resultados a partir de métodos no paramétricos en estadística, mejor conocidos como análisis de supervivencia (Survival Analysis).

El problema que pretendemos resolver no tiene respuesta en el caso concreto de los pares (E+S). Nos gustaría contestar estadísticamente preguntas como ¿cuáles son las condiciones bajo las cuales la interacción produce una emisión óptica e infrarroja activa? y ¿cómo el nivel de esta actividad depende (si

es que depende) de la naturaleza de la interacción y del contenido morfológico en pares? Queremos saber si los pares (E+S) muestran una mayor emisión óptica e infrarroja respecto a las galaxias aisladas y a los pares (S+S) y de ser así, ¿por qué factor? y ¿bajo qué condiciones? También nos gustaría saber si nuestro estudio puede aportar evidencia a favor de una población significativa de pares (E+S) físicos.

En el Capítulo 1 mencionaremos brevemente algunos trabajos anteriores donde se explora el tema de la interacción de las galaxias y su relación con la formación estelar inducida. También mencionaremos algunos trabajos previos relacionados con los pares (E+S) y describiremos las ventajas que esta muestra ofrece para el presente estudio.

En el Capítulo 2 discutiremos los criterios de selección y la completez de las muestras de estudio. Compararemos las propiedades ópticas a través de las distribuciones de magnitud absoluta  $M_{Zw}$  y de la función de luminosidad óptica (OLF; Optical Luminosity Function). Estudiaremos la representación morfológica y el comportamiento de  $L_B$  en los pares (E+S) como función del tipo morfológico, la morfología de interacción y algunas propiedades orbitales como la separación entre componentes. También compararemos los resultados contra la muestra de pares (S+S).

En el Capítulo 3 describiremos brevemente nuestro nuevo procesamiento a las observaciones del satélite IRAS, SCANPI, para obtener los flujos infrarrojos de las galaxias. Estudiaremos el comportamiento de la emisión infrarroja a través de las distribuciones de luminosidad que podemos formar con los flujos en 12, 25, 60 y 100  $\mu\text{m}$  y los cocientes de luminosidades que podemos formar con  $L_B$ . Compararemos las muestras de estudio a través de la función de luminosidad infrarroja (FIRLF; Far Infrared Luminosity Function), la cual construiremos con un método no paramétrico en las variables  $M_{Zw}$  y  $L_{FIR}$ . También exploraremos el contenido de HI y la emisión in-

frarroja como función del tipo morfológico, la morfología de interacción y la separación entre componentes. Extenderemos nuestra comparación a los pares (S+S).

En el Capítulo 4, haremos una discusión general de los resultados encontrados, incluyendo el procesamiento de alta resolución espacial HIRES aplicado a los pares y comentaremos sobre sus implicaciones. También, presentaremos nuestras perspectivas de estudio para los pares (E+S) en el futuro.

En el Apéndice A, describiremos la manera en que hemos calculado las cantidades físicas utilizadas en este trabajo y presentaremos un breve resumen sobre la interpretación astrofísica de las observaciones en el infrarrojo lejano.

En el Apéndice B presentaremos en detalle los métodos y paquetes de reducción de las observaciones de IRAS, SCANPI (Scan Process and Integration), que utilizamos para obtener los flujos infrarrojos. También describiremos un procedimiento empírico para intentar resolver espacialmente la emisión infrarroja de las componentes en pares (E+S) y las limitaciones encontradas.

En el Apéndice C presentaremos en detalle el procesamiento de alta resolución espacial HIRES (High Resolution) que empleamos como una aproximación de segundo orden al estudio de las propiedades de emisión infrarroja de los pares (E+S). Intentaremos buscar evidencia de emisión infrarroja en las componentes E/S0 que pudiera ser adscrita a algún proceso de transferencia de masa entre componentes y que potencialmente pudiera anular nuestra hipótesis básica de trabajo.

En el Apéndice D haremos un resumen sobre los métodos estadísticos del análisis de supervivencia (Survival Analysis) utilizados para interpretar las observaciones infrarrojas.

# STATISTICAL PROPERTIES OF THE OPTICAL AND FAR INFRARED EMISSION IN MIXED MORPHOLOGY PAIRS OF GALAXIES.

Héctor Manuel Hernández Toledo.  
Instituto de Astronomía UNAM.  
México.

August, 1998

## ABSTRACT

From the observational point of view, two key improvements have been made in the last years to tackle the problem of the link between galaxy interactions and induced bursts of star formation. One is the development and use of different tracers of star formation in the optical, far infrared and radio frequencies. The other is the access and observation of complete samples of paired and isolated galaxies, which allows us to derive unbiased statistics of the global role of interactions on the evolution of galaxies.

This is a statistical work devoted to explore the link between induced star formation and galaxy-galaxy interactions in a sample of mixed morphology (E+S) pairs from the Karachentsev Catalogue. We will carry on a comparative analysis of some emission properties, taking as a comparison samples the Catalogue of Isolated Galaxies CIG from Karachentseva and the (S+S) pairs from the Karachentsev Catalogue. We will use two different star formation tracers: (1) the optical  $L_B$  luminosity (from the blue Zwicky magnitude system) and (2) the far infrared luminosity (FIR) from the IRAS observations. Our study of the FIR emission properties is based on (1) a new analysis and reduction of all the IRAS observations to the (E+S)

pairs and isolated galaxy sample by using the SCANPI/HIRES processes to obtain better sensitivity, major quality fluxes and spatial resolution in the IRAS bands, (2) a basic work hypothesis: (E+S) pairs are the only sample of binary galaxies where the effects of FIR confusion are likely to be small. This allows us, to a first approximation, associate the FIR emission to the spiral galaxy component, and (3) the interpretation of the FIR data by means of non-parametric statistical methods from the Survival Analysis.

The relationship between star formation and galaxy interactions has not been established yet for the (E+S) pairs. We would like to statistically answer questions like; What conditions are necessary for interactions to produce an optical and infrared active emission?, Does the level of emission depend on the interaction nature and morphological content of the involved galaxies?. We also want to know about any emission enhancement between (E+S) and (S+S) pairs relative to the isolated galaxies and if positive, by what fraction and circumstances?. We wonder if our study can give support for a significative population of truly physical (E+S) pairs.

Chapter 1 is a brief review of previous papers related to the main topic of this work, with emphasis on (E+S) pairs and it's main

advantages for this study.

In Chapter 2 we discuss the selection criterium and the statistical completeness of the samples. We compare the optical properties through the absolute magnitude distributions and the optical luminosity function (OLF). We also discuss the morphological content of the samples and search for relationships among  $L_B$ , the Hubble morphology, the interaction morphology and some orbital properties like the projected separation between pairs. We will extend our study to the (S+S) sample.

In Chapter 3 we briefly present our new SCANPI processing to the IRAS observations for (E+S) and isolated galaxies to get the infrared fluxes. We monitor the behaviour of the infrared emission through the luminosity distributions calculated from the obtained fluxes at 12, 25, 60 y 100  $\mu\text{m}$  and the luminosity ratios from  $L_B$ . We will compare the samples through the far infrared luminosity function (FIRLF) which will be built via a non-parametric bivariate ( $M_{Zw}$ ,  $L_{FIR}$ ) method. We explore the HI content in (E+S) pairs and search for relationships among the infrared luminosities, the Hubble morphology, the interaction morphology and some orbital properties like the projected separation between pairs. We will try to extend our study to the (S+S) sample.

Chapter 4 is a general discussion of all the results here obtained, including our HIRES processing to spatially resolve the infrared emission in pairs and an overview of our future observational and theoretical work on (E+S) pairs.

In Appendix A we briefly describe the astrophysical framework to interpret the infrared observations and put on explicitly the quantities here used.

In Appendix B we describe in detail the SCANPI process that we applied to the IRAS observations of the (E+S) and isolated galaxies. We also describe an empiric procedure to

attempt to spatially resolve the infrared emission in pairs and comment on it's limitations.

In Apendix C we describe in detail the HIRES process that we applied to the IRAS observations of the (E+S) pairs as a second order aproximation to our study of the infrared emission. We attempt to look for evidence of FIR emission from the E/S0 component in support of crossfueling or mass transfer between components in pairs that could eventually violate our basic work hypothesis.

Apendix D contains a brief review of the non-parametric statistical methods here used to interpret the infrared observations.

## Díidxa Naaxhi Rudiée

Dxíña dí quí náaca ní páa quí náaca née cáa binni bizíee née náa Bizíidi Náa tíde ráa nagáana lúu cáa úza gudíde. Ráa Guzulúu, dxíña huaxhiée rihuíni nuzáabe ní Dr. Jack Sulentic núu ráa Universidad de Alabama, E.U.A., láabe, née Dra. Deborah Dultzin gúuca néeca bee dxíña stíne dí née gúuca née cáa bée náa ríuuna ráa Departamento de Física y Astronomía stii Universidad de Alabama, ráa bíne tí ndáa rizáaca xhíña dí. Cáa díidxa jnéeza stii Drs. Raymond White née William Keel née guennda ruziéene stii cáa Drs. Ronald Buta née Stuart Ryder bizáaca cáa ní stáale pé'. Rudiée díidxa náaxhi stíine cáa báadu síca náa bizíidi dúu sáaca bidí cáa bée genndaridxáaga née bichéeche náa cáa bée xquennda bíani cáa bée.

Bizíde guináaza lúu náaxa cáa dxíña róo guenndaríuya satélite IRAS, xquíxhe cáa bíni rúuni dxíña stii Centro de Astronomía Infrarroja (ní gúuca IPAC) del Instituto de Tecnología de California en Pasadena, E.U.A., rizáaca pé', rudiée xquíxhe pé' cáa Drs. Joseph Mazarella, Deborah Levine, Ann Wherle, George Helou née Jason Surace cáa ní quí nutíxhi laadxi cáa gáati gáa, cáa ráa canayáaba née cáa guennda rináaba díidxa cáadi jnéeza stíne.

Ráa cáa gáadxée núu binni cayúuni dxíña stáale guídxí ráa gúunda bichíña lúu néeza xhíã dí, gucuáa stáale díidxa jnéeza gúuca née náa gúuya néeza dxíña róo. Lúu ndáa néeza dí rudiée díidxa náaxhi icáa cáa Drs. Drs. Robert Kennicutt, R. Joseph, Roberto Terlevich, Francoise Combes, Joseph Silk, Guill Knapp née Erick Feigelson sáaca guiráa, xhixhée díidxa rizáaca stii cáa.

Ndáani guídxí, rudiée xquíxhe pé' icáa IAUNAM sáaca guiráa, gúuca née náa bindúuxhe dxíña dí née CONACyT sáaca xpídxíchi. Bidí náa láaca Dra. Deborah Dultzin rudiée xquíxhe pé' láa sáaca gúuca née náa bidxéela bidxíchi. Cáa Drs. Arcadio Poveda, Jesús González née Edmundo Moreno láaca rudiée xquíxhe pé' cáa díidxa gundíza laadxi duáa née sáaca guláaquí cháahui née náa xhíña lúu guiráa néeza stíine. Láaca rudiée xquíxhe pé' cáa binni nanna béeda guídxí zítu gúuca née náa, Drs. Josefa Masegosa née Asención del Olmo cáa stii dxa bidí.

Cáa xpinni gúuca ráa gúuta díidxa néexhe cháahui : Drs. Deborah Dultzin, Jack Sulentic, Irene Cruz-González, Margarita Rosado, Miriam Peña, Elias Brinks née Jesús González, rudiée xquíxhe pé' sáaca gunáa láadxi dóo cáa bindáa cáa xhíña, guláaquí stíidxa cáa xquennda jnéeza, xhíña dí née guláaquí stíidxa jnéeza stíine.

Láaca icáa Físico Laura Parrao, díidxa náaxhi stíne sáaca xquennda ráaca née neexhe dxí láadxi dóo, rúuni láaca ní, gunnda yendáaya née bindúuxhe, dxíña róo stíne. Cáa binni xquídxé Luis Artemio Martínez née Franco Toledo ráabe láaca: Quíxhe pé' sáaca gúuca néeca xpinni yóo cáa.

Dxíña dii biine icáa jñáa náa Josefa, cáa bizáaza Isabel, Minerva, Iris, Salustia née Adriana, née cáa binni rizáa, náa Concepción née náa Amalia, ríni, risáaca stii binni zaa stíni stínu. Láaca bee bizídi cáa ree náa xhiinga stii-pa née láadxi dóo guennda rucáa lúu lúu guiráa xhixhée yaaya, lúu pé' ráa nagáana; Dúuba stii ríni zaa quí huáa xhaaxa ñée cáa bée yanni cáa. Cáa binni rañáa stiine, binni gúuze bennda, binni rúuni dxíña lúu náa. binni rutíee, rúuni táangu rucáa lúu guíichi, rucáa diidxa náaxhi, ribáaqui sáa, binni núu xpiáani, binni náadxi née rúuni dxíña sicarúu née guiráa xhixhée cáa gunáa binni zaa, láaca bíne dxíña dí. Báadu dxáapa Lourdes rudiée xquíxhe pé' láa sáaca bidú láadxi dóo stii náa guiráa cáa úza dí.



## Agradecimientos

Este trabajo no hubiera sido posible sin la ayuda de las siguientes personas quienes me orientaron y enseñaron a superar dificultades a lo largo de estos años. Para empezar, el tema poco ortodoxo de este trabajo se lo debo a la propuesta del Dr. Jack Sulentic de la Universidad de Alabama, EUA, quien, junto con la Dra. Deborah Dultzin, dirigieron este trabajo y me apoyaron para llevar a cabo una estancia en el Departamento de Física y Astronomía de la Universidad de Alabama, donde realicé una parte sustancial. Los consejos de los Drs. Raymond White III y William Keel y las enseñanzas de los Drs. Ronald Buta y Stuart Ryder fueron muy importantes. Agradezco a los estudiantes graduados del departamento por brindarme su amistad y compartir sus conocimientos. Aprendí a utilizar los paquetes de reducción de las observaciones del satélite IRAS, gracias a la paciencia de los investigadores del Centro de Astronomía Infrarroja (anteriormente IPAC) del Instituto de Tecnología de California en Pasadena, EUA. En especial, quiero agradecer a los Drs. Joseph Mazzarella, Deborah Levine, Ann Wherle, George Helou y Jason Surace quienes soportaron más de una vez, mis torpezas y preguntas sin sentido.

En los distintos foros internacionales donde tuve la oportunidad de presentar el desarrollo de este trabajo, recibí muchas críticas que me ayudaron a encontrar una perspectiva más amplia. En esta etapa agradezco a los Drs. Robert Kennicutt, R. Joseph, Roberto Terlevich, Francoise Combes, Joseph Silk, Guill Knapp y Erick Feigelson por todos sus valiosos comentarios.

En México, agradezco al IAUNAM las facilidades para concluir este trabajo y al CONACyT por el apoyo económico. A la Dra. Deborah Dultzin siempre le agradeceré el haber contado con su apoyo para buscar y obtener ayuda económica. A los Drs. Arcadio Poveda, Jesús González y Edmundo Moreno les estoy profundamente agradecido por sus estimulantes comentarios y por revisar conmigo este trabajo en diferentes etapas. También agradezco a las investigadoras visitantes, Drs. Josefa Masegosa y Asención del Olmo sus comentarios.

A los miembros del jurado: Drs. Deborah Dultzin, Jack Sulentic, Irene Cruz-González, Margarita Rosado, Miriam Peña, Elias Brinks y Jesús González, les agradezco su extraordinaria disposición para leer, sugerir tantas mejoras a este trabajo, y fungir como sinodales.

A la Físico Laura Parrao le agradezco su extraordinario sentido de cooperación y paciencia, gracias a los cuales, superé diferentes aspectos de la programación. A Luis Artemio Martínez y Franco Toledo les digo: "Gracias por su ayuda paisanos".

Este trabajo está dedicado a mi madre Na Josefa, a mis hermanas Isabel, Minerva, Iris, Salustia y Adriana, y a mis tías Na Concepción y Na Amalia,

dignas representantes de la raza zapoteca del Istmo de Tehuantepec. Ellas me han enseñado lo que significa la fuerza y el espíritu de lucha frente a la adversidad; herencia de una raza que no ha sido sojuzgada. A mis paisanos campesinos, pescadores, artesanos, pintores, escultores, escritores, poetas, compositores, protagonistas de la cultura, las humanidades y las artes y a todas las mujeres de Juchitán, también les dedico este trabajo. A Lourdes le estoy agradecido por su apoyo moral en estos años.

# Índice General

<b>1</b>	<b>Introducción</b>	<b>1</b>
1.1	Los Pares de Galaxias con Morfología Mixta (E+S)	1
1.2	Sobre el Origen de los Pares (E+S)	3
1.2.1	Exceso de Emisión en Pares...	4
1.3	Ventajas de los Pares (E+S)...	5
1.3.1	Glosario de Abreviaturas	7
<b>2</b>	<b>Propiedades Ópticas</b>	<b>13</b>
2.1	Introducción	13
2.2	Los Pares Aislados de Karachentsev	13
2.2.1	Propiedades del Criterio de Selección de Pares Aislados	15
2.3	Las Galaxias Aisladas de Karachentseva	24
2.3.1	Propiedades del Criterio de Selección de Galaxias Aisladas	25
2.4	La Completez de los Pares (E+S) y las Galaxias Aisladas	37
2.5	Distribuciones de Magnitud Absoluta	38
2.6	La Función de Luminosidad Óptica	48
2.6.1	Comparación con Los Pares (S+S)	51
2.7	Morfología Óptica en Pares (E+S)	54
2.8	Morfología de Interacción en Pares (E+S)	57
2.9	Resultados	59
<b>3</b>	<b>Propiedades Infrarrojas</b>	<b>67</b>
3.1	Introducción	67
3.2	Las Observaciones de IRAS	68
3.3	La Emisión Infrarroja en Pares (E+S)	70
3.3.1	Las Pruebas Estadísticas No Paramétricas	73
3.3.2	Análisis Estadístico Univariado y Bivariado	75
3.4	La Correlación $L_{FIR} - L_B$	83
3.4.1	La Luminosidad $L_{FIR}$ en Pares (S+S)	86
3.5	Contenido de HI en Pares (E+S)	88

3.6	La Función de Luminosidad Bivariada en el Infrarrojo . . . . .	90
3.7	Morfología de Interacción y Separación en Pares (E+S) . . . . .	92
3.8	Luminosidad Infrarroja y Tipo Morfológico . . . . .	96
3.9	Resultados . . . . .	98
<b>4</b>	<b>Discusión General</b> . . . . .	<b>103</b>
4.1	Las Propiedades Ópticas... . . . .	103
4.1.1	La Completez y Los Sesgos . . . . .	103
4.1.2	La Existencia de Pares (E+S) de Baja Luminosidad . . . . .	105
4.1.3	El Exceso en Luminosidad Óptica de los Pares (E+S) . . . . .	110
4.1.4	Luminosidad Óptica, Morfología de Interacción y Separación en Pares (E+S) . . . . .	111
4.2	Propiedades Infrarrojas... . . . .	112
4.2.1	Las Distribuciones de Luminosidad Infrarroja . . . . .	112
4.2.2	La Correlación $L_{FIR}-L_B$ . . . . .	113
4.2.3	$L_{FIR}$ en los Pares (S+S) . . . . .	114
4.2.4	Las Función de Luminosidad en el Infrarrojo Lejano. ¿Porqué un Método Bivariado? . . . . .	115
4.2.5	Luminosidad Infrarroja, Morfología de Interacción y Separación en Pares (E+S) . . . . .	117
4.2.6	Contenido de HI . . . . .	119
4.2.7	Morfología Óptica y Luminosidad Infrarroja . . . . .	120
4.2.8	La Tasa de Formación Estelar . . . . .	121
4.2.9	Alta Resolución Espacial en Pares (E+S) . . . . .	121
4.3	Conclusiones y Perspectivas... . . . .	124
4.3.1	Propiedades Ópticas . . . . .	124
4.3.2	Propiedades Infrarrojas . . . . .	126
4.3.3	Perspectivas de Estudio . . . . .	128
<b>A</b>	<b>Interpretación de las Observaciones Infrarrojas</b> . . . . .	<b>135</b>
A.1	Introducción . . . . .	135
A.2	Mecanismos de Radiación Infrarroja . . . . .	135
A.3	Origen y Fuentes de Radiación Infrarroja . . . . .	136
A.4	Propiedades del Polvo . . . . .	137
A.5	Transferencia Radiativa . . . . .	138
A.6	Temperatura del Polvo . . . . .	139
A.7	Interpretación Astronómica de la Emisión Infrarroja . . . . .	140
A.8	Definición de Parámetros Físicos Infrarrojos . . . . .	142

<b>B SCANPI</b>	<b>147</b>
B.1 Introducción . . . . .	147
B.2 Las Observaciones de IRAS . . . . .	147
B.3 ¿Cómo Funciona SCANPI? . . . . .	149
B.4 Los Estimadores de Flujo . . . . .	152
B.5 Detección de Ambas Componentes en Pares (E+S) . . . . .	153
B.5.1 Apantallamiento por una Fuente Cercana . . . . .	156
B.6 Las Observaciones de IRAS en los Pares (E+S). . . . .	158
<b>C HIRES</b>	<b>167</b>
C.1 Introducción . . . . .	167
C.2 Alta Resolución Espacial . . . . .	168
C.3 HIRES en Pares (E+S) . . . . .	172
<b>D Métodos No Paramétricos en Estadística</b>	<b>181</b>
D.1 Introducción . . . . .	181
D.1.1 El Estimador de Kaplan-Meier . . . . .	182
D.1.2 Pruebas de Hipótesis Nula . . . . .	183
D.1.3 Correlación entre Variables . . . . .	185

# Índice de Figuras

2.1	El Criterio de Selección de Karachentsev y los diferentes Niveles de Aislamiento.	15
2.2	Morfología de Interacción en Pares (E+S).	17
2.3	La Prueba Estadística $V/V_{max}$ en Pares y Galaxias Aisladas.	37
2.4	Magnitud Absoluta y Velocidad Radial en Pares y Galaxias Aisladas.	38
2.5	Velocidad Radial y Magnitud Absoluta en Componentes Espirales en Pares y Galaxias Aisladas.	40
2.6	Velocidad Radial y Magnitud Absoluta en Componentes Esferoidales en Pares y Galaxias Aisladas.	40
2.7	Magnitud Aparente Relativa y Separación Proyectada entre Pares (E+S).	41
2.8	Las Galaxias Aisladas de Baja Luminosidad.	41
2.9	Corrección por Galaxias E/S0 Aisladas de Baja Luminosidad.	42
2.10	Corrección por Galaxias S Aisladas de Baja Luminosidad.	42
2.11	La Función de Luminosidad Optica en Galaxias Aisladas.	51
2.12	La Función de Luminosidad Optica en Galaxias Aisladas y Pares (E+S).	51
2.13	La Función de Distribución Acumulada en Pares (E+S) y Galaxias Aisladas.	52
2.14	Velocidad Radial y Magnitud Absoluta en Pares (E+S) y (S+S).	52
2.15	La Función de Luminosidad Optica en Pares (E+S) y Pares (S+S).	53
2.16	Contenido Morfológico de los Catálogos de Karachentsev (CPG), Karachentseva (CIG), Los Pares (E+S) y Las Galaxias Aisladas.	54
2.17	Contenido Morfológico del Catálogo de Karachentseva (CIG), normalizado al número total de galaxias por tipo morfológico.	56
2.18	El Contenido Morfológico del Catálogo de Karachentsev (CPG), normalizado al número total de galaxias por tipo morfológico.	56
2.19	Luminosidad Optica, Morfología de Interacción y Separación Proyectada en Pares (E+S).	57
2.20	Luminosidad Optica, Tipo de Hubble y Separación Proyectada en Pares (E+S).	59
3.1	Luminosidad Infrarroja en Galaxias S Aisladas y en Pares (E+S).	71
3.2	Luminosidad Infrarroja y Galaxias de Baja Luminosidad Optica.	74
3.3	Luminosidad en el Infrarrojo Medio en Pares (E+S) y Galaxias Aisladas.	74

3.4	La Función de Distribución Acumulada en el Infrarrojo Medio en Pares (E+S) y Galaxias Aisladas. . . . .	76
3.5	La Función de Distribución Acumulada en el Infrarrojo Lejano en galaxias S en Pares y Galaxias Aisladas. . . . .	82
3.6	La Función de Distribución Acumulada de $L_{FIR}$ en galaxias S en Pares (E+S) y Galaxias Aisladas. . . . .	82
3.7	Cociente de Colores $I_{25}/I_{100}$ en galaxias S Aisladas y en Pares (E+S). . . . .	83
3.8	Cociente de Colores $I_{60}/I_{100}$ en galaxias S Aisladas y en Pares (E+S). . . . .	83
3.9	La Relación $L_{FIR} - L_B$ en Galaxias Aisladas. . . . .	84
3.10	La Relación $L_{FIR} - L_B$ en Pares (E+S). . . . .	84
3.11	Residuales $\Delta \text{Log}(L_{FIR})$ Relativo a las Galaxias Aisladas. . . . .	85
3.12	Separación Proyectada en Pares (E+S) y (S+S). . . . .	86
3.13	$L_{FIR}$ Calculado y Observado en Pares (S+S) Resueltos por IRAS. . . . .	87
3.14	$L_{FIR}$ Calculado y Observado en Pares (S+S) no Resueltos por IRAS. . . . .	87
3.15	$L_{FIR}$ Calculada y Observada en Pares (S+S) con Separación $\leq 1.5$ minutos de arco. . . . .	88
3.16	El Contenido de HI en galaxias S en Pares (E+S) y Galaxias Aisladas. . . . .	89
3.17	$L_{FIR}/M_{HI}$ , $L_{25}/M_{HI}$ y la Separación Proyectada. . . . .	90
3.18	La Función de Luminosidad Bivariada en el Infrarrojo Lejano para las Galaxias S Aisladas y en Pares (E+S). . . . .	91
3.19	Luminosidad Infrarroja y Morfología de Interacción. . . . .	93
3.20	Cocientes de Luminosidad Infrarroja y Morfología de Interacción. . . . .	93
3.21	Función de Distribución Acumulada y Morfología de Interacción (AT-LI-DI). . . . .	94
3.22	Cocientes de Colores $I_{25}/I_{100}$ , $I_{60}/I_{100}$ y Morfología de Interacción. . . . .	94
3.23	Cocientes de Luminosidad en el Infrarrojo Medio, Separación Proyectada y Morfología de Interacción. . . . .	94
3.24	Cocientes de Luminosidad en el Infrarrojo Lejano, Separación Proyectada y Morfología de Interacción. . . . .	95
3.25	Cociente $L_{FIR}/L_B$ , Morfología de Interacción y Separación Proyectada. . . . .	95
3.26	$L_{FIR}/L_B$ y Separación Proyectada en Galaxias Con Signos de Interacción en Pares. . . . .	95
3.27	Cocientes de Luminosidad Infrarroja y Tipo Morfológico en Pares (E+S). . . . .	96
3.28	$L_{FIR}$ y Tipo Morfológico en Pares (E+S). . . . .	97
3.29	La Tasa de Formación Estelar en galaxias Sc Aisladas y en Pares (E+S). . . . .	97
B.1	El Plano Focal y el Arreglo de Detectores Infrarrojos del Satélite IRAS. . . . .	148
B.2	Cosuma de los barridos de IRAS con SCANPI. . . . .	152
B.3	Configuración de Barridos del Satélite IRAS. . . . .	155
B.4	Apantallamiento del Flujo en Fuentes Infrarrojas Cercanas. . . . .	157
C.1	HIRES en k284 en $60 \mu\text{m}$ . . . . .	173
C.2	HIRES en k334 en $60 \mu\text{m}$ . . . . .	174

ÍNDICE DE FIGURAS

vii

C.3 HIRES en k391 en 60 $\mu\text{m}$ . . . . .	175
C.4 HIRES en k476 en 60 $\mu\text{m}$ . . . . .	176



# Índice de Tablas

2.1	La Muestra de Pares de Galaxias con Morfología Mixta (E+S) . . . . .	18
2.2	Continuación . . . . .	19
2.3	Continuación . . . . .	20
2.4	Continuación . . . . .	21
2.5	Continuación . . . . .	22
2.6	Continuación . . . . .	23
2.7	La Muestra de Galaxias Aisladas de Karachentseva . . . . .	27
2.8	Continuación . . . . .	28
2.9	Continuación . . . . .	29
2.10	Continuación . . . . .	30
2.11	Continuación . . . . .	31
2.12	Continuación . . . . .	32
2.13	Continuación . . . . .	33
2.14	Continuación . . . . .	34
2.15	Continuación . . . . .	35
2.16	Continuación . . . . .	36
2.17	Estadística de Magnitud Absoluta y Velocidad Radial en Pares (E+S) y Galaxias Aisladas . . . . .	39
2.18	Estadística de Magnitud Absoluta, Velocidad Radial y Galaxias de Baja Luminosidad . . . . .	43
2.19	Magnitud Absoluta y Velocidad Radial en Componentes Primarias y Secundarias en Pares . . . . .	44
2.20	Magnitud Absoluta y Criterios de Aislamiento en Pares (E+S) y Galaxias Aisladas . . . . .	46
2.21	Velocidad Radial y Criterios de Aislamiento en Pares (E+S) y Galaxias Aisladas . . . . .	47
2.22	La Función de Luminosidad Óptica en Pares (E+S), (S+S) y Galaxias Aisladas . . . . .	50
2.23	Distribución de Tipos Morfológicos en Pares (E+S) y Galaxias Aisladas . . . . .	55
2.24	Tipos Morfológicos y Criterios de Aislamiento en Pares (E+S) y Galaxias Aisladas . . . . .	58
3.1	Galaxias E/S0 en Pares (E+S) Detectadas con SCANPI . . . . .	70
3.2	Luminosidades y Cocientes de Luminosidades en el Infrarrojo Lejano en Pares (E+S) y Galaxias Aisladas: Detecciones . . . . .	72

3.3	Luminosidades y Cocientes de Luminosidades en el Infrarro Medio en Pares (E+S) y Galaxias Aisladas: Detecciones . . . . .	73
3.4	Estadística No Paramétrica de Luminosidades Infrarrojas en Pares (E+S) y Galaxias Aisladas . . . . .	77
3.5	Continuación . . . . .	78
3.6	Continuación . . . . .	79
3.7	Pruebas Estadísticas No Paramétricas entre Pares (E+S) y Galaxias Aisladas .	80
3.8	Continuación . . . . .	81
4.1	La Densidad de Masa asociada con Pares (E+S) y Galaxias Aisladas . . . . .	108
4.2	Pares (E+S) con Resolución Espacial Según HIRES . . . . .	123
B.1	Pares (E+S) con Posibilidades de Resolución Espacial según SCANPI . . . . .	158
B.2	Las Observaciones de IRAS en Pares de Galaxias con Morfología Mixta (E+S)	159
B.3	Continuación . . . . .	160
B.4	Continuación . . . . .	161
B.5	Continuación . . . . .	162
B.6	Continuación . . . . .	163
B.7	Continuación . . . . .	164
C.1	Pares (E+S) con signos de Resolución Espacial según HIRES . . . . .	177



# Capítulo 1

## Introducción

### 1.1 Los Pares de Galaxias con Morfología Mixta (E+S): Antecedentes

El primer gran intento por estudiar sistemáticamente galaxias dobles fue realizado por Lundmark (1927). Holmberg (1937), llevó a cabo una gran aportación al estudio de las galaxias dobles presentando un catálogo de 827 sistemas de galaxias donde incluía 533 pares. En este trabajo que contenía información sobre magnitudes aparentes, diámetros angulares y separaciones aparentes de las componentes, Holmberg desarrolló el primer estudio estadístico de galaxias dobles. Años más tarde, Page (1952) condujo el primer gran proyecto para obtener velocidades radiales de las galaxias dobles del catálogo de Holmberg. Page (1960, 1961, 1962, 1967, 1970) desarrolló métodos para determinar las masas de las galaxias dobles y mostró que era posible investigar el carácter del movimiento orbital a partir del estudio de la distribución de las masas orbitales estimadas.

Un evento fundamental para el desarrollo de la astronomía extragaláctica ocurrió en 1956 con la culminación del proyecto del registro fotográfico del cielo llevado a cabo por el observatorio de Monte Palomar. Basado en este registro, Zwicky et al. (1961-

1968) produjeron el "Catálogo de Galaxias y Cúmulos de Galaxias" (CGCG), reportando 27,841 galaxias con magnitud fotográfica más brillante que  $15.7^m$ . Casi al mismo tiempo, Vorontsov-Vel'yaminov et al. (1962, 1968) publicaron el "Catálogo Morfológico de Galaxias" (MCG), con información sobre diámetros angulares, coordenadas y descripciones estructurales para aproximadamente 30,000 objetos. Ambos catálogos reportaron un gran número de galaxias dobles y el MCG, además, incluyó una descripción cualitativa de objetos que mostraban signos de interacción.

Vorontsov-Vel'yaminov (1977), publicó en el "Atlas de Galaxias Interactuantes", un número significativo de casos de galaxias interactuantes y sistemas múltiples, reconocibles en el registro fotográfico de Palomar, mientras que Arp (1966), usando imágenes fotográficas de mejor calidad, produjo el "Atlas de Galaxias Peculiares". A través de estos trabajos fue posible apreciar la diversidad de formas en que se presentaba la interacción entre galaxias. Sin embargo, a pesar de estos grandes avances, muy pronto se hizo evidente que muchas de las galaxias dobles que se encontraban en los catálogos arriba mencionados, no formaban una muestra seleccionada satisfactoriamente, pues no se les había aplicado un criterio de selección consistente para identificarlas. En particular, se sintió la necesidad de crear un catálogo de galaxias dobles que fuesen seleccionadas sólo por sus

propiedades observadas y que se basara en criterios apropiados para tener pares aislados de galaxias. Tal proyecto fue llevado a cabo por Karachentsev (1972) en el “Catálogo de Pares Aislados de Galaxias” (CPG, de las siglas en inglés: Catalog of Paired Galaxies).

El catálogo de pares aislados de galaxias en el hemisferio norte (Karachentsev 1972) identifica  $\sim 602$  candidatos a pares con diferentes tipos morfológicos. El catálogo CPG fue creado con base en un criterio de selección, que excluía, en la medida de lo posible, pares ópticos (galaxias que vistas en proyección en el plano del cielo, parecen cercanas entre sí). La determinación de velocidades radiales en todos estos pares mostró que la mayoría eran pares muy cercanos en velocidad, aunque el hecho de que exista tanto un criterio de aislamiento, como de concordancia en velocidad, tampoco garantiza que tengamos verdaderos pares físicos de galaxias. Sin embargo, al observar las imágenes de estos pares, (Karachentsev 1987) notó que la mayoría mostraban signos de perturbación dinámica como estructuras alargadas en forma de puentes, plumas o colas difusas, envolventes comunes y distorsión en la morfología, todos estos signos, vistos como evidencia de interacción gravitacional.

En su estudio de las propiedades estadísticas del catálogo de pares, Karachentsev & Karachentseva (1974, en adelante KK 74) estimaron la probabilidad de formar pares de manera aleatoria o por proceso de captura, dada la fracción relativa (observada) de galaxias con un cierto tipo morfológico en una muestra de galaxias representativa del “campo”. Comparando las fracciones observadas de pares (E+E), (E+S) y (S+S) con las fracciones correspondientes calculadas estadísticamente, encontraron que es posible eliminar, con un alto nivel significativo, la hipótesis de distribución aleatoria de tipos morfológicos en pares. Este resultado lo interpretaron como evidencia de que las ga-

laxias dobles (aún en el caso de los pares (E+S)) no pudieron haberse formado por encuentros aleatorios, sino más bien que sus componentes debieron haber tenido un origen común. De acuerdo con KK 74, la escasa probabilidad de encuentros fortuitos hace que algunas propiedades originales permanezcan “congeladas” en estos sistemas después de su formación, lo cual significa que se pueden estudiar las condiciones de formación de los pares aislados de galaxias a partir de sus propiedades observadas en la época actual. En un estudio similar, Sulentic 1992 reportó una sobrerrepresentación de galaxias tempranas en pares respecto a muestras seleccionadas similarmente, pero en el campo.

En un estudio relacionado, Chatterjee (1987) estimó la frecuencia esperada de galaxias interactuantes con base en una teoría colisional para su formación; las estructuras asociadas (puentes y plumas de material difuso y distorsión morfológica) son producto de la interacción gravitacional entre galaxias. Siguiendo muy de cerca el tratamiento dinámico para galaxias en colisión de Alladin (1965), Chatterjee estudió la formación de galaxias interactuantes peculiares sobre la base de colisiones que involucran una galaxia de disco y una galaxia esférica. Con estos resultados, Chatterjee calculó la frecuencia de pares interactuantes en función del parámetro de impacto y del cambio de energía interna en la colisión en regiones con densidad galáctica alta y baja. En regiones de baja densidad, asociadas con galaxias de “campo”, encontró que la frecuencia de encuentros era muy baja para poder explicar la formación de galaxias peculiares interactuantes, concluyendo que la mayoría de los pares interactuantes debieron haber permanecido como sistemas ligados con parámetros orbitales (eje mayor y excentricidad) tales que es hasta ahora cuando éstos sistemas sufren encuentros cercanos por primera vez.

En la actualidad no parece existir un

acuerdo sobre la realidad de una población significativa de pares (E+S), vistos como sistemas físicos. Faber & Gallagher (1979) (F&G) hicieron notar la importancia de la distribución de velocidades relativas  $\Delta v$  entre pares, como un criterio para distinguir entre pares físicos y ópticos. F&G analizaron los catálogos de pares de Peterson (1978) y Turner (1976), que son esencialmente independientes, encontrando que la distribución de  $\Delta v$  debería poseer un máximo cerca del valor cero (debido a efectos de proyección) cuando se trata con pares físicos reales (por analogía con lo que sucedía con los pares Espiral-Espiral o (S+S)). Al analizar la distribución de  $\Delta v$  en los pares con componentes E de ambas muestras, F&G encontraron que esta era casi plana, sin tendencia a mostrar un máximo cercano a cero, concluyendo que probablemente los pares con componentes E no formaban asociación física. Posteriormente, Picchio & Tanzella-Nitti (1985) llevaron a cabo una clasificación ambiental de una muestra de 587 galaxias dobles y analizaron la distribución de velocidades  $N(\Delta v)$ , encontrando que no había diferencias significativas en la distribución de pares (S+S) y (E+S) cuando se consideraban los pares más aislados. Rampazzo & Sulentic (1992) estimaron que, de cualquier muestra completa (no jerárquica) de pares, entre el 10% y el 25% de éstos serán de morfología mixta (E+S), sugiriendo que, además de la realidad de una población importante de pares (E+S), la concordancia morfológica no es la regla entre las galaxias en pares, como otros estudios (Noerdlinger 1979), parecían indicar.

Recientemente se han obtenido muestras de pares de galaxias en el hemisferio sur utilizando los registros fotográficos de los Observatorios Europeos del Sur (ESO) (European Southern Observatory). Empleando criterios de selección similares al de Karachentsev (1972), Soares et al. (1995) encontraron una fracción relativa de pares (E+S) de 32%, mientras que Reduzzi & Rampazzo (1995)

encontraron una fracción de 34%, con una distribución de  $\Delta v$  entre componentes muy similar a la de otros pares con morfología concordante. Estos estudios reportaron que los pares mostraban también una correlación entre los colores integrados de las componentes (efecto Holmberg), pero con una dispersión mayor que para el caso de pares con morfología concordante. La presencia del efecto Holmberg sugiere que los pares tienden a sobrevivir el paso por el perigaláctico por un tiempo que permite que la formación estelar inducida sea observable.

De Mello et al. (1995) y Rampazzo et al. (1995) también han encontrado evidencia a favor de la existencia de pares físicos con componentes (E+S). De Mello et al. (1996) en un estudio observacional de 4 pares (E+S) del hemisferio sur, encontraron tres pares que muestran diferencias en velocidad radial y morfologías consistentes con la hipótesis de que son pares físicos, mostrando evidencia de poblaciones estelares jóvenes en las componentes elípticas y favoreciendo la hipótesis de algún mecanismo de transferencia de masa entre las componentes y de formación estelar inducida.

## 1.2 Sobre El Origen de los Pares (E+S)

De acuerdo con algunos esquemas de formación de galaxias, la morfología de las galaxias debe depender fuertemente del ambiente en el cual residen, especialmente en el que se formaron. En consecuencia, en pares de galaxias se esperaría encontrar miembros con tipo morfológico similar. Si los factores ambientales juegan un papel importante en el proceso de formación de las galaxias, entonces la existencia de un número significativo de pares de galaxias con morfología mixta (E+S,  $\sim 150/600$  en el catálogo CPG), representa un reto para las ideas actuales sobre formación de galaxias. Los pares de galaxias

interactuantes pueden ser vistos como sistemas fuera de equilibrio los cuales son útiles para estudiar la estructura de las galaxias por medio de la observación de la respuesta de esas estructuras a un estímulo externo. Si los pares (E+S) son de origen primordial y si retuviesen sus formas originales desde su nacimiento, estos podrían dar información importante sobre el papel que juega el medio ambiente en la formación de las galaxias.

Aparte de la teoría de que los pares (E+S) son de origen primordial, existen algunas ideas alternativas para su formación. Rampazzo & Sulentic (1992) con base en observaciones de pares (E+S) con imágenes profundas en el hemisferio sur, ofrecieron una explicación alternativa para interpretar la morfología de algunos pares E+S como producto de efectos evolutivos:

- (i) "Espirales" que son originalmente galaxias S0 cuyos brazos fueron generados por efectos de marea.
- (ii) Elípticas interpretadas como el producto final de la fusión de sistemas múltiples.

Diaferio, Geller & Ramella (1994) interpretaron a los grupos compactos como productos transitorios que se forman continuamente dentro de sistemas de orden superior como grupos de galaxias en fase de colapso. En base a simulaciones calcularon el tiempo promedio para crear configuraciones comparables a grupos compactos y sugirieron que en esta escala de tiempo, los miembros pueden fusionarse y/o otras galaxias del grupo original pueden unirse a la configuración del grupo compacto. Este resultado sugiere que también podría esperarse una fracción de galaxias en pares que pudiesen ser resultado de algún proceso de fusión en una etapa previa de formación dentro de un grupo de galaxias. Más recientemente, Wiren et al. (1996) simularon la formación de muestras teóricas de pares de galaxias siguiendo

la evolución de grupos de galaxias en proceso de colapso. Con una aproximación estadística, mostraron que la distribución de separaciones proyectada y la distribución de velocidades radiales relativas modeladas eran razonablemente similares a las observadas en una muestra de pares de galaxias de Karachentsev.

Junqueira & De Freitas Pacheco (1994) mostraron que la distribución más probable de parámetros orbitales en los pares aislados del catálogo CPG estaba representada por órbitas elípticas con excentricidad alta, lo cual sugiere que es posible explicar algunas características morfológicas de interacción vistas en pares por medio de un proceso de interacción "débil" como alternativa a un proceso de fusión. Reduzzi, Longhetti & Rampazzo (1996) analizaron una muestra de galaxias en pares del hemisferio sur donde una componente es elíptica, y encontraron que la presencia de estructuras finas como anillos (shells) también podían ser explicadas dentro del esquema de interacción débil.

### 1.2.1 Exceso de Emisión en Pares respecto a Galaxias Aisladas

Hace ya casi 30 años que Tovmassian (1969) sugirió que las galaxias múltiples mostraban un exceso estadísticamente significativo en la emisión en radio frecuencias. Esta sugerencia no fue aceptada hasta que otros estudios, también en radio frecuencias, pudieron confirmar este resultado con base en otras muestras grandes de galaxias interactuantes (Sulentic 1976; Stocke 1978; Hummel 1980). Por esos mismos años, Larson & Tinsley (1978) encontraron evidencia de un estímulo en la emisión óptica de galaxias en pares, en forma de una dispersión amplia en el diagrama observacional color-color de estas galaxias. La existencia de un "Efecto Holmberg" en los colores observados en pares (Demin et al.

1984), se interpretó como otra manifestación de este fenómeno.

Tampoco parece existir una respuesta única sobre el origen y la naturaleza de esta emisión estimulada en las galaxias interactuantes. Sulentic (1976) argumentó en favor de un exceso en la emisión de radio que se originaba principalmente en la componente de disco de estas galaxias (emisión extendida), mientras que Hummel (1980) concluyó con base en un estudio de radio frecuencias con el método de síntesis, que esta emisión se originaba preferencialmente en la región nuclear. Algunos estudios posteriores mostraron evidencia de que tanto la emisión nuclear como la de disco pueden ser estimuladas en pares interactuantes (Kennicutt et al. 1987, ver también Kennicutt 1990 y Heckman 1990).

Algunos autores han argumentado que el estímulo de la emisión en el infrarrojo lejano está íntimamente ligado al de la interacción gravitacional (Lonsdale, Person & Matthews 1984; Cutri & McAlray 1985; Soifer et al. 1984; Sanders et al. 1987; Kennicutt et al. 1987; Telesco, Wolstencroft & Done 1988; Bushouse, Lamb & Werner 1988, entre otros). Sin embargo, autores como Lawrence et al. (1986), Haynes & Herter (1988), Cutri (1990), han argumentado que tal correlación es poco significativa. Un análisis de la temperatura de polvo (cociente IRAS  $60 \mu\text{m}/100 \mu\text{m}$ ) para diferentes clases de galaxias interactuantes y peculiares, ha sugerido que sólo los pares más cercanos muestran emisión estimulada (Telesco 1988). Por otro lado, debido a que el aumento más espectacular en la emisión infrarroja se observa sólo en las colisiones avanzadas y galaxias en proceso de fusión (Sanders & Mirabel 1996), tampoco se sabe como evoluciona la actividad de formación estelar en etapas más tempranas de la colisión entre galaxias.

Kennicutt et al. (1987) han contribuido a resolver la controversia arriba mencionada, argumentando que esta se debe en parte, a que ha pasado inadvertida la impor-

tancia que tiene el trabajar con muestras de galaxias interactuantes lo más homogéneas posible y al mismo tiempo tratar de acoplarlas con muestras de comparación apropiadamente seleccionadas. De acuerdo con Sulentic (1989), es posible reconciliar resultados previos aparentemente contradictorios, en los estudios de la emisión infrarroja, si se considera: 1) La morfología de interacción de los pares, 2) la morfología de las galaxias en los pares y 3) el volumen de espacio ocupado por las muestras ópticamente seleccionadas. Xu & Sulentic (1991), en un extenso trabajo en esta dirección, estudiaron las propiedades ópticas e infrarrojas en una muestra de pares (S+S) del Catálogo de Pares Aislados de Karachentsev (CPG), utilizando dos muestras de control seleccionadas del Catálogo de Galaxias Aisladas de Karachentseva, encontrando evidencia estadísticamente significativa de una mayor emisión tanto en el óptico como en el lejano infrarrojo en estos pares. Esto lo interpretaron como actividad de formación estelar inducida por la interacción entre galaxias.

El paso siguiente, que emprendemos en este trabajo, es el estudio del fenómeno de formación estelar inducida por interacción, en la otra clase de pares donde existe materia prima para estimular formación estelar; los pares de galaxias con morfología mixta (E+S).

### 1.3 ¿Qué Ventajas Ofrecen los Pares (E+S) para el Presente Estudio?

La muestra de pares (E+S) es apropiada para un estudio estadístico sobre la formación estelar inducida, pues satisface los siguientes requerimientos, algunos de los cuales serán discutidos en el capítulo siguiente:



- (1) **Tamaño.** Tenemos un número suficientemente grande de pares (E+S)  $\sim 150$  seleccionados de acuerdo a un criterio bien definido.
  - (2) **Aislamiento.** El catálogo CPG fue seleccionado con base en un criterio de aislamiento que permite tener pares en regiones del cielo con densidad superficial de galaxias baja. Es difícil ver cómo este proceso de selección pueda estar sesgado hacia pares que muestren algún tipo particular de emisión estimulada.
  - (3) **Morfología.** La muestra de pares (E+S) es morfológicamente diversa y suficientemente grande para permitir discriminar pares por su morfología de interacción y tipo de Hubble.
  - (4) **Profundidad.** Los pares (E+S) muestran un volumen suficientemente grande para hacer una estimación razonable de la función de luminosidad óptica y del infrarrojo lejano.
  - (5) **Muestra Control.** Existe una muestra de control ( $\sim 1051$  galaxias) seleccionada con un criterio muy similar a la muestra de pares, distribuida sobre la misma región del cielo. En este sentido es preferible tener una muestra de control suficientemente similar a la muestra de pares sobre la base de un criterio **ambiental** más que con base en otros criterios para hacer las muestras similares. Para hacer una comparación estadística adecuada, la muestra de galaxias de comparación debe ser por un lado, lo menos perturbada posible por mecanismos característicos del ambiente que está siendo probado, y por otro lado, lo suficientemente similar para que los resultados de la comparación sean relativamente independientes de los posibles sesgos observacionales. El catálogo CIG (Catalog of Isolated Galaxies) de galaxias aisladas de Karachentseva (1973) satisface ampliamente estos requerimientos, lo cual nos permite tener una muestra de comparación apropiadamente seleccionada.
  - (6) Los pares (E+S) tienen una componente rica en gas acompañada de un perturbador relativamente "limpio" (es decir, con un contenido poco significativo de gas relativamente frío y carente de formación estelar). Podemos obtener información muy valiosa sobre las respuestas que el disco galáctico de la componente (S) experimenta debido al estímulo externo de su compañera (E). En particular, investigar la influencia que ejerce la compañera (E) en el proceso de formación estelar inducida en la galaxia espiral (S) y correlacionar las propiedades de emisión óptica e infrarroja con información en otras longitudes de onda (es decir, morfología óptica y cinemática) de manera menos ambigua.
  - (7) El estudio de las propiedades de emisión en el infrarrojo lejano en pares (E+S) ofrece una ventaja especial para investigar la influencia de una compañera en el proceso de formación estelar en una galaxia espiral. La cantidad relativamente baja de material interestelar frío y la presencia prácticamente nula de formación estelar en la componente elíptica (E/S0) nos permite adscribir la emisión observada en el infrarrojo lejano, de manera razonable, a la componente espiral (Sa-Sm). Esto contrasta con el caso de los pares (S+S) donde ambas componentes son muy probablemente "activas" (en cuanto a emisión infrarroja se refiere). Esto nos permite postular lo que será la hipótesis de trabajo principal para el estudio de las propiedades infrarrojas:
- Vamos a suponer que la emisión detectada en el infrarrojo lejano para los pares (E+S) puede atribuirse solamente a la componente espiral en los casos en que no**

sea posible resolver espacialmente el origen de la emisión.

Los pares (E+S) son la única muestra de galaxias binarias donde los efectos de la confusión en el infrarrojo lejano son probablemente menores. Esta confusión resulta a partir de la limitada resolución de los detectores del satélite infrarrojo IRAS, que sigue siendo en la actualidad la principal base de datos extragalácticos en el infrarrojo lejano.

- (8) Podemos intentar inferir la importancia relativa de la fracción total de la componente gaseosa y la eficiencia de la interacción en el proceso de formación estelar inducida en los pares (E+S).

### 1.3.1 Glosario de Abreviaturas

**CIG:** Catálogo de Galaxias Aisladas de Karachentseva (1973)

**CPG:** Catálogo de Pares Aislados de Galaxias de Karachentsev (1972)

**LI :** Abreviatura del inglés: LINK. Para describir la morfología de interacción en pares de galaxias cuyas imágenes ópticas muestran signos de perturbación como puentes o colas de material difuso que aparentemente ligan o conectan una galaxia con su compañera.

**AT :** Abreviatura del inglés: ATMOSPHERE, para pares de galaxias cuyas imágenes ópticas muestran que están rodeados por una atmósfera o envoltorio común.

**DI :** Abreviatura del inglés: DISTORTION, para pares de galaxias cuyas imágenes ópticas muestran que una o ambas componentes tienen signos de distorsión morfológica.

**NI :** Abreviatura del inglés: NON INTERACTING, para pares de galaxias cuyas imágenes ópticas no muestran ningún signo aparente de distorsión morfológica.

**INT :** Abreviatura del inglés: INTERACTING, para agrupar en una sola categoría a las galaxias con tipos LI, AT y DI.

**SAL :** Abreviatura del inglés: S ALL, para agrupar a todas las componentes espirales (S) en pares, es decir, tanto INT como NON.

**ISO :** Abreviatura del inglés: ISOLATED, que se refiere a la muestra de galaxias espirales aisladas CIG.

**SEP :** Separación entre componentes de un par de galaxias (minutos de arco) normalizada por el tamaño de la galaxia primaria (minutos de arco).

**(+,+):** Criterio de Selección de Pares Aislados de Galaxias con Condición de Aislamiento Fuerte.

**(-,-):** Criterio de Selección de Pares Aislados de Galaxias con Condición de Aislamiento Estándar.

**(0) :** Criterio de Selección de Galaxias Aisladas con Condición de Aislamiento Estándar.

**(1,2) :** Criterio de Selección de Galaxias Aisladas con Condición de Aislamiento Débil.

**SCANPI :** Abreviatura del inglés; Scan Process and Integration. Es un conjunto de programas diseñados para manipular los datos del satélite IRAS en una dimensión, y obtener una estimación del flujo infrarrojo.

**HIRES :** Abreviatura del inglés; High Resolution. Es un conjunto de programas diseñados para deconvolucionar es-

parcialmente en dos dimensiones los datos de IRAS en observaciones con baja resolución espacial.

**OLF** : Abreviatura del inglés; Optical Luminosity Function. Para designar genéricamente a las funciones de luminosidad ópticas.

**FIRLF** : Abreviatura del inglés; Far Infrared Luminosity Function. Para designar genéricamente a las funciones de luminosidad en el Infrarrojo Lejano.

**STG** : Abreviatura del inglés STRONG, para clasificar a las galaxias en pares que muestran emisión fuerte en el espectro óptico, con líneas de alta excitación como [OIII]  $\lambda$  5007.

**MID** : Abreviatura del inglés MEDIUM, para clasificar a las galaxias en pares que muestran emisión moderada en el espectro óptico, con líneas de alta excitación como [OIII]  $\lambda$  5007 relativamente débiles.

**WEK** : Abreviatura del inglés WEAK, para clasificar a las galaxias en pares que muestran emisión débil en el espectro óptico, con líneas de emisión como  $H\alpha$  y  $H\beta$  y líneas de absorción como  $\lambda$  3727.

**ABS** : Abreviatura del inglés ABSORPTION, para clasificar a las galaxias en pares que no muestran líneas de emisión en el espectro óptico.

# Bibliografía

- [1] Alladin, S. M., 1965, ApJ, 141 768
- [2] Arp, H. 1966, ApJ. Suppl. 14, 1.
- [3] Barnes, J., Hernquist, L., 1992 ARAA, 30, 705
- [4] Barnes, J., Hernquist, L., 1996 ApJ, 471, 115
- [5] Bushouse, H., Lamb, S., Werner, M., 1988, ApJ, 335, 74
- [6] Combes, F. 1996 In Proceedings of the School of Physics at Les Houches. In press
- [7] Charlton, J. C., Salpeter, E. E., 1990 in Sulentic J. W. C., Keel, W. C., Telesco, C., eds, IAU Colloq. 124 Paired & Interacting Galaxies. Nasa Conf. Publ. 3098, 19
- [8] Charlton, J. C., Salpeter, E. E., 1991 ApJ, 375 517
- [9] Chatterjee, T. 1987 Ap. & Space Sci. 135 131
- [10] Cutri, R. M., McAlray, C. W., 1985, ApJ, 296, 90
- [11] Cutri, R. M., 1990, In: IAU Colloquium 124, Paired and Interacting Galaxies, ed. J. W. Sulentic, W. Keel C. Telesco (NASA: GPO)
- [12] De Mello, D. F., Keel, W.C., Sulentic, J.W., Rampazzo, R., Bica, E., White III, R. E., Astron. Ap., 297, 331 1995.
- [13] De Mello, D. F., Sulentic, J.W., de Souza R. E., Reduzzi, L., Rampazzo, R. Astron. Ap. 308, 387 1996.
- [14] Demin, V., Zasov, A., Dibai, E., Tomov, A. 1984 Soviet Astron. 28, 367.
- [15] Diaferio, A., Geller, M. J., Ramella, M., 1994 Astron. J., 107 868
- [16] Dultzin-Hacyan, D. 1997, RMAA 6, 132.
- [17] Faber, S. M., Gallagher, J.S., 1979, ARA&A, 17, 135
- [18] Feigelson, E. D., Nelson, P. I., 1985, ApJ, 293, 192.
- [19] Haynes, M., Herter, T., 1988, AJ, 96, 504
- [20] Heckman, T., 1990. In: IAU Colloquium 124, Paired and Interacting Galaxies, ed. J. W. Sulentic, W. Keel C. Telesco (NASA: GPO)
- [21] Holmberg, E., 1937, A study of Double and Multiple Galaxies. Annals of the Observ. of Lund. 6, 5.
- [22] Hummel, E., 1980, Astron. Ap. Suppl. 41, 151.
- [23] Junqueira S., De Freitas Pacheco A. F., Astron. J., 1994, 108 1627
- [24] Karachentsev, I.D., 1972, Comm. Spec. Ap. Obs., USSR, 7, 1
- [25] Karachentseva, V. E., 1973, Comm. Spec. Ap. Obs., USSR, 8, 1
- [26] Karachentsev, I.D., Karachentseva, V.E., 1974, Soviet Astron. 18, 428

- [27] Kennicutt, R., Keel, W., van der Hulst, J., Hummel, E., Roettiger, K., 1987, *AJ*, 93, 1011.
- [28] Kennicutt, R., Keel, W., van der Hulst, J., Hummel, E., Roettiger, K. 1987 *Astron.J.* 93, 1011.
- [29] Kennicutt, R., 1990, In: *IAU Colloquium 124, Paired and Interacting Galaxies*, ed. J. W. Sulentic, W. Keel C. Telesco (NASA: GPO)
- [30] Lawrence, A., Walker, D., Rowan-Robinson, M., Leech, K. J., Penston, M.V., 1986, *MNRAS* 219, 687
- [31] Lundmark, K., 1927, *Uppsala Obs. Medd.* 30, 3
- [32] Lonsdale, C.J., Person, E., Matthews, K. L., 1984, *ApJ*, 287, 95
- [33] Mazzarella, J. M., Bothun, G. D., Boroson, T. A., 1991, *Astron.J.* 101, 2034.
- [34] Noerdlinger, P. D. 1979 *ApJ*, 229, 877.
- [35] Mihos, J. C., Hernquist, L. 1996 *ApJ*, 464, 641
- [36] Neymann, J., Scott, E. L., 1961 *Astron. J.* 66, 533.
- [37] Page, T., 1952 *ApJ.* 116, 63.
- [38] Page, T., 1960 *ApJ.* 132, 910
- [39] Page, T., 1961 *Astron. J.* 66, 614
- [40] Page, T., 1962 *Astron. J.* 136, 685.
- [41] Page, T., 1967 In *Proc. of 5th Berkeley Sympos. Math. Statist. and Probability*. Berkeley, CA., 31.
- [42] Page, T., 1970 *ApJ.* 159, 791.
- [43] Peebles, P. J. E., 1974, *ApJ*, 189, L51
- [44] Peterson, C.J., 1978, *ApJ*, 222, 84
- [45] Picchio, G., Tanzella-Nitti, G. 1985, *Astron. Ap.*, 142, 21.
- [46] Rampazzo, R., Sulentic, J.W., 1992, *Astr. Ap.*, 259, 43
- [47] Rampazzo, R., Reduzzi, L., Sulentic, J.W., Madejsky, R., 1995, *Astr. Ap. Suppl.* 110, 131
- [48] Reduzzi, L., Rampazzo, R., 1995 *Astrph. Lett & Comm.*, 30, N. 1-6, Gordon & Breach. Pub.
- [49] Reduzzi, L., Longhetti, M., Rampazzo, R. *MNRAS*, 282, 149 1996.
- [50] Sanders, D. B., Mirabel, I. F. 1996 *ARAA* 34, 749.
- [51] Sanders, D. B., Soifer, B. T., Neugebauer, G., Scoville, N., Madore, B. 1987 In *Star Formation in Galaxies*. Eds C. Persson, Washington, DC: US Govt. Print. Off.
- [52] Sanders, D. B., Soifer, B. T., Elias, J. H., Madore, B., Matthews, K., Neugebauer, G., Scoville, N., 1988, *ApJ* 325, 74.
- [53] Schmitt, J. H. M. M., 1985, *ApJ*, 293, 178
- [54] Shlosmann, I., 1990 In: *IAU Colloquium 124, Paired and Interacting Galaxies*, ed. J. W. Sulentic, W. Keel C. Telesco (NASA: GPO)
- [55] Soares, D.S.L, de Souza, R.E., de Carvalho, R.R., and Couto da Silva, T.C., *Astr. Ap.*, 1995
- [56] Soifer, B. T., Rowan-Robinson, M., Houck, J. R., de Jong, T., Neugebauer, G., 1984, *Apj*, 278, L71
- [57] Soifer, B. T., Boehmer, G., Sanders, D. B., 1989 *Astron. J.*, 98, 766.
- [58] Stocke, J. 1978, *Astron. J.* 83, 348.
- [59] Sulentic, J. W. 1976, *ApJ. Suppl.* 32, 171.

- [60] Telesco, C. 1988 ARAA 26, 343.
- [61] Telesco, C., Wolstencroft, R., Done, C., 1988, ApJ, 329, 174
- [62] Tovmassian, H. 1969, Aust. J. Phys. 29, 231.
- [63] Larson R. B., Tinsley B.M., 1978, ApJ. 219, 46.
- [64] Turner, E. L., 1976, ApJ, 208, 20 y 304
- [65] Vorontsov-Vel'yaminov B, A. 1977, Astron. Ap. Suppl. 28, 1.
- [66] Vorontsov-Vel'yaminov B, A., Arkhipova, V. P. 1968 Morphological Catalog of Galaxies. 4. Works of the P.K. Shternberg State Astronomical Institute. 38.
- [67] Vorontsov-Vel'yaminov B, A., Krasnogorskaya, A. A. 1962 Morphological Catalog of Galaxies. 4. Works of the P.K. Shternberg State Astronomical Institute. 32.
- [68] Wiren, S., Zheng, J., Valtonen, M. J., Chernin, A.D., 1996 Astron. J., 111 160
- [69] Xu, C., Sulentic, J. W., 1991, ApJ, 374, 407
- [70] Zasov, A. V., Sulentic, J. W., 1994, ApJ, 430, 179
- [71] Zwicky, F., Herzog, E., Wild, P., Karpowicz, M., Kowal, C., Catalogue of Galaxies and of Clusters of Galaxies I-VI, Pasadena; California Institute of Technology.



## Capítulo 2

# Propiedades Ópticas

### 2.1 Introducción

En el Catálogo de Pares Aislados de Galaxias (CPG), Karachentsev pone especial énfasis en la existencia de una población significativa de pares (E+S), cuyo origen, entre otras cosas, debe ser explicado dentro de los esquemas de formación de las galaxias. Esta población significativa de pares (E+S) nos brinda la oportunidad de llevar a cabo en este capítulo, un estudio de naturaleza estadística sobre sus propiedades de emisión óptica (en el sistema de magnitudes de Zwicky). Para comparar estas propiedades, hemos puesto especial énfasis en acoplar esta muestra con otra apropiadamente seleccionada del Catálogo de Galaxias Aisladas de Karachentseva (CIG). Comenzaremos con una discusión sobre los criterios de selección de ambas muestras y sus propiedades de completitud estadística. A continuación, compararemos las distribuciones de velocidad radial y magnitud absoluta, primero de manera global, y después tomando en cuenta la información sobre tipos morfológicos, la jerarquía de las componentes (en magnitud absoluta) en cada par, y los criterios de aislamiento con que fueron seleccionadas. Nuestra siguiente aproximación consiste en comparar la emisión óptica a través de la función de luminosidad óptica (OLF), calculada con el estimador clásico  $V_{max}$  de la función de luminosidad. Exploraremos la existencia de posi-

bles sesgos en la representación morfológica de ambas muestras y estudiaremos el comportamiento de la luminosidad óptica como función del tipo morfológico, la morfología de interacción (que toma en cuenta la presencia de signos visibles de interacción) y la separación entre componentes en pares. Extendemos nuestra comparación a la muestra de pares espiral-espiral (S+S), del Catálogo de Karachentsev.

### 2.2 Los Pares Aislados de Karachentsev

De acuerdo con Karachentsev (1972), un par físico consiste de dos galaxias lo suficientemente cercanas tales que, la energía potencial de interacción entre ellas, es mayor que la suma de las energías potenciales de interacción de cada galaxia componente con cualquier otra galaxia en su cercanía. Con este criterio, se puede escribir una expresión para el aislamiento dinámico de un cierto par de galaxias, respecto de las galaxias vecinas más cercanas, de la siguiente manera:

$$\begin{aligned} & (r_{12}/r_{1i})(M_i/M_2) + \\ & (r_{12}/r_{2i})(M_i/M_1) < \epsilon \end{aligned} \quad (2.1)$$



donde  $M_1$  y  $M_2$  son las masas de las galaxias componentes del par,  $r_{12}$  es la separación espacial entre estas componentes,  $M_i$  es la masa de la galaxia vecina cuya separación de las galaxias componentes del par es  $r_{1i}$  y  $r_{2i}$  respectivamente, y donde  $\epsilon$  es una cantidad pequeña sin dimensiones.

Si deseamos aplicar la expresión (2.1) a una cierta distribución aparente de galaxias en el cielo, requeriremos conocer las masas individuales de las galaxias y sus separaciones espaciales. Debido a que en la mayoría de los casos no se conocen por completo estos parámetros, resulta natural el tratar de establecer un criterio como el de la ecuación (2.1), pero que involucre cantidades directamente observables como la separación aparente entre galaxias, sus magnitudes aparentes y/o sus diámetros angulares. Es posible elaborar un criterio de selección a partir de la expresión (2.1), considerando que las masas de las galaxias son proporcionales a sus luminosidades y a sus diámetros angulares. Karachentsev (1972), aplicó varios criterios empíricos de aislamiento a los posibles pares en la distribución de galaxias del registro de Palomar y probó la eficiencia de sus criterios tanto en el caso de pares cercanos como con el de galaxias dobles con signos de interacción. Además, impuso un criterio de uniformidad fotométrica a los posibles candidatos a un sistema doble, examinando galaxias del catálogo de Zwicky (CGCG 1961-1968) con magnitudes aparentes:

$$m_1, m_2 \leq 15.7^m \quad (2.2)$$

Consideremos ahora un par de galaxias con diámetros aparentes  $a_1$  y  $a_2$ , tales que en la cercanía de ellas se encuentra otra galaxia de diámetro  $a_i$  cuyas separaciones proyectadas relativas son  $x_{12}$ ,  $x_{1i}$  y  $x_{2i}$ . Si al seleccionar pares nos fijamos solamente en galaxias vecinas brillantes con magnitudes aparentes  $m_i < m_1 \leq m_2$  y se cumple que  $x_{1i} \sim x_{2i}$  para un observador externo, entonces este par

satisface el criterio de aislamiento dinámico con respecto a galaxias cercanas vistas en proyección cuando:

$$\begin{aligned} x_{1i}/x_{12} &\geq \xi a_i/a_1 \\ x_{2i}/x_{12} &\geq \xi a_i/a_2 \end{aligned} \quad (2.3)$$

donde cada galaxia vecina con diámetro angular  $a_i$  satisface las condiciones:

$$\begin{aligned} \lambda_1 a_1 &\leq a_i \leq \lambda_2 a_1 \\ \lambda_1 a_2 &\leq a_i \leq \lambda_2 a_2 \end{aligned} \quad (2.4)$$

y donde los valores de las constantes en las ecuaciones (2.3) y (2.4) son:

$$\xi = 5, \quad \lambda_1 = 1/2, \quad \lambda_2 = 4 \quad (2.5)$$

Además del criterio básico de selección arriba descrito, el catálogo CPG incluye tres criterios adicionales. Consideremos la Figura 2.1:

$$\begin{aligned} \xi &= 10, \quad \lambda_1 = 1/2, \\ \lambda_2 &= 4 \quad (+-) \end{aligned} \quad (2.6)$$

$$\begin{aligned} \xi &= 5, \quad \lambda_1 = 1/4, \\ \lambda_2 &= 4 \quad (-+) \end{aligned} \quad (2.7)$$

$$\begin{aligned} \xi &= 10, \quad \lambda_1 = 1/4, \\ \lambda_2 &= 4 \quad (++) \end{aligned} \quad (2.8)$$

La selección de los pares aislados de galaxias, una estimación de las diferentes propiedades (por ejemplo, el tipo morfológico usando el esquema de clasificación de Hubble y

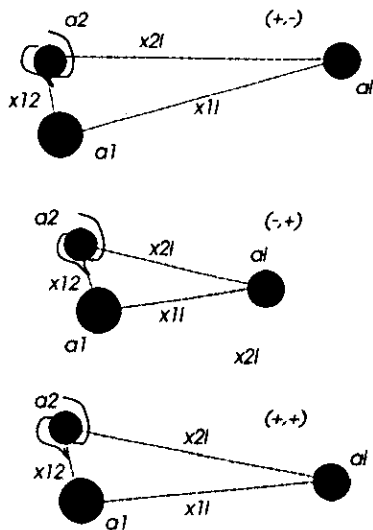


Figura 2.1: El Criterio de Selección de Karachentsev y los diferentes Niveles de Aislamiento.

las velocidades radiales) y su transformación a un sistema estándar se llevó a cabo en varias etapas. El "Catálogo de Pares Aislados de Galaxias en el Hemisferio Norte" (CPG), consta de 603 pares con declinación mayor que  $-3^\circ$  de los cuales, alrededor de 150 pares tienen morfología mixta (E+S).

### 2.2.1 Propiedades del Criterio de Selección de Pares Aislados

- (a) Este criterio es único en el sentido que no permite que una galaxia pueda ser considerada como miembro de más de un par.
- (b) El criterio opera simétricamente sobre las propiedades de ambas galaxias componentes de un par, independientemente del orden en que el criterio se aplique.

(c) Las expresiones (2.2 a 2.5) aplicadas por pares a la búsqueda de sistemas dobles, indican que se consideran solamente vecinos "significativos", es decir, galaxias vecinas que no son muy diferentes en diámetro respecto de los miembros de un par. Es importante notar que un vecino "significativo" puede ser una galaxia con magnitud más débil que  $15.7^m$ . Por lo tanto, para asegurar el aislamiento de un par, fué necesario revisar el registro fotográfico de Palomar que incluye un número mayor de galaxias con magnitudes más débiles que el que aparece en el catálogo CGCG.

(d) Supongamos que las galaxias involucradas son todas del mismo tamaño. Entonces, de acuerdo con las expresiones (2.3 a 2.5), una galaxia vecina a un par de galaxias debe estar proyectada sobre el cielo más allá de cinco veces la separación aparente a la que se encuentran las dos galaxias del par. Una galaxia vecina cuyo diámetro  $a_i$  es mayor que el de las componentes de un par, estará, por tanto, a una distancia más alejada en proporción a su diámetro  $a_i$ . Esto cumple con el propósito de reducir la influencia gravitacional de una galaxia vecina muy masiva sobre un cierto par. Para el caso de una galaxia poco masiva en la vecindad del par, Karachentsev consideró que esta podía estar presente, si se piensa que su influencia gravitacional no es significativa.

(e) Este criterio de aislamiento también determina en una gran medida, qué tipo de galaxias están presentes en el catálogo CPG. Excepto por pares extremadamente cercanos, de acuerdo con Stocke et al. (1978), la densidad superficial de galaxias en el centro o cerca del centro de un cúmulo de galaxias es muy alta para admitir miembros de un cúmulo. Como resultado de esto, de los

603 pares que conforman este catálogo, sólo 17 pares se encuentran dentro de un radio de Abell del centro de cúmulos de Abell; 12 pares se encuentran dentro de dos radios de cúmulo; 11 pares se encuentran en las cercanías del cúmulo de Virgo; 11 pares en la nube de de la Osa Mayor y 4 pares en la nube "Canes Venaticorum" (Perros de caza). Por otra parte, Picchio & Tanzella-Nitti (1985) llevaron a cabo una clasificación ambiental del entorno de 426 pares aislados del catálogo de Karachentsev encontrando que el 46% de estos están relativamente aislados, 8% muestran una galaxia vecina del tipo mencionado en (d), y 35% están asociadas con grupos pequeños, con galaxias de luminosidad comparable o bien, con cúmulos.

- (f) Karachentsev simuló numéricamente la distribución de galaxias en el cielo con métodos Monte Carlo encontrando que, del criterio básico de selección (2.2 a 2.5) al más estricto (2.8), hay un marcado decremento en el número de pares ópticos por un factor de  $\sim 3$  haciendo posible eliminar hasta en un 40% el número de pares asociados a grupos o cúmulos. De esta manera, podemos estudiar algunas propiedades de los pares de galaxias en regiones cuya densidad va desde la semejante a cúmulos de galaxias hasta regiones más dispersas o aisladas en grupos o en la periferia de éstos.
- (g) Si sustituimos los valores dados por la expresión (2.5), en las ecuaciones (2.3) y (2.4), podemos transformar estas desigualdades en términos de los diámetros  $a_1$  y  $a_2$ :

$$\begin{aligned} 1/2 a_i &\leq a_1 \leq 4a_i \\ 1/2 a_i &\leq a_2 \leq 4a_i \end{aligned} \quad (2.9)$$

Al tomar en cuenta los valores extremos de estas desigualdades, podemos obtener el valor máximo del cociente de diámetros presente entre las galaxias componentes de un par:

$$a_1/a_2 \leq 8 \quad (2.10)$$

Si consideramos nuevamente que el brillo es proporcional al diámetro, entonces, salvo constantes de proporcionalidad, el cociente máximo de diámetros (ec 2.10) equivale aproximadamente a una diferencia en magnitudes entre componentes:

$$\Delta m \leq 3^m. \quad (2.11)$$

- (h) Para la conformación del catálogo CPG, no se tomó en cuenta la presencia de signos visibles de interacción.

Debido al porcentaje relativamente bajo de pares que se pueden asociar a cúmulos (Karachentsev 1987), el catálogo CPG está dominado por 374 pares donde ambas componentes son espirales, los pares que presentan morfología mixta, la muestra de estudio en este trabajo, son 149 y los pares con ambas componentes elípticas son 80. El 55% de la catálogo original muestra signos de interacción (halos comunes, "puentes o colas" de materia difusa y distorsiones en una o ambas componentes) por lo que hay un traslape considerable, en la parte más brillante, con el catálogo de galaxias interactuantes de Arp (1966) (84 pares) y con el catálogo de Vorontsov-Velyaminov (1959) (81 pares). Karachentsev introdujo un esquema de clasificación para describir signos de interacción, que consistió en cuatro grandes categorías. Ver Figura 2.2.

**AT:** Atmósfera común; una atmósfera luminosa que rodea a ambas galaxias.

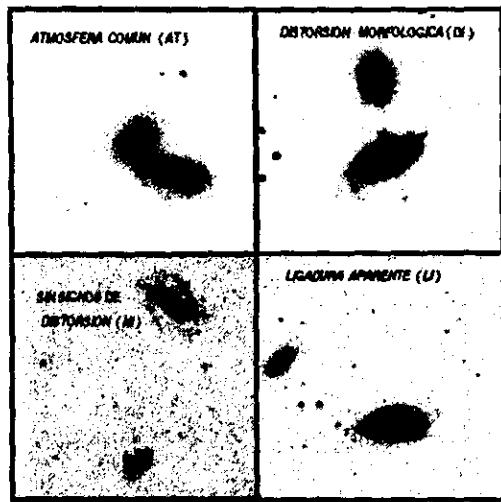


Figura 2.2: Morfología de Interacción en Pares (E+S).

Esta atmósfera puede ser simétrica o asimétrica.

**LI:** Estructuras lineales; estructuras filamentosarias lineales en forma de "puentes" que parecen conectar a ambas componentes de un par o bien, estructuras alargadas en forma de "plumas o colas" de material en diferentes posiciones en la imagen de un par.

**DI:** Distorsiones; una o ambas galaxias en el par pueden mostrar distorsiones o deformaciones aparentes de su tipo morfológico.

**NI:** Nigún signo de interacción; pares de galaxias que aparentemente no muestran ningún signo de interacción.

En base a una búsqueda en el registro digitalizado de Palomar, hemos completado la clasificación de interacción de estos pares y hemos realizado una búsqueda de posibles pares no aislados en la literatura por lo que la muestra final para este trabajo quedó conformada por 127 pares (E+S). La clasificación

morfológica de galaxias de diámetro angular pequeño (menor que 2 minutos de arco) es una tarea difícil e incierta. La mejor manera de llevarla a cabo es con observaciones a escala apropiada, sin embargo, esto aún no ha sido posible. Para fines de nuestro estudio estadístico, las galaxias elípticas (E) estarán agrupadas junto con las galaxias lenticulares (S0). Las Tabla 2.1-2.6 contienen la muestra de pares aislados de galaxias con morfología mixta (E+S), seleccionada para este trabajo. Las galaxias con  $\Delta v \geq 1000 \text{ kms}^{-1}$  fueron eliminadas.

En el catálogo original de pares de galaxias CPG, no todas las galaxias tienen determinada la magnitud aparente en el sistema de Zwicky. En el caso de los pares (E+S), aproximadamente el 15% reporta solamente la magnitud aparente integrada del par. En estos casos hemos calculado las magnitudes individuales  $m_1$  y  $m_2$  y las hemos transformado al sistema de Zwicky utilizando un procedimiento que considera los diámetros aparentes de las galaxias, descrito por Paturrel (1977) y Karachentsev (1987). Con este procedimiento, hemos encontrado que aproximadamente 10 de las galaxias componentes de pares (E+S) tienen magnitudes aparentes  $m_{zw} \geq 15.7^m$ , (ver Apéndice A). Todas las galaxias en la muestra de pares E+S tienen velocidad radial estimada.

Tabla 2.1: La Muestra de Pares de Galaxias con Morfología Mixta (E+S)

La Muestra de Pares de Galaxias con Morfología Mixta (E+S).

Kar	$\alpha(1950.0)$		$\delta(1950.0)$		$m_{z,w}$ (mag)	$V_{rad}$ (km s <sup>-1</sup> )	a (')	Tipo Hubble	Tipo Tift	Sep (')	Signos Inter	Sep (kpc)
	(h)	(m)	(°)	(')								
k29w	01	16.7	12	11	15.1	14668	1.1	Sb	STG	0.92	DIS	52.2
k29e	01	16.7	12	12	15.2	14569	0.7	E	ABS	0.92	DIS	52.2
k38w	01	32.6	33	25	14.0	5349	1.0	Sa	ABS	5.15	NON	105.9
k38e	01	33.0	33	26	13.9	5250	1.4	E	ABS	5.15	NON	105.9
k55w	02	05.7	00	57	15.7	12333	0.7	E	ABS	1.34	NON	65.3
k55e	02	05.8	00	56	15.5	12801	0.7	Sa	ABS	1.34	NON	65.3
k61w	02	13.2	32	25	14.5	4933	1.8	Sa	WEK	2.02	DIS	38.2
k61e	02	13.4	32	26	15.6	4813	0.7	E	ABS	2.02	DIS	38.2
k62w	02	14.5	01	00	14.2	6543	1.2	E	ABS	2.39	NON	60.5
k62e	02	14.5	01	02	15.7	6500	0.8	Sb	WEK	2.39	NON	60.5
k63w	02	14.9	12	17	15.7	3691	1.0	Sc	WEK	2.48	NON	36.2
k63e	02	15.0	12	15	14.6	3844	1.3	E	ABS	2.48	NON	36.2
k74w	02	41.4	05	14	14.9	7149	0.5	E	ABS	0.68	LIN	18.9
k74e	02	41.5	05	13	15.7	7207	0.6	Sc	MID	0.68	LIN	18.9
k76w	02	42.3	41	57	15.6	5595	0.9	Sb	ABS	0.76	ATM	15.6
k76e	02	42.4	41	57	15.7	5021	1.0	S0	ABS	0.76	ATM	15.6
k78w	02	44.8	50	36	15.2	5089	1.1	E	ABS	3.50	NON	69.3
k78e	02	45.0	50	33	14.8	5123	1.6	Sb	MID	3.50	NON	69.3
k79w	02	46.5	40	51	15.5	5547	0.6	E	ABS	1.02	ATM	23.5
k79e	02	46.6	40	51	15.6	6339	0.9	Sb	WEK	1.02	ATM	23.5
k81w	02	50.2	74	57	15.7	4470	1.3	Sb	ABS	4.58	DIS	77.8
k81e	02	50.9	74	53	15.7	4295	0.7	E	ABS	4.58	DIS	77.8
k83w	02	52.6	-00	23	13.7	8514	0.8	S0	ABS	0.71	ATM	23.7
k83e	02	52.7	-00	23	14.2	8714	0.7	Sc	MID	0.71	ATM	23.7
k86w	02	57.9	44	46	13.0	2658	1.6	Sc	MID	3.48	DIS	31.4
k86e	02	57.9	44	43	12.6	2000	2.3	E	ABS	3.48	DIS	31.4
k89w	03	17.1	00	23	15.6	7279	0.8	Sb	MID	1.51	DIS	42.5
k89e	03	17.2	00	24	14.9	7226	0.8	E	ABS	1.51	DIS	42.5
k91w	03	32.7	-01	23	15.6	10674	0.5	Sa	MID	0.72	NON	30.4
k91e	03	32.8	-01	24	15.7	11086	0.5	E	ABS	0.72	NON	30.4
k93w	03	38.7	-01	27	15.2	7542	0.7	E	ABS	0.21	ATM	6.2
k93e	03	38.7	-01	27	15.7	7569	0.5	Sa	STG	0.21	ATM	6.2
k101w	04	37.4	07	15	14.6	4754	1.1	Sa	WEK	0.67	DIS	11.8
k101e	04	37.4	07	14	15.0	4366	0.7	E	ABS	0.67	DIS	11.8
k106w	05	18.2	03	13	15.2	8177	0.7	E	ABS	1.30	NON	41.1
k106e	05	18.3	03	12	15.3	8112	0.6	Sb	WEK	1.30	NON	41.1
k116w	06	42.0	86	40	15.6	5005	0.8	Sc	MID	1.57	LIN	30.3
k116e	06	43.0	86	38	14.8	4951	0.8	E	ABS	1.57	LIN	30.3
k118w	06	44.0	33	38	13.6	4863	2.3	E	ABS	1.93	LIN	36.6
k118e	06	44.0	33	40	14.5	4917	1.4	Sa	ABS	1.93	LIN	36.6
k121w	06	49.4	15	18	15.2	4653	0.7	S0	ABS	2.08	NON	36.8
k121e	06	49.5	15	19	14.1	4467	1.5	Sb	WEK	2.08	NON	36.8
k122w	07	00.8	29	20	14.6	5083	1.1	Sa	WEK	1.34	NON	25.7
k122e	07	00.9	29	20	15.4	4814	0.8	E	ABS	1.34	NON	25.7
k123w	07	04.8	31	45	15.3	4273	0.7	Sb	WEK	0.36	DIS	5.8
k123e	07	04.8	31	45	15.6	4057	0.6	E	ABS	0.36	DIS	5.8
k127w	07	10.0	85	51	12.3	2598	2.5	Sc	STG	6.32	DIS	60.4
k127e	07	16.0	85	49	12.2	2332	2.7	E	ABS	6.32	DIS	60.4
k128w	07	10.7	65	02	13.4	4548	1.7	E	ABS	3.30	NON	235.9
k128e	07	11.3	64	49	13.2	4599	2.0	Sa	ABS	3.30	NON	235.9

Tabla 2.2: Continuación

La Muestra de Pares de Galaxias con Morfología Mixta (E+S).

Kar	$\alpha(1950.0)$		$\delta(1950.0)$		$m_{zw}$ (mag)	$V_{rad}$ (km s <sup>-1</sup> )	a ( <sup>o</sup> )	Tipo Hubble	Tipo Tift	Sep ( <sup>o</sup> )	Signos Inter	Sep (kpc)
	(h)	(m)	( <sup>o</sup> )	( <sup>o</sup> )								
k129w	07	11.9	56	54	14.3	3320	1.1	E	ABS	1.21	LIN	15.1
k129e	07	12.0	56	54	15.7	3134	0.8	Sb	WEK	1.21	LIN	15.1
k130w	07	14.5	41	05	15.6	6886	0.5	S0	STG	0.53	LIN	14.2
k130e	07	14.6	41	05	15.7	6883	0.5	Sa	WEK	0.53	LIN	14.2
k134w	07	23.3	37	28	15.4	5074	0.6	E	ABS	0.60	DIS	11.6
k134e	07	23.4	37	27	15.3	4879	0.8	Sb	STG	0.60	DIS	11.6
k138w	07	39.4	52	57	14.4	5922	1.5	E	ABS	5.03	NON	111.6
k138e	07	39.9	52	29	14.7	5515	1.3	Sb	WEK	5.03	NON	111.6
k144w	07	45.1	28	20	15.6	8210	0.4	Sa	STG	0.54	NON	17.1
k144e	07	45.2	28	19	14.8	8107	0.4	E	STG	0.54	NON	17.1
k148w	07	54.2	23	55	15.2	2257	1.2	Sm	STG	1.06	DIS	9.0
k148e	07	54.3	23	54	13.4	2116	1.6	S0	ABS	1.06	DIS	9.0
k153w	08	01.2	29	38	15.7	5518	0.7	Sb	STG	0.54	NON	11.3
k153e	08	01.2	29	37	15.0	5228	0.8	S0	WEK	0.54	NON	11.3
k155w	08	06.7	26	01	15.2	7460	0.5	E	ABS	0.33	DIS	9.5
k155e	08	06.7	26	01	15.8	7418	0.4	Sb	STG	0.33	DIS	9.5
k162w	08	21.0	11	43	15.2	9356	0.9	S0	ABS	4.36	NON	157.5
k162e	08	21.3	11	40	15.3	9277	0.8	Sb	WEK	4.36	NON	157.5
k167w	08	38.3	40	49	16.1	8931	0.4	E	MID	0.44	LIN	15.4
k167e	08	38.3	40	50	15.3	9118	0.7	Sb	ABS	0.44	LIN	15.4
k182w	08	57.4	53	25	15.4	9351	0.7	Sa	WEK	0.92	DIS	32.8
k182e	08	57.5	53	25	15.5	9043	0.8	S0	ABS	0.92	DIS	32.8
k188w	09	05.3	35	50	15.6	8173	0.6	Sa	STG	1.23	DIS	36.5
k188e	09	05.4	35	49	15.4	7143	0.6	S0	MID	1.23	DIS	36.5
k191w	09	07.8	67	06	15.6	7213	0.5	S0	ABS	0.64	NON	17.9
k191e	09	07.9	67	06	15.6	7186	0.7	Sb	ABS	0.64	NON	17.9
k197w	09	18.5	18	26	14.9	8714	1.0	Sa	ABS	1.21	NON	40.2
k197e	09	18.6	18	27	15.5	8437	0.7	E	ABS	1.21	NON	40.2
k198w	09	19.0	47	27	15.6	9072	0.3	Sm	STG	1.31	NON	45.8
k198e	09	19.1	47	28	15.7	8967	0.5	E	WEK	1.31	NON	45.8
k199w	09	20.0	40	23	14.0	1791	1.7	E	ABS	2.27	NON	15.5
k199e	09	20.1	40	25	14.6	1741	1.9	Sa	ABS	2.27	NON	15.5
k202w	09	23.0	11	39	13.0	2885	1.6	E	ABS	1.29	DIS	16.2
k202e	09	23.1	11	39	13.5	3575	2.4	Sb	ABS	1.29	DIS	16.2
k209w	09	36.4	32	36	14.9	6764	0.7	Sc	MID	0.45	LIN	11.6
k209e	09	36.4	32	36	15.2	6584	0.6	S0	ABS	0.45	LIN	11.6
k214w	09	44.0	22	15	16.0	7572	0.9	Sb	ABS	0.52	DIS	15.1
k214e	09	44.1	22	15	14.5	7415	1.1	E	ABS	0.52	DIS	15.1
k221w	09	53.7	20	43	15.0	7222	0.6	Sa	ABS	0.35	LIN	9.9
k221e	09	53.7	20	43	15.3	7297	0.5	E	ABS	0.35	LIN	9.9
k229w	10	13.9	12	54	15.1	9387	1.0	E	ABS	4.57	NON	165.3
k229e	10	14.0	12	50	15.1	9265	1.3	Sb	ABS	4.57	NON	165.3
k234w	10	20.7	20	08	13.3	1168	2.5	E	ABS	2.35	LIN	10.2
k234e	10	20.8	20	06	12.2	1063	3.7	Sb	STG	2.35	LIN	10.2
k239w	10	33.1	58	53	14.6	8216	1.4	E	ABS	3.92	NON	125.2
k239e	10	33.2	58	49	15.0	8252	0.9	Sa	WEK	3.92	NON	125.2
k243w	10	37.7	39	19	16.1	9015	0.6	S0	MID	1.08	LIN	37.6
k243e	10	37.8	39	20	14.9	8914	0.8	Sb	MID	1.08	LIN	37.6
k244w	10	38.6	06	38	15.2	5706	1.0	E	ABS	0.83	ATM	18.9
k244e	10	38.7	06	37	15.4	6030	1.2	Sb	WEK	0.83	ATM	18.9

Tabla 2.3: Continuación

La Muestra de Pares de Galaxias con Morfología Mixta (E+S).

Kar	$\alpha(1950.0)$		$\delta(1950.0)$		$m_{zw}$ (mag)	$V_{rad}$ (km s <sup>-1</sup> )	a ( $^{\circ}$ )	Tipo Hubble	Tipo Tiftt	Sep ( $^{\circ}$ )	Signos Inter	Sep (kpc)
	(h)	(m)	( $^{\circ}$ )	( $^{\prime}$ )								
k248w	10	45.1	66	38	15.3	7000	0.8	E	MID	0.77	LIN	20.5
k248e	10	45.2	66	37	15.1	6726	1.5	Sb	WEK	0.77	LIN	20.5
k254w	10	49.5	30	20	15.4	10372	1.0	Sb	STG	1.18	LIN	47.7
k254e	10	49.6	30	21	15.3	10489	1.0	E	ABS	1.18	LIN	47.7
k260w	10	56.9	50	17	14.8	7434	1.3	Sa	ABS	2.72	DIS	77.4
k260e	10	57.0	50	19	14.4	7235	1.3	E	ABS	2.72	DIS	77.4
k269w	11	06.1	00	34	16.0	7358	0.4	S0	WEK	1.07	DIS	30.7
k269e	11	06.1	00	33	15.2	7440	0.7	Sb	STG	1.07	DIS	30.7
k275w	11	08.3	19	27	14.9	6144	1.1	Sb	MID	1.57	LIN	37.5
k275e	11	08.4	19	28	15.6	6158	0.6	S0	STG	1.57	LIN	37.5
k284w	11	23.5	47	15	13.5	7525	1.7	Sa	ABS	2.68	DIS	77.9
k284e	11	23.8	47	17	15.5	7458	0.7	E	ABS	2.68	DIS	77.9
k287w	11	25.6	04	36	15.5	8511	1.1	Sc	ABS	0.96	LIN	31.4
k287e	11	25.7	04	37	15.3	8351	0.6	E	ABS	0.96	LIN	31.4
k303w	11	46.1	59	42	12.9	3315	2.2	S0	WEK	2.03	NON	26.4
k303e	11	46.4	59	43	14.0	3380	1.4	Sa	ABS	2.03	NON	26.4
k304w	11	46.8	00	48	14.8	6402	1.2	Sb	WEK	1.68	NON	40.6
k304e	11	46.9	00	48	14.4	6048	1.3	S0	ABS	1.68	NON	40.6
k314w	11	56.1	25	19	14.3	4321	1.3	S0	WEK	0.45	DIS	7.9
k314e	11	56.1	25	19	16.8	4711	0.9	Sc	WEK	0.45	DIS	7.9
k317w	12	00.9	08	39	15.2	6279	0.8	Sa	WEK	2.25	NON	53.7
k317e	12	01.0	08	40	15.0	6019	0.8	S0	ABS	2.25	NON	53.7
k334w	12	22.9	18	28	10.2	699	6.5	S0	ABS	7.75	DIS	24.3
k334e	12	23.4	18	30	11.9	919	3.3	Sa	ABS	7.75	DIS	24.3
k339w	12	25.6	14	11	15.0	7269	1.0	Sb	MID	1.57	LIN	43.6
k339e	12	25.7	14	10	15.2	7041	0.7	E	ABS	1.57	LIN	43.6
k345w	12	30.4	64	10	14.7	3073	2.0	Sc	WEK	4.02	DIS	44.2
k345e	12	30.6	64	13	13.0	2591	2.4	S0	ABS	4.02	DIS	44.2
k353w	12	41.0	11	52	12.5	1382	2.8	Sc	MID	2.57	DIS	12.7
k353e	12	41.1	11	50	10.3	1170	6.7	E	ABS	2.57	DIS	12.7
k363w	12	59.0	29	35	14.4	7177	1.1	E	ABS	0.37	ATM	10.2
k363e	12	59.0	29	35	16.3	7074	0.6	Sb	STG	0.37	ATM	10.2
k365w	13	04.6	13	55	15.4	8190	0.6	E	ABS	0.21	ATM	6.6
k365e	13	04.6	13	55	15.9	8096	0.5	Sa	ABS	0.21	ATM	6.6
k380w	13	29.3	14	23	15.7	7220	0.6	S0	ABS	0.91	NON	25.8
k380e	13	29.4	14	24	15.3	7412	0.6	Sa	WEK	0.91	NON	25.8
k383w	13	32.5	14	00	14.3	6834	1.5	E	WEK	0.45	DIS	12.0
k383e	13	32.6	14	00	16.0	6877	0.7	Sa	WEK	0.45	DIS	12.0
k386w	13	34.1	75	17	15.7	8975	0.8	Sa	WEK	1.97	NON	69.5
k386e	13	34.6	75	18	15.0	9227	1.1	E	ABS	1.97	NON	69.5
k392w	13	41.8	06	02	14.7	6814	1.5	S0	ABS	5.03	NON	134.1
k392e	13	42.1	06	06	15.7	6933	0.7	Sb	WEK	5.03	NON	134.1
k393w	13	42.4	37	25	15.6	8078	0.6	E	ABS	2.38	NON	74.5
k393e	13	42.6	37	25	15.2	8067	1.1	Sb	MID	2.38	NON	74.5
k394w	13	44.2	44	05	15.0	2314	0.9	E	MID	1.57	DIS	15.4
k394e	13	44.3	44	07	12.3	2755	5.4	Sb	ABS	1.57	DIS	15.4

Tabla 2.4: Continuación

La Muestra de Pares de Galaxias con Morfología Mixta (E+S).

Kar	$\alpha(1950.0)$		$\delta(1950.0)$		$m_{rw}$ (mag)	$V_{rad}$ (km s <sup>-1</sup> )	a ( $''$ )	Tipo Hubble	Tipo Tift	Sep ( $''$ )	Signos Inter	Sep (kpc)
	(h)	(m)	( $^{\circ}$ )	( $'$ )								
k402w	13	53.6	17	45	15.2	6528	0.6	Sa	WEK	0.73	DIS	18.0
k402e	13	53.6	17	46	15.9	6202	0.7	S0	WEK	0.73	DIS	18.0
k407w	13	59.5	34	04	15.1	8095	0.7	Sc	MID	0.32	ATM	9.9
k407e	13	59.5	34	04	15.0	7913	0.5	E	ABS	0.32	ATM	9.9
k408w	14	00.1	14	47	14.7	3956	1.2	S0	ABS	1.12	DIS	16.8
k408e	14	00.1	14	46	15.6	3765	0.8	Sb	MID	1.12	DIS	16.8
k412w	14	02.3	14	30	15.5	7180	1.6	Sc	MID	6.15	NON	175.2
k412e	14	02.3	14	37	14.4	7508	1.7	E	ABS	6.15	NON	175.2
k414w	14	02.4	12	58	15.3	4118	1.1	Sm	MID	1.10	DIS	17.7
k414e	14	02.4	12	57	15.2	4158	0.5	E	STG	1.10	DIS	17.7
k416w	14	04.5	50	59	12.6	2023	1.7	Sb	MID	3.21	DIS	25.9
k416e	14	04.9	50	59	13.5	2143	1.9	E	ABS	3.21	DIS	25.9
k419w	14	10.7	02	59	13.6	1782	2.5	Sc	STG	3.82	DIS	27.7
k419e	14	10.8	02	55	13.7	1954	1.5	E	ABS	3.82	DIS	27.7
k429w	14	34.9	78	06	14.8	7092	1.0	Sc	MID	4.31	DIS	116.8
k429e	14	35.3	78	11	14.9	6884	1.1	S0	ABS	4.31	DIS	116.8
k432w	14	39.4	44	42	14.8	3435	0.8	E	ABS	3.35	DIS	44.4
k432e	14	39.7	44	44	13.9	3399	1.3	Sb	MID	3.35	DIS	44.4
k436w	14	46.0	14	11	15.3	8753	0.7	S0	WEK	1.21	NON	41.7
k436e	14	46.1	14	10	15.2	9017	1.2	Sb	WEK	1.21	NON	41.7
k439w	14	49.0	09	31	16.4	8743	0.3	S0	STG	0.86	LIN	29.4
k439e	14	49.0	09	32	15.2	8889	0.6	Sa	STG	0.86	LIN	29.4
k445w	14	53.5	12	04	14.9	9608	1.3	E	ABS	0.87	NON	31.4
k445e	14	53.6	12	05	15.3	8977	0.5	Sa	WEK	0.87	NON	31.4
k451w	14	58.0	83	48	14.1	4121	1.4	S0	ABS	5.61	DIS	89.9
k451e	15	00.0	83	44	13.8	4138	1.6	Sa	MID	5.61	DIS	89.9
k460w	15	12.1	75	20	14.7	7268	1.1	Sb	ABS	0.79	DIS	22.6
k460e	15	12.3	75	20	14.6	7456	1.0	E	ABS	0.79	DIS	22.6
k464w	15	21.1	09	32	14.9	10699	0.8	E	ABS	2.82	NON	113.2
k464e	15	21.3	09	34	15.4	9999	0.7	Sc	WEK	2.82	NON	113.2
k465w	15	23.2	18	27	14.6	4411	2.2	Sc	MID	4.00	NON	241.0
k465e	15	23.7	18	15	13.8	4465	2.2	E	ABS	4.00	NON	241.0
k468w	15	32.2	15	21	13.3	2072	1.7	S0	MID	0.77	LIN	6.2
k468e	15	32.3	15	22	13.7	2101	1.5	Sc	STG	0.77	LIN	6.2
k476w	15	57.3	79	07	14.7	4255	0.9	S0	ABS	1.98	NON	32.4
k476e	15	58.0	79	08	13.3	4184	1.3	Sa	MID	1.98	NON	32.4
k485w	16	09.7	57	36	15.2	10048	0.6	E	ABS	0.35	ATM	13.3
k485e	16	09.7	57	36	15.7	9490	0.7	Sb	WEK	0.35	ATM	13.3
k487w	16	10.5	02	18	14.4	7216	0.9	Sa	WEK	0.32	ATM	9.1
k487e	16	10.5	02	19	15.6	7398	0.5	E	STG	0.32	ATM	9.1
k491w	16	12.8	11	24	15.7	10217	0.6	E	ABS	1.25	NON	49.8
k491e	16	12.9	11	25	14.8	10341	1.1	Sa	ABS	1.25	NON	49.8
k497w	16	22.4	09	41	15.3	9665	1.2	E	ABS	1.85	NON	71.8
k497e	16	22.4	09	43	15.5	10344	1.2	Sb	WEK	1.85	NON	71.8
k508w	17	17.9	49	01	15.5	7488	0.9	E	STG	3.79	LIN	109.6
k508e	17	18.0	49	05	14.9	7420	1.2	Sb	MID	3.79	LIN	109.6
k509w	17	19.9	06	40	15.3	7131	1.0	E	ABS	2.15	NON	58.7
k509e	17	20.0	06	42	15.6	6939	0.8	Sb	WEK	2.15	NON	58.7



Tabla 2.5: Continuación

La Muestra de Pares de Galaxias con Morfología Mixta (E+S).

Kar	$\alpha(1950.0)$		$\delta(1950.0)$		$m_{zw}$ (mag)	$V_{rad}$ (km s <sup>-1</sup> )	a ( $''$ )	Tipo Hubble	Tipo Tiftt	Sep ( $''$ )	Signos Inter	Sep (kpc)
	(h)	(m)	( $^{\circ}$ )	( $'$ )								
k513w	17	23.2	45	33	15.5	8837	0.5	Sa	ABS	2.80	DIS	94.4
k513e	17	23.4	45	30	14.7	8552	0.9	E	ABS	2.80	DIS	94.4
k519w	17	27.0	16	12	15.2	6082	1.3	Sc	MID	3.03	NON	71.6
k519e	17	27.1	16	14	14.5	6100	1.4	E	ABS	3.03	NON	71.6
k522w	17	42.5	19	05	15.7	18706	0.4	E	ABS	1.12	NON	81.0
k522e	17	42.6	19	04	15.7	18578	0.3	Sb	MID	1.12	NON	81.0
k526w	17	53.8	18	21	13.4	3133	1.8	Sa	MID	2.31	DIS	27.7
k526e	17	53.9	18	23	13.4	3045	1.4	E	ABS	2.31	DIS	27.7
k528w	17	57.9	26	20	15.7	5073	0.9	Sc	MID	1.85	NON	35.8
k528e	17	58.0	26	21	14.4	4907	0.9	E	ABS	1.85	NON	35.8
k530w	18	08.6	30	59	15.0	7238	1.2	Sb	MID	9.27	DIS	260.0
k530e	18	09.0	31	05	14.4	7227	1.8	S0	ABS	9.27	DIS	260.0
k537w	18	46.1	50	21	15.6	9332	0.8	Sb	MID	1.37	NON	49.3
k537e	18	46.1	50	20	15.3	9226	0.8	E	ABS	1.37	NON	49.3
k539w	19	25.2	50	01	14.8	4374	1.2	S0	ABS	1.06	DIS	17.8
k539e	19	25.3	50	02	15.3	4291	0.7	Sa	STG	1.06	DIS	17.8
k542w	19	29.9	54	00	14.6	4111	1.7	Sb	MID	0.68	ATM	10.7
k542e	19	29.9	53	59	16.1	3980	0.8	E	ABS	0.68	ATM	10.7
k543w	19	57.6	50	41	15.4	7876	0.4	E	ABS	0.68	NON	20.9
k543e	19	57.6	50	40	15.2	7938	0.8	Sa	ABS	0.68	NON	20.9
k544w	20	23.6	01	00	14.5	3939	1.1	E	ABS	3.39	DIS	50.3
k544e	20	23.7	00	57	15.7	3710	0.8	Sc	WEK	3.39	DIS	50.3
k547w	20	32.2	07	48	15.0	7856	0.6	E	ABS	0.67	LIN	20.5
k547e	20	32.3	07	48	16.1	7887	0.9	Sc	WEK	0.67	LIN	20.5
k548w	20	44.8	00	08	13.5	4419	2.8	Sa	ABS	1.76	DIS	28.8
k548e	20	44.9	00	07	14.2	4032	1.5	E	ABS	1.76	DIS	28.8
k552w	21	05.2	03	40	14.9	8068	1.0	Sa	STG	1.23	LIN	38.8
k552e	21	05.3	03	40	15.8	8196	0.6	E	STG	1.23	LIN	38.8
k553w	21	06.1	18	00	14.9	5137	1.2	E	ABS	1.42	DIS	28.6
k553e	21	06.2	17	59	15.3	5261	1.1	Sb	MID	1.42	DIS	28.6
k558w	21	39.9	12	16	15.5	6010	1.1	Sb	WEK	4.36	NON	102.5
k558e	21	40.0	12	21	15.2	6118	1.2	E	ABS	4.36	NON	102.5
k570w	22	35.0	23	32	12.0	1567	3.4	S0	ABS	5.20	DIS	30.9
k570e	22	35.4	23	31	13.1	1497	3.0	Sh	WEK	5.20	DIS	30.9
k572w	22	43.5	10	36	15.6	7546	0.5	E	ABS	0.92	DIS	26.5
k572e	22	43.6	10	35	14.9	7301	0.8	Sb	MID	0.92	DIS	26.5
k576w	23	03.4	30	50	14.6	7364	1.1	E	ABS	1.55	DIS	44.0
k576e	23	03.5	30	48	15.7	7287	1.0	Sc	WEK	1.55	DIS	44.0
k579w	23	14.8	05	23	15.4	10008	0.6	S0	WEK	1.00	DIS	39.1
k579e	23	14.8	05	24	15.0	10160	0.7	Sc	MID	1.00	DIS	39.1
k583w	23	24.0	02	02	15.5	5876	0.6	S0	ABS	1.00	NON	22.2
k583e	23	24.0	02	03	15.6	5561	0.6	Sa	MID	1.00	NON	22.2

Tabla 2.6: Continuación

La Muestra de Pares de Galaxias con Morfología Mixta (E+S).

Kar	$\alpha(1950.0)$		$\delta(1950.0)$		$m_{zw}$ (mag)	$V_{rad}$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	a (')	Tipo Hubble	Tipo Tift	Sep (')	Signos Inter	Sep (kpc)
	(h)	(m)	( $^{\circ}$ )	(')								
k591w	23	44.5	29	10	14.3	5125	0.9	E	STG	2.00	LIN	40.5
k591e	23	44.6	29	12	13.2	5328	2.5	Sc	MID	2.00	LIN	40.5
k596w	23	52.8	30	07	15.5	5054	0.8	Sc	WEK	0.67	DIS	13.0
k596e	23	52.8	30	08	15.6	4961	0.8	E	WEK	0.67	DIS	13.0

Notas a las Tablas 2.1-2.6

Columna 1: Identificación de Karachentsev.

Las letras w y e indican las componentes oeste y este del par

Columnas 2-3: Ascensión recta.

Las posiciones originales son del catálogo CGCG (Zwicky et al. 1961-1965).

Llevamos a cabo una corrección a 15''

Columna 4-5: Declinación

Columna 6: Magnitudes aparentes del catálogo CGCG.

En pares para los que CGCG reporta sólo magnitudes integradas, obtuvimos las magnitudes individuales de acuerdo con Peturel (1977) y Karachentsev (1987).

Columna 7: Velocidad Radial corregida por el movimiento solar

Columna 8: Eje mayor de la galaxia en el azul

Columna 9: Tipo morfológico en la clasificación de Hubble:

E, SO, Sa, Sb, Sc, Sm

Columna 10: Espectro Integrado de las galaxias

en la clasificación de Tiff (1982)

: SIG = espectro con líneas de emisión intensas

MID = espectro con líneas de emisión no muy intensas,

WEK = espectro con líneas de emisión débiles

ABS = espectro con líneas de absorción

Columna 11: Separación proyectada del par

Columna 12: Signos de interacción entre componentes.

DIS = Perturbación de la forma de la galaxia

LIN = Pares en los que una o ambas galaxias muestran estructuras extendidas tipo "puente" o "cola" o una combinación de ellas.

ATM = atmósfera común alrededor de ambas componentes de forma regular o irregular.

NON = no muestra ningún signo visible de interacción.

Columna 13: Separación en unidades absolutas (kpc)

### 2.3 Las Galaxias Aisladas de Karachentseva

En los años setentas ganaron popularidad dos modelos de la distribución espacial de las galaxias. Uno de ellos (Hubble 1934; Sandage, Tammann, y Hardy 1972) proponía la existencia de una distribución homogénea de galaxias en el campo general sobre la cual se superponían los grupos y cúmulos de galaxias. Turner & Gott (T&G, 1975) reportaron evidencia de una población de galaxias distribuida homogéneamente en escalas menores que 20 Mpc. T&G interpretaron sus resultados en términos de dos poblaciones superpuestas de galaxias; una homogénea y otra en asociaciones, dejando abierta la posibilidad de que ambas componentes participaran en superasociaciones a escalas mayores que 20 Mpc. Sin embargo, Fall et al. (1976) pudieron explicar los resultados de T&G en términos de una función de correlación de tres puntos y concluyeron que es muy difícil identificar una componente homogénea basándose sólo en un criterio de selección angular. De manera similar, Huchra & Thuan (H&T, 1977) explicaron los resultados de T&G argumentando que éstos últimos no tomaron en cuenta que tanto el corte en magnitud como el criterio de separación angular impuesto hacía que las galaxias aparecieran como a aisladas. H&T pudieron asignar casi todas las galaxias con velocidades radiales de la muestra de T&G a otros grupos de galaxias, concluyendo que la frecuencia relativa de galaxias aisladas debería ser del orden de 1 a 5%. Sin embargo quedaba un pequeño porcentaje de esas galaxias sin asociación a grupo alguno.

En el otro modelo (de Vaucouleurs 1970, 1971, y referencias ahí contenidas), se proponía que las galaxias estaban distribuidas según una estructura jerárquica de densidad. Peebles (1974), basado en el esquema de acumulamiento por inestabilidad gravitacional, encontró que las galaxias deberían es-

### CAPÍTULO 2. PROPIEDADES OPTICAS

tar agrupadas a todas las escalas y que no debería existir una componente homogénea. Aunque en años recientes se ha avanzado mucho sobre este problema (ver inciso siguiente), es natural que exista un gran interés por identificar una posible población de galaxias "aisladas" pues al comparar algunas propiedades de estas galaxias como sus colores, metalicidad, contenido de HI, emisión en el lejano infrarrojo y morfología (entre otras), contra las correspondientes a galaxias en pares, grupos o cúmulos, se puede obtener información muy valiosa sobre el papel que juegan los factores ambientales en el proceso de formación y evolución de las galaxias. Karachentseva (1973), llevó a cabo un intento por identificar una muestra de galaxias aisladas y produjo un catálogo de galaxias aisladas (CIG, el cual estuvo basado en la exploración del registro fotográfico de Monte Palomar al norte de la declinación  $\delta = -3^{\circ}$  y latitud galáctica  $|b| > 20^{\circ}$ ).

De manera análoga al caso de los pares aislados de galaxias, Karachentseva propuso un criterio de aislamiento en términos de cantidades directamente observables:

$$\begin{aligned} x_{1i} &\geq \xi a_i \\ \lambda_1 a_1 &\leq a_i \leq \lambda_2 a_1 \\ \xi &= 20 \\ \lambda_1 &= 1/4 \\ \lambda_2 &= 4 \\ m_{zw} &\leq 15.7^m \end{aligned} \quad (2.12)$$

donde además, nuevamente en analogía con los pares aislados de galaxias, se impuso el mismo criterio de uniformidad fotométrica.

El catálogo de galaxias aisladas, que satisface las condiciones (2.12), contiene 1051 objetos, es decir, 3.6% del número total de galaxias del catálogo de Zwicky en concordancia con las estimaciones de Soneira y Peebles (1977) sobre la existencia de una supuesta población de galaxias de "campo".

### 2.3.1 Propiedades del Criterio de Selección de Galaxias Aisladas

- (a) Este criterio requiere que ninguna otra galaxia dentro de un factor de 4 en diámetro angular se encuentre dentro de 20 diámetros angulares de una galaxia aislada.
- (b) Si consideramos que el tamaño típico de una galaxia espiral en el catálogo CIG es de 20 kpc y que, de acuerdo con Turner et al. (1979), posee una velocidad media cuadrática (RMS: Root Mean Square) relativa respecto al flujo de Hubble de aproximadamente  $150 \text{ km s}^{-1}$ , entonces el tiempo requerido para que esta galaxia viaje 20 diámetros es aproximadamente  $2.7 \times 10^9$  años. En estas condiciones, se puede considerar que este es el tiempo que ha transcurrido desde la última interacción de esta galaxia con otra, por lo que aparentemente de acuerdo con este criterio, estas galaxias han permanecido aisladas por una buena parte de su existencia.
- (c) Existe posiblemente una ruptura en el criterio de aislamiento en la parte más brillante de esta muestra debido a que los grupos de galaxias cercanos subtienen ángulos sólidos grandes en el cielo y por tanto no es fácil distinguirlos en los registros fotográficos de Palomar. De hecho, este problema ocurrirá cada vez que el factor 20 diámetros (como se menciona en (a)) sea comparable en tamaño con una placa fotográfica del registro de Palomar.
- (d) El criterio de aislamiento de Karachentseva cumple, en analogía con lo que sucede en los pares aislados de galaxias, con el propósito de reducir la influencia gravitacional de una galaxia vecina muy masiva sobre una cierta galaxia aislada. Para el caso de una galaxia poco masiva (dimensión angular pequeña) en la vecindad de una galaxia aislada, esta puede estar presente si se piensa que su influencia gravitacional no es significativa.
- (e) Cuando se buscan objetos de dimensión angular pequeña en los registros fotográficos de Palomar, se encuentra que estas dimensiones pueden variar en el azul y el rojo. Esto sucede particularmente en regiones con latitud galáctica  $|b| < 20^\circ$ , donde la absorción interestelar altera fuertemente las mediciones. Esta es la razón por la que este catálogo sólo considera objetos con latitud galáctica  $|b| > 20^\circ$ .
- (f) La condición de uniformidad fotométrica  $m_{zw} \leq 15.7^m$  indica que un vecino "significativo" puede ser una galaxia con magnitud más débil que  $15.7^m$ . Sin embargo, debido a que la búsqueda de galaxias aisladas se llevó a cabo precisamente en el registro de Palomar, es probable que muchos casos hayan sido detectados y excluidos del catálogo.
- (g) El catálogo de galaxias aisladas de Karachentseva contiene información sobre el aislamiento y/o densidad ambiental asociada a cada galaxia. El valor 0 indica que la galaxia es estrictamente aislada de acuerdo con el criterio arriba mencionado, es decir, que ninguna galaxia hasta con un factor de 4 en diámetro se encuentra en el interior de la región determinada por el factor 20 veces el diámetro de la galaxia. El valor 1 indica que existen galaxias con un factor de 4 en diámetro en la frontera de la región de aislamiento. El valor 2 indica que existen galaxias con esas características en el interior de la región de aislamiento haciendo a la galaxia en ese caso no aislada.

Haynes & Giovanelli (H&G, 1983), estudiaron las propiedades de las galaxias del

catálogo de Karachentseva con velocidad radial conocida (aproximadamente 400), encontrando que al separar la muestra en distintas regiones en el cielo ( $\alpha, \delta$ ), esta se podía asociar en distintos regímenes de velocidad con algunas superasociaciones conocidas. Siguiendo de cerca el trabajo de Giovanelli, Hyanes y Chincarini (1982), H&G, 1983 estimaron la densidad proyectada de galaxias en el catálogo de Zwicky (CGCG 1961-1968), encontrando que de acuerdo con el criterio de aislamiento de Karachentseva, las galaxias aisladas con velocidades en el intervalo correspondiente al supercúmulo de Piscis-Perseo se encuentran dispersas en un área alejada de los picos en densidad. Los resultados de H&G favorecían las conclusiones de Soneira & Peebles (1977); Fesenko (1977); Huchra & Thuan (1977), de que las galaxias de "campo" constituyen una fracción muy pequeña de la población total de galaxias en el Universo. Soneira & Peebles (1977) propusieron que las galaxias aisladas espacialmente no necesariamente pueden aparecer como aisladas en el cielo.

Karachentseva (1980), llevó a cabo un análisis del criterio de aislamiento empleando simulaciones numéricas de la distribución aparente de las galaxias, encontrando que al pasar de una distribución espacial de galaxias aisladas a una distribución proyectada en el cielo, más del 90% de las galaxias que satisfacían el criterio de aislamiento se convirtieron en miembros de grupos o cúmulos por lo que Karachentseva infirió que el catálogo real de galaxias contenía una contribución sustancial de grupos y cúmulos. Por otro lado, H&G demostraron esta afirmación en el otro sentido, es decir, que las galaxias que aparecen como aisladas en el cielo no están necesariamente aisladas espacialmente. Aún así, los resultados de H&G demostraron que las galaxias del catálogo de Karachentseva han permanecido virtualmente toda su existencia en la periferia más distante de los sistemas de superasociaciones y por tanto pueden representar una población

que no ha sido perturbada por influencias ambientales durante su evolución.

No todas las galaxias en el catálogo CIG cuentan con información sobre velocidad radial por lo que fue necesario llevar a cabo una búsqueda en la literatura obteniendo velocidades radiales para 490 galaxias aisladas (47%) de la muestra original (1052 galaxias). Después de esta revisión y de una búsqueda de posibles galaxias no aisladas, hemos eliminado dos galaxias enanas que pertenecen al grupo local: CIG 663 = Osa menor y CIG 802 = Sistema Draco; 12 galaxias peculiares identificadas en el catálogo CIG o en otros catálogos como el UGC donde se sospecha que son sistemas interactuantes: CIG 6 = U0078, CIG 247 = U4385, CIG 278 = U4531, CIG 349 = U5101, CIG 444, CIG 809 = U10878, CIG 819, CIG 853 = U11251, CIG 938 = U11866, CIG 946 = U11905, CIG 1027 = U12688, CIG 1028 = U12694; y un sistema doble conocido: CIG 940 = U11871. La muestra final para este trabajo quedó conformada por un total de 468 galaxias cuyo contenido morfológico se discute al final de este capítulo. Para fines de este estudio estadístico, las galaxias elípticas (E) estarán agrupadas junto con las galaxias lenticulares (S0). Las Tablas 2.7-2.16 contienen la información relevante sobre la muestra de galaxias aisladas CIG, seleccionada para este trabajo.

Las propiedades que presentan ambos criterios de selección son lo suficientemente similares como para pensar que (a primera aproximación), los resultados que obtengamos de su comparación serán relativamente independientes de algunos posibles sesgos observacionales presentes. En estas condiciones, la muestra de galaxias aisladas CIG constituye un conjunto más apropiadamente seleccionado que otros para la comparación

Tabla 2.7: La Muestra de Galaxias Aisladas de Karachentseva

La Muestra de Galaxias Aisladas de Karachentseva

Kara	$\alpha(1950.0)$		$\delta(1950.0)$		Crit. Aisl.	$m_{zw}$	Tipo Hubble	a (')	$V_{rad}$ (')
	(h)	(m)	(°)	(')					
i1	00	00.6	-02	11	0	14.3	Sb	2.4	7395
i2	00	00.8	29	31	0	15.7	Sc	0.7	7219
i4	00	01.4	20	28	0	12.7	Sb	3.6	2598
i7	00	08.5	02	24	2	15.6	Sc	0.6	12904
i8	00	09.6	11	46	0	15.4	Sc	1.1	6516
i9	00	10.1	05	14	0	15.4	Sc	0.8	8635
i10	00	10.4	38	58	0	15.4	Sc	1.1	5190
i11	00	12.0	-01	00	0	14.8	Sc	2.2	4173
i12	00	13.3	13	47	0	15.6	Sb	1.5	5659
i18	00	21.3	28	03	0	15.3	Sb	0.9	7430
i20	00	22.3	43	23	0	15.0	S0	0.6	5354
i22	00	25.0	08	36	0	15.0	Sc	2.5	13334
i23	00	27.0	21	12	0	15.4	Sc	1.0	5805
i25	00	28.5	09	55	0	14.2	S0	0.8	5443
i29	00	32.2	28	08	0	15.6	Sc	1.1	4395
i30	00	35.1	10	05	0	15.0	Sc	0.9	4750
i31	00	36.0	41	43	0	15.7	S <sub>m</sub>	2.2	5831
i33	00	40.9	-00	24	0	13.6	Sb	1.7	4292
i34	00	44.2	26	13	0	15.7	S <sub>m</sub>	1.2	5162
i38	00	51.9	36	30	0	15.7	Sc	1.2	6259
i39	00	52.0	21	15	0	15.1	Sb	1.8	2866
i41	00	55.7	36	28	0	14.5	Sc	1.6	6349
i42	01	01.6	18	26	0	15.5	Sc	1.1	5635
i45	01	04.7	16	25	0	14.5	S <sub>m</sub>	1.1	276
i49	01	15.5	11	07	0	14.3	Sc	2.2	5333
i50	01	23.7	06	01	0	15.2	S <sub>m</sub>	0.8	2245
i53	01	28.1	21	11	0	13.8	Sc	1.7	3322
i54	01	30.9	12	19	0	14.5	S <sub>m</sub>	0.7	4318
i56	01	33.4	00	25	0	14.1	Sb	2.0	5249
i58	01	35.7	28	29	0	15.7	Sc	1.3	11079
i59	01	35.8	07	16	0	14.8	Sc	3.2	4429
i61	01	39.6	25	53	1	13.5	S0	1.5	4166
i62	01	41.6	37	26	0	13.6	Sc	0.7	5855
i64	01	44.0	24	13	0	15.5	Sb	1.1	3287
i66	01	47.0	86	27	0	14.5	Sb	1.1	4856
i68	01	50.6	03	57	0	12.5	S <sub>a</sub>	2.0	1885
i69	01	50.8	29	41	0	14.2	Sb	0.7	7853
i71	01	52.5	09	46	0	15.5	Sc	1.5	6032
i72	01	52.7	06	21	0	14.5	Sb	1.0	5253
i74	01	54.4	28	20	2	15.0	E	0.6	10350
i76	01	54.7	16	58	0	14.8	Sc	1.0	8187
i78	01	55.6	01	50	0	15.1	Sc	1.5	6359
i80	01	56.5	18	46	0	11.3	Sb	7.8	2605
i81	01	57.5	12	24	0	14.0	S <sub>a</sub>	1.5	3592
i83	01	58.4	33	05	0	14.4	E	0.6	5256
i84	01	59.8	10	51	0	14.7	Sc	1.5	4751
i85	02	00.6	21	48	0	15.0	Sc	2.8	2808
i86	02	02.5	30	56	2	14.0	Sb	2.2	5409
i87	02	03.0	06	32	0	14.6	S <sub>a</sub>	1.0	5741
i88	02	03.6	26	48	0	15.5	Sc	1.1	5114

Tabla 2.8: Continuación

La Muestra de Galaxias Aisladas de Karachentseva

Kara	$\alpha(1950.0)$		$\delta(1950.0)$		Crit. Aisl.	$m_{zw}$	Tipo Hubble	a (')	$V_{rad}$ (')
	(h)	(m)	(°)	(')					
i89	02	05.7	10	45	1	12.6	E	2.2	1874
i90	02	06.1	25	48	0	15.4	Sc	1.0	5021
i91	02	06.4	25	20	0	14.5	S0	0.8	5017
i94	02	10.7	25	37	0	14.7	Sc	1.0	4937
i95	02	12.5	21	47	0	15.6	Sc	1.8	4546
i96	02	12.8	05	46	0	12.0	Sc	4.5	1631
i97	02	18.2	23	22	0	14.7	Sb	1.0	9577
i98	02	18.6	30	49	0	15.7	Sm	1.1	4915
i100	02	21.9	01	37	0	15.3	Sc	0.8	6760
i102	02	22.9	39	15	0	13.1	Sb	3.2	4989
i103	02	23.1	18	16	0	14.3	Sc	3.8	1625
i104	02	23.6	29	36	0	15.7	Sb	1.2	10915
i105	02	24.3	33	21	2	10.5	Sc	10.6	710
i107	02	27.2	32	55	0	15.3	Sc	1.0	3350
i109	02	27.8	36	55	1	12.0	Sb	3.4	801
i112	02	33.4	25	12	2	14.0	Sc	5.0	840
i113	02	35.7	07	47	0	15.4	Sb	1.1	6460
i115	02	36.2	08	53	0	14.9	Sc	1.2	5192
i116	02	39.5	34	34	0	13.5	Sa	1.7	4058
i119	02	46.0	06	19	0	15.3	Sm	1.2	6005
i120	02	50.1	25	17	0	14.7	S0	1.1	6803
i121	02	56.8	25	03	0	12.0	Sm	2.9	479
i122	02	59.3	17	09	0	15.7	Sm	1.6	6997
i123	03	10.2	04	31	0	14.0	Sc	1.9	5921
i128	03	28.8	04	12	0	15.0	E	0.6	6585
i130	03	33.0	04	55	0	15.6	Sb	2.1	6461
i135	03	51.7	10	34	0	15.1	Sa	1.0	5228
i138	04	00.2	01	49	0	15.7	Sc	2.7	3776
i139	04	01.9	-02	19	0	13.1	Sb	4.1	810
i140	04	05.9	27	04	0	15.5	Sc	0.8	9028
i142	04	09.0	86	05	0	15.5	Sc	0.6	8109
i143	04	09.7	05	26	0	15.5	Sm	0.9	5290
i144	04	10.6	25	21	1	15.5	Sb	3.4	3872
i145	04	14.6	04	40	0	15.1	Sa	1.0	3677
i146	04	16.3	05	20	0	15.4	Sm	1.1	3834
i147	04	17.0	75	12	0	13.4	Sb	4.3	2715
i151	04	27.1	03	35	0	15.4	Sm	2.8	4748
i153	04	44.0	86	09	0	14.2	S0	1.1	4734
i154	04	45.1	01	44	0	15.2	Sc	0.8	4515
i155	04	49.5	78	07	0	12.8	Sb	1.1	1766
i156	05	08.1	00	21	0	13.9	Sc	0.8	2886
i159	05	32.1	77	17	0	15.6	Sc	3.6	4279
i160	05	37.2	69	52	0	15.1	Sb	0.6	4184
i161	05	37.4	75	36	1	15.3	S0	0.4	7825
i162	05	39.2	72	19	0	13.9	Sb	2.0	1381
i163	05	39.2	73	35	0	15.4	Sa	0.6	1279
i164	05	48.4	74	41	0	15.5	E	0.2	9171
i165	06	08.0	69	45	0	15.2	Sc	2.2	4223
i166	06	09.0	75	58	0	14.4	Sb	2.7	5292
i167	06	18.6	73	08	0	14.6	Sb	0.8	1181

Tabla 2.9: Continuación

La Muestra de Galaxias Aisladas de Karachentseva

Kara	$\alpha(1950.0)$		$\delta(1950.0)$		Crit. Aisl.	$m_{rw}$	Tipo Hubble	a (')	$V_{rad}$ (')
	(h)	(m)	(°)	(')					
i168	06	22.5	59	07	0	13.5	Sc	3.3	2786
i169	06	24.2	67	58	0	15.6	S0	0.3	11241
i170	06	26.1	75	55	0	15.5	S0	1.0	5382
i171	06	26.7	71	36	0	15.6	Sc	2.2	3666
i174	06	49.5	55	02	0	15.4	E	0.4	10957
i175	06	50.0	69	39	0	12.9	Sa	3.6	1435
i176	06	50.0	80	04	0	14.4	Sc	1.2	5178
i178	07	04.1	61	23	0	15.3	E	0.3	7695
i179	07	07.9	47	01	0	15.3	E	0.3	5858
i180	07	08.7	47	15	0	13.2	Sb	1.7	1042
i181	07	11.8	67	12	0	14.1	Sa	1.3	4241
i182	07	11.9	49	42	0	15.7	Sc	0.6	10028
i183	07	15.4	27	15	0	15.3	Sm	1.3	5040
i184	07	16.0	49	57	0	15.4	S0	0.3	6130
i188	07	20.0	61	47	0	15.0	Sc	3.3	1839
i190	07	24.8	40	51	0	15.5	Sm	1.2	366
i191	07	25.1	49	14	0	13.9	Sa	1.2	5938
i193	07	26.1	28	01	0	14.4	Sc	2.2	584
i194	07	28.0	83	54	0	14.9	Sb	1.1	2236
i195	07	29.0	65	34	0	15.3	Sb	0.9	6790
i196	07	29.3	35	43	0	15.4	Sa	1.2	3868
i197	07	32.0	65	43	2	9.3	Sc	28.0	261
i199	07	35.2	37	45	0	15.0	Sc	1.8	3893
i200	07	38.0	66	22	0	15.2	Sc	1.7	7036
i201	07	39.7	67	23	0	14.8	Sc	2.0	4167
i202	07	39.9	70	10	0	14.2	Sb	2.0	4073
i205	07	45.4	23	21	0	15.3	Sc	1.0	6769
i206	07	46.3	71	10	0	15.6	Sc	0.7	6670
i208	07	47.9	24	01	0	15.1	Sb	3.9	2076
i209	07	48.3	68	13	0	15.0	Sa	0.7	4148
i213	07	51.0	39	30	0	14.8	S0	0.6	5861
i214	07	52.0	39	19	0	15.5	S0	0.9	10182
i215	07	52.1	63	44	0	14.9	Sb	1.1	7075
i217	07	53.3	49	42	0	13.9	Sc	1.3	3587
i218	07	54.0	71	53	0	15.7	Sb	0.7	5462
i222	07	57.6	22	32	0	15.0	Sb	1.0	5352
i224	07	58.2	50	54	0	12.3	Sc	3.2	572
i227	08	01.8	20	50	0	14.8	Sc	1.7	9260
i228	08	03.0	56	02	1	15.6	E	0.2	8709
i230	08	05.2	63	24	0	15.7	Sb	0.7	6130
i232	08	07.0	34	06	0	12.9	Sc	2.2	5217
i234	08	09.1	19	31	0	14.6	Sb	1.2	8426
i235	08	09.7	46	09	2	11.7	Sm	6.7	479
i237	08	10.1	52	48	2	15.4	Sc	4.5	5714
i239	08	14.1	70	52	2	11.3	Sm	6.8	305
i240	08	15.7	68	47	0	13.8	Sb	1.6	4864
i241	08	16.4	19	28	0	15.2	S0	0.4	5571
i242	08	16.4	23	54	0	15.5	Sb	0.6	4514
i243	08	16.8	20	04	0	15.5	Sa	0.6	4371
i248	08	21.4	17	29	0	15.1	E	0.4	11067



Tabla 2.10: Continuación

La Muestra de Galaxias Aisladas de Karachentseva

Kara	$\alpha(1950.0)$		$\delta(1950.0)$		Crit. Aisl.	$m_{rw}$	Tipo Hubble	a (')	$V_{rad}$ (')
	(h)	(m)	(°)	(')					
i250	08	22.6	46	08	0	13.6	Sc	1.9	2150
i251	08	23.1	64	23	0	15.1	Sb	1.2	11229
i252	08	23.5	11	40	2	15.4	Sb	1.0	9381
i253	08	24.8	02	01	0	15.3	Sb	1.1	9224
i256	08	25.6	69	13	1	15.5	E	0.2	6813
i257	08	27.8	24	47	0	15.7	Sc	0.9	12874
i260	08	29.0	24	10	0	14.6	Sc	2.0	5514
i262	08	29.9	56	59	2	15.5	Sb	0.6	7839
i265	08	34.0	51	50	2	14.0	Sc	3.3	5010
i266	08	33.5	69	13	0	15.2	Sc	1.0	6804
i267	08	34.1	71	53	0	15.4	Sc	1.6	4618
i268	08	34.8	20	41	0	15.3	Sc	1.2	4678
i279	08	38.9	05	09	0	13.4	Sb	2.8	1813
i280	08	39.9	25	15	0	15.5	Sc	1.1	5108
i281	08	40.9	34	54	0	13.1	Sb	1.3	4040
i283	08	42.0	10	40	1	14.9	Sm	1.7	3941
i285	08	45.2	60	25	2	12.8	Sa	4.5	1391
i287	08	47.4	26	08	0	15.4	Sb	1.0	8217
i290	08	51.2	47	17	0	15.5	Sc	2.1	1760
i291	08	54.1	00	33	0	14.7	Sc	1.5	2321
i292	08	56.2	45	06	1	12.3	Sb	3.1	1824
i293	08	57.5	25	47	0	15.2	Sm	1.6	1711
i294	08	58.6	04	18	0	15.7	Sc	1.2	8247
i296	09	00.2	30	47	0	14.7	Sc	2.0	4220
i298	09	02.8	35	34	0	14.4	Sa	1.6	7033
i299	09	03.6	34	49	0	15.2	Sc	2.2	2120
i300	09	03.9	06	30	0	14.9	Sc	1.9	1267
i303	09	05.0	03	35	2	13.3	S0	2.0	3642
i308	09	06.8	18	49	0	14.8	E	0.4	1180
i309	09	07.7	07	15	0	11.4	Sa	4.5	1180
i312	09	08.3	13	38	0	15.0	Sb	1.1	8487
i314	09	09.0	45	10	2	12.1	Sc	3.0	2638
i317	09	09.7	10	10	0	15.1	Sc	1.7	1959
i319	09	12.6	12	06	0	14.3	Sb	2.1	4751
i322	09	17.8	46	06	0	14.8	Sa	0.4	1882
i323	09	18.1	24	31	0	15.2	Sc	1.0	7935
i324	09	18.5	51	12	2	9.9	Sb	6.9	700
i328	09	21.4	28	30	0	14.8	Sa	0.6	6417
i329	09	21.9	26	59	2	13.8	Sb	2.8	4080
i332	09	23.3	46	05	0	14.2	S0	1.1	4339
i335	09	24.2	57	36	0	13.9	Sb	2.7	3368
i336	09	24.4	30	39	0	14.6	Sb	1.7	8009
i339	09	26.6	56	04	2	14.5	Sb	1.6	7544
i340	09	27.3	20	17	0	14.2	Sb	1.7	4233
i343	09	27.7	04	22	0	14.6	Sm	2.1	5172
i347	09	29.4	21	44	1	9.8	Sb	12.2	451
i355	09	33.8	37	55	0	14.6	Sb	1.2	4349
i358	09	37.7	15	09	1	13.5	E	1.7	3600

Tabla 2.11: Continuación

La Muestra de Galaxias Aisladas de Karachentseva

Kara	$\alpha(1950.0)$		$\delta(1950.0)$		Crit. Aisl.	$m_{rw}$	Tipo Hubble	a (')	$V_{rad}$ (')
	(h)	(m)	(°)	(')					
i359	09	38.0	03	48	0	13.6	Sa	2.0	4781
i361	09	38.2	36	07	0	13.9	Sb	1.6	7027
i363	09	38.8	75	05	0	12.7	Sa	1.6	3236
i366	09	39.9	38	03	0	14.9	Sb	0.8	6566
i371	09	45.0	-01	48	0	15.5	Sb	2.9	1201
i375	09	47.3	48	43	0	15.4	E	0.4	14080
i377	09	48.0	28	47	0	13.8	Sm	2.7	1403
i382	09	51.4	76	06	0	13.9	Sc	1.6	2605
i383	09	52.2	09	30	0	13.5	Sb	2.1	1410
i385	09	52.6	59	32	1	13.3	Sb	1.7	3065
i388	09	57.4	05	34	0	12.2	Sm	5.4	129
i389	09	59.4	24	57	0	13.0	S0	2.1	1204
i390	09	59.8	79	30	0	14.8	Sb	1.1	9163
i392	10	00.2	48	37	0	14.9	S0	0.6	7722
i393	10	00.3	59	40	0	14.2	E	0.4	3094
i395	10	01.0	38	55	0	15.7	Sa	0.6	14244
i396	10	01.0	60	21	0	14.3	E	0.7	3163
i397	10	01.7	13	52	0	13.6	E	0.8	2607
i400	10	05.4	32	06	2	13.5	Sb	3.1	4973
i401	10	06.0	-00	25	0	14.7	Sb	1.1	6251
i405	10	11.4	00	47	0	15.0	Sc	0.8	6042
i407	10	13.4	38	01	0	14.6	Sc	1.6	1135
i410	10	19.8	01	27	0	14.5	Sa	0.6	6307
i412	10	21.8	46	43	2	15.7	E	0.4	12814
i416	10	23.0	11	59	1	14.8	Sb	2.0	2203
i417	10	23.4	62	37	0	15.6	S0	0.4	9672
i420	10	26.1	60	33	0	14.9	S0	1.0	7125
i422	10	28.6	04	44	0	14.6	Sc	3.7	1138
i423	10	28.7	25	07	2	14.1	Sb	3.2	6187
i425	10	30.4	62	31	2	15.7	E	0.4	9261
i427	10	33.6	62	48	0	15.5	E	0.4	7023
i428	10	36.2	41	57	0	12.0	Sc	6.7	754
i432	10	38.3	36	38	0	15.3	Sc	1.7	13261
i434	10	39.8	34	43	2	15.1	Sm	4.7	608
i435	10	40.7	25	10	0	11.1	Sc	7.3	517
i436	10	41.0	15	08	0	12.8	Sc	2.8	1043
i437	10	41.2	53	01	1	14.6	E	0.4	7635
i439	10	42.2	16	13	0	15.6	Sm	1.0	6366
i440	10	42.5	05	12	0	15.7	Sc	0.9	23000
i442	10	43.3	63	30	0	11.0	Sc	8.7	1124
i443	10	44.8	06	19	0	14.4	S0	0.8	5679
i446	10	49.3	59	57	0	14.9	Sb	0.7	8519
i447	10	49.7	36	53	2	11.7	Sb	6.7	599
i448	10	49.9	23	12	1	12.6	Sc	2.8	1120
i449	10	50.0	73	57	0	13.3	Sc	3.1	1408
i453	10	56.0	25	25	0	15.4	Sc	1.6	5986
i455	10	58.7	03	54	0	13.1	Sc	5.6	983
i461	11	03.3	00	15	0	10.1	Sb	15.7	640
i463	11	04.0	51	30	0	14.2	Sc	2.6	2162
i464	11	04.4	07	26	0	13.7	Sc	2.1	1019

Tabla 2.12: Continuación

La Muestra de Galaxias Aisladas de Karachentseva

Kara	$\alpha(1950.0)$		$\delta(1950.0)$		Crit. Aisl.	$m_{rw}$	Tipo Hubble	a (')	$V_{rad}$ (')
	(h)	(m)	(°)	(')					
i467	11	06.5	36	17	1	14.6	S0	1.5	6391
i468	11	07.8	57	55	0	15.2	Sa	0.7	9830
i469	11	08.5	55	56	2	10.7	Sc	8.4	785
i472	11	12.5	15	03	0	11.7	Sc	3.6	1107
i473	11	13.5	10	26	0	15.3	Sm	1.0	5766
i474	11	13.6	11	19	0	15.3	Sc	1.0	5758
i477	11	20.3	16	52	0	11.6	Sa	1.5	1384
i481	11	24.7	66	52	0	13.4	Sa	1.7	1747
i483	11	29.1	03	46	0	14.5	Sb	0.7	6478
i484	11	29.1	74	54	0	13.7	Sa	1.6	2133
i487	11	32.5	02	49	0	15.4	Sc	1.6	5078
i489	11	33.1	00	25	0	14.4	Sm	0.8	5788
i491	11	36.0	-00	55	0	14.5	Sa	1.3	6035
i492	11	36.5	00	04	0	14.9	Sb	1.9	5268
i498	11	41.8	68	13	0	14.9	S0	0.6	2949
i499	11	45.2	02	06	0	15.0	Sa	1.1	8389
i500	11	45.4	04	46	0	14.4	Sc	1.7	5844
i502	11	46.3	-01	45	0	14.7	Sc	3.2	1589
i503	11	47.6	42	20	0	14.2	E	0.4	1069
i507	11	50.0	24	35	0	15.4	Sb	1.3	4898
i508	11	50.2	02	01	2	14.4	Sc	0.8	5935
i512	11	53.1	01	32	0	14.1	Sc	2.8	1812
i516	11	56.9	18	02	2	15.3	Sb	1.1	6378
i517	12	00.3	26	31	0	15.5	E	0.3	9601
i518	12	01.5	32	10	0	11.9	Sc	4.5	763
i520	12	07.2	56	48	1	14.3	Sb	1.0	7972
i522	12	13.2	62	10	1	14.9	E	0.3	6157
i523	12	14.4	69	45	0	10.7	Sc	24.6	160
i524	12	15.0	22	50	0	14.5	Sc	5.8	428
i525	12	19.1	41	08	0	14.2	Sb	1.6	6972
i527	12	21.3	-03	09	0	13.6	Sb	3.5	1842
i528	12	21.6	49	03	1	13.5	Sb	3.7	4332
i530	12	26.2	36	00	0	15.3	Sm	1.1	329
i534	12	30.4	37	54	0	13.4	Sc	3.9	539
i536	12	31.6	35	48	0	13.2	Sm	3.4	822
i538	12	33.1	72	30	0	14.3	Sb	0.8	7144
i539	12	33.6	54	30	0	13.9	Sb	1.1	5398
i543	12	37.7	61	53	0	10.8	Sc	5.8	279
i545	12	38.8	50	42	0	14.2	Sb	3.1	4684
i547	12	40.2	20	12	0	13.7	Sc	2.1	882
i548	12	40.4	21	16	0	14.8	Sa	0.9	6388
i549	12	41.3	16	40	0	11.3	Sc	4.7	742
i550	12	42.1	37	23	0	14.1	Sc	1.7	7031
i551	12	44.0	64	50	0	15.0	Sm	3.1	2496
i553	12	47.7	33	25	0	14.2	Sb	1.5	7126
i559	12	54.2	21	57	0	8.9	Sb	13.0	377
i561	12	55.5	36	38	0	14.6	Sb	1.1	4578
i566	13	01.4	11	15	0	15.7	Sc	1.6	2881
i568	13	01.8	09	29	0	14.8	Sc	1.0	10437

Tabla 2.13: Continuación

La Muestra de Galaxias Aisladas de Karachentseva

Kara	$\alpha(1950.0)$		$\delta(1950.0)$		Crit. Aisl.	$m_{r,w}$	Tipo Hubble	a (')	$V_{rad}$ (')
	(h)	(m)	(°)	(')					
i569	13	01.9	-03	18	0	14.3	Sm	3.4	1249
i571	13	03.2	56	36	2	14.0	Sa	1.0	883
i575	13	09.7	24	21	0	14.3	Sb	1.9	2613
i576	13	11.1	16	15	1	14.9	Sb	1.7	6759
i579	13	14.2	22	15	0	15.5	Sc	1.1	6996
i581	13	16.8	28	46	2	14.3	Sb	2.6	6693
i584	13	24.5	10	19	0	15.6	Sm	1.0	1007
i588	13	28.6	19	42	0	14.0	Sm	1.1	1015
i590	13	29.5	20	15	0	13.8	Sa	1.0	990
i593	13	34.3	20	27	0	14.8	Sb	1.7	4911
i598	13	44.2	21	06	0	14.8	Sc	1.0	6953
i604	13	54.3	47	29	0	12.5	Sa	3.8	1905
i605	13	54.5	29	25	2	13.2	Sb	3.4	2477
i610	14	01.5	54	35	2	8.7	Sc	25.7	379
i611	14	02.6	00	10	0	15.3	Sa	1.1	7533
i612	14	05.7	30	07	1	15.2	Sb	1.1	8302
i613	14	06.7	33	46	0	15.6	Sb	1.7	10673
i615	14	09.0	-00	55	0	13.4	Sc	6.0	1488
i616	14	09.9	38	25	0	14.8	Sa	2.8	6326
i621	14	12.6	25	33	2	13.4	Sc	5.0	1099
i622	14	16.1	31	53	0	14.9	Sa	0.9	4351
i624	14	18.2	56	57	0	11.7	Sc	6.2	466
i625	14	18.4	22	10	2	14.7	Sc	2.9	4721
i626	14	19.8	-00	09	0	12.8	Sc	3.6	1454
i627	14	21.3	42	00	0	14.3	Sm	2.6	853
i630	14	24.4	48	47	0	14.2	Sb	1.7	4032
i631	14	25.6	46	22	0	12.9	Sb	2.2	2980
i634	14	30.6	58	09	0	12.1	Sb	3.7	2101
i637	14	33.3	54	42	1	13.3	S0	2.7	2283
i638	14	35.2	02	28	0	13.1	Sc	3.4	1758
i642	14	38.4	34	12	0	14.6	Sm	2.3	1625
i643	14	40.7	21	38	0	15.7	Sa	1.1	12586
i645	14	44.1	50	38	0	14.4	Sb	2.0	4172
i652	14	49.6	-02	20	0	14.2	Sc	1.9	2040
i653	14	49.7	40	49	1	13.9	Sb	2.2	5058
i656	14	57.6	71	53	0	13.3	Sc	3.4	660
i657	14	59.4	44	54	0	14.3	Sm	0.8	777
i662	15	06.7	25	55	0	15.6	Sb	1.0	1462
i668	15	12.2	44	47	0	15.5	Sc	2.2	5315
i672	15	20.2	19	26	0	15.7	Sc	1.7	6947
i674	15	21.6	23	44	0	15.7	Sc	1.0	8804
i676	15	24.4	52	37	0	15.1	Sb	2.8	897
i682	15	27.4	64	55	0	12.7	Sc	2.2	673
i686	15	31.3	46	37	0	15.2	Sc	1.1	820
i691	15	35.1	06	09	0	14.2	Sc	4.2	1412
i694	15	37.6	02	05	0	15.5	Sa	1.7	10628
i697	15	40.0	02	10	0	15.2	S0	1.0	3601
i699	15	41.4	67	25	0	15.7	Sm	1.7	646
i700	15	42.7	00	55	0	15.7	Sa	0.4	3873
i705	15	45.9	37	21	0	15.2	E	0.4	12068

Tabla 2.14: Continuación

La Muestra de Galaxias Aisladas de Karachentseva

Kara	$\alpha(1950.0)$		$\delta(1950.0)$		Crit. Aisl.	$m_{rw}$	Tipo Hubble	a (')	$V_{rad}$ (')
	(h)	(m)	( $^{\circ}$ )	(')					
i710	15	50.6	62	27	0	11.7	Sc	5.7	1048
i712	15	51.9	14	44	0	13.1	Sa	1.8	1920
i716	15	55.4	30	12	0	14.9	Sc	2.2	9849
i719	15	57.3	35	10	1	14.9	Sb	1.0	9592
i723	16	07.2	35	55	1	15.4	Sb	1.1	9234
i724	16	07.2	36	45	2	15.6	Sc	2.2	9227
i726	16	08.1	12	57	1	15.1	Sa	1.1	10556
i732	16	15.6	53	08	0	13.8	E	1.0	5947
i734	16	16.6	62	04	0	14.4	S0	0.8	4210
i736	16	19.3	-02	10	0	13.2	Sc	4.9	1629
i741	16	26.6	18	00	1	15.2	Sc	1.3	11007
i743	16	29.2	22	48	0	15.3	Sb	1.0	7450
i744	16	29.6	43	27	0	15.4	Sc	2.0	1118
i748	16	31.8	29	06	0	14.2	Sc	2.6	1157
i753	16	35.8	37	22	2	15.4	Sb	1.7	1045
i754	16	36.6	17	27	0	15.3	Sc	1.0	4731
i761	16	40.3	25	10	1	15.4	Sm	1.8	6908
i766	16	41.3	36	55	2	11.9	Sa	3.1	1047
i767	16	41.9	23	29	0	15.7	Sc	1.1	9736
i769	16	42.6	22	37	2	13.5	S0	2.1	4561
i772	16	46.1	58	32	0	13.7	Sc	2.2	3172
i775	16	53.0	36	35	2	13.8	Sc	3.9	1043
i785	17	02.6	13	00	0	15.2	Sb	2.2	9788
i786	17	03.9	10	28	0	14.5	Sb	0.6	6409
i791	17	09.1	08	03	0	14.8	Sa	1.1	2699
i797	17	16.7	19	34	1	15.4	Sb	1.0	6341
i798	17	17.3	73	29	0	12.9	E	1.1	1452
i799	17	17.6	14	27	0	15.3	Sm	1.6	1715
i800	17	17.7	16	43	2	14.6	Sb	1.2	6307
i805	17	21.8	26	31	0	14.5	Sb	1.6	4940
i808	17	25.8	07	28	0	15.0	Sc	2.1	1944
i810	17	29.8	32	16	0	15.6	Sc	1.7	4765
i812	17	30.5	16	26	0	13.6	Sb	2.8	3304
i813	17	31.2	75	45	2	12.4	Sc	2.5	1565
i817	17	34.3	15	20	2	15.6	Sm	1.1	6792
i828	17	44.3	26	34	0	14.5	Sc	2.7	4912
i829	17	44.3	61	55	0	14.7	E	0.4	11769
i830	17	45.2	09	34	0	15.3	Sb	1.1	11062
i832	17	47.2	18	35	1	14.9	S0	0.4	3482
i837	17	49.9	70	10	0	10.9	Sc	8.4	305
i838	17	50.0	21	35	0	14.5	Sc	1.8	6315
i840	17	55.0	32	38	0	14.4	Sb	1.5	4991
i843	17	58.6	58	33	0	15.2	Sc	0.9	9590
i844	17	58.9	35	00	0	15.7	Sc	1.1	7466
i847	18	07.8	38	46	0	15.6	Sb	2.2	3036
i849	18	15.2	61	40	0	15.5	Sb	0.9	8366
i850	18	21.2	74	32	2	11.8	Sc	3.4	1737
i851	18	25.2	73	09	2	12.7	S0	2.5	2181
i855	18	35.4	70	29	0	12.6	Sc	4.5	750

Tabla 2.15: Continuación

La Muestra de Galaxias Aisladas de Karachentseva

Kara	$\alpha(1950.0)$		$\delta(1950.0)$		Crit. Aisl.	$m_{zw}$	Tipo Hubble	a (')	$V_{rad}$ (')
	(h)	(m)	(°)	(')					
i861	18	44.8	48	47	0	15.4	Sb	1.0	6903
i862	18	47.6	47	36	0	14.1	Sb	1.1	4914
i866	18	59.5	50	48	0	15.1	Sc	0.9	8356
i879	20	27.6	02	54	0	14.8	Sm	1.6	4201
i884	20	38.3	00	29	0	15.7	Sb	1.7	8247
i886	20	41.6	03	02	0	14.2	S0	1.0	4221
i889	20	46.0	07	33	0	15.0	S0	1.3	4227
i890	20	46.0	79	58	0	14.2	Sb	3.0	4985
i897	21	05.5	16	08	0	14.1	Sa	1.8	5231
i900	21	12.1	21	21	0	15.5	S0	0.5	13793
i904	21	15.4	12	22	0	15.6	Sc	1.0	5293
i906	21	17.7	-01	53	0	14.9	Sb	2.1	5066
i910	21	19.2	21	01	0	14.4	Sb	1.6	5227
i911	21	19.8	18	27	0	13.8	Sb	1.0	5548
i922	21	36.9	02	36	0	15.4	Sc	2.2	4260
i923	21	37.9	12	07	0	15.7	Sb	2.8	6074
i924	21	39.0	00	40	0	15.3	Sc	1.2	4741
i929	21	44.1	08	04	0	15.4	Sb	1.0	10897
i930	21	44.4	01	28	0	14.7	Sb	1.9	4919
i931	21	46.5	00	13	0	14.8	Sc	1.3	4952
i932	21	46.6	12	16	0	15.4	Sa	1.2	8647
i935	21	52.0	02	42	0	13.5	Sc	1.7	4199
i936	21	55.6	00	46	0	15.6	Sb	3.6	3246
i937	21	55.9	-00	58	0	15.7	Sm	1.1	5075
i947	22	05.6	31	07	0	11.0	Sb	3.2	1232
i956	22	13.2	01	48	0	14.9	Sa	0.9	2875
i958	22	15.4	28	02	0	15.7	Sc	0.9	6791
i963	22	21.0	19	35	0	15.7	Sc	1.3	7937
i967	22	26.1	30	03	0	13.1	Sm	2.2	1254
i969	22	30.0	76	15	0	15.7	Sc	1.2	2631
i970	22	31.6	09	54	0	15.5	Sa	2.1	11853
i971	22	31.9	32	37	0	15.6	Sm	2.4	1128
i972	22	32.3	15	42	1	15.7	Sm	0.9	2119
i974	22	33.5	20	04	0	13.7	Sa	1.1	5803
i975	22	34.2	25	30	0	14.8	Sa	0.9	7635
i976	22	35.1	10	16	0	14.3	Sb	2.1	3073
i978	22	38.0	15	45	0	15.3	Sa	1.1	7783
i982	22	41.5	07	07	0	15.5	Sm	1.1	7779
i983	22	41.6	38	06	1	13.7	Sc	2.1	5107
i984	22	42.1	03	25	0	14.9	Sb	1.7	7624
i985	22	42.6	06	10	0	14.2	Sm	2.7	2235
i988	22	45.7	28	01	1	15.6	Sc	2.2	7759
i990	22	47.2	14	49	0	15.4	Sm	1.1	3629
i991	22	50.0	82	38	0	14.9	Sc	2.2	2324
i992	22	50.1	05	49	0	15.3	Sc	2.0	3693
i993	22	50.1	24	27	2	15.3	Sb	0.6	12855
i997	22	52.4	21	33	0	15.6	Sc	0.9	8610
i1000	22	54.2	37	28	0	15.7	Sc	1.7	5819
i1001	22	54.7	-01	18	0	13.8	Sa	2.8	3260
i1002	22	58.1	08	12	0	15.0	Sb	1.0	6893

Tabla 2.16: Continuación

La Muestra de Galaxias Aisladas de Karachentseva

Kara	$\alpha(1950.0)$		$\delta(1950.0)$		Crit. Aisl.	$m_{rw}$	Tipo Hubble	a (')	$V_{rad}$ (')
	(h)	(m)	(°)	(')					
i1003	22	58.6	05	23	0	15.4	Sc	1.7	3663
i1004	23	02.4	12	03	0	11.7	Sb	4.1	2602
i1005	23	04.6	09	40	0	15.5	Sc	1.8	5100
i1006	23	04.6	35	30	0	14.5	Sm	0.9	5753
i1009	23	10.0	34	37	1	13.5	Sa	1.3	5227
i1015	23	18.8	25	06	0	14.6	E	0.6	4693
i1019	23	24.2	24	48	0	13.3	Sc	3.4	3758
i1023	23	29.1	25	40	1	14.4	Sb	2.0	8127
i1025	23	29.7	02	08	0	15.0	E	0.3	3619
i1030	23	34.1	13	53	0	15.7	Sc	1.5	4177
i1031	23	35.2	29	52	0	15.5	E	0.3	1566
i1036	23	43.4	11	47	0	14.6	Sm	1.7	4461
i1037	23	43.6	05	36	0	15.5	Sb	1.0	9714
i1038	23	43.7	33	06	1	14.2	Sb	2.6	5193
i1039	23	44.7	32	31	0	14.4	Sc	1.0	5111
i1042	23	46.7	30	42	1	14.8	E	0.4	5248
i1044	23	52.0	28	36	1	14.3	Sb	1.1	7082
i1045	23	52.8	05	38	0	13.0	E	2.1	4019
i1046	23	53.1	19	15	0	15.4	Sc	1.0	8103
i1047	23	54.3	01	05	0	14.7	Sb	1.9	2614
i1048	23	54.8	30	43	2	14.7	Sb	1.7	4925
i1050	23	56.0	25	56	1	15.6	Sm	1.1	3485

Notas a las Tablas 2.7-2.16

Columna 1: Identificación de Karachentseva.

Columnas 2-3: Ascensión recta.

Las posiciones originales son del catálogo CGCG (Zwicky et al. 1961-1965).

Columnas 4-5 : Declinación

Columna 6: Aislamiento Estricto (0); Aislamiento Relativo (1,2)

Columna 7: Magnitudes aparentes del catálogo CGCG.

Columna 8: Tipo morfológico en la clasificación de Hubble:

E, SO, Sa, Sb, Sc, Sm

Columna 9: Eje mayor de la galaxia

Columna 10: Velocidad Radial corregida por el movimiento solar

estadística contra los pares CPG. Sin embargo, como veremos más adelante, es posible identificar algunos otros sesgos importantes en ambas muestras.

## 2.4 La Completez de las Muestras (E+S) y CIG

Ambos catálogos (CPG y CIG) cubren el cielo al norte de la declinación  $\delta = -3^{\circ}$  con la gran mayoría de las galaxias en regiones de latitud galáctica alta  $|b| > 20^{\circ}$  y una magnitud límite  $m_{z10} = 15.7$ .

En la Figura 2.3 presentamos los resultados de la prueba estadística  $\langle V/V_{max} \rangle$  aplicada a las galaxias de ambas muestras. En esta prueba,  $V$  representa un volumen centrado en el Sol y radio  $d$ , que es la distancia asociada a cada galaxia.  $V_{max}$  es un volumen máximo que es función de la luminosidad de cada galaxia y la magnitud límite en cada muestra:

$$\begin{aligned} V_{max} &= \frac{4\pi d_{max}(m)^3}{3} \\ d(m) &= \sqrt{\frac{L}{4\pi f(m)}} \\ \frac{V}{V_{max}} &= \left(\frac{d(m)}{d_{max}(m)}\right)^3 = \left(\frac{f_{max}(m)}{f(m)}\right)^{3/2} \\ &= \exp[0.6(m - m_l)] \quad (2.13) \end{aligned}$$

Donde  $d_{max}(m)$  es la máxima distancia para una galaxia con luminosidad  $L$  calculada a partir de la magnitud límite  $m_l$  de cada muestra y  $m$  es la magnitud aparente de cada galaxia. Como estamos haciendo un cociente de volúmenes para una galaxia dada, el factor de luminosidad  $L$  se cancela y nos quedamos con un cociente de flujos, o bien, con una diferencia en magnitudes. Si la muestra es razonablemente completa, los valores del cociente  $V/V_{max}$  por cada intervalo de magnitud aparente oscilarán entre

$0 \leq V/V_{max} \leq 1$  y se puede esperar un valor promedio de  $\sim 0.5$ . Los errores reportados en la Figura 2.3 están calculados de acuerdo con Schmidt(1968).

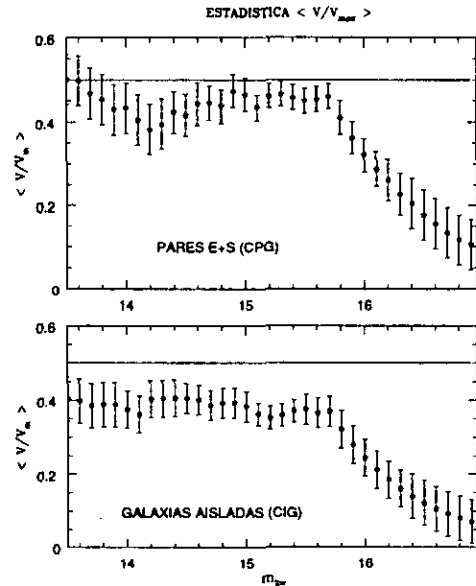


Figura 2.3: La Prueba Estadística  $V/V_{max}$  en Pares y Galaxias Aisladas

La Figura 2.3 nos dice que ambas muestras no son completas en ninguno de los intervalos de magnitud mostrados. La incompletez en magnitudes brillantes es el precio que estas muestras tienen que pagar por usar un criterio de aislamiento. Los pares cercanos más brillantes y con separación angular grande son eliminados del catálogo porque en este caso las galaxias componentes aparecen suficientemente aisladas. Para las galaxias aisladas este mismo efecto produce una ruptura en su propio criterio de selección (inciso c, arriba). Los pares de galaxias de cualquier separación que aparezcan en proyección cerca de una galaxia de fondo, serán eliminados. Análogamente las galaxias aisladas de cualquier diámetro que aparezcan en proyec-



ción cerca de una galaxia que se encuentre entre la galaxia aislada y el observador también serán eliminadas. Aunque este efecto ocurre a magnitudes brillantes, si tomamos magnitudes cada vez más brillantes, iremos perdiendo también cada vez más galaxias de fondo lo cual puede explicar la forma más o menos aplanada que presenta la incompletez en ambas muestras. Por otro lado, el decremento de  $\langle V/V_m \rangle$  a magnitudes más débiles se puede explicar por la incompletez natural que presentan las muestras limitadas en magnitud. En el caso de las galaxias aisladas, este decremento se retarda un poco más debido quizás a que el efecto de no encontrar galaxias vecinas débiles compensa de alguna manera el efecto de no encontrar galaxias aisladas débiles.

## 2.5 Distribuciones de Velocidad Radial y Magnitud Absoluta

Para convertir velocidades radiales en distancias y calcular cantidades absolutas, es necesario adoptar un valor de la constante de Hubble y un modelo del campo local de velocidades. La velocidad heliocéntrica  $V_0$  se tomó de la información proveniente de ambos catálogos. La velocidad con respecto al Grupo Local  $V_{LG}$  se calculó siguiendo los lineamientos del catálogo RC3 (de las siglas en inglés; Third Reference Catalog) por de Vaucouleurs et al. (1991).

De acuerdo con Davies et al. (1980), las velocidades peculiares inducidas por el cúmulo de Virgo no son despreciables con respecto al flujo de Hubble por lo que es necesario corregir las velocidades observadas vía un modelo del flujo Virgocéntrico antes de convertirlas a distancia. En este trabajo hemos utilizado un modelo de caída de las galaxias hacia el Supercúmulo Local en un régimen lineal para calcular las distancias a objetos con  $V_{LG}$  dada. Esto significa que

el crecimiento promedio de la densidad interior a una galaxia dada, respecto al cúmulo de Virgo, está dado por la teoría lineal de perturbaciones, Peebles (1976) y Silk (1974, 1977). Peebles resolvió este problema para un contraste de densidad Virgocéntrica que decae como  $d^{-\gamma}$ , donde  $d$  es la distancia de una galaxia desde Virgo y donde  $\gamma = 2$  de acuerdo con Yahil et al. (1980). Hemos seguido el procedimiento de Schechter (1980) y Aaronson et al. (1982) con una distancia estimada al cúmulo de Virgo de 19.3 Mpc, y una velocidad de caída en el Grupo Local de  $300 \text{ kms}^{-1}$ . A lo largo de todo este trabajo, vamos a adoptar un valor de la constante de Hubble  $H_0 = 75 \text{ kms}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ .

La Figura 2.4 presenta la distribución de velocidad radial y magnitud absoluta para las muestras CIG y CPG.

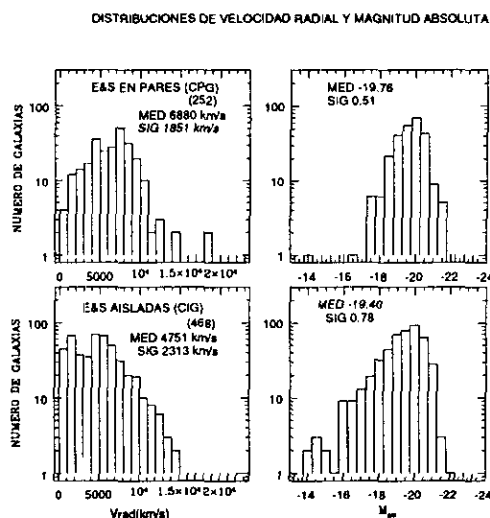


Figura 2.4: Magnitud Absoluta y Velocidad Radial en Pares y Galaxias Aisladas

La forma de la distribución de velocidades radiales de ambas muestras no parece indicar evidencia significativa de inhomogeneidades, quizás debido a que los criterios de selección

Tabla 2.17: Estadística de Magnitud Absoluta y Velocidad Radial en Pares (E+S) y Galaxias Aisladas

Muestra	N	Prom	Sigma	Med	Sigma	Percentil		
						25%	75%	90%
A. Magnitud Absoluta ( $M_{zw}$ )								
E y S Pares	252	-19.66	0.80	-19.75	0.51	-19.10	-20.21	-20.62
E y S Aisl	468	-19.20	1.34	-19.44	0.78	-18.54	-20.12	-20.63
E Pares	126	-19.72	0.75	-19.75	0.53	-19.21	-20.27	-20.62
E Aisl	64	-19.69	0.92	-19.82	0.47	-19.35	-20.25	-20.73
S Pares	126	-19.61	0.83	-19.72	0.53	-19.01	-20.15	-20.61
S Aisl	404	-19.12	1.38	-19.34	0.85	-18.41	-20.09	-20.61
B. Velocidad Radial ( $km\ s^{-1}$ )								
E y S Pares	252	6497.53	2795.17	6884	1851	4555.56	8218.75	9673.68
E y S Aisl	468	4848.12	3169.01	4751	2313	2135.14	6653.06	9115.79
E Pares	126	6491.38	2870.03	6884	1874	4475.00	8233.33	9822.22
E Aisl	64	6109.23	3279.49	5571	2091	3857.14	7833.33	11200.00
S Pares	126	6503.68	2729.69	6933	1748	4656.25	8205.88	9540.00
S Aisl	404	4648.34	3108.63	4721	2287	1918.03	6488.37	8715.79

en ambas muestras no dependen de la velocidad radial. La Tabla 2.17 contiene las estimaciones del promedio, mediana y percentiles calculados.

A lo largo de este capítulo, para comparar las propiedades ópticas entre pares (E+S) y Galaxias Aisladas CIG, vamos a emplear la prueba estadística de hipótesis nula de Kolmogorov-Smirnov (K-S). En esta prueba, el nivel significativo estadístico se define como; La probabilidad de que la hipótesis nula sea válida, esto es, de que las dos muestras a comparar provengan de la misma población subyacente, debe ser del 5% o menos, correspondiendo a un nivel significativo del 95% o más.

Si adoptáramos los valores reportados en la tabla de arriba sin discusión alguna, concluiríamos que en la mediana, las componentes en pares son más luminosas que las galaxias aisladas:  $M_{zwCPG} = (-19.75)$ ,  $M_{zwCIG} = (-19.44)$  por un factor  $10^{0.4\Delta M_{zw}} = 1.33$ . La prueba de Kolmogorov-Smirnov (K-S) aplicada a la distribución de magnitudes absolutas nos dice que ambas muestras son significativamente

diferentes más allá del 99%. Sin embargo, la interpretación de este exceso no es clara, debido a que el factor en distancia entre las dos muestras es del mismo orden  $\sim 1.2$ . Como las galaxias en pares CPG son más distantes en promedio que las galaxias aisladas, hay menos fuentes de baja luminosidad entre los pares, y por tanto, tendremos una luminosidad promedio mayor para esta muestra. Tampoco se descarta la posibilidad de que ambas muestras pudiesen diferir intrínsecamente en luminosidad. La Tabla 2.17 indica que en el intervalo de luminosidades intermedias las componentes en pares tienen un valor mayor que las galaxias aisladas. Esto se puede deber a que el criterio de selección de pares requiere que ambas componentes difieran en diámetro por menos que un cierto factor. Esto significa que hay más galaxias enanas en la muestra de galaxias aisladas que en los pares lo cual está sesgando la comparación entre ambas muestras.

En las Figuras 2.5 y 2.6 separamos ambas muestras por tipo morfológico y comparamos las distribuciones de las componentes E/S0 por un lado, y las espirales (Sa-Sm) por el otro.

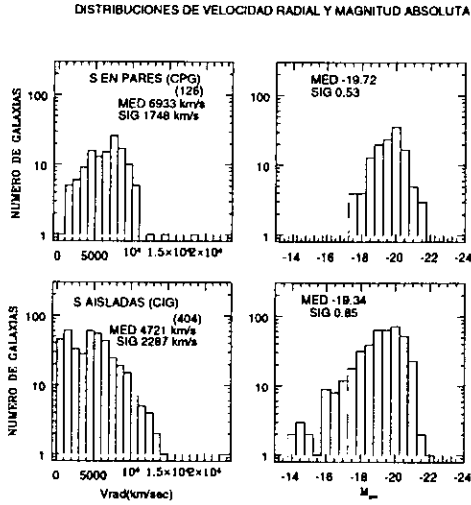


Figura 2.5: Velocidad Radial y Magnitud Absoluta en Componentes Espirales en Pares y Galaxias Aisladas.

Las galaxias espirales en pares parecen ser las responsables del efecto en luminosidad encontrado arriba (tomando en cuenta todas las componentes), más que las galaxias elípticas. Así, las galaxias espirales en pares son más luminosas que las galaxias espirales aisladas:  $M_{ZwCPG} = (-19.72)$ ,  $M_{ZwCIG} = (-19.34)$  por aproximadamente el factor  $10^{0.4\Delta M_{Zw}} = 1.42$ . La prueba K-S nuevamente nos dice que este resultado es altamente significativo más allá del 99%. Nuevamente, este exceso no es claro de interpretar debido a que el factor en distancia entre las dos muestras es  $\sim 1.2$ . Por otro lado, al comparar los valores de la medianas en las componentes E/S0 en pares y galaxias aisladas,  $M_{ZwCPG} = (-19.75)$  y  $M_{ZwCIG} = (-19.82)$  no encontramos diferencia significativa en la luminosidad de ambas distribuciones. La prueba K-S confirma este resultado. Esto nos permite continuar el análisis considerando básicamente la componente espiral de ambas muestras.

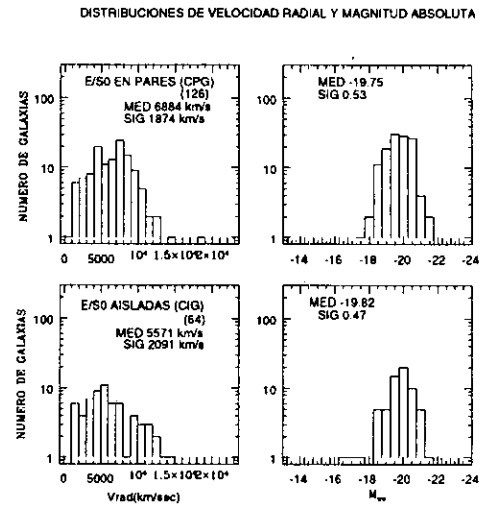


Figura 2.6: Velocidad Radial y Magnitud Absoluta en Componentes Esferoidales en Pares y Galaxias Aisladas

El máximo en la distribución de magnitudes de ambas muestras tiende a estar localizado hacia magnitudes más brillantes, lo cual significa que ambas muestras están sesgadas en magnitud. El criterio básico de selección de pares de Karachentsev impone que las galaxias componentes de un par tengan diámetros angulares cuyo cociente es a lo más un factor de 8. Esto significa que deberíamos esperar en la muestra de pares (E+S) una diferencia en magnitudes entre componentes  $\Delta m \sim 3$  magnitudes (ver discusión sobre criterios de selección). La Figura 2.7 confirma este resultado.

Se puede apreciar que existe una fuerte tendencia en esta muestra de pares (E+S) a tener galaxias del mismo diámetro aparente y magnitud (pares no jerárquicos), y también a seleccionar pares cuya separación proyectada es pequeña. A primera aproximación, estas tendencias pueden entenderse como consecuencia de un proceso de selección que necesitaba garantizar el mayor número de pares

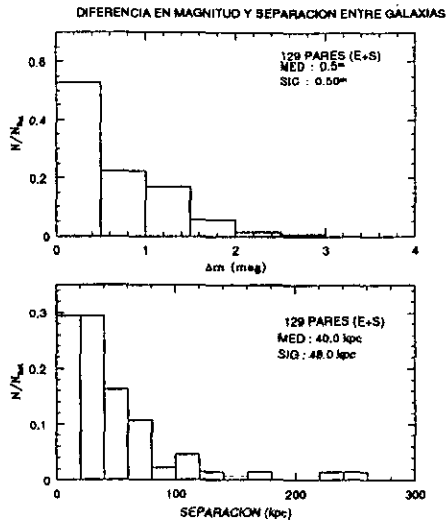


Figura 2.7: Magnitud Aparente Relativa y Separación Proyectada entre Pares (E+S)

físicos posible con base en diámetros y separaciones aparentes. Sin embargo, esta no es la única interpretación, como veremos más adelante. La distribución de magnitudes absolutas de los pares muestra una ausencia de pares de baja luminosidad ( $M_{Zw} \leq -17.0$ ). Esto explica las diferencias en los valores de los primeros percentiles de las distribuciones de magnitud absoluta de ambas muestras en la Tabla 2.17. Consideremos ahora la Figura 2.8.

Si nos preguntamos cuál sería la velocidad radial mínima a la que puedo detectar galaxias de magnitud absoluta  $M_{ZwCPG} = (-17.0)$ , dada la magnitud aparente límite de la muestra  $m_{ZwCPG} = (15.7)$  y un valor de la constante de Hubble  $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ , encontraremos que la velocidad radial estimada es  $V_{Rad} \sim 2500 \text{ km s}^{-1}$ . De esta manera, nuestro límite de detección nos permite tener galaxias de baja luminosidad únicamente a bajas velocidades como es el caso en las galaxias aisladas, mientras que prácticamente no detectamos pares de gala-

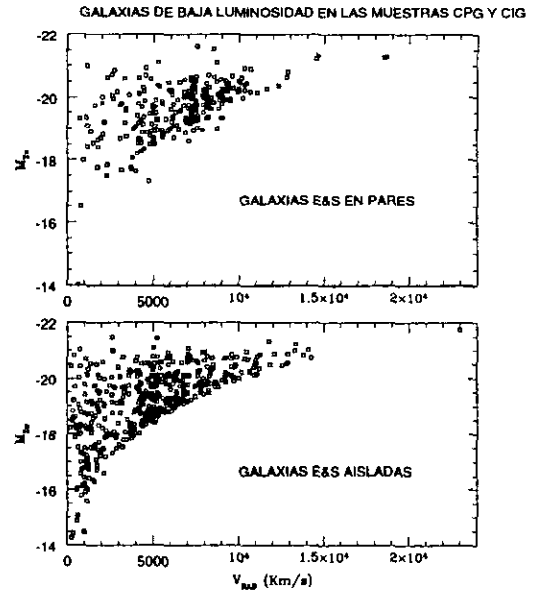


Figura 2.8: Las Galaxias Aisladas de Baja Luminosidad

xias con baja luminosidad a velocidades mayores que aproximadamente  $2500 \text{ km s}^{-1}$ .

Esta es una diferencia importante entre ambas muestras que debe ser tomada en cuenta para hacer una comparación apropiada. Una manera operacional para corregir esta diferencia es, eliminar las galaxias aisladas de baja luminosidad en la región ( $M_{Zw} \geq -17.0$ ). En el Capítulo 4 analizaremos algunas consecuencias importantes de este resultado.

En las Figuras 2.9 y 2.10 presentamos las distribuciones de velocidad radial y magnitud absoluta de la componente esferoidal (E/S0) y espiral (S) en pares (E+S) y galaxias aisladas CIG después de corregir por las galaxias de baja luminosidad. La Tabla 2.18 contiene los valores promedio y los percentiles para ambas muestras, eliminando las galaxias de baja luminosidad; primero sin considerar el tipo morfológico y después, consi-

derandolo.

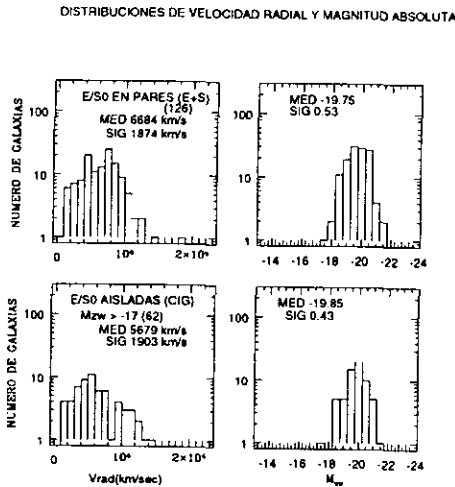


Figura 2.9: Corrección por Galaxias E/S0 Aisladas de Baja Luminosidad

La distribución de magnitudes absolutas en las galaxias aisladas también indica una ausencia de galaxias E/S0 de baja luminosidad. Con esta corrección en magnitud absoluta, si adoptamos nuevamente los valores de la mediana como los representativos de ambas muestras, las galaxias espirales en los pares aparentemente siguen siendo más luminosas que las galaxias espirales aisladas,  $M_{ZwCPG} = (-19.72)$ ,  $M_{ZwCIG} = (-19.48)$ , ahora por un factor  $\sim 1.25$ . Sin embargo, la prueba K-S nos dice esta vez que la diferencia es *marginalmente significativa* entre ambas muestras (95%). Aún en este caso, la interpretación no es clara debido a que el factor en distancia entre las dos muestras nuevamente es del mismo orden  $\sim 1.18$ . El resultado que hemos encontrado nos indica que existe una diferencia en luminosidades con un nivel significativo de  $\sim 2 - 3\sigma$  entre ambas muestras.

DISTRIBUCIONES DE VELOCIDAD RADIAL Y MAGNITUD ABSOLUTA

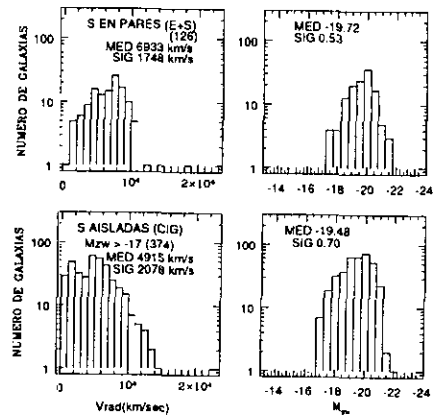


Figura 2.10: Corrección por Galaxias S Aisladas de Baja Luminosidad

Este resultado ilustra de paso, la importancia de trabajar con muestras apropiadamente seleccionadas y acopladas.

Consideremos ahora, que la muestra de pares (E+S) está compuesta a su vez de dos submuestras: una componente primaria (la más brillante en magnitud absoluta) y otra componente secundaria. En la Tabla 2.19 presentamos los promedios y medianas de las muestras así seleccionadas.

Podemos observar que las componentes espirales primarias en los pares son más luminosas ( $M_{ZwCPG} = -20.01$ ) que las galaxias espirales aisladas ( $M_{ZwCIG} = -19.34$ , antes de tomar en cuenta la población de galaxias de baja luminosidad y  $M_{ZwCIG} = -19.48$ , después de corregir por galaxias de baja luminosidad) por un factor  $\sim 1.86$ , antes de corregir y  $\sim 1.63$ , después de corregir. La prueba K-S nos dice que ambas muestras pueden diferenciarse con un nivel significativo muy alto ( $\geq 99.9\%$  antes de corregir y prácticamente el mismo nivel significativo,

Tabla 2.18: Estadística de Magnitud Absoluta, Velocidad Radial y Galaxias de Baja Luminosidad

Muestra	N	Prom	Sigma	Med	Sigma	Percentil		
						25%	75%	90%
A. Magnitud Absoluta ( $M_{zw}$ )								
E y S Pares	252	-19.66	0.80	-19.75	0.51	-19.10	-20.21	-20.62
E y S Aisl	436	-19.44	0.97	-19.53	0.68	-18.80	-20.17	-20.65
E Pares	126	-19.72	0.75	-19.75	0.53	-19.21	-20.27	-20.62
E Aisl	62	-19.78	0.73	-19.85	0.43	-19.40	-20.27	-20.74
S Pares	126	-19.61	0.83	-19.72	0.53	-19.01	-20.15	-20.61
S Aisl	374	-19.35	1.00	-19.48	0.70	-18.71	-20.14	-20.64
B. Velocidad Radial ( $km.s^{-1}$ )								
E y S Pares	252	6497.53	2795.17	6884	1851	4555.56	8218.75	9673.68
E y S Aisl	436	5132.88	3094.83	4985	2013	2771.78	6816.33	9284.21
E Pares	126	6491.38	2870.03	6884	1874	4475.00	8233.33	9822.22
E Aisl	62	6262.01	3216.72	5679	1903	4055.56	7916.67	11266.70
S Pares	126	6503.68	2729.69	6933	1748	4656.25	8205.88	9540.00
S Aisl	374	4945.70	3038.23	4915	2078	2515.62	6662.79	8873.68

después de corregir). Sin embargo, el factor en distancia entre ambas muestras es  $\sim 1.18$ , antes de corregir y  $\sim 1.17$ , después de corregir. Para ilustrar lo que pasa con las componentes E/S0 en pares (E+S), hemos encontrado que la componente E/S0 primaria en los pares es más luminosa ( $M_{ZwCPG} = -20.20$ ) que la componente E/S0 en las galaxias aisladas ( $M_{ZwCIG} = -19.82$ , antes de corregir por galaxias de baja luminosidad y  $M_{ZwCIG} = -19.85$ , después de corregir por estas galaxias) por un factor ( $\sim 1.42$ , antes de corregir y  $\sim 1.38$ , después de corregir) aunque el factor de distancia entre ambas muestras es  $\sim 1.14$ . Además, la prueba K-S nos dice que la diferencia entre estas muestras no es estadísticamente significativa más allá del 93%, antes de corregir por galaxias de baja luminosidad y del 90%, después de hacer esta corrección. Este resultado viene a confirmar nuevamente que la componente E/S0 no es la responsable de la diferencia encontrada en luminosidad óptica entre las muestras analizadas.

El intervalo de valores del exceso en luminosidad encontrado en nuestras submuestras es consistente con los valores reportados por

Xu & Sulentic (1991) en un estudio de las propiedades de emisión en los pares (S+S) de galaxias de Karachentsev. Xu & Sulentic también encontraron una marcada ausencia de galaxias enanas en su muestra de pares (E+E) aunque no corrigen por este efecto pues no consideraron que este déficit fuera resultado de un sesgo óptico en la muestra de pares CPG. Sin embargo, el exceso en luminosidad que reportan para los pares de Karachentsev tiene soporte debido a que la fracción de pares (S+S) es dominante en su muestra.

Karachentsev (1972) incluyó tres condiciones adicionales en su criterio de selección de pares con el propósito de hacer más efectivo el aislamiento y eliminar pares espúreos. La condición de aislamiento más fuerte (ec. 2.8) es una condición que permite tener pares en ambientes de densidad galáctica típicos de las partes más alejadas de cúmulos y grupos, más que de las regiones centrales y densas. De manera similar, la inclusión de otra condición adicional en el criterio de aislamiento de galaxias aisladas de Karachentseva (1973) permite discriminar entre las galaxias aisladas más alejadas o en los bordes de los

Tabla 2.19: Magnitud Absoluta y Velocidad Radial en Componentes Primarias y Secundarias en Pares

Muestra	N	Prom	Sigma	Med	Sigma	Percentil		
						25%	75%	90%
A. Magnitud Absoluta ( $M_{z,w}$ )								
Prim E y S Pares	126	-20.00	0.66	-20.02	0.44	-19.50	-20.43	-20.75
Sec E y S Pares	126	-19.33	0.79	-19.33	0.51	-18.79	-19.92	-20.31
E y S Aisl	468	-19.20	1.34	-19.44	0.78	-18.54	-20.12	-20.63
Prim E Pares	71	-20.00	0.66	-20.20	0.54	-19.49	-20.48	-20.76
Sec E Pares	55	-19.35	0.71	-19.36	0.46	-18.87	-19.84	-20.18
E Aisl	64	-19.69	0.92	-19.82	0.47	-19.35	-20.25	-20.73
Prim S Pares	55	-19.98	0.66	-20.01	0.34	-19.53	-20.31	-20.81
Sec S Pares	71	-19.32	0.84	-19.27	0.60	-18.73	-20.00	-20.43
S Pares	126	-19.61	0.83	-19.72	0.53	-19.01	-20.15	-20.61
S Aisl	404	-19.12	1.38	-19.34	0.85	-18.41	-20.09	-20.61
S Pares (S+S)	494	-19.56	1.17	-19.72	0.65			
Prim S Pares (S+S)	247	-19.94	1.04	-20.06	0.59			
Sec S Pares (S+S)	247	-19.19	1.18	-19.37	0.63			
B. Velocidad Radial ( $kms^{-1}$ )								
Prim E y S Pares	126	6603.62	2859.75	7092	1860	4583.33	8366.70	9854.60
Sec E y S Pares	126	6391.44	2736.33	6883	1826	4527.80	8088.24	9425.00
E y S Aisl	468	4848.12	3169.01	4751	2313	2135.14	6653.06	9115.79
Prim E Pares	71	6625.21	3013.61	7131	1875	4535.71	8406.25	9842.86
Sec E en Pares	55	6318.63	2690.84	6202	1856	4442.31	8035.71	9750.00
E Aisl	64	6109.23	3279.49	5571	2091	3857.14	7833.33	11200.00
Cpte Prim S Pares	55	6576.00	2675.22	6764	1852	4613.64	8321.43	9875.00
Sec S Pares	71	6447.90	2788.82	6933	1692	4750.00	8125.00	9316.70
S Pares	126	6503.68	2729.69	6933	1748	4656.25	8205.88	9540.00
S Aisl	404	4648.34	3108.63	4721	2287	1918.03	6488.37	8715.79
S Pares (S+S)	494	5958.69	3363.93	5689	2392			
Prim S Pares (S+S)	247	6199.31	3435.97	6007	2514			
Sec S Pares (S+S)	247	5718.06	3279.62	5470	2257			

cúmulos y/o grupos. Estas galaxias están clasificadas con el valor 0, 1 y 2 que significa tener desde un aislamiento estricto (0) hasta las galaxias menos aisladas (2).

Esto nos permite probar de manera indirecta el ambiente asociado con las galaxias de ambas muestras y explorar alguna posible correlación con la luminosidad óptica. La Tabla 2.20 contiene los promedios y medianas de magnitud absoluta y la Tabla 2.21 los promedios y medianas de velocidad radial para las muestras seleccionadas según los criterios de aislamiento, primero sin considerar el tipo morfológico y después considerándolo.

Comenzamos con una comparación interna entre los pares cuando vamos del criterio de aislamiento básico (-,- ecs. 2.2-2.5) al criterio de aislamiento más fuerte (+,+ ec. 2.8). Las componentes espirales en pares que se encuentran en un ambiente menos aislado (-,-) son  $\sim 1.49$  veces más luminosas que las componentes espirales en pares más aislados (+,+). En este caso, el factor de distancia entre ambas muestras es  $\sim 1.09$  por lo que la diferencia en luminosidad encontrada parece estar relacionada con el ambiente asociado a las galaxias. De manera similar, las galaxias espirales más aisladas (criterio de aislamiento 0) parecen ser menos luminosas que las galaxias espirales menos aisladas (criterio de aislamiento 1, 2) por un factor  $\sim 2.07$ , antes de eliminar las galaxias de baja luminosidad, y por un factor  $\sim 2.13$  después de corregir por galaxias de baja luminosidad. En este caso, el factor de distancia entre ambas muestras es  $\sim 1.07$ , lo cual indica que también al interior de las galaxias aisladas existe un efecto en luminosidad relacionado con el ambiente galáctico. Las componentes E/S0 de la muestra de galaxias aisladas parecen no estar afectadas en luminosidad al pasar del criterio de aislamiento (0) al (1,2), aún después de corregir por galaxias de baja luminosidad. Sin embargo, las componentes E/S0 en la muestra de pares (E+S) sí muestran una diferencia en luminosidad al pasar del

criterio de aislamiento estricto (+,+) al menos estricto (-,-) por un factor  $\sim 1.6$ , aunque esta vez el factor de distancia entre ambas muestras es  $\sim 1.15$ .

Una comparación más fina de las muestras, que toma en cuenta tanto a las componentes primarias como los criterios de aislamiento en ambas muestras, se puede encontrar en las Tablas 2.20 y 2.21.

Los factores ambientales, representados por los criterios de aislamiento, parecen mostrar una cierta tendencia con la luminosidad al interior de cada muestra. Recordemos que la forma especial del criterio básico de aislamiento en pares, permite tener diferentes niveles de separación. Los pares con separaciones pequeñas pueden estar en regiones con una densidad de galaxias más alta (grupos de Abell, pares en estado parcial de fusión) y aún cumplir con el criterio de selección. Es importante tener presente que pueden existir factores íntimamente relacionados con la proximidad de las galaxias en pares (Sulentic 1976; Dressel & Condon 1978), pero también pueden estar presentes factores relacionados con la densidad local de galaxias (Adams, Jensen & Stocke 1980).

Desde que Peebles (1974), basado en el esquema de acumulación por inestabilidad gravitacional, encontró que las galaxias deberían estar agrupadas a todas las escalas, las ideas sobre una supuesta componente homogénea asociada con el "campo" han ido cambiando. Xu & Sulentic (1991) encontraron que aproximadamente el 10% de esta población de galaxias de campo está asociada con los pares interactuantes. La mayoría de estos pares pertenecen a grupos de galaxias en la vecindad más aislada de estructuras mayores como cúmulos de galaxias. Por tanto este trabajo es un estudio de una clase de pares que se encuentran asociados con las partes más aisladas de los cúmulos de tal manera que su historia dinámica debiera estar básicamente dominada por su vecino más próximo.



Tabla 2.20: Magnitud Absoluta y Criterios de Aislamiento en Pares (E+S) y Galaxias Aisladas

Muestra	N	Prom	Sigma	Med	Sigma	Percentil		
						25%	75%	90%
A. Magnitud Absoluta ( $M_{zw}$ ) en Pares (E+S)								
E y S (-,-)	66	-19.78	0.73	-19.86	0.56	-19.27	-20.37	-20.63
E (-,-)	33	-19.90	0.71	-20.09	0.54			
S (-,-)	33	-19.65	0.74	-19.78	0.47			
E y S (-,-) Prim	33	-20.07	0.64	-20.20	0.40			
E (-,-) Prim	20	-20.14	0.68	-20.34	0.25			
S (-,-) Prim	13	-19.92	0.57	-19.90	0.21			
E y S (+,+)	80	-19.40	0.89	-19.45	0.54	-18.82	-20.01	-20.38
E (+,+)	40	-19.42	0.75	-19.58	0.50			
S (+,+)	40	-19.41	0.95	-19.35	0.64			
E y S (+,+) Prim	40	-19.81	0.62	-19.79	0.40			
E (+,+) Prim	20	-19.80	0.55	-19.79	0.37			
S (+,+) Prim	20	-19.82	0.70	-19.78	0.38			
B. Magnitud Absoluta ( $M_{zw}$ ) en Galaxias Aisladas								
E y S (0)	384	-19.10	1.20	-19.30	0.82	-18.44	-20.03	-20.57
E (0)	46	-19.58	1.02	-19.72	0.47			
S (0)	338	-19.03	1.38	-19.24	0.84			
E (0) $M_{zw} \leq -17.0$	44	-19.73	0.80	-19.80	0.43			
S (0) $M_{zw} \leq -17.0$	312	-19.31	1.00	-19.35	0.72			
E y S (1,2)	84	-19.65	1.15	-19.95	0.65	-19.28	-20.45	-20.74
E (1,2)	18	-19.94	0.54	-19.89	0.38			
S (1,2)	66	-19.57	1.29	-20.03	0.68			
E (1,2) $M_{zw} \leq -17.0$	18	-19.94	0.54	-19.89	0.38			
S (1,2) $M_{zw} \leq -17.0$	62	-19.80	0.93	-20.06	0.64			

Criterio de Aislamiento básico en pares: (-,-)

Criterio de Aislamiento fuerte en pares: (+,+)

Criterio de Aislamiento débil en galaxias aisladas: (1,2)

Criterio de aislamiento fuerte en galaxias aisladas: (0)

Tabla 2.21: Velocidad Radial y Criterios de Aislamiento en Pares (E+S) y Galaxias Aisladas

Muestra	N	Prom	Sigma	Med	Sigma	Percentil		
						25%	75%	90%
C. Velocidad Radial (kms <sup>-1</sup> ) en Pares (E+S)								
E y S (-,-)	66	6595.52	2392.50	7159	1414	5214.30	8150.00	9350.00
E (-,-)	33	6620.03	2595.40	7000	1528			
S (-,-)	33	6571.00	2211.00	7159	1276			
E y S (-,-) Prim	33	6791.63	2552.60	7227	1256			
E (-,-) Prim	20	6906.40	2962.40	7227	1315			
S (-,-) Prim	13	6615.10	1850.60	7412	1171			
E y S (+,+)	80	5925.30	3102.90	5518	1740	3889.00	7647.10	9000.00
E (+,+)	40	5853.40	3142.50	5228	1740			
S (+,+)	40	5997.20	3101.30	6144	1729			
E y S (+,+) Prim	40	6006.20	3131.27	6144	1716			
E (+,+) Prim	20	6715.30	3639.70	7226	1928			
S (+,+) Prim	20	5297.10	2412.50	5054	1528			
D. Velocidad Radial (kms <sup>-1</sup> ) en Galaxias Aisladas								
E y S (0)	384	4846.40	3133.00	4751	2140	2226.00	6552.70	8976.50
E (0)	46	6173.90	3391.78	5571	1851			
S (0)	338	4665.80	3056.90	4684	2174			
E (0) $M_{zw} \leq -17.0$	44	6392.10	3304.10	5679	2475			
S (0) $M_{zw} \leq -17.0$	312	4978.90	2972.10	4912	1933			
E y S (1,2)	84	4856.00	3349.00	4973	2629	1800.00	7000.00	9520.00
E (1,2)	18	5944.00	3060.15	6157	2112			
S (1,2)	66	4559.10	3384.30	4925	2846			
E (1,2) $M_{zw} \leq -17.0$	18	5994.00	3060.15	6157	2112			
S (1,2) $M_{zw} \leq -17.0$	62	4778.90	3372.30	5010	2758			

Criterio de Aislamiento básico en pares: (-,-)

Criterio de Aislamiento fuerte en pares: (+,+)

Criterio de Aislamiento débil en galaxias aisladas: (1,2)

Criterio de aislamiento fuerte en galaxias aisladas: (0)

## 2.6 La Función de Luminosidad en el Óptico

Una función de luminosidad es una herramienta importante para caracterizar las propiedades estadísticas de diferentes muestras de objetos. El intervalo desplegado y la forma de la función de luminosidad puede darnos profundidad en el estudio de los procesos astrofísicos responsables de la emisión en una cierta banda espectral seleccionada. Por tanto, podemos comparar las funciones de luminosidad de diferentes muestras para evaluar diferencias entre estos objetos a nivel de intervalos en la banda espectral de interés (en este trabajo emplearemos intervalos de magnitud absoluta y más adelante, intervalos de luminosidad infrarroja).

Para explorar el comportamiento óptico de los pares (E+S) y las galaxias aisladas CIG, a través de la función de luminosidad, consideraremos solamente galaxias con latitud Galáctica  $|b| > 20^\circ$ . Esta restricción en latitudes Galácticas minimiza el efecto de la extinción Galáctica, para el cual no hemos aplicado ninguna corrección. Hemos adoptado el sistema de magnitudes fotográficas de Zwicky ( $M_{Zw}$ ) y hemos ignorado las incertidumbres en este sistema de magnitudes. Más adelante en este mismo capítulo, comentaremos sobre los errores asociados con este sistema de magnitudes. Recordemos que la conversión a un sistema estándar de magnitudes fotométricas es justificable para galaxias brillantes, de diámetro angular grande, mientras que para el caso de galaxias débiles, (típicamente,  $m_{Zw} > 14.0^m$  y diámetro angular  $a < 2$  minutos de arco) se introducen errores de conversión grandes, del orden de un 15% a 20% de acuerdo con Kron & Shane (1976); Peterson (1979); Bothun & Schommer (1982); Auman et al. (1982); Giovanelli & Haynes (1984). En vista de las distribuciones de velocidad radial arriba mostradas, hemos ignorado la corrección K. También hemos ignorado los efectos de la extin-

## CAPÍTULO 2. PROPIEDADES OPTICAS

ción interna de las galaxias en ambas muestras. Debido a que ya mostramos que ambas muestras son incompletas, vamos a calcular el estimador clásico ( $V_m$ ) de la OLF, cuyo factor de incompletitud se puede obtener convenientemente, siguiendo los lineamientos de Schmidt (1968) y Huchra & Sargent (1973).

De acuerdo con Christensen (1975) y Felten (1976), la función diferencial de luminosidad  $\Phi(M)$ , que representa el número de galaxias por unidad de volumen y por unidad de intervalo de magnitud absoluta es:

$$\Phi(M) = \frac{4\pi}{\Omega} \frac{\xi}{\Delta M} \sum_i \frac{1}{V_m(M_i)} [Mpc^{-3} mag^{-1}] \quad (2.14)$$

Donde  $\Omega$  es el ángulo sólido que subtiende la muestra y  $V_m(M_i)$  es el volumen máximo dentro del cual una galaxia de magnitud absoluta  $M_i$  puede ser detectada en una muestra con magnitud límite  $m_l$ . La suma se lleva a cabo sobre el intervalo de magnitud absoluta  $M + 0.5\Delta M \geq M_i \geq M - 0.5\Delta M$  y donde hemos escogido  $\Delta M = 0.5^m$ .  $\xi$  es el factor de corrección por incompletitud calculado de acuerdo con Huchra & Sargent (1973). Hemos estimado la varianza de  $\Phi(M)$  con la expresión:

$$\sigma^2 = \frac{4\pi}{\Omega} \frac{\xi}{\Delta M^2} \sum_i \frac{1}{V_m(M_i)^2} \quad (2.15)$$

La función de luminosidad óptica (OLF) de los pares (E+S) se va a calcular considerando a esta muestra como compuesta de dos submuestras con aproximadamente la misma distribución de corrimientos al rojo, es decir, la distribución de corrimientos al rojo de los pares. Una submuestra está compuesta por la componente brillante (en magnitud absoluta) de los pares y la otra por la componente

débil. La OLF de los pares (E+S) se estima a partir de la suma de las OLFs de las dos submuestras y los errores se determinan a partir de la raíz cuadrada de la suma cuadrática de los correspondientes errores en las OLFs de las submuestras. El análisis considerando el tipo morfológico de las componentes brillantes se hace por completez y alertamos al lector sobre los parámetros estimados en estos casos debido al bajo número de galaxias. También vamos a calcular la OLF de las componentes en pares separando por tipo morfológico, E/S0 y Sa-Sm.

De manera análoga, hemos calculado la OLF para las galaxias aisladas CIG, primero tomando toda la muestra completa sin segregar por tipo morfológico, después tomando en cuenta el sesgo por galaxias de baja luminosidad y finalmente las galaxias aisladas con tipos morfológicos Sa-Sm. La componente E/S0 contiene muy pocas galaxias para obtener una OLF representativa. De acuerdo con Binggeli, Sandage & Tammann (1988), la confiabilidad del estimador  $V_m$  de la OLF y del factor de corrección por incompletez depende críticamente de que la distribución de velocidades radiales de la muestra sea consistente con la hipótesis de que las fuentes estén distribuidas uniformemente en el espacio.

En la Tabla 2.22 presentamos los valores de la magnitud límite,  $m_l$ , la cobertura en el cielo  $\Omega$  (en estereoradianes), el tamaño (número de galaxias en las muestras) y los valores del factor de corrección  $\xi$  (corrección por incompletez) calculados para cada muestra. El factor de corrección  $\xi$  para las galaxias aisladas CIG toma en cuenta la incompletez de la información en velocidad radial. Hemos ajustado la OLF de los pares y galaxias aisladas con una función de Schechter de la forma:

$$\phi_{sch}(M) = \phi_* 10^{0.4(\alpha+1)(M_* - M)} \exp(-10^{0.4(M_* - M)}) \quad (2.16)$$

Los valores del mejor ajuste (a la parte brillante de la OLF) con una función de Schech-

ter para los tres parámetros  $\phi_*$ ,  $\alpha$ ,  $M_*$  y la sigma asociada también se reportan en la Tabla 2.22.

La función de Schechter propuesta para ajustar los resultados es conveniente analíticamente, pero no permite un manejo suficientemente preciso del ajuste ya que no es posible ajustar simultáneamente, por ejemplo, una pendiente plana en la parte de bajas luminosidades y un corte abrupto en la parte brillante. Los valores de los parámetros ajustados están fuertemente afectados por el peso importante que existe tanto en la parte brillante como en la débil. Por esta razón, hemos elegido ajustar solamente la parte brillante ( $M_{Zw} \leq -18.5$ ) de la OLF (ver Tabla 2.22). Los errores reportados se calculan como la raíz cuadrada de la suma de los errores cuadráticos asociados con la incertidumbre en magnitudes (ver discusión abajo) y la sigma estimada a partir del ajuste a cada parámetro.

En las Figuras 2.11 y 2.12 presentamos las OLFs obtenidas. Las líneas representan ajustes a los datos con una función de Schechter (2.16) en los parámetros  $\phi_*$ ,  $\alpha$  y  $M_*$ . Hemos ajustado una función de Schechter con rutinas de la paquetería IDL, poniendo especial atención al valor del parámetro  $M_*$  para compararlo entre las muestras de pares y galaxias aisladas.

En la Figura 2.11 presentamos la OLF de las galaxias aisladas sin eliminar las galaxias de baja luminosidad y la estimación de la OLF de esta misma muestra hecha por Xu & Sulentic (1991). Las curvas superiores son ajustes (con funciones de Schechter) a la OLF de la muestra de galaxias de campo del catálogo CfA (Center for Astrophysics), tomada de Davies & Huchra (1982) y la muestra CfA1 discutida por Willmer (1997), calculadas con ( $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ). La forma obtenida de la OLF para la muestra de galaxias aisladas CIG, es consistente con la forma de las muestras del campo del CfA, lo cual confirma que las galaxias CIG son una

Tabla 2.22: La Función de Luminosidad Optica en Pares (E+S), (S+S) y Galaxias Aisladas

Muestra	$m$	N	$\Omega$ (sr)	$\xi$	$\phi, Mpc^{-3}$ (mag $^{-1}$ )	$\Delta\phi$	$\alpha$	$\Delta\alpha$	$M_*$	$\Delta M_*$
A. Pares (E+S)										
E y S	15.7	252	4.38	1.53	1.46E-4	8.89E-5	-1.530	0.589	-19.832	0.277
Prim E y S	15.7	126	4.38	1.87	9.55E-5	3.61E-7	-0.856	0.035	-19.670	0.120
S	15.7	126	4.38	1.54	5.60E-5	1.65E-5	-1.827	0.297	-19.949	0.110
Prim S	15.7	53	4.38	2.12	4.50E-5	3.06E-5	-0.801	1.020	-19.700	0.484
Sec S	15.7	71	4.38	1.35	3.35E-5	7.01E-5	-1.984	1.314	-19.879	0.946
E	15.7	126	4.38	1.56	7.37E-5	2.78E-7	-1.540	0.370	-19.792	0.120
B. Galaxias Aisladas										
E y S	15.7	468	4.38	5.21	1.42E-3	8.71E-4	-0.923	1.135	-19.377	0.405
S	15.7	404	4.38	5.48	1.16E-3	7.69E-4	-1.123	1.000	-19.460	0.385
E	15.7	64	4.38	3.90	1.51E-4	6.17E-7	0.017	0.356	-19.097	0.150
C. Pares (S+S)										
S	15.7	487	4.38	1.99	4.01E-4	3.65E-4	-1.115	1.134	-19.747	0.570
Prim S	15.7	244	4.38	2.68	2.59E-4	2.00E-4	-0.859	1.136	-19.743	0.568
Sec S	15.7	243	4.38	1.38	2.42E-4	2.30E-4	-1.123	1.678	-19.340	0.785

$\Delta\phi$  y  $\Delta\alpha$  son la sigma de los parámetros ajustados por mínimos cuadrados.

(\*) Ajuste solamente a la parte brillante  $M_{zw} \leq -18.50$ .

buena representación de las galaxias aisladas o del "campo". El acuerdo entre las estimaciones de Xu & Sulentic (1991) y este trabajo es excelente. Debido a que aún no corregimos por galaxias de baja luminosidad, la OLF de las galaxias aisladas tiene una pendiente creciente en la parte de más baja luminosidad. Esta ha resultado ser una manera (fortuita) de identificar esta población de galaxias aisladas de baja luminosidad. Este comportamiento ha sido interpretado en otras muestras como un reflejo de la asociación de una cierta muestra con una región de densidad galáctica alta, por ejemplo, el supercúmulo de Virgo (de Lapparent et al. (1989)) que se manifiesta como un incremento en la población de galaxias de baja luminosidad. Debido a que hemos encontrado un déficit de galaxias de baja luminosidad en los pares, y con el propósito de hacer una comparación adecuada, hemos intentado solamente un ajuste a la parte brillante ( $M_{zw} \geq -18.5$ ) de la OLF de los pares y galaxias aisladas. Los valores estimados de  $M_*$  (dando un peso es-

tadístico idéntico a los puntos en el ajuste) para los pares (E+S) y galaxias aisladas es consistente con las estimaciones basadas en las distribuciones de magnitud absoluta.

En la Figura 2.12 podemos observar cómo los pares (E+S) muestran un decremento en la OLF alrededor de  $M_{zw} = -17.0$  que puede ser explicado por el déficit de galaxias de baja luminosidad, esto es, por el criterio de selección de pares que tiende a escoger galaxias brillantes de diámetros similares, haciendo que esta OLF sea inconsistente en forma con la función de Schechter. Por tanto, al intentar un ajuste a la parte brillante ( $M_{zw} \sim -18.5$ ), los parámetros del ajuste estimados deben ser vistos con precaución (en especial  $\phi_*$  y  $\alpha$ ) y sólo pondremos atención a  $M_*$ . Se puede apreciar que la forma de la OLF de los pares tiende a converger hacia la OLF de las galaxias aisladas en la parte brillante, lo cual demuestra cualitativamente que existe un exceso en luminosidad de los pares, respecto a las galaxias aisladas. En la

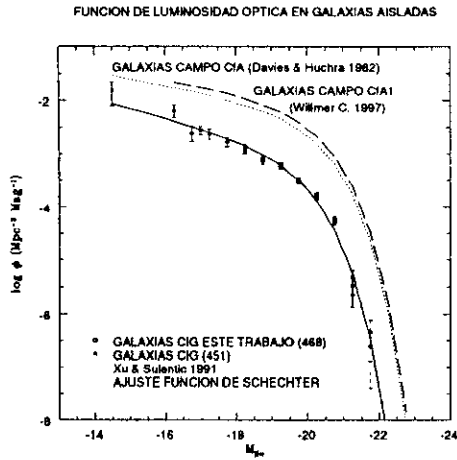


Figura 2.11: La Función de Luminosidad Óptica en Galaxias Aisladas

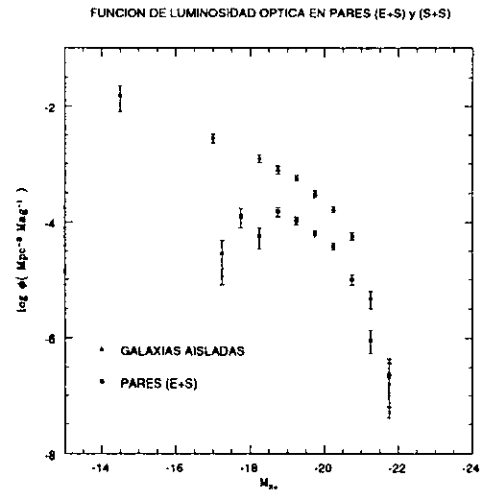


Figura 2.12: La Función de Luminosidad Óptica en Galaxias Aisladas y Pares (E+S)

Tabla 2.22 podemos encontrar otras comparaciones que toman en cuenta la información morfológica en la estimación de las OLFs.

También es posible comparar las distribuciones de luminosidad óptica entre pares y galaxias aisladas a través de la función de distribución acumulada (CDF: Cumulative Distribution Function). Una manera de calcular la CDF es a través del estimador de la función de distribución generalizada o producto límite Kaplan-Meier (ver Capítulo 3). Aunque este método se emplea ampliamente en conjuntos que contienen datos no detectados en la variable de interés, es decir, donde se reporta una estimación o límite superior/inferior de su contribución, también es posible emplearlo cuando todos los datos son detectados, como es el caso de las magnitudes absolutas de ambas muestras. En la Figura 2.13 presentamos la estimación de la CDF en magnitud absoluta para los pares (E+S) y galaxias aisladas, primero sin distinguir por tipo morfológico, y después separando las componentes (E/S0) y (Sa-Sm)

para ambas muestras. Los errores reportados son la sigma asociada al estimador K-M.

La Figura 2.13 ilustra nuevamente que la diferencia entre ambas muestras (sin distinguir por tipo morfológico; panel superior izquierdo) se debe básicamente a la diferencia en el comportamiento de las componentes espirales (Sa-Sm) de ambas muestras (panel superior derecho). No encontramos diferencia, dentro de los límites de error, entre las componentes (E/S0) de ambas muestras (panel inferior izquierdo). La diferencia entre componentes S se puede interpretar como una tendencia sistemática de la luminosidad óptica en galaxias S en pares hacia valores mayores en el intervalo (-18, -20).

### 2.6.1 Comparación con Los Pares (S+S)

Los pares (S+S) son la otra gran muestra del Catálogo de Pares Aislados de Galaxias

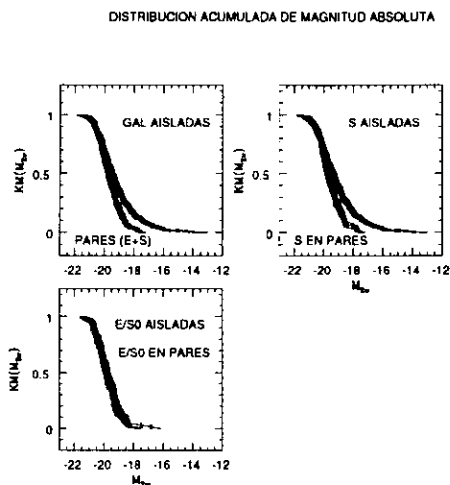


Figura 2.13: La Función de Distribución Acumulada en Pares (E+S) y Galaxias Aisladas.

de Karachentsev. Nos gustaría comparar las propiedades promedio de la emisión óptica de estos pares contra los pares (E+S) para tratar de inferir alguna posible correlación con el tipo morfológico y otras propiedades de las galaxias componentes. Si incluimos las componentes de tipo morfológico Sm y excluimos las componentes S0, los pares (S+S) son aproximadamente 370, seleccionados con los mismos criterios que hemos discutido arriba. Sin embargo, no todos estos pares poseen información sobre las magnitudes aparentes de las componentes, por lo que la muestra final de pares (S+S) que usaremos con fines de comparación, es de 247. En la Figura 2.14 presentamos la distribución de velocidades radiales y magnitudes absolutas de los pares (S+S) y pares (E+S).

Los pares (S+S) no presentan el corte abrupto en galaxias de baja luminosidad que presentan los pares (E+S). En la parte inferior de la Tabla 2.19 también se puede encontrar una comparación entre las componentes

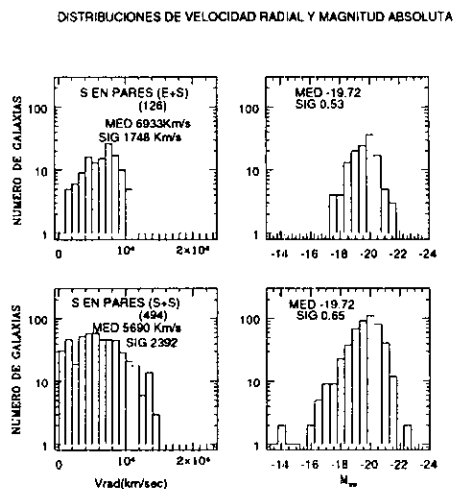


Figura 2.14: Velocidad Radial y Magnitud Absoluta en Pares (E+S) y (S+S)

primarias y secundarias de estas muestras. Si utilizamos la mediana como indicador de la luminosidad óptica, podemos notar que no hay diferencia entre las componentes S en pares (E+S) y las componentes S en pares (S+S), aún después de eliminar a las galaxias S de baja luminosidad en pares (S+S). Una prueba Kolmogorov-Smirnov confirma ampliamente este resultado, pues nos dice que la hipótesis nula de que ambas muestras provienen de la misma población parental, se puede eliminar con un nivel significativo de 70%. Cuando comparamos componentes primarias y secundarias S en pares (E+S) contra componentes primarias y secundarias S en pares (S+S), tampoco hay diferencia significativa entre ellas. Sin embargo, si comparamos la componente S en galaxias aisladas CIG contra la componente S en pares (S+S), estos últimos son más luminosos por un factor  $\sim 1.42$  ( $3\sigma$ ), semejante a la diferencia en luminosidad encontrada entre pares (E+S) y galaxias aisladas CIG.

En la Figura 2.15 presentamos una compa-

ración de las OLFs estimadas para la componente S en pares (E+S) y las componentes S en pares (S+S). La parte inferior de la Tabla 2.22 contiene los resultados de los ajustes a las OLFs.

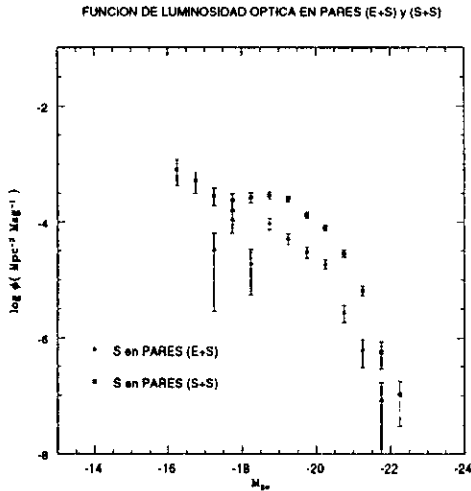


Figura 2.15: La Función de Luminosidad Óptica en Pares (E+S) y Pares (S+S)

Cualitativamente podemos encontrar evidencia de que en la parte brillante de la función de luminosidad, el comportamiento de la emisión óptica en las componentes espirales en pares (S+S) es similar al de las componentes espirales en los pares (E+S). Los resultados de los ajustes a la parte brillante de las OLFs con una función de Schechter, son nuevamente consistentes con las estimaciones de las distribuciones de magnitud absoluta arriba discutidas. Esto significa que la emisión óptica inducida en una galaxia espiral, no depende de propiedades del perturbador como el tipo morfológico E o S en estos pares. Resulta interesante la comparación entre la OLF de las galaxias espirales de ambas muestras, pues se sabe que, por un lado, la estructura de disco en las galaxias es-

pirales en pares (S+S) puede reaccionar de diversas formas a la interacción gravitacional, mientras que por otro lado, parece existir una dependencia importante entre la tasa de fusión de estos sistemas, la dirección de giro de las galaxias y la orientación relativa con que recorren la órbita, (Keel 1991; Sofue 1992; Puerari 1998). Ver Capítulo 3.

Al comparar las magnitudes de una muestra de galaxias del catálogo de Zwicky con magnitudes fotoeléctricas, Huchra (1976) demostró que la escala de magnitudes de Zwicky tenía una dispersión media cuadrática de  $\sim 0.35^m$ . Las muestras de pares (E+S) y CIG están limitadas en magnitud y provienen del catálogo de Zwicky. Como ya hemos visto, las distribuciones de magnitud absoluta indican un sesgo en magnitud que manifiesta como un exceso de galaxias brillantes con  $M_{Zw} \sim M_{Maz}$ , en consecuencia este sesgo también afecta la estimación de la función de luminosidad  $\phi(M)$  produciendo un corrimiento de la función hacia la parte más brillante. De Lapparent et al. (1989) han estimado el efecto producido por el sesgo de Malmquist en los parámetros  $M_*$  y  $\alpha$ , encontrando que la corrección necesaria en  $M_*$  es del orden de la sigma asociada con el sistema de magnitudes utilizado (en nuestro caso, para el sistema de Zwicky  $\sigma_{Zw} \sim 0.35^m$ ). La presencia de este sesgo representa la incertidumbre mayor en la determinación de la forma de la función de luminosidad. Loveday et al. (1992) y Lin et al. (1996) han sugerido que una forma alternativa de corregir por este efecto es suponer que los errores en la magnitud se distribuyen de forma gaussiana con una dispersión precisamente del orden de  $\sigma$ , de tal manera que la función de luminosidad observada  $\phi_{obs}$  es una convolución de la verdadera función de luminosidad  $\phi$  con una distribución gaussiana de errores en la magnitud. Considerando errores en el sistema de magnitudes de Zwicky  $\Delta M_* \sim 0.35^m$ , el corrimiento esperado en nuestra estimación de  $M_*$  es de este mismo orden y afecta de igual manera a los



pares (E+S), (S+S) y galaxias aisladas.

## 2.7 La Morfología Óptica

A continuación vamos a estudiar las propiedades morfológicas que presentan las muestras de pares (E+S) y CIG. La información morfológica en los catálogos CPG y CIG, en el esquema de clasificación de Hubble, es heterogénea en el sentido de que presentan la información morfológica de los catálogos originales junto con información posterior (aunque no muy reciente). Como las muestras para este trabajo fueron extraídas a partir de los catálogos originales de Karachentsev (1972) y Karachentseva (1973), si deseamos saber qué propiedades morfológicas presentan, es necesario explorar primero la distribución de tipos morfológicos en los catálogos originales. En seguida, debemos comparar la distribución de tipos morfológicos de los catálogos originales contra la distribución heredada en las muestras que estudiamos aquí y finalmente, habremos de comparar sus propiedades morfológicas tomando en cuenta posibles efectos introducidos por los procesos de selección de pares (E+S) y de galaxias aisladas.

En la Tabla 2.23 presentamos los porcentajes por tipo morfológico, tanto en los catálogos completos como en las muestras de nuestro estudio. Reportamos la incertidumbre porcentual como la raíz cuadrada del número total de galaxias por tipo morfológico, dividido entre el número total de galaxias por tipo morfológico. En la Figura 2.16 presentamos las distribuciones de tipos morfológicos de los catálogos completos de pares aislados de galaxias CPG y de galaxias aisladas CIG. En la parte derecha de la figura, presentamos las distribuciones de tipos morfológicos en los pares (E+S) y las galaxias aisladas CIG de nuestro estudio (con velocidad radial conocida).

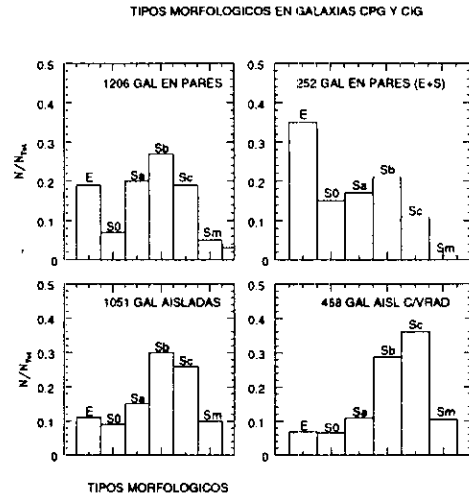


Figura 2.16: Contenido Morfológico de los Catálogos de Karachentsev (CPG), Karachentseva (CIG), Los Pares (E+S) y Las Galaxias Aisladas.

Primero comparamos la muestra completa de todos los pares aislados de Karachentsev (no sólo los pares (E+S)) contra toda la muestra completa de galaxias aisladas de Karachentseva. Hemos encontrado una sobrerrepresentación de galaxias E y Sa en pares y una subrepresentación de galaxias S0, Sc y Sm respecto a las galaxias aisladas. Sin embargo, cuando miramos las distribuciones de luminosidad ( $L_B$ ) como función del tipo morfológico en pares y galaxias aisladas (ver sección siguiente), encontramos la tendencia de  $L_B$  a aumentar de tipos morfológicos tardíos (Sc-Sm) a tempranos (E/S0). Este comportamiento es similar a lo largo de los tipos (E-Sm) tanto en pares como en galaxias aisladas. Las galaxias Sc y Sm tienden a mostrar menor luminosidad  $L_B$ , por lo que existe un efecto de selección en luminosidad, lo que significa que a partir de una cierta distancia, dejaríamos de detectarlas y pudieran ser eliminados de los catálogos.

Tabla 2.23: Distribución de Tipos Morfológicos en Pares (E+S) y Galaxias Aisladas

Tipo Morf	N	(%)	$\Delta(\%)$	Tipo Morf	N	(%)	$\Delta(\%)$
A. Pares Aislados de Karachentsev				Pares (E+S)			
E	229	73	5	E	88	70	7
S0	84	27	3	S0	38	30	5
Sa	237	28	2	Sa	43	34	5
Sb	325	38	2	Sb	52	41	6
Sc	231	27	2	Sc	28	22	4
Sm	64	7	1	Sm	3	2	1
B. Gal Aisladas de Karachentseva				Gal Aisladas $c/V_{Rad}$			
E	116	55	5	E	33	52	9
S0	95	45	5	S0	31	48	9
Sa	153	18	1	Sa	51	13	2
Sb	311	37	2	Sb	135	33	3
Sc	272	32	2	Sc	169	42	3
Sm	104	12	1	Sm	49	12	2

Si ahora comparamos las fracciones por tipo morfológico, eliminando las galaxias Sc y Sm de ambos catálogos, y renormalizamos al número total (después de eliminarlas), encontramos nuevamente que las galaxias E siguen estando sobrerrepresentadas en los pares, pero ahora las galaxias S0 y Sb muestran una subrepresentación en pares respecto a las galaxias aisladas. Una posibilidad para explicar el déficit es que las galaxias S0 sean frecuentemente mal clasificadas como galaxias E o galaxias espirales tempranas. Otra posibilidad es que algunas galaxias S0 hayan adquirido brazos espirales a través del proceso de interacción, en cuyo caso tanto la sobrerrepresentación de galaxias E como la subrepresentación de galaxias S0 pueden significar evidencia de evolución secular (efecto de colisiones) en los pares.

En la Figura 2.17 presentamos la distribución morfológica de las galaxias en el catálogo completo de galaxias aisladas y en la muestra de galaxias aisladas con velocidad radial conocida (para este trabajo), separando por tipo morfológico E/S0 y Sa-Sm. Dentro de los errores porcentuales (ver Tabla 2.23), la muestra de galaxias aisladas con velocidad radial conocida parece ser mor-

fológicamente representativa de la muestra madre de galaxias aisladas de Karachentseva, excepto en las galaxias aisladas de tipo morfológico Sa, que están subrepresentadas respecto a la muestra original, mientras que las galaxias Sc están sobrerrepresentadas.

La sobrerrepresentación de galaxias Sc en la muestra de galaxias aisladas, es similar a otras muestras del campo (Dressler 1980), pero además, puede entenderse como un efecto de selección adicional, introducido por la condición de elegir solamente a aquellas galaxias con velocidad radial conocida. Una selección (por velocidad radial) de galaxias de "campo" tiende a tomar más en cuenta a las galaxias con un medio interestelar rico en gas y con regiones HII brillantes, donde es más fácil distinguir en un espectro las líneas de emisión que de absorción.

En la Figura 2.18 presentamos la distribución morfológica de las galaxias en el catálogo completo de pares aislados de galaxias de Karachentsev y la muestra de galaxias en pares (E+S) (para este trabajo), separando por tipo morfológico E/S0 y Sa-Sm. En este caso, la distribución de tipos morfológicos heredados por los pares (E+S)

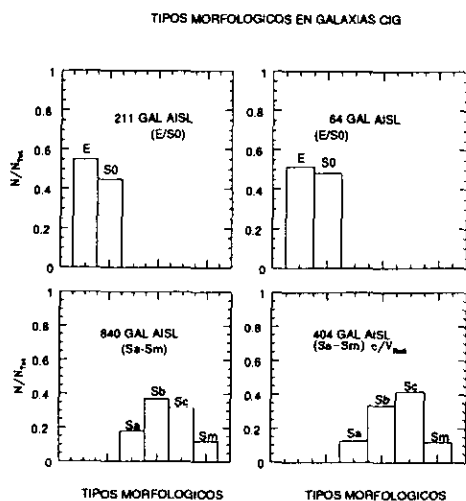


Figura 2.17: Contenido Morfológico del Catálogo de Karachentseva (CIG), normalizado al número total de galaxias por tipo morfológico.

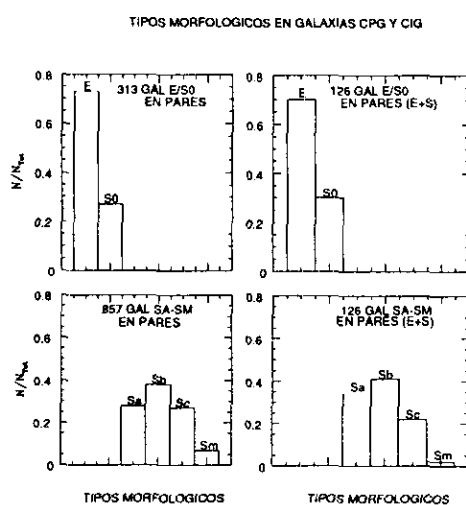


Figura 2.18: El Contenido Morfológico del Catálogo de Karachentsev (CPG), normalizado al número total de galaxias por tipo morfológico.

es representativa de la muestra original de pares de Karachentsev.

Por último, comparamos las fracciones por tipo morfológico solamente entre las muestras aquí estudiadas; los pares (E+S) y las galaxias aisladas CIG. En la Tabla 2.23 podemos notar que se mantiene una sobrerrepresentación de galaxias E en la muestra de pares y una subrepresentación de galaxias S0 respecto a las galaxias aisladas. Existe una sobrerrepresentación de galaxias Sa en pares mientras que la fracción del tipo morfológico Sb se mantiene constante entre ambas muestras. También encontramos una sobrerrepresentación de galaxias Sc y Sm en la muestra de galaxias aisladas respecto a las galaxias en pares. Estos resultados siguen aproximadamente la misma tendencia que en el caso de las muestras completas. También hemos explorado la expectativa de explicar el déficit de galaxias S0 atribuyendolo a galaxias frecuentemente mal clasificadas como

galaxias E, revisando por un lado, la clasificación morfológica de las galaxias E/S0 aisladas en el registro digitalizado de Palomar y, por otro lado, extrapolando la fracción de galaxias E y S0 en pares (E+S) a partir del estudio morfológico de Rampazzo y Sulentic (1992) en una muestra de pares (E+S) en el hemisferio sur. Aún tomando en cuenta estas correcciones en los tipos morfológicos E y S0 de ambas muestras, encontramos que se mantiene una sobrerrepresentación de galaxias E en la muestra de pares y una subrepresentación de galaxias S0 respecto a las galaxias aisladas. Otra posibilidad que es interesante, es que algunas galaxias S0 hayan adquirido brazos espirales a través del proceso de interacción o bien, que el proceso de interacción este favoreciendo (mediante algún mecanismo como una barra) la transformación de galaxias hacia tipos morfológicos más tempranos (como) Sa en cuyo caso, la sobrerrepresentación de galaxias E, la subrepresentación de galaxias S0

tación de galaxias S0 y la sobrerepresentación de galaxias Sa en pares pueden significar evidencia de evolución secular (efecto de colisiones).

Sulentic (1992) comparó la fracción observada de los tipos morfológicos en los pares Karachentsev contra las fracciones que se esperarían (utilizando estadística binomial) tomando como referencia los tipos morfológicos observados en muestras de galaxias de campo (tomadas de Karachentseva (1973); Noerdlinger (1979); Wirth and Gallagher (1980); Gisler (1980)). Aunque el análisis que presentamos sobre el contenido morfológico de los pares (E+S) es de naturaleza diferente, nuestros resultados son consistentes con los reportados por Sulentic (1992).

En la Tabla 2.24 presentamos un análisis de las propiedades morfológicas de los pares (E+S) y galaxias aisladas CIG, tomando en cuenta los criterios de aislamiento más estrictos en ambos catálogos.

## 2.8 La Morfología de Interacción

Una discusión sobre la morfología de interacción en pares trae consigo la dificultad de definir "interacción" de manera objetiva. La morfología de interacción ha probado ser útil en la identificación de sistemas binarios físicos, lo cual se vuelve particularmente interesante debido a la dificultad de excluir en la medida de lo posible pares ópticos de los catálogos. Definiremos la morfología de interacción en su sentido más amplio e intentaremos enlistar todas las mediciones que emerjan con una conexión aparente con la interacción. De esta manera, estaremos, al mismo tiempo, haciendo una lista de efectos ambientales que parecen mostrar los pares (E+S). Comenzamos con el criterio más subjetivo para asignar la presencia de interacción. A pesar de la dificultad para cuan-

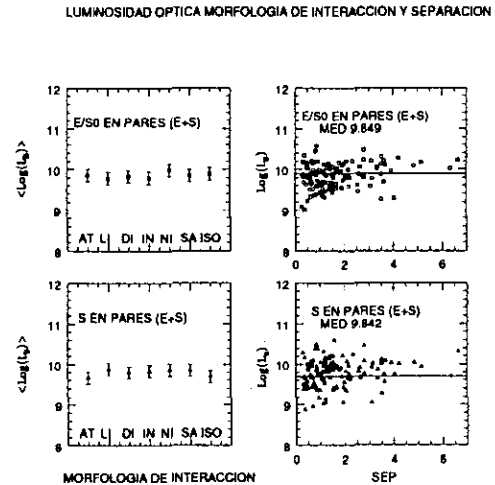


Figura 2.19: Luminosidad Óptica, Morfología de Interacción y Separación Proyectada en Pares (E+S).

tificarla, es importante por la información que aporta sobre los efectos de la interacción en la forma de las galaxias. Vorontsov-Velyaminov (1959, 1970), Arp (1966) y Arp & Madore (1987) aportaron registros de objetos con muchos de los prototipos de objetos peculiares que se estudian en la actualidad.

El conjunto LI, AT y DI describe la morfología de interacción en los pares (ver discusión sobre criterios de selección). En los pares (E+S) la clase LI representa  $\sim 17\%$ , AT  $\sim 9\%$ , DI  $\sim 37\%$  y el resto de la muestra  $\sim 38\%$  está dentro de la clase NI (sin signos de interacción). Sulentic (1989) demostró la utilidad de estas clases de interacción para el estudio de las propiedades infrarrojas en pares (ver Capítulo 3). En este capítulo hemos estudiado el comportamiento de la luminosidad  $L_B$  como función de estos indicadores de interacción. En la Figura 2.19 (panel izquierdo) presentamos los resultados obtenidos para las componentes S y para las componentes E/S0 en pares. La clase IN es

Tabla 2.24: Tipos Morfológicos y Criterios de Aislamiento en Pares (E+S) y Galaxias Aisladas

Tipo Morf	N	(%)	$\Delta$ (%)	Tipo Morf	N	(%)	$\Delta$ (%)
A. Pares (E+S) (-,-)				Pares (E+S) (+,+)			
E	24	73	15	E	28	70	13
S0	9	27	9	S0	12	30	9
Sa	13	39	11	Sa	9	23	8
Sb	12	36	10	Sb	20	50	11
Sc	7	21	8	Sc	10	25	8
Sm	1	3	3	Sm	1	3	3
B. Gal Aisladas $V_{Rad}$ (0)				Gal Aisladas $V_{Rad}$ (1, 2)			
E	23	50	10	E	10	56	18
S0	23	50	10	S0	8	44	16
Sa	46	14	2	Sa	5	8	4
Sb	102	30	3	Sb	33	50	9
Sc	149	44	4	Sc	20	30	7
Sm	41	12	2	Sm	8	12	4

una combinación de los indicadores **LI**, **AT** y **DI**. La clase **SA** es el valor de la mediana correspondiente a todos los componentes S (E/S0) en pares. La clase **ISO** es la mediana de todas las galaxias de tipo S (E/S0) en la muestra de galaxias aisladas. En el panel de la derecha, se ilustra el comportamiento de  $L_B$  como función del parámetro de separación adimensional SEP en pares, independiente de la velocidad radial definido como:

$$SEP = \frac{Dist\ entre\ componentes}{Semieje\ mayor\ gal\ primaria} \quad (2.17)$$

Es interesante notar que las componentes E/S0 en pares con separaciones  $SEP \leq 1.5$  tienden a tener valores menores de  $L_B$  que la mediana representativa de las galaxias E/S0 aisladas, mientras que para las galaxias espirales, esto no se nota pronunciadamente. La distribución de separaciones proyectadas (en unidades absolutas) nos dice que  $\sim 60\%$  de los pares tienen separaciones menores que 40 kpc pero la dispersión observada es similar a lo largo de todo el intervalo desplegado

de separaciones. No hemos encontrado ninguna tendencia estadísticamente significativa de  $L_B$  con la morfología de interacción.

Finalmente, hemos estudiado el comportamiento de la luminosidad  $L_B$  con el tipo morfológico en la muestra de galaxias aisladas y de pares (E+S). También hemos explorado el comportamiento de  $L_B$  como función del parámetro de separación SEP (tomando intervalos unitarios de separación). En el panel izquierdo de la Figura 2.20, presentamos los resultados obtenidos para los pares (E+S) y las galaxias aisladas. En estas gráficas se puede apreciar que las galaxias Sc y Sm son las menos luminosas, lo cual introduce un efecto de selección contra estas galaxias en pares y galaxias aisladas.

El panel izquierdo de la figura contiene información adicional tomada de Roberts & Haynes (R&H, 1994) quienes llevaron a cabo una extensa revisión de las propiedades fundamentales de las galaxias a lo largo de la sucesión morfológica de Hubble, usando como muestras para análisis el catálogo RC3, el catálogo general de galaxias de Arecibo (AGC, Haynes & Giovanelli), el catálogo general de Upsala (UGC, Nilson 1973) y un

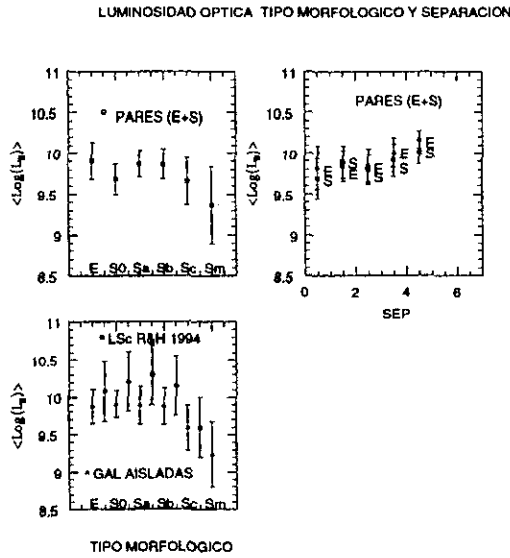


Figura 2.20: Luminosidad Óptica, Tipo de Hubble y Separación Proyectada en Pares (E+S).

catálogo conformado a partir de las observaciones en multifrecuencias en el volumen ocupado por el supercúmulo local y cuya muestra se denominó RC3-LSc. Los resultados de R&H para la muestra de galaxias RC3-LSc muestran un comportamiento cualitativo muy similar al que encontramos nosotros. Debido a la clasificación morfológica más fina en el trabajo de R&H hemos promediado los valores de las medianas entre dos subtipos morfológicos sucesivos, para hacer más apropiada la comparación. Los errores reportados son la diferencia entre la mediana y el percentil 25%. La forma de calcular  $L_B$  en el catálogo RC3 difiere de la convención adoptada en este trabajo en cuanto al sistema de magnitudes adoptado, lo cual explica las diferencias entre los valores de R&H y los nuestros. La sucesión de tipos morfológicos, como la hemos presentado aquí, es una sucesión del cociente bulbo/disco, el

cual es mayor para las galaxias elípticas y S0 y prácticamente no existe para las galaxias enanas Sm. También puede pensarse como una sucesión que sigue el desarrollo de los brazos espirales, terminando con lo que pudiera considerarse como un caso límite, una galaxia Sm o irregular vista como un sólo brazo.

El panel derecho de la figura, muestra la tendencia encontrada de  $L_B$  como función del parámetro de separación SEP. Hemos subdividido la muestra de pares (E+S) de acuerdo a valores de  $SEP \geq 4$ ,  $3 \leq SEP \leq 4$ ,  $2 \leq SEP \leq 3$ ,  $1 \leq SEP \leq 2$  y  $SEP \leq 1$  presentando por separado los valores de la componente espiral (S) y elíptica / lenticular (E/S0).  $L_B$  muestra una tendencia poco significativa a disminuir hasta por un factor  $\sim 1.5$  ( $1.5\sigma$ ) conforme el parámetro de separación disminuye.

## 2.9 Resultados del Capítulo

El criterio de selección de pares requiere que ambas componentes difieran en diámetros por menos que un factor 8. Esto significa que la muestra de pares (E+S) está sesgada contra la presencia de pares jerárquicos. Un efecto de este sesgo se traduce en que hay más galaxias enanas en la muestra de galaxias aisladas que en los pares, lo cual está impidiendo una comparación apropiada entre ambas muestras. La distribución de magnitudes absolutas en los pares (E+S) y en las componentes E/S0 aisladas, indican ausencia de galaxias E/S0 de baja luminosidad ( $M_{zw} \geq -17.0$ ). Esta es una diferencia importante que debe tomarse en cuenta para hacer la comparación estadística entre pares y galaxias aisladas.

Ninguna de las muestras es completa en el intervalo de magnitudes aparentes de  $m_{zw} = 13.5$  a  $m_{zw} = 15.7$ . Si consideramos el valor

0.5 como representativo de la completez, los pares (E+S) son  $\sim 90\%$  completos, mientras que las galaxias aisladas son  $\sim 80\%$  completas en este intervalo de magnitudes.

Las distribuciones de magnitud absoluta indican que de manera global (sin considerar la información morfológica o la jerarquía en magnitud absoluta de las componentes en pares) existe un exceso en luminosidad óptica en los pares (E+S), respecto de las galaxias aisladas. Este exceso sobrevive y es estadísticamente significativo aún después de tomar en cuenta la población de galaxias de baja luminosidad que está presente en la muestra de comparación. Cuando consideramos la información morfológica, encontramos que las galaxias espirales en pares son las responsables de las diferencias en luminosidad encontradas entre pares y galaxias aisladas, más que las galaxias elípticas. La diferencia en luminosidad óptica entre componentes S en pares y componentes S en galaxias aisladas es estadísticamente significativa  $\geq 3\sigma$  (considerando galaxias aisladas enanas) y  $\sim 2\sigma$  (sin considerar galaxias aisladas de baja luminosidad). Cuando consideramos la jerarquía en magnitud absoluta de las componentes en pares (componente primaria y secundaria) y el tipo morfológico correspondiente, nuevamente encontramos que es la componente primaria de tipo espiral la que es responsable de la diferencia en luminosidad óptica respecto de las galaxias espirales aisladas.

Cuando consideramos los criterios de aislamiento de ambas muestras, encontramos que las componentes espirales en pares que se encuentran en un ambiente menos aislado (-,-) son  $\sim 1.49$  veces más luminosas que las componentes espirales en pares más aislados (+,+). En este caso, el factor de distancia entre ambas muestras no es importante, por lo que la diferencia en luminosidad encontrada parece estar relacionada con el ambiente asociado a las galaxias. De manera similar, las galaxias aisladas espirales más aisladas

(criterio de aislamiento 0) parecen ser menos luminosas que las galaxias espirales aisladas menos aisladas (criterio de aislamiento 1, 2) por un factor  $\sim 2.07$ , antes de eliminar las galaxias de baja luminosidad, y por un factor  $\sim 2.13$  después de corregir por galaxias de baja luminosidad. En este caso, el factor de distancia entre ambas muestras tampoco es importante, lo cual indica que también al interior de las galaxias aisladas existe un efecto en luminosidad relacionado con la densidad ambiental. Como dato interesante, la componente primaria de tipo E/S0 en pares, es menos luminosa al pasar del criterio de aislamiento (+,+) al (-,-) por un factor  $\sim 1.7$ , sin que intervenga en este caso el factor de distancia.

La forma de la función de luminosidad óptica (OLF) de los pares (E+S) tiende a converger hacia la OLF de las galaxias aisladas en la parte brillante, lo cual demuestra cualitativamente que existe un exceso en luminosidad óptica de los pares, respecto a las galaxias aisladas. Un ajuste a la parte brillante de estas OLFs con una función de Schechter, nos permite obtener valores de  $M_*$  que confirman esta tendencia y son consistentes con las estimaciones hechas a partir de las distribuciones de magnitud absoluta.

No hay diferencia estadísticamente significativa, a nivel de las medianas y los promedios en luminosidad óptica, entre las distribuciones de luminosidad de las componentes S en pares (E+S) y las componentes S en pares (S+S). Tampoco hemos encontrado diferencia en el comportamiento de la emisión óptica entre estas muestras, a través de la función de luminosidad óptica. Los resultados de los ajustes a las OLFs obtenidas con una función de Schechter (en la parte brillante) nos permite obtener valores de  $M_*$  que son consistentes con las estimaciones de las distribuciones de magnitud absoluta.

Cuando exploramos la representación morfológica de ambas muestras, primero considerando una comparación de la mues-

tra completa de pares aislados de Karachentsev contra la muestra completa de galaxias aisladas de Karachentseva y considerando la información morfológica original de los catálogos, hemos encontrado una sobrerrepresentación de galaxias E y Sa en pares y una subrepresentación de galaxias S0, Sc y Sm respecto a las galaxias aisladas.

Las galaxias Sc y Sm tienden a mostrar menor luminosidad  $L_B$  que otros tipos morfológicos en pares y galaxias aisladas, por lo que este es un efecto de selección presente en ambas muestras.

Una posibilidad para explicar el déficit de galaxias S0 es que una fracción estén mal clasificadas como galaxias E o galaxias espirales tempranas. Otra posibilidad es que algunas galaxias S0 hayan adquirido brazos espirales a través del proceso de interacción en cuyo caso tanto la sobrerrepresentación de galaxias E como la subrepresentación de galaxias S0 pueden significar evidencia de evolución secular (efecto de colisiones) en los pares.

Dentro de los errores porcentuales estimados, la muestra de galaxias aisladas con velocidad radial conocida (las galaxias aisladas del presente estudio) parece ser morfológicamente representativa de la muestra madre de galaxias aisladas de Karachentseva, excepto en las galaxias aisladas de tipo morfológico Sa, que están subrepresentadas respecto a la muestra original, mientras que las galaxias Sc están sobrerrepresentadas. La sobrerrepresentación de galaxias Sc aisladas contiene un efecto de selección adicional, introducido por nuestro requerimiento de conocer velocidad radial. Una selección (por velocidad radial) de galaxias de "campo" tiende a tomar más en cuenta a las galaxias con un medio interestelar rico en gas y con regiones HII brillantes, donde es más fácil distinguir en un espectro las líneas de emisión que de absorción.

Al comparar las fracciones por tipo morfológico entre los pares (E+S) y las Galaxias

Aisladas CIG, podemos notar que se mantiene una sobrerrepresentación de galaxias E y Sa en la muestra de pares y una subrepresentación de galaxias S0 respecto a las galaxias aisladas. Hemos explorado la expectativa de explicar el déficit de galaxias S0 atribuyéndolo a galaxias frecuentemente mal clasificadas como galaxias E, revisando por un lado, la clasificación morfológica de las galaxias E/S0 en el registro digitalizado de Palomar y, por otro lado, extrapolando la fracción de galaxias E y S0 en pares (E+S) a partir del estudio morfológico de Rampazzo y Sulentic (1992) en una muestra de pares (E+S) en el hemisferio sur. Aún tomando en cuenta estas correcciones en los tipos morfológicos E y S0 de ambas muestras, encontramos que se mantiene una sobrerrepresentación de galaxias E y Sa en la muestra de pares y una subrepresentación de galaxias S0 respecto a las galaxias aisladas.

No hemos encontrado ninguna tendencia estadísticamente significativa de la luminosidad óptica  $L_B$  con la morfología de interacción y el parámetro de separación, SEP.



# Bibliografía

- [1] Aaronson, M., Huchra, J., Mohud, J., Schechter, P., Tully, R.B., 1982, *ApJ*, 258, 64.
- [2] Adams, M., Jensen, E., Stocke, J. 1980 *Astron.J.* 85, 1010.
- [3] Arp, H., 1966, *ApJ Suppl.* 14, 3.
- [4] Arp, H. C., Madore, B. F. 1987 *A catalogue of Southern Peculiar Galaxies and Associations.* Cambridge University Press.
- [5] Auman, J. R., Hickson, P., Fahlman, G. G., 1982, *PASP* 94, 19.
- [6] Barnes, J., Hernquist, L., 1996 *ApJ*, 471, 115.
- [7] Binggeli, B., Sandage, A., Tammann, G. A., 1988, *ARA&A* 26, 509
- [8] Bothun, G., Schommer, R. A., 1982, *ApJ* 255, L23.
- [9] Combes F. 1997, *Lectures for the 1996 Les Houches Summer School.* In Press.
- [10] Christensen, C. G., 1975, *AJ* 80, 282.
- [11] Davies, M., Huchra, J., 1982, *ApJ* 254, 437
- [12] Davies, M., Huchra, J., Latham, D. W., Tonry, J. T., 1980, *ApJ* 238, L113
- [13] de Vaucouleurs, G., 1970, *Science* 167, 1203
- [14] de Vaucouleurs, G., 1971, *PASP* 83, 113
- [15] de Vaucouleurs G, de Vaucouleurs A, Corwin H, Buta R, Paturel G, Fouque P. 1991, *Third Reference Catalogue of Bright Galaxies.* New York: Springer-Verlag.
- [16] Dressel, L. L., Condon, J, J. 1978 *ApJ. Suppl.* 36, 53.
- [17] Fall, S. M., Geller, M. J., Jones, B. J. T., White, S. D. M., 1976, *ApJ* 205, L121.
- [18] Felten, J. E., 1976, *ApJ* 207, 700
- [19] Felten, J. E., 1977, *AJ* 82, 861
- [20] Fesenko, B. I., 1977, *Sov. Astron.* 20, 387
- [21] Giovanelli, R., Haynes, M. P., 1984, *Astron.J.* 89, 1
- [22] Giovanelli, R., Haynes, M. P., Chincari ni, G. L. 1982, *ApJ.* 442.
- [23] Gisler, G. 1980 *Astron. J.* 85, 623.
- [24] Haynes, M. P., Giovanelli, R., 1983, *ApJ.* 275, 472.
- [25] Hubble, E., 1934, *ApJ* 79, 8.
- [26] Huchra, J. 1976 *Astron. J.* 81, 952.
- [27] Huchra, J., Sargent, W. L. W., 1973, *ApJ* 186, 433
- [28] Huchra, J., Thuan, T. X., 1977, *ApJ* 216, 694
- [29] Karachentsev, I.D., 1972, *Comm. Spec. Ap. Obs., USSR*, 7, 1.
- [30] Karachentsev, I. D., 1987, *Double Galaxies (Moscow: Nauka)*

- [31] Karachentseva, V. E., 1980, *Sov. Astron.* 24, 665.
- [32] Karachentseva, V. E., 1973, *Comm. Spec. Ap. Obs., USSR*, 8, 1
- [33] Karachentsev, I. D., Shcherbanovskii., 1978, *Soobshch. Spets. Astrofiz. Obs. Akad. Nauk SSSR*. 24, 5.
- [34] Keel, W. C. 1991 *ApJ*. 375, L5.
- [35] Kron, G. E., Shane, C. D., 1976, *Astrophys. Space Sci.* 39, 401.
- [36] de Lapparent, V., Geller, M., Huchra, J., 1989, *ApJ* 343, 1
- [37] Larson, R. B., Tinsley, B., 1978, *ApJ*. 219, 46.
- [38] Lin, H., Kirshner, R. P., Shectman, S., Landy, S. D., Oelmer, A., Tucker, D. L., Schechter, P. 1996, *ApJ*. 464, 60.
- [39] Loveday, J., Peterson, B. A., Efstathiou, G. P., Maddox, S. J. 1992 *ApJ*. 390, 338.
- [40] Mihos, J. C., Hernquist, L. 1996 *ApJ*, 464, 641.
- [41] Nilson, P. 1973 *Uppsala Astr. Obs. Ann.* 6.
- [42] Noerdlinger, P. 1979 *ApJ*. 229, 470.
- [43] Paturel, G., 1977, *Astr. Ap.* 56, 259.
- [44] Peebles, P. J. E 1974 *ApJ*. 189, L51.
- [45] Peebles, P. J. E., 1976, *ApJ* 205, 318.
- [46] Peterson, S. D., 1979, *ApJ Suppl.* 40, 527.
- [47] Picchio, G., Tanzella-Nitti, G., 1985, *Astron. Ap.* 142, 21.
- [48] Puerari, I. 1998 *Comunicación Personal*.
- [49] Rampazzo, R., Sulentic, J. W., 1992, *Astron. Ap.* 259, 43.
- [50] Roberts, S. M., Haynes, M. P., 1994, *ARAA*, 32, 115.
- [51] Sandage, A., Tammann, G. A., Hardy, E., 1972, *ApJ* 172, 253
- [52] Schechter, P. L., 1976, *ApJ* 203, 297
- [53] Schechter, P. L., 1980, *AJ* 85, 801
- [54] Schmidt, M., 1968, *ApJ* 151, 393
- [55] Silk, J., 1974, *ApJ* 193 525.
- [56] Silk, J., 1977, *Astron. Ap.* 59, 53.
- [57] Sofue, Y. 1992, *PASJ*, 44, L1.
- [58] Soneira, R. M., Peebles, P. J. E., 1977, *ApJ* 211, 1
- [59] Stocke, J. T., 1978, *AJ* 83, 348
- [60] Sulentic, J. W., 1976, *ApJ Suppl.* 32, 171.
- [61] Sulentic, J. W., 1989, *Astron.J.* 98, 2066.
- [62] Sulentic, J. W., 1992 In *Proceedings of the Fifth International Workshop of the Osservatorio Astronomico di Capodimonte*. Eds. G. Longo, M. Capaccioli, G. Busarello. Kluwer Academic Publishers 293.
- [63] Turner, E. L., 1976, *ApJ* 208, 20
- [64] Turner, E., Gott, J. R., III. 1975, *ApJ* 197, L89.
- [65] Turner, E., Aarseth, S., Gott III, R., Blanchard, N., Mathieu, R. 1979, *Ap J* 228, 684
- [66] Toomre, A., Toomre, J. 1972 *ApJ*. 178, 623.
- [67] van Moorsel, G. A., 1983, *Hydrogen Observations of Binary Galaxies: Doctoral Thesis - Univ. Groningen, Holland*.
- [68] Vorontsov-Vel'yaminov B. A. 1977, *Astron. Ap. Suppl.* 28, 1.

- [69] Vorontsov-Vel'yaminov B, A., Arkhipova, V. P. 1968 Morphological Catalog of Galaxies. 4. Works of the P.K. Shternberg State Astronomical Institute. 38.
- [70] Vorontsov-Vel'yaminov B, A., Krasnogorskaya, A. A. 1962 Morphological Catalog of Galaxies. 4. Works of the P.K. Shternberg State Astronomical Institute. 32.
- [71] Willmer, C. N. A. 1997 Astron.J. 114, 898.
- [72] Whirth, A., Gallagher, J. 1980 ApJ. 242, 469.
- [73] White, S. D. M., Huchra, J., Latham, D., Davies, M., 1983, MNRAS 203, 701.
- [74] Xu, C., Sulentic, J. W., 1991, ApJ, 374, 407
- [75] Yahil, A., Sandage, A., Tammann, G., 1980, Lectures for the 1979 Les Houches Summer School.
- [76] Zwicky, F., Herzog, E., Wild, P., Karpowicz, M., 1961-1968, Catalog of Galaxies and Clusters of Galaxies, I-VI; Pasadena: California Institute of Technology.



PLA

original drawing

11/11

## Capítulo 3

# Propiedades Infrarrojas

### 3.1 Introducción

En años recientes se ha acumulado evidencia que señala una mayor emisión en el infrarrojo lejano en galaxias interactuantes con respecto a otras muestras de galaxias no interactuantes (Soifer et al. 1984; Sanders & Mirabel 1996, Dultzin-Hacyan 1997). Esto se ha interpretado como una manifestación de mayor formación estelar en estos sistemas. Los resultados previos han mostrado una dispersión grande en cuanto al nivel estimado de emisión infrarroja inducida por interacción. Los resultados más importantes parecen indicar que la tasa de formación estelar, en muchos casos, es mayor respecto a los niveles observados en galaxias aisladas (por factores entre  $\sim 2 - 10$ ). La dispersión tan alta en estos resultados indican la importancia de los sesgos relacionados con la selección de las muestras. Hay muchos tipos de sistemas interactuantes que se pueden identificar por la morfología de sus componentes, cociente de tamaños entre las componentes y morfología de interacción, por mencionar unos cuantos criterios posibles de selección. El nivel de actividad en el infrarrojo lejano es ciertamente dependiente de todas o la mayoría de estas propiedades.

En este capítulo vamos a explorar las propiedades de emisión infrarroja ( $L_{25}$ ,  $L_{25}/L_B$ ,  $L_{60}$ ,  $L_{60}/L_B$ ,  $L_{100}$ ,  $L_{100}/L_B$ ,  $L_{FIR}$ ,  $L_{FIR}/L_B$  y otras cantidades infrarro-

jas que podemos formar) en la muestra de pares mixtos (E+S) y en las galaxias aisladas CIG, las cuales fueron seleccionadas ópticamente. Comenzamos con una breve descripción de nuestro nuevo procesamiento a las observaciones de IRAS en ambas muestras. A lo largo del éste capítulo, vamos a comparar solamente las componentes espirales de ambas muestras, primero considerando sólo las detecciones en 25, 60 y 100  $\mu\text{m}$  y después, tomando en cuenta la información que obtuvimos para las galaxias no detectadas en forma de límites superiores, a través de la aplicación de métodos estadísticos no paramétricos que también describiremos brevemente. Con estos métodos calcularemos y compararemos las funciones de distribución más probables para las distintas luminosidades y cocientes de colores y luminosidades infrarrojas. Exploraremos la correlación  $L_{FIR}-L_B$  en ambas muestras y llevaremos a cabo una aproximación de primer orden para estimar las luminosidades  $L_{FIR}$  en las componentes S en pares (S+S) y poder comparar las propiedades de  $L_{FIR}$  entre galaxias S en pares (E+S) y pares (S+S). También exploraremos el contenido de HI en pares (E+S) y galaxias aisladas y sus implicaciones en ambas muestras. Nuestra siguiente aproximación consiste en comparar la emisión infrarroja entre pares y galaxias aisladas, a través de la función de luminosidad infrarroja utilizando un método bivariado ( $M_{Zw}$ ,  $L_{FIR}$ ). Finalmente, estudiaremos el comportamien-

to de las distintas luminosidades y cocientes de luminosidades infrarrojas como función del tipo morfológico, la morfología de interacción y la separación entre componentes. También estimaremos y compararemos la tasa de formación estelar inferida a partir de  $L_{FIR}$ , entre las galaxias Sc aisladas y en pares (E+S).

### 3.2 El Análisis de las Observaciones de IRAS

Vamos a describir brevemente nuestro nuevo tratamiento a las observaciones del satélite IRAS en las galaxias aisladas y en pares.

- (1) Comenzamos por corregir las coordenadas de todas las galaxias en declinación y ascensión recta, usando el programa **FINDER** en el departamento de Física y Astronomía de la Universidad de Alabama el cual localiza automáticamente los objetos de interés en las placas del registro de Monte Palomar y permite calcular las coordenadas con una precisión de  $\sim 10 - 15$  segundos de arco, suficientemente buena para ayudar a eliminar la confusión en la dirección de movimiento (*in-scan*) de los detectores del satélite infrarrojo IRAS.
- (2) En una primera visita realizada al centro de astronomía infrarroja (antes IPAC: Infrared Processing and Analysis Center) en Pasadena, California, EUA, hemos utilizado el paquete de reducción de datos infrarrojos **SCANPI** (Scan Process and Integration) que es un conjunto de programas diseñados para trabajar con datos del satélite IRAS en una dimensión. SCANPI permite manipular los datos básicos de diferentes maneras en un radio (que puede ser variable) de 1.7 minutos de arco alrededor de la posición de cada galaxia. Para una descripción detallada, ver Apéndice B.
- (3) Después de este proceso de cosuma, ajustamos una fuente de comparación puntual (templete) a la señal así obtenida en una vecindad alrededor de la posición de interés. Esto nos permite estimar la amplitud (densidad de flujo) y el ruido local o fluctuaciones (RMS: Root Mean Square). De esta manera, estimamos una densidad de flujo filtrada por una fuente puntual. El tamaño del haz (FWHM: Full Width at Half Maximum) o bien, ancho total a altura media de la señal en las bandas de observación de IRAS, es de aproximadamente 0.8 minutos de arco en  $12$  y  $25\mu\text{m}$ , 1.7 minutos de arco en  $60\mu\text{m}$  y 3 minutos de arco en  $100\mu\text{m}$ . Este procedimiento nos da una estimación satisfactoria del flujo para las galaxias cuyo diámetro angular es menor que 2 minutos de arco. Para galaxias con tamaño mayor, hemos utilizado un estimador de flujos más apropiado **FNU(Z)**, que permite calcular el flujo dependiendo de la amplitud de la señal y la posición de la línea base ajustada a los datos. Para una descripción detallada, ver Apéndice B.
- (4) Cuando el valor del cociente señal a ruido (SNR: Signal to Noise Ratio) es muy bajo, hemos utilizado el estimador de flujos **FNU(T)** (ver Apéndice B). De manera complementaria hemos revisado además, los trabajos de Rice et al. (1988) y Young et al. (1989) donde se reporta un análisis de datos de IRAS similar al nuestro, en dos dimensiones, para galaxias con diámetro angular mayor que 5 minutos de arco. De estos trabajos hemos tomado los flujos de 14 galaxias CIG; CIG 80 = NGC 772, CIG 105 = NGC 925, CIG 197 = NGC 2403, CIG 324 = NGC 2841, CIG 347 = NGC 2903, CIG 461 = NGC 3521, CIG 523 = NGC 4236, CIG 543 = NGC 4605, CIG 559 = NGC 4826, CIG 610 = NGC 5457, y CIG 837 = NGC 6503. Para los

pares de galaxias CPG hemos tomado los flujos de CPG 353 = NGC 4649, y CPG 334 = NGC 4382.

- (5) Hemos verificado la consistencia de nuestro procedimiento comparando los flujos obtenidos en 60 y 100  $\mu\text{m}$  (donde registramos el porcentaje más alto de detecciones) en un subconjunto de muestras galaxias que aparecen reportadas en el catálogo de fuentes débiles (FSC) observadas por IRAS. El comportamiento del valor residual (diferencia entre nuestro valor y el reportado en el catálogo) siempre se acumula alrededor del valor cero con una dispersión muy pequeña, lo cual nos da confianza en nuestras determinaciones del flujo infrarrojo. También comparamos las densidades de flujo encontradas con SCANPI con los valores reportados por el catálogo de fuentes puntuales PSC para el caso de las fuentes más intensas. Hemos encontrado que las densidades de flujo obtenidas con SCANPI difieren sistemáticamente de las del PSC, especialmente en 60 y 100  $\mu\text{m}$ . A partir de nuestros datos, encontramos que el factor de escala promedio  $f = \text{Flujo (PSC)}/\text{Flujo (SCANPI)}$  en 60 y 100  $\mu\text{m}$ , es  $1.02 \pm 0.02$  y  $0.92 \pm 0.04$  respectivamente, semejante a lo reportado por Knapp et al. (1989). En este trabajo vamos a utilizar los valores del flujo encontrados con SCANPI.

El aumento en sensibilidad de SCANPI respecto al catálogo PSC alcanza un factor  $\sim 3-5$ , pero no es uniforme debido a que no siempre hay el mismo número de barridos alrededor de una posición dada y a la contaminación, especialmente en 100  $\mu\text{m}$  cuyo origen se produce por calentamiento del polvo en regiones neutras debido al campo general de radiación interestelar o cirrus Galáctico. Hemos considerado que una galaxia fue detectada en una longitud de onda dada, si la amplitud que medimos es mayor que 3 veces

el ruido local RMS y además el parámetro  $X(\text{EW})$  (que nos permite distinguir la precisión de las coordenadas que calculamos respecto a las coordenadas actuales vistas por IRAS en la dirección de movimiento de los detectores) está dentro de 40 segundos de arco (para pares) y 90 segundos de arco (para galaxias aisladas). También reexaminamos más cuidadosamente un subconjunto de las galaxias en pares, tomando en cuenta la geometría proyectada de los detectores y la orientación de las galaxias, (ver Apéndice C). Para las galaxias que se encuentran en regiones del cielo que IRAS no observó, hemos adoptado las cotas superiores al flujo recomendadas en el catálogo de fuentes débiles FSC.

De acuerdo con el IRAS Explanatory Supplement, Beichman et al. (1988), los errores sistemáticos en los flujos son  $\sim 2\% - 10\%$  dependiendo de la longitud de onda. Los errores de nuestra reducción están reportados como:

$$\sigma = (\epsilon^2 \text{Flujo}^2 + \text{RMS}^2)^{1/2} \quad (3.1)$$

Donde  $\epsilon = 0.02, 0.05, 0.05$  y  $0.1$  en 12, 25, 60 y 100  $\mu\text{m}$  respectivamente,  $\text{RMS}$  es el ruido local alrededor de la medición y  $\text{Flujo}$  es el flujo obtenido. En caso de no detecciones hemos adoptado la convención de reportar una cota superior al flujo (upper limit) a partir de nuestras estimaciones del ruido local RMS como 3 veces el ruido RMS más lo que se observe después de hacer los promedios con SCANPI en la posición del objeto. En el Apéndice B presentamos los resultados de nuestra reducción para los pares (E+S).

### 3.3 La Emisión Infrarroja de Los Pares (E+S) y Las Galaxias Aisladas.

En este trabajo hemos incluido la muestra de 126 pares (E+S). La confusión causada por la carencia de resolución espacial del satélite IRAS, especialmente en los pares más cercanos con separación proyectada menor que 3 minutos de arco es una limitación importante en este tipo de estudios. En algunos otros casos en que, a separaciones mayores que 3 minutos de arco, la emisión parece emerger de alguna región entre las galaxias componentes, se adoptó el criterio de asignar la emisión a la galaxia más cercana a la posición asociada con el centroide de la emisión.

Para comenzar nuestra discusión, vamos a hacer algunas aclaraciones con respecto a las componentes E/S0 en pares. La mayoría de los pares no se pueden resolver en el infrarrojo lejano por el tamaño de los detectores de IRAS (aproximadamente el 70% de los pares (E+S) tienen separaciones aparentes menores que 2.5 minutos de arco). Aún en el caso de que la componente E/S0 en un par mixto fuese una fuente de emisión infrarroja y que podamos identificar el origen de la emisión (ver algunos casos discutidos en el Apéndice C), el problema del apantallamiento que produce la galaxia espiral (ver discusión en el Apéndice B), nos impide estimar apropiadamente (salvo en ciertas condiciones como veremos en el Apéndice C) el flujo de cada componente por debajo de la resolución nominal. En estas condiciones, los resultados obtenidos con SCANPI para las componentes E/S0, son poco claros. Más aún, los límites superiores o cotas estimadas del flujo en las componentes E/S0 por medio de SCANPI deben tomarse con precaución, especialmente en el caso en que la compañera espiral haya sido detectada.

Nuestro procedimiento para obtener una

Tabla 3.1: Galaxias E/S0 en Pares (E+S) Detectadas con SCANPI

Tipo	N (12 $\mu$ m)	N (25 $\mu$ m)	N (60 $\mu$ m)	N (100 $\mu$ m)
E	3	6	7	6
S0	3	5	7	8

Número total de galaxias E = 88

Número total de galaxias S0 = 38

cota superior al flujo (límite superior) en la posición de la componente E/S0 está basado en estimar el nivel de las fluctuaciones RMS en la línea base en la cercanía de la componente espiral (que sí se detecta en la mayoría de los casos) aún sabiendo que la resolución es pobre. Una estimación de la cota superior al flujo en estas condiciones necesariamente dependerá de la separación entre componentes, del nivel de flujo infrarrojo en la espiral y de si la fuente espiral ha sido o no resuelta. Por estas razones, tenemos que ser más cuidadosos con la interpretación de cualquier resultado relacionado con la estadística no paramétrica en las componentes E/S0 en presencia de datos censados. En la Tabla 3.1 presentamos el número de galaxias E y S0 detectadas con SCANPI en las distintas frecuencias de observación de IRAS.

La fracción detectada de galaxias E y S0 en pares con SCANPI es baja. Por lo tanto, en este capítulo vamos a centrar nuestra discusión en las galaxias espirales en pares, postulando como hipótesis de trabajo, que la emisión proviene de la componente espiral. En el Apéndice C, llevaremos a cabo un estudio con mayor resolución para intentar detectar las componentes E/S0 en pares con separaciones proyectadas de hasta 2 minutos de arco.

De un total del 468 galaxias en la muestra de galaxias aisladas CIG, hemos detectado (sin separar por tipo de Hubble) 35% de las galaxias en 12  $\mu$ m, 36% en 25  $\mu$ m, 84% en 60  $\mu$ m y 65% en 100  $\mu$ m. Para los pares (E+S),



la proporción es de 34% en  $12 \mu\text{m}$ , 38% en  $25 \mu\text{m}$ , 92% en  $60 \mu\text{m}$  y 78% en  $100 \mu\text{m}$ . Más de la mitad de las galaxias se detectaron en  $60$  y  $100 \mu\text{m}$ . En cualquier tratamiento estadístico de muestras como las de pares y galaxias aisladas, las limitaciones de sensibilidad de un registro como el del satélite IRAS son un problema importante que impone una selección asociada principalmente con la distancia. Este problema afecta a ambas muestras por lo que en nuestro proceso de comparación entre ellas, es más apropiado el uso de variables independientes de la distancia para reducir efectos de sesgos preferenciales.

A lo largo de este capítulo vamos a emplear la luminosidad en el infrarrojo lejano  $L_{FIR}$  como uno de nuestros indicadores de luminosidad.  $L_{FIR}$  nos da información sobre la luminosidad emitida dentro del intervalo de longitudes de onda de  $42.5 \mu\text{m}$  a  $122.5 \mu\text{m}$ . Esta luminosidad se calcula en luminosidades solares y se obtiene a partir de la combinación de los flujos de IRAS obtenidos en  $60$  y  $100 \mu\text{m}$ . (Persson et al. 1985; ver Apéndice A).

En la Figura 3.1 presentamos las distribuciones de luminosidad infrarroja  $L_{FIR}$  y del cociente de luminosidades  $L_{FIR}/L_B$  para las galaxias espirales en pares y las galaxias aisladas CIG considerando solamente los datos detectados en  $60$  y  $100 \mu\text{m}$ . En la Tabla 3.2 presentamos nuestras estimaciones del promedio y la mediana en luminosidad separando por tipo morfológico. En esta primera aproximación, hemos considerado por separado las detecciones y hemos calculado los promedios y medianas de los datos que poseen una estimación o límite superior del flujo (datos censados; ver Apéndice D) como si fuesen detecciones. Debido a que la totalidad de las galaxias en ambas muestras tiene latitud galáctica  $b \geq 20$ , no hemos considerado el enrojecimiento interestelar en  $L_B$ .

Las galaxias S en pares (E+S) son más

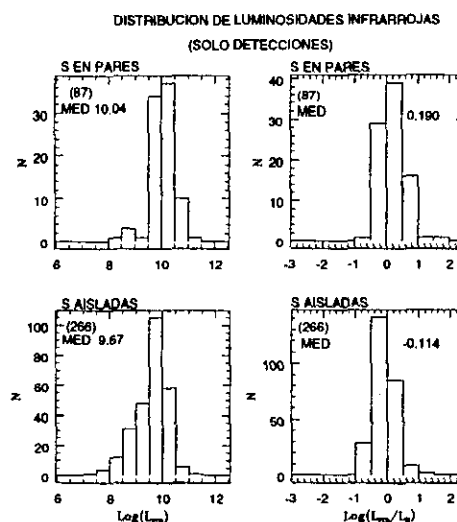


Figura 3.1: Luminosidad Infrarroja en Galaxias S Aisladas y en Pares (E+S)

luminosas que las galaxias S aisladas (considerando la mediana) por un factor  $\sim 2.35$  y  $\sim 2.00$  en  $L_{FIR}$  y  $L_{FIR}/L_B$  respectivamente. En ambos casos, la prueba Kolmogorov-Smirnov nos dice que las muestras de galaxias espirales son diferentes, con un alto nivel significativo ( $\sim 99.9\%$ ). En la distribución de luminosidades  $L_{FIR}$ , podemos observar un efecto de selección que hace que las galaxias intrínsecamente más brillantes sean las más susceptibles a ser detectadas. En cambio, en la distribución del cociente de luminosidades  $L_{FIR}/L_B$  (que es una cantidad independiente de la distancia), este efecto ya no es tan notorio, pero la diferencia en el valor promedio del cociente en luminosidades de ambas muestras sigue siendo altamente significativa.

En la Figura 3.2 presentamos las distribuciones de luminosidad infrarroja  $L_{FIR}$  y del cociente de luminosidades  $L_{FIR}/L_B$  para las galaxias espirales aisladas, antes y después de corregir por la población de gala-

Tabla 3.2: Luminosidades y Cocientes de Luminosidades en el Infrarro Lejano en Pares (E+S) y Galaxias Aisladas: Detecciones

Muestra	N	Prom	Sigma	Mediana	Sigma	Prueba Kolmogorov-Smirnov Nivel Significativo
A. Luminosidad Infrarroja ( $\text{Log}L_{FIR}$ )						
E Aisl Det	23	9.674	0.513	9.716	0.136	0.083
E Pares Det	12	9.202	0.897	9.485	0.459	
E Aisl No Det	41	9.345	0.526	9.313	0.330	0.037
E Pares No Det	114	9.500	0.449	9.552	0.312	
Sa-Sm Aisl Det	266	9.581	0.611	9.667	0.362	1.6e-7
Sa-Sm Pares Det	87	10.045	0.477	10.038	0.304	
Sa-Sm Aisl No Det	138	9.308	0.768	9.486	0.418	0.014
Sa-Sm Pares No Det	39	9.613	0.305	9.694	0.232	
B. ( $\text{Log}L_{FIR}$ ) en Galaxias Aisladas con $M_{Zw} \leq -17.0$						
Sa-Sm Aisl Det	254	9.649	0.529	9.686	0.313	
Sa-Sm Aisl No Det	119	9.537	0.486	9.556	0.364	
C. Cociente de Luminosidades ( $\text{Log}L_{FIR}/L_B$ )						
E Aisl Det	23	-0.135	0.321	-0.181	0.209	0.074
E Pares Det	12	-0.678	0.950	-0.310	0.549	
E Aisl No Det	41	-0.487	0.479	-0.396	0.271	0.219
E Pares No Det	114	-0.334	0.408	-0.368	0.277	
Sa-Sm Aisl Det	266	-0.099	0.340	-0.114	0.203	3.0e-8
Sa-Sm Pares Det	87	0.204	0.385	0.185	0.256	
Sa-Sm Aisl No Det	138	-0.125	0.342	-0.135	0.200	0.516
Sa-Sm Pares No Det	39	-0.072	0.344	-0.081	0.225	
D. ( $\text{Log}L_{FIR}/L_B$ ) en Galaxias Aisladas con $M_{Zw} \leq -17.0$						
Sa-Sm Aisl Det	254	-0.093	0.343	-0.412	0.204	
Sa-Sm Aisl No Det	119	-0.090	0.332	-0.088	0.200	

xias de baja luminosidad  $M_{Zw} \leq -17.0$  (ver Capítulo 2). Las galaxias S en pares siguen siendo más luminosas que las galaxias S aisladas por un factor  $\sim 2.25$  y  $\sim 2.00$  en  $L_{FIR}$  y  $L_{FIR}/L_B$  respectivamente (en ambos casos con un nivel significativo de 99.9%). Con este resultado y con el propósito de ganar confiabilidad estadística, vamos a continuar nuestro análisis comparativo de las propiedades infrarrojas considerando la muestra original de galaxias aisladas (sin eliminar las galaxias aisladas de baja luminosidad) y considerando solamente las componentes espirales de ambas muestras. En la Tabla 3.2 presentamos la estadística asociada con estas comparaciones.

Dultzin-Hacyan, Masegosa & Moles (1990)

investigaron el origen de la emisión de 12-100  $\mu\text{m}$  en una muestra de galaxias con brotes de formación estelar, encontrando que la emisión en 25  $\mu\text{m}$  es la que está más claramente relacionada con eventos recientes de formación estelar y con la fuente de fotones ionizantes (Dultzin-Hacyan, Moles & Masegosa 1988). Por tanto, esperaríamos que en un análisis similar al realizado con  $L_{FIR}$  y  $L_{FIR}/L_B$  (ahora considerando sólo detecciones en 25  $\mu\text{m}$ ) también detectemos diferencias entre ambas muestras. En la Figura 3.3 presentamos el comportamiento de la distribución de luminosidad en 25  $\mu\text{m}$   $L_{25}$ , y de la distribución del cociente  $L_{25}/L_B$  para las galaxias (Sa-Sm) aisladas y en pares. La Tabla 3.3 contiene la estadística correspondiente.

Tabla 3.3: Luminosidades y Cocientes de Luminosidades en el Infrarro Medio en Pares (E+S) y Galaxias Aisladas: Detecciones

Muestra	N	Promedio	Sigma	Mediana	Sigma	Prueba Kolmogorov-Smirnov Nivel Significativo
E. Luminosidad Infrarroja ( $\text{Log}L_{25}$ )						
Sa-Sm Aisl Det	143	8.868	0.723	8.998	0.486	0.0029
Sa-Sm Pares Det	46	9.238	0.498	9.255	0.292	
Sa-Sm Aisl No Det	262	8.884	0.647	9.046	0.369	1.25e-6
Sa-Sm Pares No Det	83	9.280	0.462	9.386	0.193	
F. Cociente de Luminosidades ( $\text{Log}L_{25}/L_B$ )						
Sa-Sm Aisl Det	143	-0.807	0.467	-0.800	0.354	0.0087
Sa-Sm Pares Det	46	-0.583	0.466	-0.559	0.329	
Sa-Sm Aisl No Det	262	-0.671	0.338	-0.623	0.216	3.9e-4
Sa-Sm Pares No Det	83	-0.460	0.281	-0.421	0.213	
G. Contenido de Hidrógeno ( $\text{Log}M_{HI}$ )						
Sa-Sm Aisl	262	9.654	0.519	9.740	0.324	0.972
Sa-Sm Pares	41	9.640	0.474	9.769	0.300	

$L_{25}$  es un factor  $\sim 1.81$  veces más luminoso en las componentes espirales en pares que en las galaxias espirales aisladas con un nivel significativo de  $\sim 99.80\%$ , mientras que  $L_{25}/L_B$  es más luminoso en pares por un factor  $\sim 1.74$  respecto a las galaxias aisladas con un nivel significativo de  $\sim 99.20\%$ . Estos resultados preliminares nos indican que ambos indicadores  $L_{FIR}$  y  $L_{25}$  parecen ser significativamente de la emisión infrarroja en las componentes espirales en pares respecto a las galaxias espirales aisladas, aunque el indicador  $L_{FIR}$  parece reflejar este efecto de manera más nítida y con un nivel significativo más alto que  $L_{25}$ .

En las figuras anteriores podemos notar que entre la muestra de galaxias (E+S), no encontramos galaxias con emisión en el lejano infrarrojo en el intervalo de las galaxias ultraluminosas ( $L_{FIR} \geq 10^{12} L_{\odot}$ ). La muestra de pares incluye casos con evidencia morfológica de distorsión e interacción. La separación promedio en esta muestra es, en unidades absolutas,  $\sim 48$  kpc (Figura 2.7, Capítulo 2) donde el 60% de estos pares tienen una separación menor que 40 kpc. El criterio de selección de pares está introdu-

ciendo un sesgo en contra de pares en estado de fusión plena. En este caso, dependiendo de la resolución de la imagen, puede ya no ser posible definir los diámetros individuales de las galaxias más allá de una cierta separación, haciendo que el criterio de selección sea inoperante.

### 3.3.1 Las Pruebas Estadísticas No Paramétricas

Ya hemos notado que la fracción de galaxias no detectadas en las diferentes bandas de observación de IRAS representa un alto porcentaje en ambas muestras. Por tanto, para comparar las propiedades de la emisión infrarroja en pares y galaxias aisladas, no es apropiado ignorar los datos no detectados, ni tampoco tratarlos como detecciones. Es necesario un tratamiento que permita incorporar esta información en el análisis estadístico. Existen métodos estadísticos para trabajar con datos no detectados. Estos métodos son llamados en su conjunto Análisis de Supervivencia (Survival Analysis) y a los datos no detectados se les conoce como datos censados. A continuación, vamos a hacer un breve

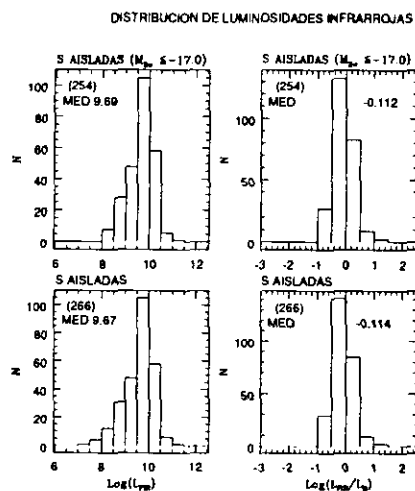


Figura 3.2: Luminosidad Infrarroja y Galaxias de Baja Luminosidad Optica

introducción sobre estos métodos. Para una discusión más detallada ver Apéndice D.

Ningún procedimiento estadístico puede recobrar mágicamente información que nunca fue medida en un telescopio. Sin embargo frecuentemente existe implícitamente información muy importante asociada con la no detección de los objetos la cual puede ser parcialmente recobrada bajo hipótesis razonables. En este trabajo proponemos utilizar diferentes pruebas estadísticas basadas en diferentes modelos de la distribución más probable de los datos censados.

Los métodos estadísticos para tratar datos censados se pueden dividir en una red de  $2 \times 2$ : Paramétricos vs No Paramétricos, y Univariados vs Bivariados. Los métodos paramétricos suponen que los datos censados se pueden extraer a partir de una población madre con una función de distribución conocida (gausiana, exponencial, etc) la cual, por cierto, es la hipótesis principal utilizada por los modelos de supervivencia y confiabilidad

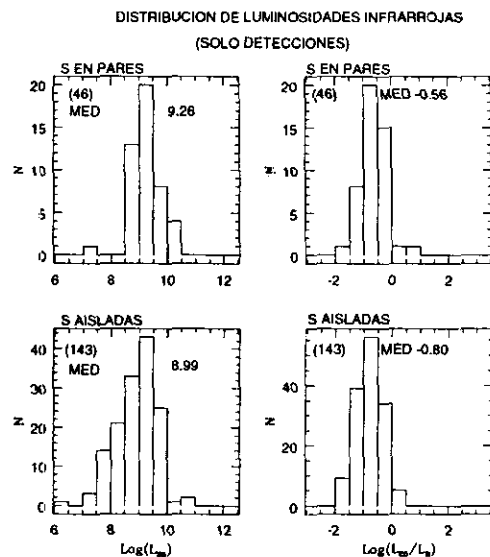


Figura 3.3: Luminosidad en el Infrarrojo Medio en Pares (E+S) y Galaxias Aisladas.

industrial. Los métodos no paramétricos no hacen ninguna hipótesis sobre la población parental y están basados frecuentemente en métodos de máxima similitud (maximum likelihood). Los métodos univariados tienen como objetivo determinar las características de la población de la cual provienen los datos censados y comparar tales características para dos o más muestras con datos censados. Los métodos bivariados tienen como objetivo medir cuando una propiedad censada de una muestra está correlacionada con otra propiedad de esta y si lo están, entonces llevar a cabo una regresión que permita cuantificar la relación entre las dos variables. En resumen, en este trabajo hemos escogido basar nuestro análisis en modelos no paramétricos que han sido implementados dentro del contexto astrofísico, ya que no conocemos a priori la forma de la distribución parental de donde hemos extraído las muestras de estudio.

La parte esencial de estas pruebas estadísticas es el estimador para la función de distribución de una muestra censada aleatoriamente, conocido como estimador Kaplan-Meier (KM Schmitt 1985; Feigelson & Nelson 1985; ver Apéndice D). Este estimador derivado por primera vez en 1958 es el único estimador autoconsistente, basado en la técnica de máxima similitud generalizada para una población a partir de la cual se extrae una muestra. Cuando se formula en forma acumulada, es posible encontrar una expresión analítica para los errores con forma asintótica (para valores grandes de  $N$ ). La mediana está siempre bien definida, aunque la media no lo está si los valores extremos después de ordenar la muestra son datos censados. El estimador Kaplan-Meier trabaja con cualquier distribución subyacente (gausiana, ley de potencias, bimodal, etcétera) pero solamente si los datos censados están distribuidos de manera aleatoria. Esto puede representar a simple vista un problema, pues si detectamos sólo los objetos más brillantes de una muestra, la distribución de datos censados dependerá del brillo. Sin embargo, hay un factor que ayuda a hacer más aleatoria la distribución de datos censados. Los objetos astronómicos en una muestra normalmente poseen una cierta distribución de distancias, de tal manera que tendremos objetos brillantes a diferentes distancias.

Hemos desarrollado nuestros propios programas para calcular el estimador Kaplan-Meier y hacer estadística univariada con pruebas de hipótesis nula, es decir, probar la hipótesis de que dos muestras provengan de la misma población madre. Estas son generalizaciones de pruebas estándar para datos que sí se detectan, tales como la prueba de Wilcoxon, Gehan, Peto-Prentice y Logrank. Estas pruebas difieren básicamente en el peso estadístico que se asocia a los datos censados en el cálculo de la estadística y son frecuentemente utilizados en bioestadística. Este tipo de prueba estadística entre dos muestras es menos restrictiva que el estimador

Kaplan-Meier, ya que sólo buscan comparar dos muestras más que determinar la verdadera distribución subyacente. Debido a esto, las pruebas arriba mencionadas no requieren que la distribución de datos censados de las muestras a comparar sean aleatorias. La prueba estadística de Gehan supone que los patrones de distribución de los datos censados en ambas muestras es el mismo. La versión que calcula la varianza con un método hipergeométrico es más confiable en caso de que se tengan distribuciones diferentes de datos censados. La prueba Logrank parece ser correcta cuando las distribuciones de datos censados no son muy diferentes entre sí. La prueba Peto-Prentice parece ser la menos afectada por los patrones de distribución de datos censados. Hemos verificado la confiabilidad de nuestros programas comparando los resultados obtenidos con otros programas en un intercambio de información con el Dr. E. D. Feigelson de la Universidad de Pensilvania, EUA. Estos temas están discutidos con más detalle en Schmitt (1985), Feigelson and Nelson (1985), Isobe, Feigelson and Nelson (1986), Prentice and Marek (1979), Latta (1981) and Lawless (1982). Ver también el Apéndice D.

Nuestra primera aplicación de los métodos estadísticos de análisis de supervivencia, consiste en hacer un análisis estadístico univariado para comparar propiedades de la emisión infrarroja entre la muestra de pares (E+S) y de galaxias aisladas CIG.

### 3.3.2 Análisis Estadístico Univariado y Bivariado

Helou (1986), propuso un modelo fenomenológico que describe la emisión de las galaxias "normales" en las bandas de IRAS como una combinación de dos componentes: una componente fría llamada cirrus, proveniente del medio neutro y alimentada por el campo general de radiación interestelar, y otra componente más caliente y activa, asociada con

regiones de formación estelar y cuya intensidad depende de los parámetros físicos promedio en estas regiones. Por otro lado, Dultzin-Hacyan, Masegosa & Moles (1990) han argumentado que el mejor trazador de formación estelar reciente es el cociente  $I_{25}/I_{100}$  y han sugerido que  $L_{FIR}$  es emitido por polvo calentado por fotones no ionizantes, provenientes de estrellas viejas de masa intermedia ( $1-2 M_{\odot}$ ). Si adoptamos estas ideas, y suponemos que el comportamiento de la componente fría es aproximadamente constante y que la componente caliente o activa varía, dependiendo de la intensidad del campo de radiación en regiones de formación estelar, entonces la luminosidad  $L_{FIR}$  y algunos de los cocientes que podemos formar como:  $L_{FIR}/L_B$ ,  $L_{25}$ ,  $L_{25}/L_B$ ,  $L_{60}$ ,  $L_{60}/L_B$ ,  $L_{100}$ ,  $L_{100}/L_B$ ,  $I_{25}/I_{100}$  e  $I_{60}/I_{100}$  podrían ser estadísticamente distinguibles entre pares y galaxias aisladas, bajo la suposición de que las interacciones galaxia-galaxia inducen un estímulo en los procesos de formación estelar y por tanto una mayor emisión infrarroja en los pares. Ver Apéndice A para la definición de las cantidades utilizadas.

Debido al alto porcentaje de datos censados en ambas muestras, hemos utilizado el estimador de la función de distribución Kaplan-Meier que explota la información sobre datos censados para calcular los promedios, medianas, y percentiles. También hemos calculado las distribuciones acumuladas de las cantidades arriba mencionadas. Nuestros criterios para comparar las propiedades infrarrojas de la muestra de pares y galaxias aisladas serán las pruebas estadísticas de hipótesis nula denominadas Gehan, Logrank, Wilcoxon y Peto-Prentice. Para estas pruebas, el nivel significativo estadístico se define como: La probabilidad de que la hipótesis nula sea válida, esto es, de que las dos muestras a comparar provengan de la misma población subyacente, debe ser del 5% o menos, correspondiendo a un nivel significativo del 95% o más. (Ver Apéndice D). Las Figuras 3.4, 3.5 y 3.6 muestran la función de

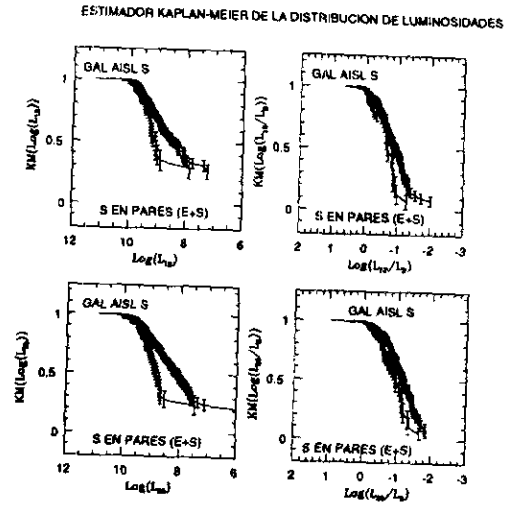


Figura 3.4: La Función de Distribución Acumulada en el Infrarrojo Medio en Pares (E+S) y Galaxias Aisladas.

distribución acumulada más probable y sus correspondientes errores calculados a partir del estimador Kaplan-Meier.

Los resultados de la estadística no paramétrica y las pruebas de hipótesis nula arriba mencionadas están reportados en las Tablas 3.4, 3.5, 3.6, 3.7 y 3.8.

Hemos comparado todos estos indicadores de la emisión infrarroja entre las componentes espirales de cada muestra. En las Tablas 3.4, 3.5 y 3.6 se hace notar que, en muchos de los casos, la estimación del promedio está limitada por el hecho de que los valores superiores e inferiores de cada submuestra (después de ordenar los datos de manera creciente) son valores censados. Esto afecta la determinación del promedio pero la forma

Tabla 3.4: Estadística No Paramétrica de Luminosidades Infrarrojas en Pares (E+S) y Galaxias Aisladas

Muestra	Número	UL <sub>5</sub> <sup>a</sup>	Promedio <sup>b</sup>	Desv. Estandar <sup>b</sup>	Percentiles <sup>b</sup>			Promedio <sup>b</sup> Limitado a
					75	50	25	
<i>A. log L<sub>12</sub></i>								
E Aisl	64	39	8.941	0.114	8.053	8.787	9.283	8.110
E Pares	129	122	8.078	0.193	4.101	7.724	8.487	
S Aisl	404	263	8.205	0.126	7.098	8.448	9.196	6.113
S Pares	129	90	8.899	0.124	7.830	9.090	9.388	7.686
<i>B. log(L<sub>12</sub>/L<sub>B</sub>)</i>								
E Aisl	64	39	-0.725	0.077	-1.107	-0.789	-0.530	
E Pares	129	122	-1.641	0.169	-2.248	-1.801	-1.306	-2.272
S Aisl	404	263	-0.899	0.043	-1.231	-0.941	-0.556	
S Pares	129	90	-0.614	0.049	-0.852	-0.671	-0.447	
<i>C. log L<sub>25</sub></i>								
E Aisl	64	40	8.580	0.109	5.152	8.236	9.145	7.849
E Pares	129	120	8.022	0.671	4.935	7.813	0.00	7.809
S Aisl	404	263	7.905	0.113	7.188	8.086	8.877	
S Pares	129	83	8.678	0.116	7.765	8.833	9.206	7.288
<i>D. log(L<sub>25</sub>/L<sub>B</sub>)</i>								
E Aisl	64	40	-1.095	0.093	-1.620	-1.267	-0.676	-1.867
E Pares	129	120	-1.890	0.116	-1.043	-2.085	-1.767	-2.260
S Aisl	404	261	-1.136	0.034	-1.469	-1.170	-0.807	-2.014
S Pares	129	83	-0.867	0.054	-1.162	-0.935	-0.578	

a Número de Límites Superiores (Upper Limits)

b Calculados a partir de la distribución de Kaplan-Meier (KMPL)

\* Como hay menos de 4 detecciones, no se calculan los percentiles

Tabla 3.5: Continuación

Estadística No Paramétrica de Luminosidades

Infrarrojas en Pares (E+S) y Galaxias Aisladas

Muestra	Número	UL <sub>5</sub> <sup>a</sup>	Promedio	Desv. Estandar	Percentiles			Promedio Limitado a
					75	50	25	
<i>E. log L<sub>60</sub></i>								
E Aisl	64	23	9.270	0.094	8.610	9.256	9.722	8.154
E Pares	129	115	8.051	0.206	4.139	7.545	8.261	
S Aisl	404	51	9.372	0.047	9.001	9.545	9.928	
S Pares	129	18	9.791	0.070	9.539	9.865	10.306	7.384
<i>F. log(L<sub>60</sub>/L<sub>B</sub>)</i>								
E Aisl	64	23	-0.565	0.090	-1.290	-0.382	-0.063	-1.536
E Pares	129	115	-1.695	0.171	-2.265	-2.172	-1.408	
S Aisl	404	51	-0.150	0.020	-0.365	-0.161	0.059	
S Pares	129	18	0.075	0.043	-0.230	0.090	0.353	-0.938
<i>G. log L<sub>100</sub></i>								
E Aisl	64	39	8.569	0.106	7.229	8.072	9.267	7.817
E Pares	129	115	7.478	0.225	2.918	5.835	8.108	
S Aisl	404	126	8.821	0.061	8.344	9.115	9.505	5.918
S Pares	129	39	9.268	0.094	8.802	9.414	9.814	6.873
<i>H. log(L<sub>100</sub>/L<sub>B</sub>)</i>								
E Aisl	64	39	-1.231	0.103	-1.048	-1.377	-0.586	-1.940
E Pares	129	115	-2.029	0.231	-2.675	-2.373	-1.719	
S Aisl	404	126	-0.612	0.026	-0.821	-0.583	-0.345	
S Pares	129	39	-0.387	0.046	-0.659	-0.357	-0.123	-1.348

a Número de Límites Superiores (Upper Limits)

b Calculados a partir de la distribución de Kaplan-Meier (KMPL)

\* Como hay menos de 4 detecciones, no se calculan los percentiles



ESTA TESTS NO DEBE  
SALIR DE LA BIBLIOTECA

Tabla 3.6: Continuación  
Estadística No Paramétrica de Luminosidades  
Infrarrojas en Pares (E+S) y Galaxias Aisladas

Muestra	Número	UL <sub>5</sub>	Promedio	Desv. Estandar	Percentiles			Promedio Limitado a
					75	50	25	
<i>I. log L<sub>FIR</sub></i>								
E Aisl	64	41	8.916	0.108	6.043	8.485	9.633	8.222
E Pares	129	117	7.869	0.220	3.184	6.369	8.375	
S Aisl	404	138	9.119	0.070	8.655	9.432	9.846	6.173
S Pares	129	39	9.625	0.096	9.044	9.784	10.232	7.299
<i>J. log(L<sub>FIR</sub>/L<sub>B</sub>)</i>								
E Aisl	64	41	-0.815	0.089	-0.673	-1.345	-0.279	-1.373
E Pares	129	117	-0.1812	0.194	-1.884	-2.227	1.702	
S Aisl	404	138	-0.240	0.023	-0.486	-0.227	0.011	-1.305
S Pares	129	39	-0.014	0.047	-0.322	-0.021	0.317	-0.973
<i>K. log(I<sub>25</sub>/I<sub>100</sub>)</i>								
S Aisl	278	157	-1.311	0.023	-1.465	-1.362	-1.247	
S Pares	90	47	-1.276	0.030	-1.453	-1.340	-1.179	
<i>L. log(I<sub>60</sub>/I<sub>100</sub>)</i>								
S Aisl	278	19	-0.475	0.023	-0.562	-0.478	-0.391	
S Pares	90	8	-0.458	0.030	-0.591	-0.463	-0.327	

a Número de Límites Superiores (Upper Limits)

b Calculados a partir de la distribución de Kaplan-Meier (KMPL)

Tabla 3.7: Pruebas Estadísticas No Paramétricas entre Pares (E+S) y Galaxias Aisladas

Muestras	Número	LS <sub>5</sub>	Pruebas Estadísticas (Probabilidad)				
			Gehan <sup>b</sup>	Gehan <sup>c</sup>	Logrank	Peto& Peto <sup>d</sup>	Peto& Prentice <sup>e</sup>
<i>A. log L<sub>12</sub></i>							
E* Aisl - E* Pares	193	161	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000
S Aisl - S Pares	533	353	0.0033	0.0012	0.0004	0.0029	0.0007
<i>B. log(L<sub>12</sub>/L<sub>B</sub>)</i>							
E Aisl - E Pares	193	161	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000
S Aisl - S Pares	533	353	0.0219	0.0145	0.0008	0.0114	0.0058
<i>C. log L<sub>25</sub></i>							
E Aisl - E Pares	193	160	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000
S Aisl - S Pares	533	344	0.0007	0.0002	0.0000	0.0003	0.0001
<i>D. log(L<sub>25</sub>/L<sub>B</sub>)</i>							
E Aisl - E Pares	193	160	0.0001	0.0001	0.0000	0.0000	0.0000
S Aisl - S Pares	533	344	0.0018	0.0008	0.0000	0.0008	0.0003
<i>E. log L<sub>60</sub></i>							
E Aisl - E Pares	193	138	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000
S Aisl - S Pares	533	69	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000
<i>F. log(L<sub>60</sub>/L<sub>B</sub>)</i>							
E Aisl - E Pares	193	138	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000
S Aisl - S Pares	533	69	0.0000	0.0000	0.0001	0.0000	0.0000

a. Número de Límites Superiores (Upper Limits)

b. Gehan's Generalized Wilcoxon Test -Permutation Variance- (P.V.)

c. Gehan's Generalized Wilcoxon Test -Hypergeometric Variance- (H.V.)

d. Peto & Peto Generalized Wilcoxon Test

e. Peto & Prentice Generalized Wilcoxon Test

\* Las Galaxias E agrupan tipos morfológicos E y S0

Tabla 3.8: Continuación  
Pruebas Estadísticas No Paramétrica entre  
Pares (E+S) y Galaxias Aisladas

Muestras	Número	LS <sub>5</sub> <sup>a</sup>	Pruebas Estadísticas (Probabilidad)				
			Gehan <sup>b</sup>	Gehan <sup>c</sup>	Logrank	Peto & Peto <sup>d</sup>	Peto & Prentice <sup>e</sup>
<i>G. log L<sub>100</sub></i>							
E* Aisl - E* Pares	193	154	0.0000	0.0000	0.0001	0.0000	0.0001
S Aisl - S Pares	533	165	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000
<i>H. log(L<sub>100</sub>/L<sub>B</sub>)</i>							
E Aisl - E Pares	193	154	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000
S Aisl - S Pares	533	165	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000
<i>I. log L<sub>FIR</sub></i>							
E Aisl - E Pares	193	158	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000
S Aisl - S Pares	533	177	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000
<i>J. log(L<sub>FIR</sub>/L<sub>B</sub>)</i>							
E Aisl - E Pares	193	158	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000
S Aisl - S Pares	533	177	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000
<i>K. log(I<sub>25</sub>/I<sub>100</sub>)</i>							
S Aisl - S Pares	368	203	0.3143	0.3108	0.2466	0.2349	0.2337
<i>L. log(I<sub>60</sub>/I<sub>100</sub>)</i>							
S Aisl - S Pares	368	13	0.2146	0.2024	0.6994	0.2263	0.2035

a. Número de Límites Superiores (Upper Limits)

b. Gehan's Generalized Wilcoxon Test -Permutation Variance- (P.V.)

c. Gehan's Generalized Wilcoxon Test -Hypergeometric Variance- (H.V.)

d. Peto & Peto Generalized Wilcoxon Test

e. Peto & Prentice Generalized Wilcoxon Test

\* Las Galaxias E agrupan tipos morfológicos E y S0

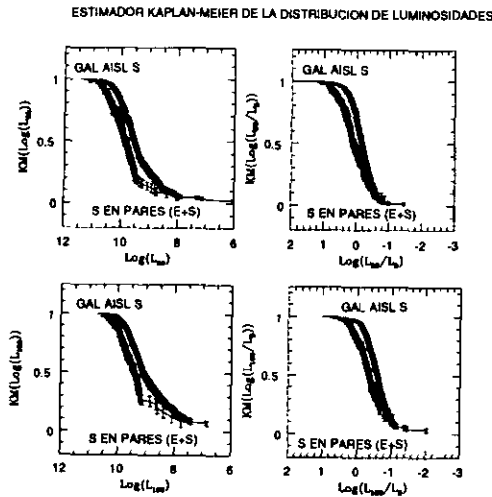


Figura 3.5: La Función de Distribución Acumulada en el Infrarrojo Lejano en galaxias S en Pares y Galaxias Aisladas.

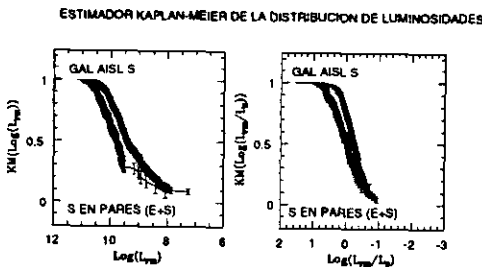


Figura 3.6: La Función de Distribución Acumulada de  $L_{FIR}$  en galaxias S en Pares (E+S) y Galaxias Aisladas.

de la distribución acumulada no se ve afectada. En estos casos es recomendable utilizar el percentil 50% como un estimador más representativo. También debemos mencionar que la presencia de una población de datos fuertemente censada (mayor al 80%), puede producir sesgos en las estimaciones a pesar de que las pruebas estadísticas de hipótesis nula pueden tolerar una proporción muy considerable de datos censados. La curvatura que se aprecia a bajas luminosidades en las distribuciones acumuladas no es estadísticamente significativa.

De acuerdo con todas las pruebas de hipótesis nula que hemos aplicado, aún  $L_{12}/L_B$  en las componentes S en pares (E+S) parece ser distinguible a un nivel significativo de 97% respecto a las galaxias S aisladas. Si tomamos al percentil 50% como representativo de cada muestra, las galaxias S en pares tienden a ser más luminosas que las galaxias S aisladas por un factor  $\sim 1.86$ . En todos los cocientes de luminosidades a partir de  $L_{25}/L_B$  e incluyendo  $L_{FIR}/L_B$ , las pruebas nos indican que es posible distinguir las componentes S en pares respecto a las componentes S en galaxias aisladas con un nivel significativo alto 99.9%. En todos los indicadores (incluyendo el cociente  $L_{FIR}/L_B$ ) el percentil 50% tiende a favorecer valores mayores de luminosidad en los pares respecto a las galaxias aisladas, sólo que ahora el factor de diferencia en luminosidad que pueden discriminar se ha vuelto muy similar entre todos ellos ( $\sim 1.75$ ). Esto no sucedía en nuestro análisis preliminar considerando sólo detecciones, donde  $L_{FIR}/L_B$  establecía más claramente la diferencia entre ambas muestras. Las estimaciones hechas a partir de los métodos estadísticos con datos no detectados, nos indican que el nivel de estímulo en luminosidad infrarroja en las componentes espirales en pares respecto a las componentes espirales aisladas, es perfectamente consistente con nuestras estimaciones preliminares. En las Figuras 3.7 y 3.8 presentamos los histogramas de cocientes de co-

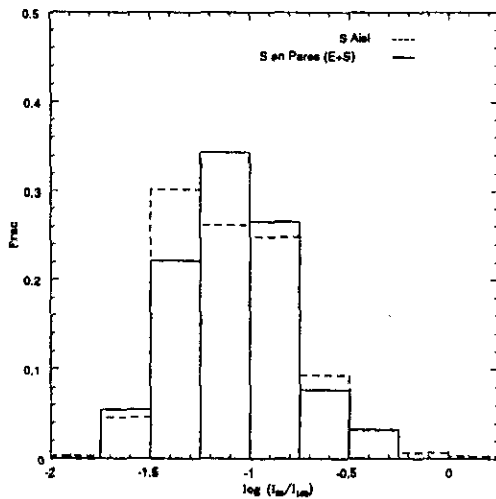


Figura 3.7: Cociente de Colores  $I_{25}/I_{100}$  en galaxias S Aisladas y en Pares (E+S).

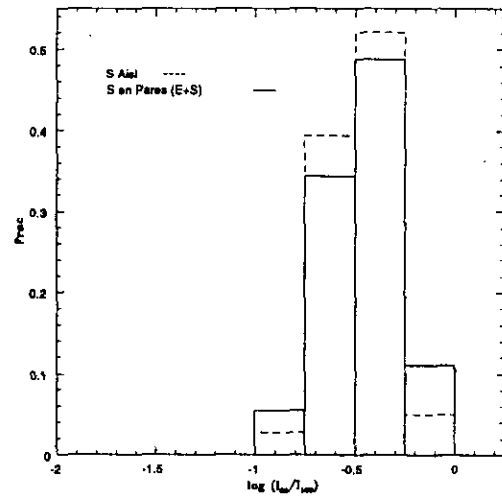


Figura 3.8: Cociente de Colores  $I_{60}/I_{100}$  en galaxias S Aisladas y en Pares (E+S).

lores de ambas muestras y en las Tablas 3.6 y 3.8 la estadística no paramétrica. En este caso, hemos escogido llevar a cabo los cocientes de colores en presencia de detecciones en  $100\mu\text{m}$ , debido a que los cocientes de colores en donde intervienen datos censados tanto en el numerador como en el denominador, son más inciertos.

Cuando comparamos los cocientes de colores  $I_{25}/I_{100}$  e  $I_{60}/I_{100}$ , considerando primero detecciones y después detecciones y datos censados, no hemos encontrado diferencia estadísticamente significativa entre ambas muestras. Esto quizás, está ilustrando las dificultades para interpretar apropiadamente correlaciones entre cantidades en el espacio de los flujos más que en el espacio de las luminosidades.

### 3.4 La Correlación $L_{FIR} - L_B$

Hemos empleado métodos estadísticos no paramétricos para explorar cuándo una propiedad que contiene información sobre datos censados (como  $L_{FIR}$ ), puede estar correlacionada con otra propiedad que contiene sólo detecciones (como  $L_B$ ) en una muestra dada, y si lo están, entonces llevar a cabo una regresión que permita cuantificar la relación entre las dos variables. En las Figuras 3.9 y 3.10 presentamos la relación encontrada entre la luminosidad óptica ( $L_B$ ) y luminosidad infrarroja ( $L_{FIR}$ ) para las galaxias S en pares (E+S) y aisladas CIG. Como  $L_{FIR}$  tiene detecciones y datos censados, los símbolos con flechas indican una estimación del límite superior en luminosidad.

Las pruebas de correlación empleadas son el modelo de Cox y la pruebas generalizadas de Kendall y Spearman. (Ver Apéndice D).

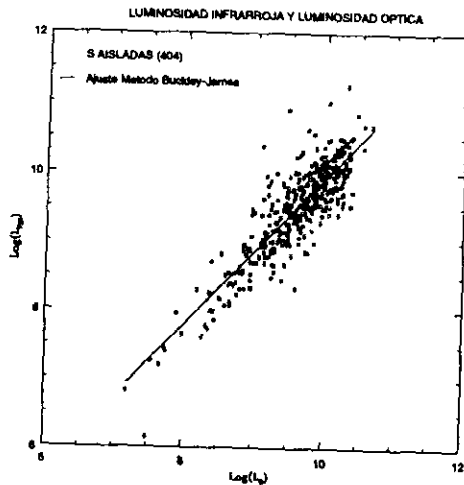


Figura 3.9: La Relación  $L_{FIR} - L_B$  en Galaxias Aisladas.

El método de Buckley-James (ver Apéndice D), calcula la regresión por medio del estimador Kaplan-Meier. El código que empleamos es una adaptación hecha por D. Halpern (Departamento de Estadística, Universidad de Stanford, EUA en una comunicación privada con el Dr. E. D. Feigelson, Departamento de Estadística, Universidad de Pensilvania, EUA). Las pruebas de correlación nos dicen que en verdad existe una correlación entre  $L_{FIR}$  y  $L_B$  con una probabilidad  $P \geq 99\%$ . La relación funcional que encontramos entre estas dos variables para las galaxias S aisladas CIG (considerando a  $L_B$  como la variable independiente) es una ley de potencias que se ilustra en la Figura 3.9 y cuya expresión es:

$$\log(L_{FIR}) = (1.0627(\pm 0.0431) \times \log(L_B)) - 0.7144 \quad (3.2)$$

La desviación estándar de los puntos alrededor de la recta que mejor ajusta los datos es  $\sim 0.35$ .

Análogamente, la relación encontrada para las componentes S en pares (E+S) es:

$$\log(L_{FIR}) = (0.9776(\pm 0.1257) \times \log(L_B)) + 0.2074 \quad (3.3)$$

La desviación estándar de los puntos alrededor de la recta que mejor ajusta los datos es  $\sim 0.39$ . (Ver Figura 3.10)

En la Figura 3.10 presentamos la correlación encontrada entre  $L_B$  y  $L_{FIR}$  para los pares (E+S) incluyendo la relación encontrada para las galaxias aisladas.

Este análisis que toma en cuenta la posible no linealidad entre  $L_B$  y  $L_{FIR}$ , confirma que existe un exceso (modesto) en la emisión  $L_{FIR}$  en los pares (E+S), respecto a las galaxias aisladas, aún a pesar del factor de

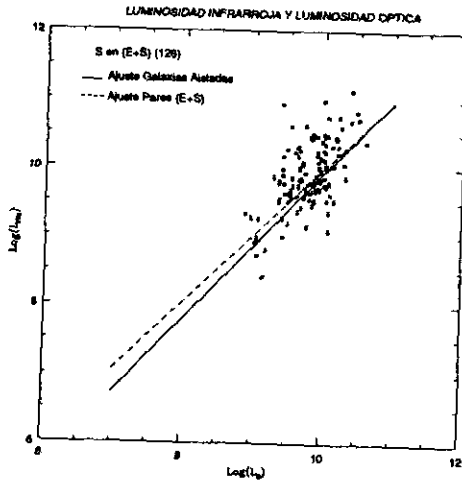


Figura 3.10: La Relación  $L_{FIR} - L_B$  en Pares (E+S).

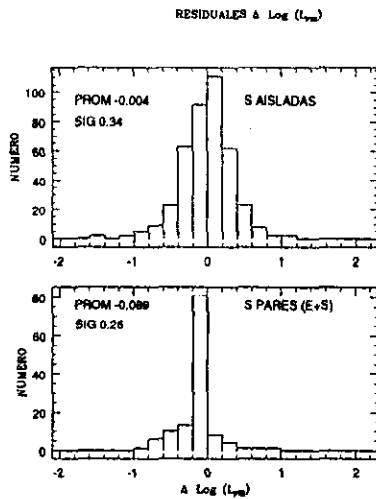


Figura 3.11: Residuales  $\Delta \text{Log}(L_{FIR})$  Relativo a las Galaxias Aisladas.

normalización  $L_B$  que hemos utilizado para normalizar las propiedades de emisión. En la Figura 3.11 presentamos la distribución de residuales  $\Delta \text{Log}(L_{FIR})$  para los pares y galaxias aisladas con respecto a la relación  $L_{FIR}$  vs  $L_B$  de las galaxias aisladas.

En este análisis que incluye tanto detecciones como datos censados, la predominancia de los pares (E+S) hacia valores casi siempre negativos, es una indicación de la mayor emisión infrarroja respecto a las galaxias aisladas. Hay otras cantidades frecuentemente utilizadas para normalizar  $L_{FIR}$  son, la luminosidad en el continuo de radio o la luminosidad en la línea del monóxido de carbono (CO). Sin embargo, algunas de estas cantidades parecen enmascarar las diferencias en emisión infrarroja entre pares y galaxias aisladas porque ellas mismas están reflejando una mayor emisión en pares respecto a galaxias aisladas. Como ejemplo, tenemos el exceso en la emisión  $L_B$  en pares (E+S) respecto a las galaxias aisladas. (Ver Capítulo 2).

Las observaciones en otras longitudes de onda han revelado la importancia del gas interestelar en la evolución de las galaxias interactuantes. El gas, siendo altamente disipativo, reacciona ante las perturbaciones. De acuerdo con Sanders et al. (1986), Solomon & Sage (1988) y Braine & Combes (1993) (estos últimos reportaron un exceso de CO en una muestra de pares (E+S) del hemisferio sur), entre otros, las galaxias fuertemente interactuantes muestran un aumento significativo en la emisión proveniente de la línea de CO, lo que sugiere que existen grandes reservas de gas molecular para la formación estelar. Sin embargo, recientemente Perea et al. (1997) han discutido que algunas cantidades como el contenido de CO y cocientes como  $M_{H_2}/L_B$  y  $L_{FIR}/L_B$  están correlacionados no linealmente con  $L_B$  en el sentido de que estos cocientes se incrementan conforme  $L_B$  se incrementa. Muchos autores han empleado normalizaciones con  $L_B$  para argumentar que existen excesos de emisión en algunas muestras de objetos respecto de otros, sin darse cuenta de que lo que están reportando como exceso es precisamente esa dependencia residual con la luminosidad (especialmente en objetos seleccionados por su brillo infrarrojo). Tomado en cuenta esta dependencia no lineal de  $L_B$  con algunos indicadores de formación estelar como  $L_{FIR}$  y  $M_{H_2}$ , Perea et al. (1997) demostraron que el aumento (anteriormente reportado por otros autores) del contenido de gas molecular entre muestras de galaxias con diferentes niveles de interacción, incluyendo membresía en cúmulos, se debe a este efecto no lineal y desaparece cuando se corrige por este efecto. Perea y colaboradores encontraron que el contenido de gas molecular y la eficiencia de formación estelar eran independientes de la morfología de barra en galaxias, pero que el exceso de emisión infrarroja  $L_{FIR}$  es real en galaxias fuertemente interactuantes y puede atribuirse a un aumento en la formación estelar inducido por efectos ambientales.

### 3.4.1 La Luminosidad $L_{FIR}$ en Pares (S+S)

La correlación entre  $L_{FIR}$  y  $L_B$  en las galaxias S en pares, en combinación con el resultado del Capítulo 2, que nos indica que no hay diferencia estadística en el comportamiento de  $L_B$  en las galaxias S en pares (E+S) y las galaxias S en pares (S+S), nos permite hacer una primera predicción sobre las luminosidades infrarrojas en las componentes S en pares (S+S). Recordemos que los pares (S+S) son una muestra de galaxias binarias donde los efectos de la confusión en el infrarrojo lejano son muy importantes debido a la baja resolución del satélite IRAS. Con la correlación encontrada en los pares (E+S), obtenemos un valor de la mediana de  $L_{FIR} \sim 9.827$  para las componentes S en pares (S+S). Si comparamos este valor con los previamente obtenidos para las galaxias S aisladas ( $L_{FIR} \sim 9.432$ ) y las galaxias S en pares (E+S) ( $L_{FIR} \sim 9.786$ ), esto sugiere (a este nivel de aproximación) que las galaxias S en pares (S+S) muestran un comportamiento similar en la emisión infrarroja al que presentan las componentes espirales S en pares (E+S). Todas las pruebas no paramétricas de hipótesis nula, confirman este resultado de manera consistente con un nivel significativo  $\sim 95\%$ . Con esta predicción, las galaxias S en pares (S+S) son un factor  $\sim 2.0 - 2.5$  veces más luminosas en el infrarrojo que las galaxias S aisladas CIG. Estos resultados son consistentes con la interpretación de que la contribución dominante de la emisión infrarroja proviene de la componente espiral en los pares (E+S).

Una comparación apropiada entre pares (E+S) y (S+S), debe tomar en cuenta también a los parámetros dinámicos involucrados en la interacción (los cuales pueden jugar un papel importante en cuanto al nivel estimado de emisión infrarroja). Con esta idea hemos explorado la distribución de separaciones SEP en ambas muestras. En la Figura 3.12 presentamos la distribución de

DISTRIBUCION DE SEPARACIONES EN PARES (E+S) Y (S+S)

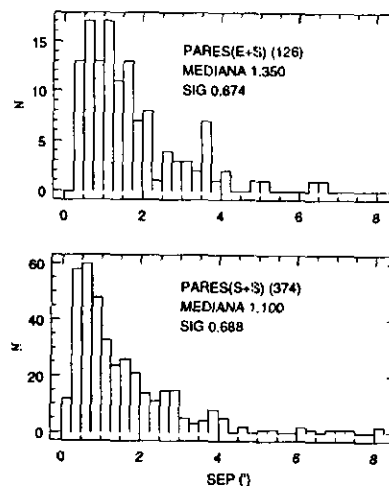


Figura 3.12: Separación Proyectada en Pares (E+S) y (S+S).

SEP para los pares (E+S) y (S+S).

Una prueba Kolmogorov-Smirnov nos dice que ambas distribuciones son diferentes con un nivel significativo de  $\sim 97\%$ , lo cual puede estar reflejando una tendencia hacia valores menores de SEP en los pares (S+S). Otros parámetros dinámicos importantes que deben tomarse en cuenta son, por ejemplo, la orientación relativa de las direcciones de giro entre galaxias espirales y su relación con la orientación de la órbita en los pares (S+S), Sofue(1992).

Para verificar nuestra predicción sobre la emisión infrarroja en los pares (S+S), hemos obtenido el flujo IRAS de las galaxias en pares (S+S) reportadas en el catálogo de fuentes débiles (FSC), que cumplen la condición de ser detectadas en 60 y 100  $\mu\text{m}$ . Hemos dividido esta muestra en tres subgrupos:

- (a) 27 pares (S+S) resueltos por IRAS, con separaciones aparentes mayores que 4



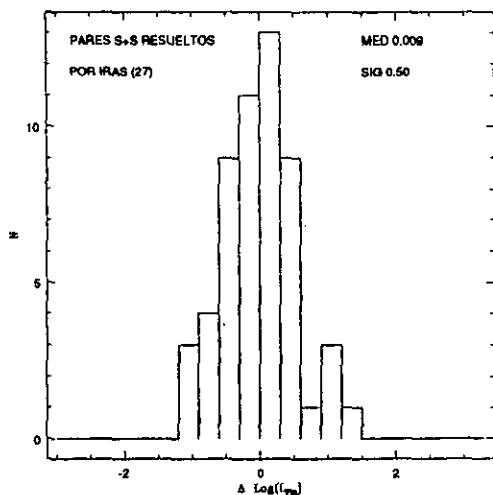


Figura 3.13:  $L_{FIR}$  Calculado y Observado en Pares (S+S) Resueltos por IRAS.

minutos de arco.

- (b) 118 pares (S+S) no resueltos por IRAS con separaciones aparentes menores que 4 minutos de arco.
- (c) 65 pares (S+S) no resueltos por IRAS cuya separación aparente es menor que 1.5 minutos de arco.

En la Figura 3.13, hemos comparado componente a componente, los valores de  $L_{FIR}$  predichos por la correlación  $L_{FIR}-L_B$ , contra los valores de  $L_{FIR}$  obtenidos para los pares (S+S) resueltos por IRAS. En esta figura,  $\Delta \text{Log}(L_{FIR})$  es la diferencia o residual de  $L_{FIR}$  predicho y  $L_{FIR}$  observado por IRAS.

Podemos apreciar que la correlación  $L_{FIR}-L_B$  empleada no es una mala aproximación para estimar los valores observados de  $L_{FIR}$  en los pares (S+S) resueltos por IRAS, ya que el histograma del valor residual se acumula alrededor del cero, con un valor en la mediana de 0.009 aunque con una sigma

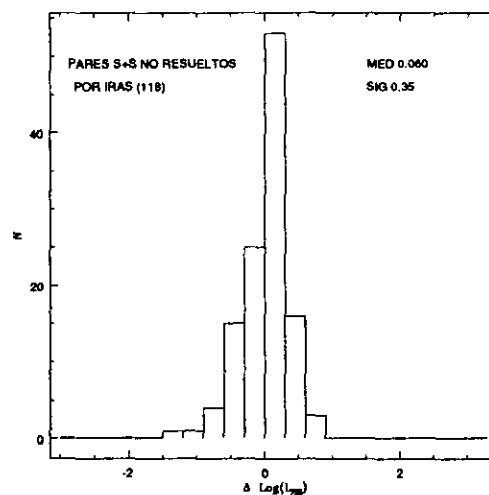


Figura 3.14:  $L_{FIR}$  Calculado y Observado en Pares (S+S) no Resueltos por IRAS.

relativamente alta (0.5). Si el valor promedio (mediana) de  $L_{FIR}$  observado por IRAS, hubiese sido mayor que el inferido, entonces concluiríamos que la diferencia encontrada está asociada con una mayor emisión infrarroja inducida por la presencia de las galaxias compañeras. También esperaríamos que este efecto fuese más notorio para los pares (S+S) más cercanos (en analogía con lo que sucede en los pares (E+S) cercanos). En las Figuras 3.14 y 3.15 presentamos los histogramas correspondientes a los pares (S+S) no resueltos por IRAS con separación aparente menor que 4 y 1 minuto de arco, respectivamente.

Hemos re combinado la luminosidad  $L_{FIR}$  predicha para cada componente y estimado una luminosidad  $L_{FIR}$  total o integrada por par, a partir de la expresión:

$$\log(L_{FIR})_{Tot} = \log(L_1) + \log(1 + 10^{\log(L_2 - L_1)}) \quad (3.4)$$

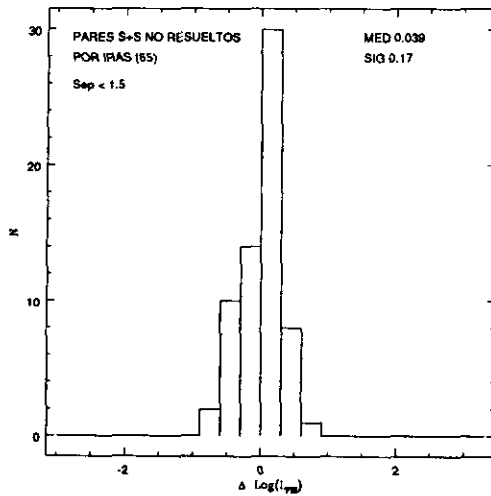


Figura 3.15:  $L_{FIR}$  Calculada y Observada en Pares (S+S) con Separación  $\leq 1.5$  minutos de arco.

Donde  $\log(L_1)$  y  $\log(L_2)$  son las luminosida-

des  $L_{FIR}$  predichas para la componente secundaria y primaria en cada par. Por tanto,  $\Delta \log(L_{FIR})$  es la diferencia o residual de  $L_{FIR}$  Tot predicho para cada par y  $L_{FIR}$  integrado en cada par no resuelto y observado por IRAS. En estas figuras podemos comprobar nuevamente que la correlación  $L_{FIR}-L_B$  empleada no subestima los flujos infrarrojos. Aún en los pares (S+S) con separación aparente menor que 1.5 minutos de arco, donde se podría esperar un efecto en  $L_{FIR}$  mayor, no hemos encontrado alguna diferencia estadísticamente significativa. A pesar de la diferencia encontrada en separaciones entre pares (E+S) y pares (S+S), nuestra aproximación empleada no nos permite encontrar alguna diferencia significativa en la emisión de  $L_{FIR}$  entre componentes espirales en pares (E+S) y en pares (S+S).

### 3.5 El Contenido de HI en Pares (E+S) y Galaxias Aisladas

El alto nivel de sensibilidad que se puede alcanzar en longitudes de onda de radio, ha hecho de la línea de 21 cm una herramienta muy útil para medir, entre otras cosas, el contenido de HI siendo otro indicador cuantitativo del potencial para la formación estelar en galaxias. En las galaxias interactuantes existe la posibilidad de observar deficiencia en el contenido de HI. Una explicación es que el gas atómico (HI) de las partes externas cae hacia las partes interiores, puede sufrir una transición de fase a forma molecular ( $H_2$ ) y formar nuevas estrellas. Sin embargo, contrariamente a lo que se esperaba, Zasov & Sulentic (1994) mostraron que en un conjunto de pares (E+S) (los cuales fueron seleccionados ópticamente y no necesariamente son brillantes en el lejano infrarrojo), el contenido de HI en las componentes espirales es estadísticamente similar que en una muestra de galaxias espirales aisladas observadas en el registro de HI de Giovanelli & Haynes (1984).

La mayoría de las observaciones de pares (E+S) accesibles en 21cm, sufren de las mismas limitaciones en resolución que los datos en el lejano infrarrojo. Por tanto, a primera aproximación, podemos emplear nuevamente nuestra hipótesis de trabajo para estudiar el contenido de HI en estos pares. Zasov & Sulentic (1994) encontraron que la emisión de HI es débil o nula en las componentes E/S0 estudiadas en pares (E+S) y reportaron que en la mayoría de los casos estudiados, la información de los perfiles en la línea de 21cm era consistente con la emisión de HI proveniente de una sola fuente cuyo centroide de velocidades correspondía con la componente S. Este resultado apoya la hipótesis de que la componente S es la única fuente de emisión de HI e infrarroja en pares (E+S).

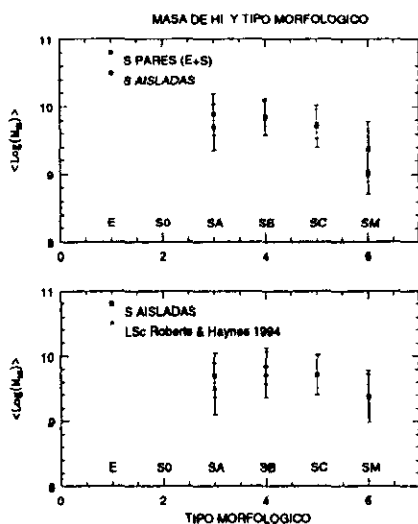


Figura 3.16: El Contenido de HI en galaxias S en Pares (E+S) y Galaxias Aisladas.

Hemos tomado los valores de HI reportados por Zasov & Sulentic (1994) para un subconjunto de 41 pares (E+S) donde debido al tipo de observaciones (una sola antena de radio), se supone que la componente espiral es muy probablemente la única que contribuye significativamente a la emisión en HI. Para las galaxias aisladas, hemos tomado el subconjunto de galaxias en el catálogo de galaxias aisladas CIG (262) que fueron detectadas en el registro de HI llevado a cabo por Haynes & Giovanelli (1984). Ambas submuestras así obtenidas son comparables en velocidad radial;  $V_{rad}(E+S) \sim 5200 \text{ km s}^{-1}$  ( $\sigma \sim 2750 \text{ km s}^{-1}$ ) y  $V_{rad}(CIG) \sim 4950 \text{ km s}^{-1}$  ( $\sigma \sim 2850 \text{ km s}^{-1}$ ). En la Figura 3.16 presentamos el comportamiento de  $M_{HI}$  para los diferentes tipos morfológicos en pares (E+S) y galaxias aisladas y en la Tabla 3.3 presentamos la estadística de  $M_{HI}$  y el resultado de la prueba K-S.

Aunque el número de pares detectados en HI es bajo, podemos notar que el contenido

de HI en ambas muestras a nivel del promedio y la mediana es prácticamente el mismo en componentes S en pares y galaxias aisladas (9.769 y 9.740 en la mediana, respectivamente). Una prueba Kolmogorov-Smirnov (K-S) nos dice que podemos considerar a ambas muestras como provenientes de la misma población parental con un nivel significativo mayor al 98%. En la Figura 3.16 podemos apreciar que la dependencia morfológica de las galaxias aisladas y pares con HI es muy similar. La muestra LSc de Roberts & Haynes (1994) muestra básicamente el mismo comportamiento dentro de los errores reportados que las galaxias aisladas haciendo consistente el resultado (a nivel de los promedios y las medianas) de que el contenido de HI en pares y galaxias aisladas es similar. Por tanto, el contenido de HI puede emplearse en estas dos muestras como un factor de normalización apropiado para distinguir de manera más clara el nivel de aumento en la emisión del lejano infrarrojo en los pares. Este resultado contrasta con la situación en grupos compactos donde las galaxias de tipo tardío parecen mostrar deficiencia de HI (Haynes & Giovanelli 1986; Williams & Rood 1987). Cuando normalizamos la luminosidad infrarroja por el contenido de HI ( $L_{FIR}/M_{HI}$  y aplicamos el estimador Kaplan-Meier, que toma en cuenta la presencia de datos con límites superiores en  $L_{FIR}$ , encontramos que los pares son un factor  $\sim 3$  veces más luminosos que las galaxias aisladas en el infrarrojo lejano. Todas las pruebas de hipótesis nula aplicadas, confirman que  $L_{FIR}/M_{HI}$  es diferente entre ambas muestras con un nivel significativo muy alto ( $\sim 99.9$ ). La normalización de la luminosidad infrarroja por el contenido de HI parece ser apropiada para comparar ambas muestras dándonos un alto nivel de confiabilidad.

En la Figura 3.17 presentamos el comportamiento de  $L_{FIR}/M_{HI}$  y  $L_{25}/M_{HI}$  con el parámetro de separación SEP para todas las galaxias espirales en pares (E+S) detectadas en HI por Zasov & Sulentic (1994).

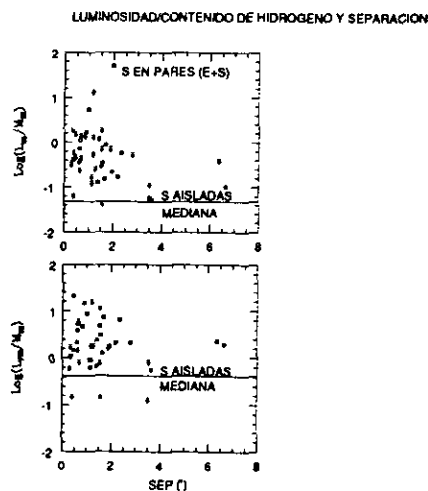


Figura 3.17:  $L_{FIR}/M_{HI}$ ,  $L_{25}/M_{HI}$  y la Separación Proyectada.

Aunque no tenemos componentes S en pares con un intervalo amplio de valores de SEP para explorar un comportamiento más general, podemos observar que los pares con separaciones  $SEP \leq 1.5$  tienden a mostrar mayor emisión infrarroja. Llama la atención la dispersión de los valores en  $25 \mu\text{m}$  respecto a las galaxias aisladas. Nuestra estimación de la mediana en  $25 \mu\text{m}$  en presencia de datos censados (para toda la muestra) es  $\sim -0.953$  mientras que para las galaxias aisladas es  $\sim -1.319$  o bien, una diferencia en luminosidad por un factor  $\sim 2.35$ . Por otro lado, la mediana en  $L_{FIR}$  (para toda la muestra) es  $\sim 0.101$  mientras que para las galaxias aisladas es  $\sim -0.374$  o bien, una diferencia en luminosidad por un factor  $\sim 3$ , confirmando que  $L_{FIR}$  discrimina mejor que  $L_{25}$  las diferencias en luminosidad infrarroja en los pares. La dispersión observada es similar a la reportada por Xu & Sulentic (1991) para los pares (S+S).

### 3.6 La Función de Luminosidad Bivariada en el Infrarrojo Lejano

Nuestra siguiente aplicación de los métodos de análisis de supervivencia, consiste en calcular la función de luminosidad en el infrarrojo lejano para las muestras de pares (E+S) y galaxias aisladas, utilizando un método no paramétrico en dos variables ( $M_{Zw}$  y  $L_{FIR}$ ) que hace uso del estimador Kaplan-Meier. La emisión infrarroja detectada por IRAS no está resuelta espacialmente para la gran mayoría de nuestros pares ( $\sim 75\%$ ), por lo que no podemos derivar la función de luminosidad en el infrarrojo lejano (FIRLF: Far Infrared Luminosity Function) para las componentes individuales de los pares E+S. Hemos desarrollado programas para construir la FIRLF bivariada para la componente espiral (S) atribuyéndole todo el flujo infrarrojo de los pares E+S, de acuerdo con nuestra hipótesis de trabajo. Como las muestras de galaxias en pares (E+S) y de galaxias aisladas CIG fueron seleccionadas ópticamente, hemos construido la FIRLF a partir de la correspondiente función de luminosidad óptica (OLF) y de la función fraccional bivariada entre la luminosidad óptica y la luminosidad infrarroja  $L_{FIR}$ . De esta manera, el factor  $\xi$  de corrección por incompletez de ambas muestras está considerado en el cálculo de la FIRLF a través de la OLF. Hemos escogido  $L_{FIR}$  como el indicador infrarrojo de la luminosidad en las galaxias de ambas muestras. Llamamos la atención al hecho de que aún utilizando este método para construir la función de luminosidad, el porcentaje tan alto de no detecciones ( $\sim 70\%$  en  $25 \mu\text{m}$ ) para los pares (E+S), nos impide una estimación confiable de la función de luminosidad en  $25 \mu\text{m}$ .

La función fraccional bivariada se ha determinado dividiendo la muestra en intervalos de magnitud absoluta  $\Delta M_{Zw}$  y calculando la distribución de luminosidades infrarro-

jas  $L_{FIR}$  para cada intervalo de magnitud absoluta por medio del estimador Kaplan-Meier. La función diferencial de luminosidad  $\phi(L)$  en el infrarrojo lejano FIRLF, que nos da el número de galaxias por unidad de volumen y por unidad de intervalo de  $L_{FIR}$ , se obtiene a partir de la relación:

$$\phi(L) = 2.5\Delta M\Sigma_j\Theta(L|M_j)\phi(M_j) \quad (3.5)$$

Donde  $L = \log(L_{FIR})$ ;  $\phi(L)$  es la FIRLF diferencial. La función fraccional bivariada (óptica/infrarroja) (BVF) (en inglés: Bivariate Fractional Function)  $\Theta(L|M_j)$  está definida como:

$$\Theta(L|M_j) = \frac{P(L|M_j)}{\Delta L} \quad (3.6)$$

Donde  $\Delta L = 0.25$  y  $P(L|M_j)$  es la probabilidad condicional de que una galaxia con Magnitud Absoluta  $M$  en el intervalo  $(M_j + 0.5\Delta M > M > M_j - 0.5\Delta M)$  tenga el logaritmo de su luminosidad en el infrarrojo lejano,  $\log(L_{FIR})$ , dentro del intervalo  $(L - 0.5\Delta L, L + 0.5\Delta L)$ .

Debido al alto porcentaje de datos censados en nuestras muestras, hemos utilizado el estimador de Kaplan-Meier que explota la información sobre datos censados para calcular la función fraccional bivariada (BVF; Bivariate Fractional Function) y los errores asociados.  $\phi(M)$  es la función de luminosidad diferencial óptica (OLF) por unidad de volumen y por unidad de intervalo de magnitud;  $\Delta M$  es el ancho del intervalo de magnitud absoluta usado para calcular la OLF en unidades de magnitud. La suma se lleva a cabo sobre todos los intervalos de la función de luminosidad óptica. Los errores formales en la función fraccional bivariada se estimaron con base en la varianza asociada al estimador Kaplan-Meier (como lo discuten en un contexto astrofísico Feigelson & Nelson

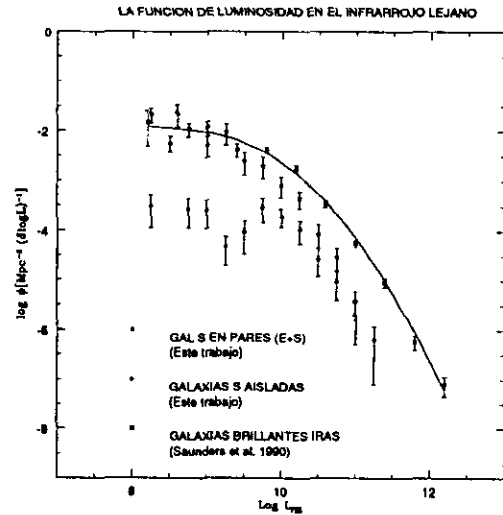


Figura 3.18: La Función de Luminosidad Bivariada en el Infrarrojo Lejano para las Galaxias S Aisladas y en Pares (E+S).

1985, ecuaciones 9 y 10). Como estas expresiones analíticas de la varianza son válidas para números grandes (muestras grandes), los errores formales subestiman las verdaderas incertidumbres. Para obtener una estimación de los errores de  $\phi(L)$ , se suman cuadráticamente las incertidumbres de OLF y BVF. La confiabilidad de este método para obtener la función de luminosidad se ha probado a través de simulaciones Monte Carlo por Hummel (1981) y Franceschini et al. (1988).

En la Figura 3.18 presentamos la función de luminosidad bivariada infrarroja (FIRLF) para las galaxias (S) aisladas y en pares (E+S). Como referencia, hemos incluido la FIRLF de las galaxias brillantes de IRAS calculada por Soifer et al. (1987).

Los ajustes de máxima similitud propuestos por Sandage, Tammann & Yahil (1979) y discutidas por Saunders et al (1990), permiten parametrizar a la FIRLF como:

$$\phi(L) = C(L/L_*)^{1-\alpha} \exp[-1/2(\sigma^2) \log 10^2(1 + L/L_*)] \quad (3.7)$$

Donde  $\alpha$ ,  $C$ ,  $L_*$  y  $\sigma$ , son parámetros por determinar. La expresión anterior se comporta como una ley de potencias para  $L \leq L_*$  y como una gaussiana en  $\log L$  para  $L \geq L_*$ .

Mientras la FIRLF de las galaxias aisladas se puede ajustar apropiadamente con el método de Saunders et al. (1990), la forma de la FIRLF que hemos encontrado para las componentes S en pares (E+S) no es susceptible de ser parametrizada satisfactoriamente. La caída de la FIRLF en la parte de bajas luminosidades hace difícil un ajuste en todo el intervalo de luminosidades y por tanto, una interpretación cuantitativa de la función de luminosidad infrarroja en nuestros pares. Sin embargo si ajustamos esta FIRLF dando un peso estadístico a la parte brillante, el valor obtenido de  $\log(L_*)$  para las galaxias S aisladas ( $\sim 9.02$ ) y para los pares ( $\sim 9.4$ ) es perfectamente consistentes con la diferencia en las medianas de  $L_{FIR}$  para ambas muestras en presencia de datos censados. Nuestra estimación de la FIRLF de las galaxias aisladas es consistente con la FIRLF reportada para esta misma muestra en el trabajo de Xu & Sulentic (1991). Podemos observar que la contribución de las galaxias aisladas CIG a la FIRLF es relativamente importante en la parte débil y decrece rápidamente en la parte brillante.

También se puede apreciar que existe una convergencia en la forma de la FIRLF de los pares hacia la parte más brillante de la FIRLF de las galaxias aisladas, lo cual interpretamos como una evidencia cualitativa del aumento en la emisión infrarroja que presentan los pares respecto a galaxias aisladas. Podemos notar un decremento en la forma de la FIRLF de los pares (E+S) aproximadamente en  $\log(L_{FIR}) \sim 9.5$ . Esto se debe

(como en el caso de la OLF), a un decremento en la población de galaxias más débiles que  $M_{Zw} \sim -18.0$  (si tomamos como referencia el valor promedio de  $\log(L_{FIR}/L_B)$  reportado en la Tabla 3.6. En la parte débil, la forma de la FIRLF de las componentes S en pares (E+S) es similar a la de las galaxias aisladas CIG, pero a luminosidades menos brillantes que  $\sim 10.0$  la forma de la FIRLF de los pares (E+S) se vuelve más plana. Recomendamos tener precaución con estas interpretaciones, pues en esta primera aproximación hemos ignorado algún posible efecto de la contribución en el infrarrojo lejano de las componentes E en la mayoría de los pares (E+S). También es importante tener presente que pueden existir efectos relacionados con los errores en la clasificación morfológica, especialmente con los pares (E+S0) y (S0+S0). (Ver Rampazzo & Sulentic 1990 y discusión en el Capítulo 4).

### 3.7 Cocientes de Luminosidad, Morfología de Interacción y Separación entre Componentes

En el Capítulo 2, presentamos una descripción de los criterios empleados para clasificar a las galaxias en pares (E+S) de acuerdo con la morfología de interacción. En las Figuras 3.19 y 3.20 presentamos el comportamiento (en presencia de límites superiores) de las luminosidades  $L_{25}$ ,  $L_{60}$ ,  $L_{100}$ ,  $L_{FIR}$  y los cocientes de luminosidad  $L_{12}/L_B$ ,  $L_{25}/L_B$ ,  $L_{60}/L_B$  y  $L_{100}/L_B$  como función de la morfología de interacción.

Estas figuras nos indica que sí podemos distinguir la emisión infrarroja al interior de las componentes S en pares (E+S) según la morfología de interacción. La diferencia promedio (para todos los cocientes de lumino-

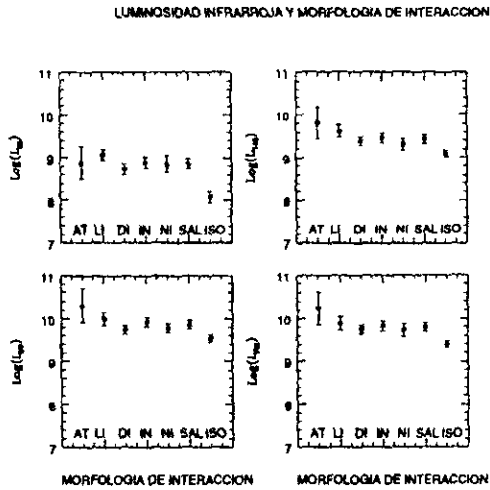


Figura 3.19: Luminosidad Infrarroja y Morfología de Interacción.

sidades calculados) entre la clase de interacción (AT) y las galaxias aisladas S (ISO) es al menos  $\Delta \text{Log } L \sim 0.5$  lo que equivale a un factor en luminosidad  $\geq 3$  con un nivel significativo mayor de  $3\sigma$ . En este caso,  $L_{25}$  y  $L_{25}/L_B$  muestran más nitidamente las diferencias en luminosidad que los otros indicadores. No hay una diferencia significativa entre las clases de interacción (AT), (DI) y (LI), excepto quizás en el caso de  $L_{25}/L_B$  en donde las clases (ATM) y (DI) difieren entre sí por un factor de luminosidad  $\sim 3$  con un nivel significativo del orden de  $3\sigma$ . Estos resultados y el hecho de que la fracción de galaxias en pares (E+S) con signos visibles de interacción (o bien, en alguno de los tipos ATM, LI o DI) es  $\sim 63\%$ , refuerzan la idea de que la mayoría de estos pares (E+S) son verdaderos pares físicos.  $L_{25}$  nos indica a través de la clase de interacción AT, que existe un subconjunto de pares (E+S) con emisión infrarroja muy intensa muy probablemente debida a brotes recientes de formación estelar en pares que parecieran estar en un estado más avanzado de fusión.

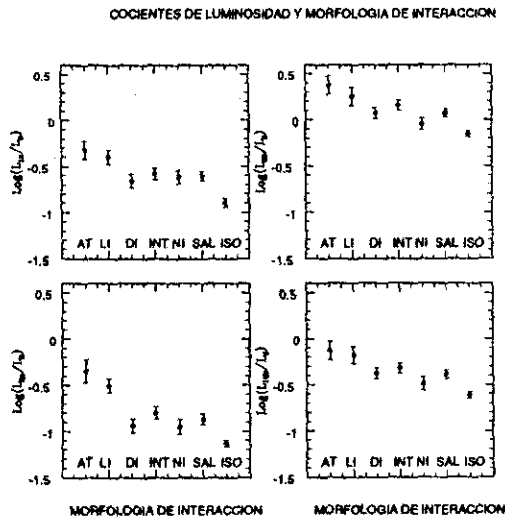


Figura 3.20: Cocientes de Luminosidad Infrarroja y Morfología de Interacción.

En la Figura 3.21 presentamos las distribuciones acumuladas de  $L_{25}$ ,  $L_{80}$ ,  $L_{100}$  y  $L_{FIR}$  para las galaxias en pares con signos de interacción (LI-AT-DI), calculadas a partir del estimador Kaplan-Meier.

La función de distribución acumulada de  $L_{25}$  muestra que cuando consideramos las clases de interacción (LI-AT-DI), existe una diferencia clara en luminosidades en el infrarrojo medio entre pares y galaxias aisladas. En la Figura 3.22 presentamos el comportamiento de los cocientes de colores  $I_{25}/I_{100}$  e  $I_{60}/I_{100}$  en función de la morfología de interacción.

Contrariamente a lo que sucede con las luminosidades, los cocientes de colores apenas muestran la tendencia a aumentar hacia la clase de interacción AT. Esto sugiere que en nuestro caso, es preferible el estudio de las propiedades de emisión en el espacio de cantidades absolutas como la luminosidad, las

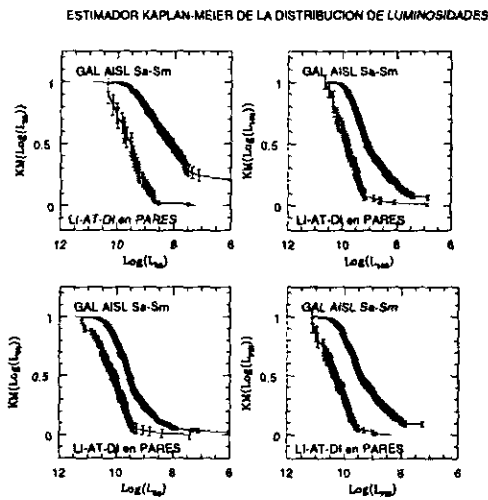


Figura 3.21: Función de Distribución Acumulada y Morfología de Interacción (AT-LI-DI).

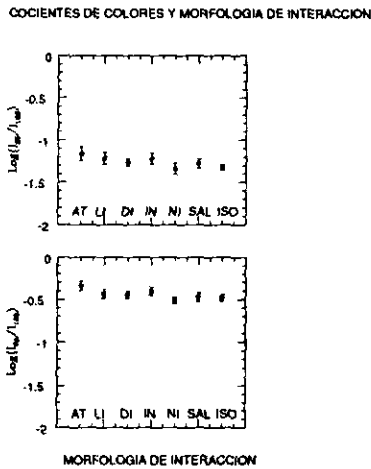


Figura 3.22: Cocientes de Colores  $I_{25}/I_{100}$ ,  $I_{60}/I_{100}$  y Morfología de Interacción.

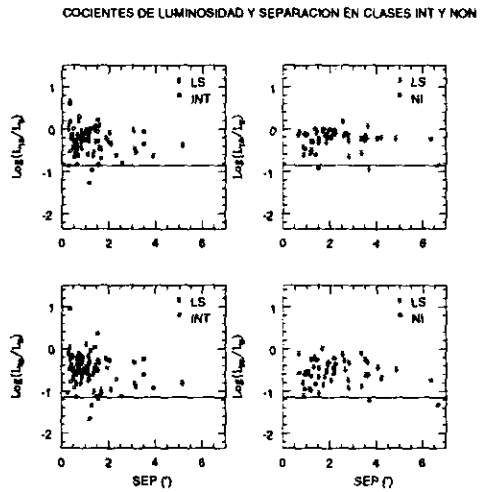


Figura 3.23: Cocientes de Luminosidad en el Infrarrojo Medio, Separación Proyectada y Morfología de Interacción.

cuales son menos susceptibles a ser afectadas por sesgos preferenciales como los flujos. El comportamiento del cociente  $I_{25}/I_{100}$  sugiere que quizás podamos recuperar los resultados obtenidos a partir de las luminosidades, siempre y cuando tengamos galaxias con brotes muy intensos de formación estelar, en cuyo caso esperaríamos un mayor número de detecciones en esta banda.

En las Figuras 3.23 y 3.24 presentamos el comportamiento de los cocientes de luminosidad  $L_{12}/L_B$ ,  $L_{25}/L_B$ ,  $L_{60}/L_B$  y  $L_{100}/L_B$  en las galaxias en pares con signos de interacción (INT) y que no muestran signos de interacción (NI) en función del parámetro de separación SEP. La línea continua en estas figuras es el nivel correspondiente a las galaxias aisladas (ISO). Los símbolos en forma de flecha indican estimaciones del límite superior a los cocientes de luminosidad.

Tanto las galaxias en pares con signos visibles de interacción (INT), como las que



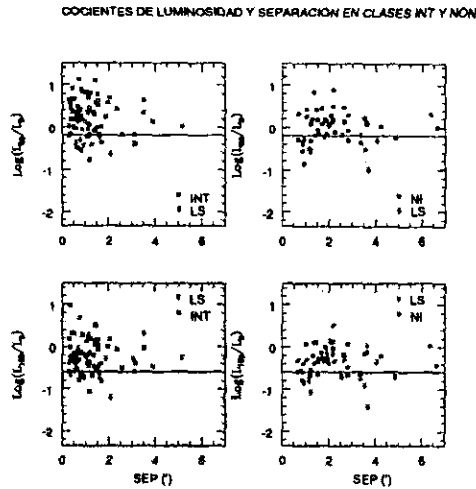


Figura 3.24: Cocientes de Luminosidad en el Infrarrojo Lejano, Separación Proyectada y Morfología de Interacción.

no muestran signos aparentes de interacción (NI) parecen mostrar diferencias importantes en luminosidad respecto de las galaxias aisladas (ISO). La amplitud de la dispersión por arriba del valor de las galaxias aisladas es muy semejante en todos los casos. Se puede observar que existe una marcada acumulación de galaxias INT para separaciones SEP menores que  $\sim 1.5$  minutos de arco. Esto sugiere hacer una división de la clase INT (y por completez, de la clase NI) en dos regiones de valores de SEP; es decir, aquellas con separación menor que 1.5 minutos de arco y aquellas con separación mayor que 1.5 minutos de arco. Sin embargo, no parece haber ninguna diferencia significativa en las luminosidades entre estas dos regiones de separación. De manera similar, en las Figuras 3.25 y 3.26 presentamos el comportamiento del cociente  $L_{FIR}/L_B$  como función del parámetro de separación SEP y como función de la morfología de interacción.

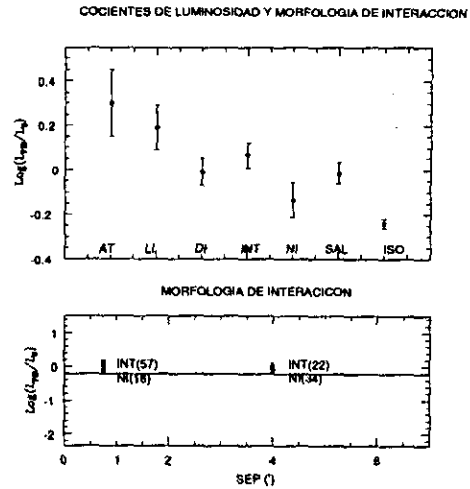


Figura 3.25: Cociente  $L_{FIR}/L_B$ , Morfología de Interacción y Separación Proyectada.

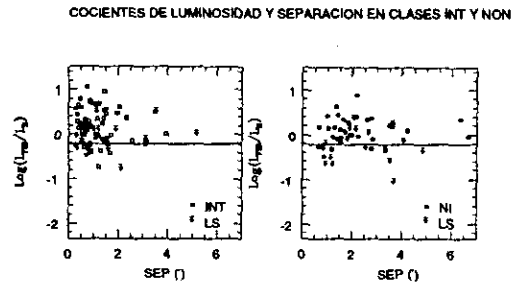


Figura 3.26:  $L_{FIR}/L_B$  y Separación Proyectada en Galaxias Con Signos de Interacción en Pares

$L_{FIR}/L_B$  presenta una diferencia en luminosidad entre los pares de tipo (AT) y las galaxias aisladas (ISO) por un factor  $\geq 3$  ( $2.5\sigma$ ), lo cual es consistente con las diferencias encontradas en  $L_{60}$  y  $L_{100}$  (arriba).  $L_{FIR}/L_B$  no muestra una diferencia significativa entre las galaxias (AT), (LI) y (DI). Tampoco hemos encontrado alguna tendencia significativa de los cocientes de luminosidad conforme el parámetro de separación SEP disminuye en los pares (E+S). La amplitud de la dispersión de las galaxias (NI) e (INT) sobre el nivel de las galaxias aisladas es semejante al encontrado con los otros cocientes de luminosidad. Este resultado confirma que desde el punto de vista de la morfología de interacción,  $L_{25}/L_B$  es mejor discriminante que  $L_{FIR}/L_B$ .

### 3.8 Luminosidad Infrarroja y Tipo Morfológico

Queremos explorar la existencia de alguna tendencia de los cocientes de luminosidad  $L_{12}/L_B$ ,  $L_{25}/L_B$ ,  $L_{60}/L_B$ ,  $L_{100}/L_B$  y  $L_{FIR}/L_B$  con el tipo morfológico al interior de las galaxias S aisladas y en pares. En la Figura 3.27 mostramos estos resultados.

Los cocientes de luminosidad no difieren significativamente entre los tipos morfológicos Sa-Sc al interior de las galaxias aisladas. Sin embargo, hay una tendencia de todos los cocientes a aumentar del tipo morfológico Sa a Sc en pares. Al interior de las galaxias S en pares, la máxima diferencia encontrada, es un factor  $\sim 2$  ( $2\sigma$ ) entre galaxias Sa y Sc. No incluimos a las galaxias Sm debido al bajo número de estas. Si comparamos los cocientes de luminosidad por tipo morfológico entre ambas muestras, encontramos un comportamiento de las luminosidades muy parejo. Las galaxias Sa entre ambas muestras no difieren más allá de un factor  $\sim 1.4$  en luminosidad. Las galaxias Sb difieren en luminosidad por un factor máximo de

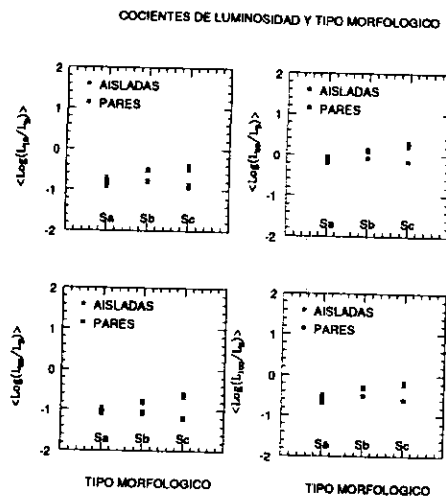


Figura 3.27: Cocientes de Luminosidad Infrarroja y Tipo Morfológico en Pares (E+S).

$\sim 1.8$  ( $2\sigma$ ) mientras que las galaxias Sc difieren en luminosidad por un factor máximo de  $\sim 2.7$  ( $2.5 - 3\sigma$ ). Podemos notar una ligera tendencia del cociente  $L_{25}/L_B$  a discriminar mejor a las galaxias Sc en pares respecto a las galaxias aisladas Sc, pero es marginal respecto a  $L_{60}/L_B$ ,  $L_{100}/L_B$  o bien,  $L_{FIR}/L_B$ .

En la Figura 3.28 presentamos el comportamiento de  $L_{FIR}$  para los diferentes tipos morfológicos de ambas muestras.

La luminosidad infrarroja  $L_{FIR}$  (panel superior de la figura) también muestra la tendencia de un aumento hacia tipos morfológicos tardíos al interior de los pares.  $L_{FIR}$  ya no muestra las diferencias que mostraban 60 y 100  $\mu\text{m}$  entre las galaxias Sa y Sb de los pares y las galaxias aisladas. Sin embargo, aún es posible distinguir a las galaxias Sc en pares respecto de las galaxias Sc aisladas con un nivel  $\sim 2\sigma$ . Aunque las galaxias Sm son unas cuantas en la muestra de pares y el resultado correspondiente debe

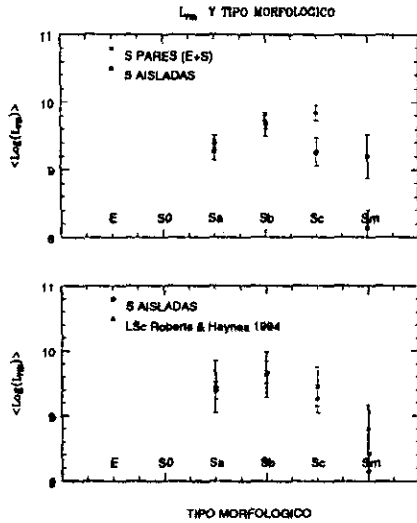


Figura 3.28:  $L_{FIR}$  y Tipo Morfológico en Pares (E+S).

ser visto con precaución, lo hemos incluido ya que, como podemos notar en el panel inferior de la figura, la muestra de galaxias aisladas CIG y la muestra de galaxias asociadas al supercúmulo local LSc de Roberts & Haynes (1994) muestran entre ellas un comportamiento cualitativo similar. Esto apoya la tendencia de aumento en luminosidad infrarroja hacia las galaxias de tipo morfológico tardío, Sc en pares respecto a las galaxias Sc aisladas.

Si la población de estrellas masivas O y B son la fuente dominante de calentamiento del polvo en estas galaxias, entonces  $L_{FIR}$  es una buena medida de la formación estelar (Devereux & Young 1991, 1992) inducida por la presencia de compañeras. En la Figura 3.29 presentamos los resultados de nuestra estimación de la tasa de formación estelar en las galaxias Sc de pares y galaxias aisladas.

Para calcular la tasa de formación estelar (SFR; del inglés, Star Formation Rate), hemos tomado en cuenta la contribución del

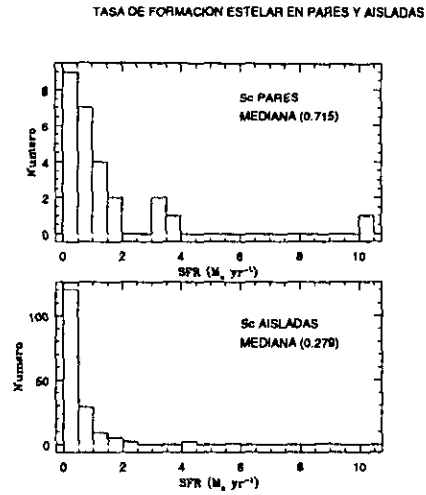


Figura 3.29: La Tasa de Formación Estelar en galaxias Sc Aisladas y en Pares (E+S).

cirrus por tipo morfológico y adoptado la expresión que reportan Sauvage & Thuan (1992) para calcular (SFR) a partir de la luminosidad  $L_{FIR}$ :

$$SFR_{FIR}(M_{\odot} yr^{-1}) = 1.40 \times 10^{-10} L_{FIR}(L_{\odot}) \quad (3.8)$$

Esta expresión fue tomada de Devereux & Young (1991) y corregida por el factor dado en Devereux & Young (1990) para tomar en cuenta que estamos utilizando  $L_{FIR}$  en lugar de  $L_{IR}$ . La tasa de formación estelar estimada ( $M \geq 10M_{\odot}$ ) es un factor  $\sim 2 - 3$  mayor en las galaxias Sc en pares que en galaxias Sc aisladas consistentemente con el reportado por Kennicutt (1990). (Ver discusión en el Capítulo 4).

### 3.9 Resultados del Capítulo

En una primera comparación entre componentes S en Pares (E+S) y Galaxias Aisladas que toma en cuenta sólo detecciones en 25, 60 y 100  $\mu\text{m}$ , exploramos las distribuciones de luminosidad infrarroja  $L_{25}$  y  $L_{FIR}$  y los cocientes de luminosidades  $L_{25}/L_B$  y  $L_{FIR}/L_B$ . Las galaxias S en pares son más luminosas que las galaxias S aisladas (considerando la mediana, por un factor  $\sim 2.35$  y  $\sim 2.00$  en  $L_{FIR}$  y  $L_{FIR}/L_B$  respectivamente). En ambos casos, la prueba Kolmogorov-Smirnov nos dice que las muestras de galaxias espirales son diferentes, con un alto nivel significativo ( $\sim 99.9\%$ ).  $L_{25}$  es un factor  $\sim 1.81$  veces más luminoso en las componentes espirales en pares que en las galaxias espirales aisladas, mientras que  $L_{25}/L_B$  es más luminoso en pares por un factor  $\sim 1.74$  respecto a las galaxias aisladas. El nivel significativo es de  $\sim 99.80\%$  y  $\sim 99.20\%$  respectivamente. Por tanto, en esta primera comparación, el indicador  $L_{FIR}$  parece reflejar las diferencias en luminosidad de manera más nítida y con un nivel significativo más alto que  $L_{25}$ .

Los pares (E+S) no contienen galaxias con luminosidades en el infrarrojo lejano en el intervalo de las galaxias ultraluminosas ( $L_{FIR} \geq 10^{12} L_{\odot}$ ). La separación promedio entre las componentes de pares (E+S) es, en unidades absolutas,  $\sim 48$  kpc. 60% de estos pares tienen una separación menor que 40 Kpc. El criterio de selección de pares está introduciendo un sesgo en contra de pares en estado de fusión pleno.

En una segunda comparación, donde además de las detecciones, consideramos la información sobre nuestras estimaciones del límite superior al flujo, las pruebas estadísticas no paramétricas nos indican que es posible distinguir las componentes S en pares respecto a las componentes S en galaxias aisladas con un nivel significativo de 99.99%.

De todos los cocientes de luminosidad explorados,  $L_{FIR}$ ,  $L_{FIR}/L_B$ ,  $L_{25}$  y  $L_{25}/L_B$  parecen mostrar más claramente las diferencias en luminosidad entre componentes S en pares y componentes S en galaxias aisladas, considerando el percentil 50% como valor representativo en cada muestra. Sin embargo, el poder para discriminar diferencias en luminosidad se ha vuelto muy parecido entre estos indicadores ( $\sim 1.75$ ). Esto no sucedía en nuestro análisis preliminar con los datos detectados, donde  $L_{FIR}/L_B$  parecía establecer más claramente que  $L_{25}/L_B$  la diferencia entre ambas muestras. Los cocientes de colores  $I_{25}/I_{100}$  e  $I_{60}/I_{100}$  no muestran diferencias estadísticamente significativas entre ambas muestras, tanto en el caso de detecciones, como cuando se consideran detecciones y datos censados. Sin embargo, cuando consideramos la morfología de interacción, ambos cocientes muestran una tendencia a aumentar hacia la clase de interacción AT.

Hemos encontrado una buena correlación entre  $L_{FIR}$  y  $L_B$  para las galaxias S aisladas (coeficiente de correlación  $\sim 0.87$ ) y una correlación moderada en pares (coeficiente de correlación  $\sim 0.77$ ). Cuando tomamos en cuenta el comportamiento no lineal de  $L_{FIR}$  con  $L_B$  y empleamos el cociente  $L_{FIR}/L_B$  para comparar pares y galaxias aisladas, hemos encontrado que aún a pesar de que  $L_B$  nos está indicando una mayor emisión óptica en pares, podemos confirmar la existencia de una mayor emisión  $L_{FIR}$  en pares (E+S) respecto a las galaxias aisladas. Empleando la correlación entre  $L_{FIR}$  y  $L_B$  para las galaxias S en pares (E+S), y apoyándonos en el comportamiento similar del promedio y mediana de  $L_B$  en las galaxias espirales en pares (E+S) y (S+S) (Capítulo 2), hacemos una predicción sobre el comportamiento de las luminosidades infrarrojas en las galaxias S en pares (S+S). El valor de la mediana de  $L_{FIR}$  así encontrado para galaxias S en pares (S+S) es  $L_{FIR} \sim 9.827$ . Para las galaxias S aisladas, encontramos  $L_{FIR} \sim 9.432$  y para las galaxias S en pares (E+S),  $L_{FIR}$

$\sim 9.786$ . Las pruebas no paramétricas nos indican que la hipótesis nula de que ambas muestras provienen de la misma población parental, se puede eliminar con un nivel significativo muy bajo. La distribución de separaciones de ambas muestras nos indica que los pares (S+S) tienen en promedio una separación menor que los pares (E+S). Aún con este resultado, el factor de diferencia en separaciones no alcanza a reflejar diferencias significativas en  $L_{FIR}$  entre ambas muestras.

Para verificar nuestra predicción sobre la emisión infrarroja en los pares (S+S), hemos obtenido el flujo IRAS de las galaxias en pares (S+S) reportadas en el catálogo de fuentes débiles (FSC), que cumplen la condición de ser detectadas en 60 y 100  $\mu\text{m}$ . Hemos dividido esta muestra de pares (S+S) en tres grupos:

- (a) 27 pares (S+S) resueltos por IRAS, con separaciones aparentes mayores que 4 minutos de arco.
- (b) 118 pares (S+S) no resueltos por IRAS con separaciones aparentes menores que 4 minutos de arco.
- (c) 65 pares (S+S) no resueltos por IRAS cuya separación aparente es menor que 1.5 minutos de arco.

Después de comparar, componente a componente, los valores de  $L_{FIR}$  predichos por la correlación  $L_{FIR}-L_B$ , contra los valores de  $L_{FIR}$  observados por IRAS en cada grupo, podemos apreciar que la correlación  $L_{FIR}-L_B$  empleada no es una mala aproximación para estimar los valores observados de  $L_{FIR}$  en los pares (S+S). En los pares (S+S) con separaciones  $SEP \leq 1.5$  donde pudiera esperarse alguna diferencia en luminosidad (en analogía con lo que sucede en los pares (E+S) cercanos), tampoco encontramos diferencias estadísticamente significativas en la emisión en el infrarrojo lejano entre los pares (E+S) y los pares (S+S).

A partir de datos obtenidos en la literatura, precisamente para pares (E+S), hemos encontrado que el contenido de HI en componentes S en pares (E+S) y galaxias S aisladas a nivel del promedio y la mediana es prácticamente el mismo. Una prueba Kolmogorov-Smirnov (K-S) nos dice que podemos considerar a ambas muestras como provenientes de la misma población parental con un nivel significativo mayor al 97%. Este resultado nos permite normalizar la luminosidad en el infrarrojo lejano por una cantidad que no varía entre ambas muestras (el contenido de HI) y por tanto nos permite comparar más nítidamente las propiedades de emisión infrarroja entre pares (E+S) y galaxias aisladas CIG. Hemos encontrado que los pares son un factor  $\sim 3$  veces más luminosos que las galaxias aisladas en el infrarrojo lejano. Todas las pruebas de hipótesis nula aplicadas confirman que  $L_{FIR}/M_{HI}$  es diferente en ambas muestras con un nivel significativo muy alto ( $\sim 99.99$ ).  $L_{FIR}/M_{HI}$  discrimina mejor y con mayor peso estadístico, las diferencias globales en luminosidad que  $L_{25}/M_{HI}$ .

Hemos estimado la función de luminosidad en el infrarrojo lejano (FIRLF) para las muestras de pares (E+S) y galaxias aisladas, utilizando un método no paramétrico en dos variables ( $M_{Zw}$  y  $L_{FIR}$ ) que hace uso del estimador Kaplan-Meier. La forma de la FIRLF encontrada para los pares no es susceptible de ser parametrizada de manera adecuada en todo el intervalo de luminosidades desplegado. Sin embargo, si ajustamos la parte brillante de la FIRLF en ambas muestras, empleando el método de Saunders et al. (1990), la  $L_*$  obtenida para los pares (E+S) y las galaxias aisladas, es consistente con las diferencias en luminosidad infrarroja encontradas a partir de las distribuciones de  $L_{25}$  y  $L_{FIR}$ . Existe una convergencia de la FIRLF de los pares hacia la parte más brillante de la FIRLF de las galaxias aisladas. Esto lo interpretamos como una evidencia cualitativa de una mayor emisión infrarroja en pares

respecto a galaxias aisladas.

Sí es posible distinguir, con un alto nivel significativo, la emisión infrarroja al interior de las componentes S en pares (E+S) según la morfología de interacción. La diferencia promedio (para todos los cocientes de luminosidades calculados) entre la clase de interacción (AT) y las galaxias aisladas S (ISO) es al menos  $\Delta \text{Log } L \sim 0.5$  lo que equivale a un factor en luminosidad  $\geq 3$  y un nivel significativo mayor de  $3\sigma$ . En este caso,  $L_{25}/L_B$  tiende a mostrar más nítidamente la diferencia en luminosidad. No hay una diferencia significativa entre las clases de interacción (AT), (DI) y (LI), excepto quizás en el caso de  $L_{25}/L_B$  en donde las clases (ATM) y (DI) difieren entre sí por un factor de luminosidad  $\sim 3$  con un nivel significativo del orden de  $3\sigma$ . Estos resultados y el hecho de que la fracción de galaxias en pares (E+S) con signos visibles de interacción (o bien, en alguno de los tipos ATM, LI o DI) es  $\sim 63\%$ , refuerzan la idea de que la mayoría de estos pares (E+S) son verdaderos pares físicos.  $L_{25}$  a través de la clase de interacción AT, permite identificar un subconjunto de pares (E+S) con emisión infrarroja extrema. Esto sugiere la presencia de fuertes brotes de formación estelar inducidos por la interacción en esta clase de pares que parecieran estar en un estado más avanzado de fusión.

Tanto las galaxias en pares con signos visibles de interacción (INT), como las que no muestran signos aparentes de interacción (NI) muestran una dispersión importante en luminosidades infrarrojas por encima del nivel promedio en las galaxias aisladas (ISO) en todo el intervalo de separaciones SEP desplegado. Existe una marcada acumulación de galaxias INT para separaciones SEP menores que  $\sim 1.5$  minutos de arco, lo que sugiere una división de la clase INT (y por completez, de la clase NI) en dos regiones de valores de SEP; es decir, aquellas con separación menor que 1.5 minutos de arco y aquellas con separación mayor que 1.5 minutos de arco,

para explorar el comportamiento de estos cocientes de luminosidad. No hemos encontrado ninguna diferencia significativa en las luminosidades entre estas dos regiones de separación. Tampoco hemos encontrado ninguna tendencia significativa de una mayor emisión infrarroja conforme el parámetro de separación SEP disminuye en los pares (E+S).

Los cocientes de luminosidad infrarroja no difieren significativamente entre los tipos morfológicos Sa-Sc al interior de las galaxias aisladas. Sin embargo, hay una clara tendencia de todos los cocientes a aumentar del tipo morfológico Sa a Sc en pares. Al interior de las galaxias S en pares, la máxima diferencia encontrada, es un factor  $\sim 2$  ( $2\sigma$ ) entre galaxias Sa y Sc. No incluimos a las galaxias Sm debido al bajo número de estas. Al comparar pares y galaxias aisladas, las galaxias Sa en ambas muestras no difieren más allá de un factor  $\sim 1.4$  en luminosidad. Las galaxias Sb difieren en luminosidad por un factor máximo de  $\sim 1.8$  ( $2\sigma$ ) mientras que las galaxias Sc difieren en luminosidad por un factor máximo de  $\sim 2.7$  ( $3\sigma$ ), excepto por el cociente  $L_{25}/L_B$ , donde las galaxias Sc en pares difieren en luminosidad respecto a las galaxias aisladas Sc por un factor  $\sim 3$  ( $\sim 3\sigma$ ).  $L_{FIR}$  también muestra la tendencia de un aumento hacia tipos morfológicos tardíos en pares pero con un nivel  $\sim 2\sigma$ . El comportamiento de las galaxias S asociadas al supercúmulo local LSc de Roberts & Haynes (1994), apoya la tendencia encontrada de  $L_{FIR}$  con el tipo morfológico hacia las galaxias Sc en pares.

Finalmente, hemos estimado la tasa formación estelar ( $M \geq 10M_{\odot}$ ) en las galaxias Sc aisladas y en pares. Esta tasa es un factor  $\sim 2-3$  mayor en las galaxias Sc en pares que en galaxias Sc aisladas, consistentemente con lo reportado por Kennicutt (1990).

# Bibliografía

- [1] Beichman, C. A., Neugebauer, G., Habing, H. J., Clegg, P. E., Chester, T. J. 1988 "IRAS Catalogs and Atlases: Explanatory Supplement", (Washington, DC:GPO).
- [2] Braine, J., Combes, F. 1993 *Astron Ap.* 269, 7.
- [3] Condon, J.J., Condon, M.A., Gisler, G., Puschell, J.J. 1982 *ApJ* 246, 102.
- [4] Devereux, N. A., Young, J. S. 1991 *ApJ* 371, 515.
- [5] Devereux, N. A., Young, J. S. 1992 *Astron. J.* 103, 1536.
- [6] Dultzin-Hacyan, D. 1997 *RMAA* 6, 132.
- [7] Dultzin-Hacyan, D., Masegosa, J., Moles, M. 1990 *Astron. Ap.* 238, 28.
- [8] Dultzin-Hacyan, D., Moles, M., Masegosa, J. 1988 *Astron. Ap.* 206, 95.
- [9] Feigelson, E.D., Nelson, P.I. 1985 *ApJ*, 293, 192.
- [10] Feigelson, E.D. 1992 *Censored data in astronomy*, eds., E. D. Feigelson, G. J. Babu. Springer-Verlag.
- [11] Franceschini, A., Danese, L., De Zotti, G., Toffolatti, L. 1988 *MNRAS*, 233, 157.
- [12] Giovanelli, R., Haynes, M. P., 1984, *AJ* 89, 1.
- [13] Haynes, M., Giovanelli, R. 1986 *ApJ*. 306, 466.
- [14] Helou, G. 1986 *Ap.J.* 311, L33.
- [15] Helou, G 1988, *Ap.J.Suppl.*, 68, 151.
- [16] Hummel, E., 1980, *Astron. Ap. Suppl.* 41, 151.
- [17] Hummel, E., 1981, *Astron. Ap.* 96, 111.
- [18] Isobe, T., Feigelson, E.D., Nelson, P.I. 1986 *ApJ*, 306, 490.
- [19] Kennicutt, R. 1990 In: *IAU Colloquium 124, Paired and Interacting Galaxies*, ed. J. W. Sulentic, W. Keel C. Telesco (NASA: GPO).
- [20] Knapp, G. R., Guhathakurta, P., Kim, D.W., Jura, M. 1989 *ApJ Suppl.* 70, 329.
- [21] Knapp, G.R., Rupen, M. P. 1996 *ApJ* 460, 271. 1989 *ApJ Suppl.* 70, 329.
- [22] Latta, R. 1981 *Jour. Amer. Stat. Assn.* 76, 713.
- [23] Lawless, J. F. 1982 *Statistical Models and Methods for Lifetime Data* Wiley, New York.
- [24] Lonsdale, C.J., Persson, S.E., Mathews, K. 1984 *ApJ.* 287, 95.
- [25] Mouri, H., Kawara, K., Taniguchi, Y. 1997, *ApJ* 484, 222.
- [26] Mouri, H., Taniguchi, Y. 1992 *Ap.J.* 386, 68.
- [27] Perea, J., del Olmo, A., Verdes-Montenegro, L., Yun, M. S. 1997, *Ap.J.* 490, 166.

- [28] Persson, C.J., Helou, G., Good, J.C., Rice, W.L. 1985 Cataloged Galaxies and Quasars Detected in the IRAS Survey, JPL D1932, Pasadena.
- [29] Prentice, R., Marek, P. 1979 Biometrics 35, 861.
- [30] Rampazzo, R., Sulentic, J.W. 1990, in Paired and Interacting Galaxies, ed J. Sulentic, W. Keel, C. Telesco (Washington, DC: GPO).
- [31] Rice, W., Lonsdale, C.J., Soifer, B.T., Neugebauer, G., Kopen, E.L., Lloyd, L.A., de Jong, T., Habing, H.J. 1988, ApJ Suppl. 68, 91.
- [32] Roberts, S. M., Haynes, M. P., 1994, ARAA, 32, 115.
- [33] Sandage, A., Bingelli, B., Tammann, G.A. 1985 AJ, 90 1759.
- [34] Sandage, A., Tammann, G.A., Yahil, A. 1979 ApJ. 232, 352.
- [35] Sanders, D. B., Scoville, N. Z., Young, J. S., Soifer, B. T., Schloerb, F. P., Rice, W. L., Danielson, G. E. 1986 ApJ. 305, L45.
- [36] Sanders, D. B., Mirabel, F. 1996, ARAA 34, 749.
- [37] Saunders, W., Rowan-Robinson, M., Lawrence, A., Efstathiou, G., Kaiser, N., Ellis, R.S., Frenk, C.S. 1990 MNRAS 242, 318.
- [38] Sauvage, M., Thuan, T, X. 1992 Ap.J. 396 L69.
- [39] Schmitt, J.H., 1985, ApJ, 293, 178.
- [40] Solomon, P.M., Sage, L.J., 1988 ApJ 334, 613.
- [41] Sofue, Y. 1992, PASJ, 44, L1.
- [42] Soifer, B.T., Sanders, D.B., Madore, B.F., Neugebauer, G., Persson, C.J., Persson, S.E., Rice, W.L. 1987 Ap J 320, 238.
- [43] Soifer, B.T., Rowan-Robinson, M., Houck, J.R., de Jong, T., Neugebauer, G., Aumann, H.H. 1984 ApJ Lett. 278, L71.
- [44] Stocke, J. 1978 Astron.J 83, 348.
- [45] Sulentic, J. W., 1989, Astron.J. 98, 2066.
- [46] Surace, J. A., Mazzarella, J. M., Soifer, B. T., Wehrle, A. E. 1993, Astron. J 105, 864.
- [47] Williams, B., Rood, H. 1987 ApJ. Suppl. 63, 265.
- [48] Xu, C., Sulentic, J.W. 1991 ApJ 374, 407.
- [49] Young, J.S., Xie, S., Kenney, J.D.P., Rice, W.L. 1989 ApJ Suppl. 70, 699.
- [50] Zasov, A. V., Sulentic, J. W., 1994, ApJ 430, 179.





## Capítulo 4

# Discusión General

### 4.1 Propiedades Ópticas de los Pares (E+S) y de las Galaxias Aisladas

#### 4.1.1 La Completez y Los Sesgos

Ninguna de las muestras es estrictamente completa en el intervalo de magnitudes  $m_{z_{10}} = 13.5$  a  $m_{z_{10}} = 15.7$ . Los pares de galaxias (E+S) del catálogo CPG son completos hasta  $\sim 90\%$ , mientras que las galaxias aisladas CIG son completas hasta  $\sim 80\%$  en este mismo intervalo. La incompletez a magnitudes brillantes es el precio pagado por emplear un criterio de aislamiento en ambas muestras. Este resultado es consistente con lo reportado por Karachentsev (1987) en un estudio de las propiedades estadísticas de todo el catálogo de pares aislados. El criterio de selección de pares requiere que el diámetro relativo entre componentes difiera por menos que un factor  $\sim 8$ . Esto está sesgando la muestra de pares hacia galaxias con tamaños similares, de tal manera que no contiene pares jerárquicos. La separación promedio entre los pares (E+S) es  $\sim 48$  kpc o bien, 2-3 veces el diámetro de la componente principal, esto significa que el criterio de selección está favoreciendo pares con una configuración espacial de orientaciones que permite

verlos cercanos cuando se les observa en el plano del cielo. La diferencia en velocidad radial entre componentes ( $\Delta v \sim 170 \text{ kms}^{-1}$ ) nos indica que la configuración de orientaciones favorecida por el criterio de selección, también contiene pares con velocidades relativas cercanas entre sí.

Por otro lado, si la distribución más probable de parámetros orbitales en los pares de Karachentsev está representada por órbitas elípticas con excentricidad alta (Junqueira & De Freitas Pacheco 1994), entonces las propiedades arriba mencionadas podrían asociarse a pares cuyas componentes están cerca de su paso por el perigaláctico. Aún así, esta muestra de pares aproximadamente similares en masa (brillo), es razonablemente completa y representa un conjunto de sistemas donde los efectos de las interacciones tienden a maximizarse (es decir, suponemos que las componentes pequeñas producen un efecto menor en la interacción). El criterio de selección de galaxias aisladas restringe más severamente el aislamiento que el tamaño de las galaxias aisladas. Esto significa, por un lado, que tenemos una muestra de galaxias que ha existido virtualmente desde su formación, en las periferias distantes de grupos y cúmulos y por tanto, representan una muestra relativamente intacta en cuanto al impacto de las influencias ambientales en su evolución. Por otro lado, esto también significa que hay más galaxias enanas en la muestra de galaxias aisladas que en los pares, lo cual está sesgando

la comparación entre ambas muestras. Las distribuciones de velocidad radial de ambas muestras no presentan signos de inhomogeneidades debido muy probablemente a que las muestras fueron seleccionadas con criterios independientes de la velocidad radial.

Si tomamos la información morfológica de los catálogos originales, el contenido morfológico de los pares (E+S) nos indica que tienen una sobrerrepresentación de galaxias E y Sa y un déficit de galaxias S0, respecto de las galaxias aisladas de comparación. Vamos a discutir algunas posibles causas:

- (1) Errores en la clasificación de las galaxias aisladas CIG. Esto es probable debido a que el material utilizado fue el registro viejo del POSS. Adams, Jensen & Stocke (1980) reevaluaron la clasificación morfológica de las galaxias aisladas, especialmente de tipos E/S0, obteniendo imágenes de mejor calidad. Aunque estos autores agruparon a los tipos E y S0 juntos, estimaron que  $\sim 90\%$  de las galaxias E/S0 con imágenes bien definidas en el POSS fueron correctamente clasificadas, aunque sólo  $\sim 50\%$  de las galaxias clasificadas como probables E/S0, fueron confirmadas como tales. Con esta perspectiva decidimos reevaluar la clasificación de todas las galaxias aisladas E/S0, revisando la nueva versión digitalizada del POSS. Nuestros resultados indican que de 33 galaxias originalmente clasificadas como E, 22 se mantuvieron como E y 10 fueron reclasificadas como S0. Por otro lado, de 31 galaxias originalmente clasificadas como S0, 24 se mantuvieron como S0 y 5 fueron reclasificadas como S0/Sa. Con estos resultados, la fracción de galaxias aisladas E (0.05) es ahora comparable con la reportada en otros catálogos, como el de galaxias de campo de Gisler (1980) y el de Nilson (1973) (0.07 y 0.06, respectivamente). Para las galaxias S0, la fracción (0.09) sigue siendo

ligeramente menor que la reportada en estos catálogos (0.12 y 0.11 respectivamente), aunque no es muy diferente.

- (2) Errores en la clasificación de las galaxias en pares CPG. Rampazzo & Sulentic (1992) llevaron a cabo un estudio sobre la morfología y la geometría en 22 pares (E+S) del hemisferio sur, con el propósito de saber si la morfología en estos pares correspondía verdaderamente a pares (E+S). Después de evaluar las imágenes profundas en el sistema (UBV) de Johnson con ayuda de un análisis de isofotas, encontraron que de 22 pares (E+S), en 13 pares se confirmó la componente E y de los 9 pares restantes, 7 componentes E fueron reclasificadas como S0. Si extrapolamos estos resultados a la muestra de 126 pares (E+S), de 126 componentes esferoidales (donde 88 son galaxias E y 38 son galaxias S0) esperaríamos confirmar la morfología de la componente E en  $\sim 52$  pares y de los 36 pares restantes, esperaríamos reclasificar la componente E, obteniendo  $\sim 28$  galaxias S0. Sin embargo, en este trabajo no es claro si existían en un principio galaxias S0 y cuántas de estas cambiaron a otro tipo. Por tanto, decidimos reclasificar todas las componentes E y S0 en los pares (E+S). Nuestros resultados indican que de 88 galaxias E, 71 se mantuvieron como tales y 17 fueron reclasificadas como S0. Por otro lado, de 38 galaxias S0, 8 fueron reclasificadas como Sa.
- (3) La evaluación de los resultados en (1) y (2) indica que si consideramos la extrapolación de los resultados de Rampazzo & Sulentic (1992) a los pares (E+S) y los resultados de nuestra reclasificación a ambas muestras, persiste la sobrerrepresentación de galaxias E y la subrepresentación de galaxias S0 en pares respecto a las galaxias aisladas. Aunque es necesario un análisis similar en las gala-

xias Sa, el exceso en pares ciertamente es grande para ser explicado por errores en la clasificación de galaxias lenticulares. Nuestro análisis anterior indica que éste es el caso, y que los resultados obtenidos podrían representar un efecto real debido a evolución secular en pares. El esquema de evolución secular contiene variantes del fenómeno de interacción y las alteraciones que produce en la forma de las galaxias. El esquema de interacción fuerte predice la observación de estructuras como cascarones o "shells" y galaxias en estado de fusión donde algunas galaxias E en pares pudieron ser producto de este fenómeno. También se predice la existencia de galaxias con apariencia tardía cuyas estructuras tipo "brazos espirales" pudieron haber sido formadas por la interacción misma. Algunas de estas galaxias podrían ser galaxias S0 perturbadas con forma pseudo espiral. Sin embargo, estructuras tipo cascarones y anillos, también pueden ser explicadas dentro de un esquema de interacción débil (Reduzzi, Longhetti & Rampazo 1996).

Otro tipo de encuentros, diferentes a las fusiones (mergers), pueden transformar galaxias de disco en galaxias elípticas o esferoidales a través de encuentros múltiples de alta velocidad en cúmulos, dejando además, estructuras detectables como puentes y arcos (Moore et al. 1996). Si los pares (E+S) tienen componentes cerca de su paso por el perigaláctico y la  $\Delta v \sim 170 \text{ kms}^{-1}$  nos remite a encuentros de baja velocidad en ambientes de baja densidad, este último esquema puede no ser relevante para explicar la morfología observada en los pares (E+S). Finalmente, el exceso de componentes Sa en pares tiene implicaciones muy interesantes. Existen inestabilidades dinámicas en las galaxias de disco relacionadas con la formación y evolución de estructuras

de barra que tienden a engrosar la componente de bulbo en estas galaxias. Estos procesos podrían estar sesgando la clasificación morfológica hacia galaxias espirales más tempranas.

La evidencia de un déficit de galaxias Sc en pares respecto a galaxias aisladas es muy clara y parece reflejar un efecto ambiental, ya que las galaxias de tipos tardíos son más numerosas en regiones menos densas (Dressler 1980; Giovanelli, Haynes, and Chincarini 1986; Burstein et al. 1986) consistentemente con el criterio de aislamiento de Karachentseva. Existe un sesgo adicional en la muestra de galaxias aisladas que está favoreciendo la presencia de galaxias tardías. Recordemos que seleccionamos solamente aquellas galaxias aisladas que tuviesen información sobre velocidad radial. Esto quiere decir que en un registro de objetos de "campo" tenderemos a favorecer a aquellas galaxias que tengan indicadores de velocidad que sean más claramente distinguibles, como líneas de emisión más intensas provenientes de un medio interestelar, como el de las galaxias espirales tardías.

#### 4.1.2 La Existencia de Pares (E+S) de Baja Luminosidad

La distribución de magnitudes absolutas (Figura 2.4) en los pares nos indica una ausencia de galaxias componentes de baja luminosidad ( $M_{Zw} \geq -17.0$ ). Más aún, la distribución de magnitudes absolutas en las galaxias aisladas (Figura 2.6), también nos indica una ausencia de galaxias de tipo E de baja luminosidad ( $M_{Zw} \geq -17.0$ ). En seguida enlistamos y discutimos algunas posibles causas de este efecto:

- (a) Las distribuciones de magnitud absoluta muestran su máximo prefe-

- rentemente a magnitudes brillantes (sesgo de Malmquist).
- (b) El criterio de selección de pares está sesgando la muestra de pares (E+S) hacia galaxias del mismo tamaño.
  - (c) El criterio de selección de galaxias aisladas es más severo en cuanto al aislamiento de las galaxias que en cuanto a su tamaño.
  - (d) Si nos preguntamos cuál sería la velocidad radial máxima a la que se pueden detectar galaxias de magnitud absoluta  $M_{Zw} = (-17.0)$ , dada la magnitud aparente límite de la muestra  $m_{zw} = (15.7)$  y un valor de la constante de Hubble  $H_0 = 75 \text{ kms}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ , encontraremos que la velocidad radial estimada es  $V_{Rad} \sim 2500 \text{ kms}^{-1}$ . (Ver Figura 2.8).

Una combinación de (a) (b) (c) y (d) no puede explicar la falta de galaxias enanas en los pares (E+S) porque el sesgo de Malmquist afecta a los pares y las galaxias aisladas por igual y el criterio de selección de pares es el mismo para pares (E+S) y pares (S+S) del catálogo de Karachentsev. Sin embargo, cuando observamos la distribución de magnitudes absolutas de los pares (S+S) (Figura 2.14), sí encontramos galaxias de baja luminosidad. Nuestro límite de detección nos permite observar galaxias de baja luminosidad preferencialmente a bajas velocidades lo cual nos está indicando que, de existir estas galaxias de baja luminosidad E aisladas y en pares, las hubiésemos detectado fácilmente. Por otro lado, aunque el criterio de selección de galaxias aisladas sí nos permite tener más galaxias de baja luminosidad, esto no explica porqué no tenemos galaxias E de baja luminosidad en esta muestra.

Intuitivamente, si podemos encontrar galaxias aisladas de un cierto tipo morfológico, pero de baja luminosidad, sería plausible encontrarlas formando pares de baja luminosidad. La evidencia observacional apoya esta idea, por la existencia de pares con galaxias espirales de baja luminosidad en la distribución de magnitud absoluta de los pares (S+S). Esta idea, sin embargo, no puede aplicarse al caso de los pares (E+S) con galaxias E de baja luminosidad, ya que tampoco hemos podido detectar galaxias aisladas E de baja luminosidad. Quizás la ausencia de galaxias (E+S) de baja luminosidad tenga que ver con una restricción física, es decir, que la condición de baja luminosidad (masa) en estas galaxias sea tal que haga inestable la formación de este tipo de pares. A continuación, exploraremos esta posibilidad.

En general la geometría de la órbita de un par es desconocida y es imposible interpretar directamente las cantidades observables (como la diferencia en velocidad radial y la separación proyectada) en términos de la separación física real y la velocidad espacial real. Debido a esto, se emplean métodos estadísticos en muestras grandes de galaxias binarias. Supongamos que tenemos un par de galaxias enanas (sin especificar el tipo morfológico) ligadas gravitacionalmente, y que no estamos observando un par óptico o encuentro aleatorio. La energía total de un sistema de dos puntos con masa  $M_1$ ,  $M_2$ , con velocidades espaciales  $V_1$  y  $V_2$  y separación  $r_{12}$ , en una órbita circular, cada una bajo la influencia gravitacional de la otra es:

$$E(M, V, r) \cong E_K + E_P = \frac{M_2 V_{12}^2}{2} - \frac{GM_2(M_1 + M_2)}{r_{12}} \quad (4.1)$$

Donde la energía cinética  $E_K$  se describe en un sistema de referencia en la galaxia  $M_1$  y  $V_{12}$  es la velocidad relativa respecto a  $M_1$ . Reescribimos la energía en términos de cantidades observables:

$$E(M, V, r_{sep}) = M_2 \left[ \left( \frac{\Delta V_{rad}^2}{2} - \frac{G(M_1 + M_2)}{r_{sep}} \right) \right] \quad (4.2)$$

Podemos emplear ahora la expresión anterior para hacer una estimación de la energía total de un par de galaxias enanas, considerando valores de los observables  $r_{sep}$  y  $V_{rad}$  que sean típicos de estos sistemas. Para interpretar los resultados, necesitamos una estimación de las masas individuales de las galaxias. Adoptamos un sistema de unidades en donde el valor de la constante gravitacional es  $G = 1$ , para evaluar las expresiones anteriores. En este sistema de unidades:

- 1 unidad de masa =  $2.32 \times 10^7 M_{\odot}$
- 1 unidad de distancia = 1 kpc
- 1 unidad de velocidad =  $10 \text{ kms}^{-1}$

Tomando los valores reportados en la Tablas 3 y 4 de Taylor, Brinks & Skillman (1993) para pares de galaxias enanas y calculando las expresiones de arriba, encontramos que de 8 pares con parámetros determinados, 4 tienen una masa total estimada suficiente para mantener al sistema ligado (es decir, con energía total negativa), mientras que la otra mitad no lo está. Taylor et al. (1995) (Tabla 4) reportaron 15 pares con parámetros determinados donde 5 requieren de la presencia de masa adicional (aparte de la observada) para mantenerse como pares ligados, mientras que el resto no la requieren. Sin embargo, de acuerdo con Walter et al. (1997), existe una fuerte tendencia a subestimar la masa total de los pares debido a que desconoce su verdadera geometría, por lo cual, la interpretación de estos resultados debe ser muy cuidadosa. A reserva de la incertidumbre en la estimación de las masas, en un sistema cuya masa total para mantener al sistema ligado es mayor que la masa total observada, una posibilidad es invocar la presencia de materia oscura. Otra posibilidad que no podemos descartar es que las

orbitas en algunos pares sean hiperbólicas en lugar de circulares, como supusimos en este análisis.

La evidencia que hemos encontrado sobre la existencia de pares de galaxias con baja luminosidad (S+S) y las observaciones de pares de galaxias enanas arriba mencionadas (una fracción importante de ellos con energía total negativa), nos indican que es posible, en principio, encontrar pares de galaxias (E+S) de baja luminosidad. Por tanto, si no tenemos alguna restricción física para su existencia, ¿porqué no los estamos detectando? Después de discutir y deshechar algunas posibilidades, creemos que una explicación plausible tiene que ver con los siguientes resultados:

- (a) No detectamos galaxias aisladas E de baja luminosidad.
- (b) La fracción de galaxias esferoidales (E/S0) aisladas (de alta luminosidad) también es muy baja en la muestra de galaxias aisladas (64/468).

De acuerdo con Dressler (1980), una fracción representativa de galaxias del "campo" (por tipo morfológico), es  $\sim 80\%$  para galaxias espirales e irregulares,  $\sim 10\%$  para las galaxias S0 y  $\sim 10\%$  para las galaxias E. Aunque no tenemos mucha información sobre la fracción de galaxias de baja luminosidad en el campo general, fuera de asociaciones, grupos y cúmulos de galaxias, Binggeli et al. (1987) llevaron a cabo una extensión del trabajo de Dressler (1980) sobre la relación morfología-densidad, a regiones más externas en cúmulos y a más bajas luminosidades, encontrando que la densidad numérica de galaxias E de baja luminosidad en cúmulos como Virgo, disminuye dramáticamente hasta por 3-4 ordenes de magnitud (de  $10^3$  a  $10^{-1}$  galaxias  $Mpc^{-1}$ ) de la región central hacia la periferia, acompañada de otro cambio dramático en la fracción numérica, de  $\sim 75\%$  en las regiones centrales a  $\sim 15\%$  en la periferia. Estos

resultados indican que en las regiones más externas de Virgo, las galaxias irregulares enanas son la población dominante, mientras que se podría esperar una contribución prácticamente nula de galaxias E de baja luminosidad en regiones cada vez más externas. Los resultados de Thompson & Gregory (1993), confirman esta tendencia en el cúmulo de Coma.

Si las galaxias E/S0 de baja luminosidad tienden a estar en regiones con densidades galácticas típicas de las partes intermedias/centrales de los cúmulos de galaxias (más que en los bordes externos o el "campo") donde el criterio de aislamiento en pares y galaxias aisladas impone las limitaciones más fuertes, entonces una estimación a primer orden, de la densidad asociada con los pares (E+S) y las galaxias aisladas CIG, debe reflejar el contraste en densidades entre estas muestras y el ambiente asociado con grupos y cúmulos de galaxias. Con este propósito, además de considerar las galaxias aisladas, vamos a dividir la muestra de pares (E+S) de acuerdo a su separación aparente; en pares cercanos y pares abiertos (vistos en proyección). Para estimar la densidad de masa asociada con estas tres muestras, vamos a seguir los lineamientos de Gregory & Thompson (1978). Primero, es necesario asociar una profundidad espacial a cada muestra, para lo cual vamos a suponer que la dispersión en velocidades radiales  $\sigma$  (dispersión) es causada por la expansión diferencial de Hubble. La profundidad estimada tiene mucha incertidumbre porque otras dos componentes pueden estar contribuyendo a la dispersión:  $\sigma$  (virial) que puede ser grande si se trata de grupos en estado de relajación, y  $\sigma$  (primordial) que representa la energía cinética aleatoria primordial de las galaxias mismas. Entonces, suponemos  $\sigma$  (virial)  $\leq$   $\sigma$  (dispersión) y  $\sigma$  (primordial)  $\leq$   $\sigma$  (dispersión) y calculamos la profundidad en cada muestra como la diferencia en distancias, determinada por una dispersión de  $2\sigma$  alrededor del promedio en velocidad radial

Tabla 4.1: La Densidad de Masa asociada con Pares (E+S) y Galaxias Aisladas

Muestra	Log $\rho$ ( $M_{\odot} Mpc^{-1}$ )	$\Delta$ (%)
Pares (E+S) Cercanos	11.40	50
Pares (E+S) Abiertos	10.80	50
Galaxias Aisladas	10.60	50
Coma*	12.70	25
Coma**	13.50	25
Grupo Zw128034	12.20	25

\* Hasta un radio de  $3^{\circ}$

\*\* Hasta un radio de  $1^{\circ}$

(y un valor de  $H_o = 75 \text{ km s}^{-1} Mpc^{-1}$ ). El volumen asociado a cada muestra se calcula como:

$$V = \omega r^2 dr \quad (4.3)$$

Donde  $\omega$  es el ángulo sólido de cada muestra (en steradianes),  $r$  es la distancia (a partir de la velocidad radial) y  $dr$  es la profundidad asociada a cada muestra. Hemos utilizado las estimaciones de la masa total por cada par, del trabajo de Karachentsev (1987) y una relación M/L = 20 para galaxias aisladas E/S0 y 10 para galaxias espirales aisladas. En la Tabla 4.1 presentamos los resultados de nuestra estimación de la densidad de masa asociada con los pares y galaxias aisladas. Como referencia, hemos incluido las estimaciones de Gregory & Thompson para los cúmulos de Virgo y Coma.

El tamaño asignado a cada muestra es por mucho, la incertidumbre principal en estas estimaciones. Aún así, si consideramos que la manera en que calculamos la densidad de masa es consistente entre estas muestras, el contraste en densidad entre galaxias aisladas, pares y las regiones centrales de cúmulos ricos como Coma, puede ser de  $\sim 3$  ordenes de magnitud. Esto indica, de acuerdo a la discusión de arriba, que debe ser muy poco probable que detectemos la presencia de galaxias E de baja luminosidad en regiones con densidad asociada a pares y galaxias aisladas. Estos resultados son consistentes con

nuestra discusión en el Capítulo 2, donde indicamos que el ambiente más representativo de los pares (E+S) y las galaxias aisladas CIG, podrían ser los bordes más alejados de los grupos y cúmulos de galaxias. Por tanto, la ausencia de pares (E+S) de baja luminosidad y la ausencia de galaxias E aisladas de baja luminosidad, pueden explicarse razonablemente como una combinación de la relación morfología- densidad y las restricciones ambientales impuestas principalmente por los criterios de selección (aislamiento) en pares y galaxias aisladas. Los pares (E+S) representan una muestra de galaxias no asociada a cúmulos (es decir, de densidad ambiental baja) con una fracción de galaxias E (y muy probablemente Sa) en exceso en comparación con muestras de galaxias de campo similarmente seleccionadas y en ambientes aproximadamente similares.

Un corolario interesante de este análisis es que, si consideramos nuevamente el promedio de la diferencia en velocidades radiales en pares,  $\Delta v \sim 170 \text{ kms}^{-1}$ , como representativo de la dispersión de velocidades  $\sigma(\text{pares})$  y adoptamos los valores típicos  $\sigma_v \geq 100 \text{ kms}^{-1}$  en grupos y asociaciones (Huchra & Geller 1982), entonces una posible explicación del traslape en estos valores de  $\sigma$ , puede deberse a que la muestra de pares (E+S) está contaminada con pares espúreos (con velocidad radial concordante) pertenecientes a grupos de galaxias. Esta contaminación por grupos es también consistente con la interpretación de que el criterio de selección está favoreciendo pares con una configuración espacial de orientaciones que permite verlos cercanos en proyección en el plano del cielo. La diferencia en velocidad radial entre componentes ( $\Delta v \sim 170 \text{ kms}^{-1}$ ) nos indica que la configuración de orientaciones favorecida por el criterio de selección contiene pares con velocidades relativas cercanas entre sí, pero también contiene pares cuyas distancias aparentes proyectadas es menor que la verdadera separación espacial. Es importante tener presente este resultado

cuando intentemos buscar alguna posible correlación de la emisión óptica e infrarroja con la separación aparente entre pares SEP. (Ver discusión más adelante).

En un estudio sobre las propiedades de emisión en pares del catálogo de Karachentsev, Xu & Sulentic (1991) también reportaron una marcada ausencia de pares (E+E) con componentes de baja luminosidad ( $M_{Zw} \leq -18$ ). Dada la abundancia de las galaxias elípticas enanas en cúmulos, una conclusión natural, de acuerdo a la discusión precedente, es que las galaxias enanas podrían formar pares con galaxias gigantes produciendo sistemas jerárquicos, o bien entre sí, pero en ambientes galácticos más densos, precisamente donde el criterio de selección de Karachentsev excluye este tipo de pares de la muestra de pares aislados de galaxias.

Una pregunta interesante, concerniente a las componentes espirales en pares, involucra la presencia de barras, anillos y morfologías de "gran diseño". Karachentsev y Karachentseva (1975) argumentaron que la muestra de pares aislados de galaxias tenía una sobrerrepresentación de galaxias tempranas y galaxias con barra. Nosotros hemos podido confirmar el exceso de galaxias tempranas en la muestra de pares (E+S) y también hemos intentado estudiar la fracción de estructuras de barra presentes.

Hemos estimado la frecuencia de barras de dos maneras: (1) considerando las galaxias de ambas muestras sin distinguir por tipo morfológico y (2) subdividiendo las muestras de galaxias S en pares y galaxias aisladas en dos categorías por tipo de Hubble: Espirales Sb o más tempranas y espirales Sc y más tardías. Esta división es importante para investigar diferencias intrínsecas potenciales entre espirales tempranas y tardías no necesariamente atribuibles a una barra estelar. En ningún caso encontramos diferencias significativas en la frecuencia relativa de barras en galaxias espirales aisladas y en pares. Un



problema asociado con investigaciones de este tipo es la calidad y grado de homogeneidad de los datos. Las imágenes en la banda R e I son probablemente las más efectivas para detectar barras estelares en galaxias espirales, mientras que las clasificaciones ya existentes están sensiblemente sesgadas hacia longitudes de onda menores.

### 4.1.3 El Exceso en Luminosidad Óptica de los Pares (E+S)

Antes de comparar las distribuciones de magnitud absoluta entre pares y galaxias aisladas, hemos tomado en cuenta la presencia de las galaxias aisladas de baja luminosidad. Nuestra manera operacional de corregir esta diferencia ha sido eliminando la población de galaxias aisladas de baja luminosidad  $M_{Zw} \geq -17$ . Eliminamos, sin embargo, pocas galaxias aisladas (30) de la muestra original (404). Creemos que esta manera de corregir es conveniente ya que, por un lado, afectamos mínimamente las poblaciones originales y, por el otro, hacemos una comparación no sesgada de las distribuciones de luminosidad de ambas muestras.

Las distribuciones de magnitud absoluta indican que las galaxias espirales (no las galaxias elípticas) son las responsables de las diferencias en luminosidad encontradas entre pares y galaxias aisladas. La diferencia en luminosidad óptica (un factor  $\sim 1.5$  en luminosidad) entre componentes S en pares y galaxias S aisladas es estadísticamente significativa a un nivel  $\geq 3\sigma$ , si no eliminamos galaxias aisladas de baja luminosidad, y a un nivel  $\sim 2\sigma$ , si las eliminamos. Recordemos que ambas muestras fueron seleccionadas con la misma magnitud límite e independientemente de la velocidad radial, entonces este resultado puede estar reflejando un efecto intrínseco debido a que en un par físico es posible inducir luminosidades mayores en sus galaxias componentes. Esto lo interpretamos como un exceso en luminosidad de los pares.

En una comparación más detallada que toma en cuenta la jerarquía de las componentes en un par (la componente primaria o principal en magnitud absoluta), las diferencias en luminosidad encontradas (un factor  $\sim 1.8$  en luminosidad) confirman el exceso encontrado de las galaxias espirales en pares respecto a las galaxias espirales aisladas con un nivel significativo  $\geq 3\sigma$ .

Otra manera de comparar el comportamiento óptico de los pares (E+S) y las galaxias aisladas CIG, es a través de la función de luminosidad óptica (OLF). El intervalo desplegado y la forma de la función de luminosidad puede proporcionarnos información sobre los procesos astrofísicos responsables de la emisión en una cierta banda espectral seleccionada. Por tanto, podemos comparar las funciones de luminosidad de diferentes muestras para evaluar diferencias entre estos objetos a nivel de intervalos en la banda espectral de interés (en este trabajo hemos empleado intervalos de magnitud absoluta  $M_{Zw}$  e intervalos de luminosidad infrarroja). Hemos incluido solamente objetos con latitud galáctica  $b \geq 20$  y hemos empleado el estimador clásico de la función de luminosidad óptica (OLF)  $1/V_{max}$  de acuerdo con Schmidt (1968) y Felten (1976). La OLF que hemos obtenido para las galaxias aisladas es una representación apropiada de las galaxias del "campo" (Figura 2.11). Al comparar la OLF de los pares y galaxias aisladas (Figura 2.12), el exceso en luminosidad óptica es cualitativamente/cuantitativamente visible/medible como una convergencia de la OLF de los pares hacia la OLF de las galaxias aisladas en la región de altas luminosidades. Por esta razón, aún después de eliminar las galaxias aisladas de baja luminosidad, el exceso en luminosidad de los pares respecto a las galaxias aisladas sigue siendo visible en la parte brillante.

En las galaxias normales la energía emitida en la región óptica del espectro (3500 - 7500Å) es básicamente luz estelar de estre-

llas de disco: Estrellas de población I evolucionadas (A, M);  $M \geq 1M_{\odot}$ , y estrellas de población II; (K, M) evolucionadas y en la rama horizontal (Gallagher & Fabbiano (1990). De acuerdo con O'Connell (1990) y Walterbos & Greenawalt (1996), arriba de 3000 Å el campo general de radiación interestelar está dominado por estrellas no ionizantes de tipo espectral más tardío que B. Las estrellas B por ellas mismas contribuyen con aproximadamente el 25% del flujo entre 3000 y 5000 Å. A longitudes de onda como la banda V ( $\lambda$  5500) hay efectos combinados de formación estelar en los últimos  $1-3 \times 10^9$  años, lo que significa que es necesario modelar la historia completa de la formación estelar en una galaxia si se quiere obtener información sobre la formación estelar reciente en esta banda. Sin que pretendamos modelar la historia completa de la formación estelar en las galaxias espirales en pares, los resultados obtenidos a partir de la función de luminosidad óptica son consistentes con la interpretación de que el exceso en la emisión óptica que estamos observando en los pares, contiene una fracción importante que proviene de brotes de formación estelar inducidos por la interacción gravitacional.

Hemos estimado las distribuciones de magnitud absoluta y la OLF de los pares (S+S) (Figuras 2.14 y 2.15), y las hemos comparado con las correspondientes a los pares (E+S). El nivel de aumento en luminosidad óptica de estas dos muestras es similar (respecto al nivel de las galaxias aisladas). No existen diferencias estadísticamente significativas entre los promedios (medianas) de la luminosidad óptica entre galaxias S en pares (E+S) y galaxias S en pares (S+S). La forma de las OLFs obtenidas es cualitativamente similar en la parte brillante, consistentemente con este resultado. Los ajustes a las OLFs con una función de Schechter nos indican que  $L_{*} \sim -19.71$  en pares (E+S),  $-19.74$  en pares (S+S) y  $-19.45$  en galaxias S aisladas, consistentes con el factor en luminosidad de los pares, encontrado a partir de las distribu-

ciones de magnitud absoluta. Por lo tanto, (a este nivel de aproximación), para una galaxia espiral en un par, las propiedades del momento angular de las galaxias compañeras no parecen ser importantes en cuanto a la luminosidad inducida en el óptico.

#### 4.1.4 Luminosidad Optica, Morfología de Interacción y Separación en Pares (E+S)

El conjunto LI, AT y DI describe la morfología de interacción en los pares (E+S) (ver Capítulo 2). Esta clasificación tiene la ventaja de haber sido seleccionada independientemente de nuestro estudio y de cualquier información dependiente de la distancia. La clase LI representa  $\sim 17\%$  de los pares, la clase AT representa  $\sim 9\%$ , la clase DI  $\sim 37\%$  y el resto de la muestra  $\sim 38\%$  está dentro de la clase NI (sin signos de interacción). Como hemos comentado arriba, la luminosidad óptica muestrea poblaciones estelares de masa intermedia-baja, esto es, estamos observando las "huellas de larga vida" dejadas por los procesos de formación estelar inducidos por interacción. La clase LI y probablemente la clase DI probablemente representan objetos cuyas estructuras ópticas persisten sólo unas cuantas veces  $10^8$  años (Toomre 1977; Joseph 1985), mientras que la clase AT representa una envoltente que se pudo haber formado por efectos seculares a largo plazo. Quizás una estructura así toma más tiempo en formarse y también dura más que las estructuras observadas en las clases LI y DI. No hemos encontrado ninguna tendencia estadísticamente significativa de  $L_B$  con la morfología de interacción, sin embargo.

La distribución de separaciones proyectadas (en unidades absolutas) nos dice que  $\sim 60\%$  de los pares tienen separaciones menores que 40 kpc pero la dispersión observada de  $L_B$  es similar a lo largo de todo el intervalo desplegado de separaciones. Esto

nos indica que se pueden inducir incrementos en luminosidades ópticas a separaciones pequeñas pero esto no es condición necesaria ni suficiente. En este resultado están involucrados seguramente los detalles de la interacción cinemática en los pares. También hemos estudiado el comportamiento de la luminosidad  $L_B$  con el tipo morfológico en la muestra de galaxias aisladas y de pares (E+S). Las galaxias Sc y Sm son sistemáticamente menos luminosas que los tipos morfológicos más tempranos. Este comportamiento es consistente con el reportado por Roberts & Haynes (1994) para una muestra de galaxias asociadas con el supercúmulo local, donde se han corregido los parámetros por efectos de inclinación. Este resultado introduce un sesgo contra la detección de galaxias Sc y Sm en pares y galaxias aisladas.

La separación media de los pares (E+S) es  $\sim 48$  kpc. Esta separación es  $\sim 2 - 3$  veces mayor que la suma de los tamaños promedio de las galaxias componentes. Wiren et al. (1996) estudiaron modelos evolutivos de galaxias binarias donde el proceso de fusión entre galaxias juega un papel principal y por lo tanto puede transformar un grupo de cuatro o cinco galaxias no sólo en un sistema triple, sino también en un sistema binario en un tiempo comparable al tiempo de Hubble. Si el mismo proceso de fusión que destruye a estos sistemas binarios en el tiempo de Hubble, es el que pudo haberlos formado a partir de grupos compactos de galaxias, resultaría muy interesante buscar a las galaxias que son remanentes de este proceso. Los resultados siguientes que hemos encontrado para los pares (E+S), pudieran sugerir que este proceso es plausible:

(i) El tiempo de vida de un sistema binario en donde la separación es comparable con la suma de los diámetros de las galaxias componentes puede llevar al sistema a fusionarse en no más de tres periodos orbitales del sistema, (Toomre 1977).

(ii) El periodo orbital típico de los pares cercanos de galaxias es de 200 - 500 Millones de años lo que significa que el tiempo de vida de estos sistemas no es mayor que  $\sim 2$  mil millones de años en su estado observado. Por otro lado, las poblaciones estelares de estos pares cercanos de galaxias son aproximadamente normales, es decir,  $\sim 10$  mil millones de años. Esto sugiere que el estado inicial de estos sistemas debió ser diferente de su estado actual. Estos sistemas quizás no se formaron como sistemas binarios y no sobrevivieron como tales por el tiempo de Hubble.

(iii) La sobrerrepresentación de galaxias E y Sa y la subrepresentación de galaxias S0 en pares respecto a las galaxias aisladas podría interpretarse como evidencia de evolución secular en los pares.

## 4.2 Propiedades Infrarrojas de los Pares (E+S) y de las Galaxias Aisladas

### 4.2.1 Las Distribuciones de Luminosidad Infrarroja

A diferencia de las galaxias "normales" (Helou 1986), para galaxias con brotes de formación estelar nuestra interpretación de la emisión infrarroja integrada está basada en el modelo de Mouri & Taniguchi (1992) y Mouri, Kawara & Taniguchi (1997), donde se propone que la distribución de energía en el infrarrojo es una superposición de (1) emisión en el infrarrojo medio por granos de polvo pequeños ( $100\text{Å}$ ) calentados transientemente en el medio interestelar y regiones moleculares, (2) emisión en el infrarrojo lejano de granos de polvo grandes ( $\sim 1\mu\text{m}$ )

en el medio interestelar, (Petrosian, Silk, & Field 1972) y (3) emisión en el infrarrojo medio de granos de polvo grandes en regiones ionizadas. Los granos grandes están en equilibrio térmico con el campo de radiación y por tanto son más calientes en regiones ionizadas que en regiones moleculares. Por otro lado, la forma espectral de la emisión de granos pequeños es independiente de la densidad de energía UV, ya que el tiempo entre absorción de fotones es mayor que el tiempo de enfriamiento (Boulanger et al. 1988). En este esquema no existen granos de polvo pequeños en regiones ionizadas porque la intensidad del UV es suficientemente fuerte para destruirlos (Telesco, Decher & Joy 1989). El polvo grande en regiones ionizadas es calentado por fotones ionizantes y por fotones  $L_{\gamma\alpha}$  esperándose una fracción importante de esta emisión en el infrarrojo medio. (Ver Apéndice A).

Hemos explorado el comportamiento de las distribuciones de luminosidad y los cocientes de colores y luminosidad infrarroja, primero considerando las galaxias bien detectadas en las bandas de IRAS.  $L_{FIR}$  y  $L_{FIR}/L_B$  nos indican que las galaxias S en pares (E+S) son más luminosas que las galaxias S aisladas (en la mediana) por factores  $\sim 2.35$  y  $\sim 2.00$  respectivamente. En ambos casos, la prueba Kolmogorov-Smirnov nos dice que las muestras son diferentes, con un alto nivel significativo ( $\sim 99.9\%$ ). Por otro lado, si consideramos sólo galaxias bien detectadas en  $25 \mu\text{m}$ , la luminosidad  $L_{25}$  es un factor  $\sim 1.81$  veces mayor en las componentes espirales en pares que en las galaxias espirales aisladas con un nivel significativo de  $\sim 99.80\%$ , mientras que el cociente  $L_{25}/L_B$  es más luminoso en pares por un factor  $\sim 1.74$ , con un nivel significativo de  $\sim 99.20\%$ . Por lo tanto, a nivel de detecciones,  $L_{FIR}$  refleja de manera más nítida y con un nivel significativo más alto que  $L_{25}$  las diferencias entre estas muestras. Sin embargo, cuando consideramos la información que obtuvimos en forma de límites superiores al

flujo, y comparamos en presencia de datos censados, las diferencias en luminosidad que pueden discriminar  $L_{25}$  y  $L_{FIR}$  se vuelven similares entre sí, y las pruebas estadísticas no paramétricas de hipótesis nula; Gehan, Logrank, Wilcoxon y Peto-Prentice indican que las diferencias son altamente significativas ( $\geq 3\sigma$ ). Los cocientes de colores  $I_{25}/I_{100}$  e  $I_{60}/I_{100}$  no muestran diferencia significativa cuando comparamos ambas muestras de forma global, pero sí muestran una tendencia a aumentar (hacia la clase de interacción AT) cuando consideramos la morfología de interacción. Estos resultados son consistentes con la interpretación de que la emisión en  $25, 60 \mu\text{m}$  en pares, proviene de la componente del polvo asociada más directamente con las regiones de formación estelar inducidas por la interacción entre pares.

#### 4.2.2 La Correlación $L_{FIR}-L_B$

Hemos explorado la correlación entre  $L_B$  y  $L_{FIR}$  empleando métodos estadísticos que toman en cuenta la información sobre datos censados. La correlación existe para ambas muestras y es una ley de potencias en el intervalo del logaritmo de las luminosidades desplegado.  $L_{FIR}$  y su correspondiente normalización  $L_{FIR}/L_B$  se han utilizado ampliamente para analizar la actividad de formación estelar en galaxias. La mayor emisión promedio que hemos encontrado de  $L_B$  en pares respecto a galaxias aisladas (Capítulo 2), significa que no es muy apropiado normalizar con  $L_B$  porque el exceso en luminosidad óptica enmascara una posible diferencia en luminosidad infrarroja entre las muestras analizadas. Hemos encontrado que  $L_B$  y  $L_{FIR}$  están correlacionados en galaxias espirales en pares (E+S) (con un coeficiente de correlación  $\sim 0.78$ ) y en las galaxias espirales aisladas (con un coeficiente de correlación  $\sim 0.87$ ). Hemos empleado nuestra correlación encontrada para las galaxias aisladas como calibrador y hemos estudiado el comportamiento de los pa-

res (E+S) en el plano ( $L_{FIR}$ ,  $L_B$ ). La correlación encontrada entre  $L_B$  y  $L_{FIR}$  en los pares (E+S) está descrita por una ley de potencias  $L_{FIR} \propto L_B^{0.97 \pm 0.12}$ , que despliega  $\sim 2$  ordenes de magnitud en  $L_B$  y  $\sim 2.5$  ordenes de magnitud en  $L_{FIR}$ , mientras que para las galaxias aisladas  $L_{FIR} \propto L_B^{1.06 \pm 0.04}$ , desplegando 3 y 4 ordenes de magnitud, respectivamente, por lo que el empleo del calibrador de las galaxias aisladas para estudiar el comportamiento de los pares está justificado. Hemos podido observar una desviación de los pares respecto al calibrador (Figura 3.10), lo cual nos indica que hay un exceso de la emisión  $L_{FIR}$ . Esto es, a pesar de que hemos empleado  $L_B$  como factor de normalización, un tratamiento que toma en cuenta la relación no lineal entre  $L_B$  y  $L_{FIR}$ , nos indica que  $L_{FIR}$  muestra un incremento en pares respecto a las galaxias aisladas. Las Tablas 3.4-3.8 ilustran el comportamiento de este y otros cocientes de luminosidades calculados.

Las observaciones en otras longitudes de onda han revelado la importancia del gas interestelar en la evolución de las galaxias interactuantes. El gas, siendo altamente disipativo, reacciona ante las perturbaciones. De acuerdo con Sanders et al. (1986), Solomon & Sage (1988) y Braine & Combes (1993) (estos últimos reportaron un exceso de CO en una muestra de pares (E+S) del hemisferio sur), entre otros, las galaxias fuertemente interactuantes muestran un aumento significativo en la emisión proveniente de la línea de CO, lo que sugiere que existen grandes reservas de gas molecular para la formación estelar. Sin embargo, recientemente Perea et al. (1997) han discutido que algunas cantidades como el contenido de CO y cocientes como  $M_{H2}/L_B$  y  $L_{FIR}/L_B$  están correlacionados no linealmente con  $L_B$  en el sentido de que estos cocientes se incrementan conforme  $L_B$  se incrementa. Muchos autores han empleado normalizaciones con  $L_B$  para argumentar que existen excesos de emisión cuando comparan diferentes muestras de ob-

jetos, sin darse cuenta de que lo que están reportando como exceso es precisamente esa dependencia residual con la luminosidad (especialmente en objetos seleccionados por su brillo infrarrojo). Tomado en cuenta esta dependencia no lineal de  $L_B$  con algunos indicadores de formación estelar como  $L_{FIR}$  y  $M_{H2}$ , Perea et al. (1997) demostraron que el aumento (anteriormente reportado por otros autores) del contenido de gas molecular entre muestras de galaxias con diferentes niveles de interacción, incluyendo membresía en cúmulos, se debe a este efecto no lineal y desaparece cuando se corrige por este efecto. Perea y colaboradores encontraron que el contenido de gas molecular y la eficiencia de formación estelar eran independientes de la morfología de barra en galaxias, pero que el exceso de emisión infrarroja  $L_{FIR}$  es real en galaxias fuertemente interactuantes y puede atribuirse a un aumento en la formación estelar inducido por efectos ambientales.

#### 4.2.3 $L_{FIR}$ en los Pares (S+S)

Con la correlación encontrada entre  $L_B$  y  $L_{FIR}$  en los pares (E+S), podemos ahora hacer una primera predicción sobre las propiedades infrarrojas en la muestra de pares (S+S), que sufren un alto porcentaje de confusión en el infrarrojo lejano por la baja resolución de IRAS. Hemos estimado las luminosidades  $L_{FIR}$  en las componentes S en pares (S+S) a partir de la información de  $L_B$ . La utilización de  $L_B$  se justifica porque encontramos que no existe diferencia significativa de  $L_B$  en las galaxias espirales en pares (S+S) y (E+S). (Ver Capítulo 2). El valor encontrado en la mediana de  $L_{FIR}$  para los pares (S+S) ( $\sim 9.827$ ) no es estadísticamente diferente del valor de los pares (E+S) ( $\sim 9.786$ ). Todas las pruebas no paramétricas de hipótesis nula, confirman este resultado de manera consistente con un nivel significativo  $\sim 95\%$ .

Para verificar nuestra predicción sobre la

emisión infrarroja en los pares (S+S), hemos obtenido el flujo IRAS de las galaxias en pares (S+S) reportadas en el catálogo de fuentes débiles (FSC), que cumplen la condición de ser detectadas en 60 y 100 micras. Hemos dividido esta muestra de pares (S+S) en tres grupos:

- (a) 27 pares (S+S) resueltos por IRAS, con separaciones aparentes mayores que 4 minutos de arco.
- (b) 118 pares (S+S) no resueltos por IRAS con separaciones aparentes menores que 4 minutos de arco.
- (c) 65 pares (S+S) no resueltos por IRAS cuya separación aparente es menor que 1.5 minutos de arco.

Después de comparar, componente a componente, los valores de  $L_{FIR}$  predichos por la correlación  $L_{FIR}-L_B$ , contra los valores de  $L_{FIR}$  observados por IRAS en cada grupo, hemos encontrado que la correlación  $L_{FIR}-L_B$  empleada no es una mala aproximación para estimar los valores observados de  $L_{FIR}$  en los pares (S+S). En los pares (S+S) con separaciones  $SEP \leq 1.5$  donde pudiera esperarse alguna diferencia en luminosidad (en analogía con lo que sucede en los pares (E+S) cercanos), tampoco encontramos diferencias estadísticamente significativas en la emisión en el infrarrojo lejano entre los pares (E+S) y los pares (S+S). Sin embargo, cuando exploramos las separaciones promedio entre pares (E+S) y (S+S), hemos encontrado que las distribuciones (Figura 3.12) son diferentes a un nivel significativo alto. Esto es, los pares (S+S) tienen en la mediana una separación ( $SEP \sim 1.10$ ), menor que los pares (E+S) ( $SEP \sim 1.35$ ). Este resultado es interesante, pues de acuerdo con Sanders & Mirabel (1996), se ha observado que galaxias con separaciones cada vez menores, tienen valores cada vez mayores en luminosidad  $L_{FIR}$ . Nosotros hemos encontrado que aún con este resultado, la diferencia en separaciones no

alcanza a ser lo suficientemente importante como para que obtengamos diferencias significativas en  $L_{FIR}$  entre pares (E+S) y pares (S+S). La mayor emisión infrarroja encontrada en estas dos muestras respecto de las galaxias aisladas, la interpretamos como evidencia de que la emisión en 60 y 100  $\mu m$  en pares, proviene principalmente de la componente del polvo asociada más directamente con las regiones de formación estelar inducidas por la interacción entre pares.

Muchas propiedades de los pares (S+S), entre ellos la separación entre componentes, están íntimamente relacionadas con el origen del momento angular en galaxias de disco. Sofue (1992) encontró que las direcciones (proyectadas) de los ejes rotación tienden a ser ortogonales uno respecto del otro en pares. Si consideramos que en las galaxias binarias con ejes paralelos este estado de rotación del sistema las ha llevado a un proceso de fusión, entonces aquellos sistemas cuyos ejes son ortogonales aún no llegan a este proceso, de tal manera que sistemas con una distribución de momento angular "triaxial" deben tener tiempos de vida mayores. Este esquema supone un escenario donde ambas galaxias se formaron juntas y el plano de la órbita es cercano al plano de las galaxias. Puerari (1998) ha demostrado que el tiempo de fusión depende de las orientaciones de los ejes de rotación en las galaxias, pero también que existe dependencia con la energía de la órbita y con el tiempo del primer paso por el pericentro.

#### 4.2.4 Las Función de Luminosidad en el Infrarrojo Lejano. ¿Porqué un Método Bivariado?

Algunos esfuerzos previos por caracterizar la función de luminosidad en el infrarrojo lejano (FIRLF) (Soifer et al. 1987) se limitaron a estudiar galaxias preferentemente en una banda de observación de IRAS, lo cual

permitía evitar el uso de cotas superiores al flujo (datos censados) y también calcular la FIRLF con el método estándar (método  $1/V_{\text{max}}$ , Schmidt (1968)). Sin embargo, la omisión de datos censados en una muestra preseleccionada, por ejemplo en el óptico, da como resultado sesgos sistemáticos que tienden a subestimar el número de galaxias de baja luminosidad. Cuando se pretende un estudio en dos longitudes de onda y los objetos no se detectan en una segunda longitud de onda, algunos autores (Rowan-Robinson et al. 1987) proponen otro flujo límite en la banda no detectada (por ejemplo, un flujo límite infrarrojo en una muestra de galaxias seleccionada ópticamente) y construyen la FIRLF con métodos bivariados (Saunders et al. 1990). Pero definir el flujo límite de esta manera en dos bandas de observación puede tener efectos complejos en la interpretación de la FIRLF.

En este trabajo hemos escogido aplicar un solo flujo límite en el óptico y atacar directamente el problema de las cotas superiores (o datos censados) en las distintas bandas de observación de IRAS. Esto lo hacemos a través del uso de métodos estadísticos no paramétricos conocidos en su conjunto como "Survival Analysis" (Feigelson & Nelson 1985; Isobe, Feigelson & Nelson 1986). Hemos escogido el método de la función de luminosidad bivariada basado en el análisis de supervivencia (Franceschini et al. 1988) el cual nos da resultados no sesgados para una muestra de galaxias limitada en magnitud y con datos censados. El uso del estimador Kaplan-Meier con datos censados es fundamental en estos métodos (ver Apéndice D). Aunque han surgido algunas preocupaciones concernientes al uso de este estimador cuando los datos censados no están distribuidos de manera uniforme, la hipótesis de un patrón de datos censados infrarrojos aproximadamente aleatorio, permite que las herramientas del análisis de supervivencia traten bastante bien estos problemas. En conjuntos de datos con fracciones de detección muy

bajas como es el caso en 12 y 25 micras, el análisis de supervivencia expresa correctamente el estado de incertidumbre proporcionando errores mayores en las estimaciones estadísticas. Las propiedades matemáticas del análisis de supervivencia se han validado por décadas (Lawless 1982) y las simulaciones numéricas sugieren que estos métodos son aplicables a un buen número de situaciones astronómicas donde existen datos censados (Isobe, Feigelson & Nelson 1986). De aquí la razón para construir nuestra FIRLF con estos métodos.

Hemos encontrado dos problemas importantes con la función de luminosidad bivariada FIRLF:

- (1) El estimador de máxima similitud Kaplan-Meier requiere de intervalos suficientemente anchos para dar resultados muy precisos. Algunos intervalos de nuestros datos no estuvieron suficientemente poblados por lo que fue necesaria una interpolación del estimador Kaplan-Meier entre datos adyacentes. Esto reduce la habilidad de este método para poder examinar la forma de la FIRLF de manera detallada.
- (2) Una vez que obtenemos la FIRLF, nos enfrentamos con el problema de que no es fácil parametrizarla con funciones como la de Schechter u otras propuestas en la literatura. La FIRLF de los pares (E+S) (Figura 3.18) muestra una caída debida al decremento en la población de galaxias con  $M_{Zw} \sim -13.0$  (si tomamos como referencia el valor promedio de  $\text{Log}(L_{FIR}/L_B)$ , por tanto, no es posible ajustar esta función de luminosidad de manera apropiada en todo el intervalo de luminosidades infrarrojas.

La función de ajuste de máxima similitud de Saunders et al. (1990) es apropiada para la FIRLF de las galaxias aisladas, pero en el caso de los pares (E+S), hemos dado un peso estadístico a la parte más brillante de la

FIRLF, obteniendo valores de  $\log L_* \sim 9.355$  para las galaxias S en pares (E+S) y 9.021 para las galaxias S aisladas consistentes con nuestra estimación de las medianas en presencia de datos censados. Podemos apreciar que existe una convergencia en la forma de la FIRLF de los pares hacia la parte más brillante de la FIRLF de las galaxias aisladas, lo cual refuerza cualitativamente del exceso en la emisión infrarroja (en 60 y 100 micras) que presentan los pares respecto a galaxias aisladas. El aumento en estas bandas es consistente con modelos que involucran granos de polvo muy pequeños calentados de manera estocástica y emisión de granos de polvo grandes tibios y fríos. Esto es, la emisión en 60 y 100 micras de las galaxias espirales aquí estudiadas tiene una contribución de polvo relativamente frío que es calentado por el campo de radiación interestelar (ISRF) y de polvo más caliente calentado por regiones de formación estelar. La función de luminosidad FIRLF nos indica que, como grupo, las galaxias en pares muestran una contribución importante asociada con regiones de formación estelar. La naturaleza de este estudio no permite discernir sobre la importancia relativa de una componente sobre la otra, pero nos parece que la contribución del medio interestelar general (ISRF) en estas galaxias no debe ser ignorada, de acuerdo con Walterbos & Greenawalt (1996).

Todas las funciones de distribución acumuladas calculadas con los indicadores de luminosidad infrarroja, (a partir del estimador Kaplan-Meier) indican sistemáticamente una probabilidad de mayor emisión infrarroja por intervalo de luminosidad infrarroja en pares, respecto a las galaxias aisladas. La ausencia de galaxias de baja luminosidad en pares nos limita a comparar preferencialmente las partes más brillantes de las distribuciones. Isobe & Feigelson (1992) han interpretado estas distribuciones como funciones de luminosidad integradas. El nivel de dispersión (diferencia entre el percentil 75 y el percentil 25) de los indicadores de lumino-

sidad son tales que la dispersión mayor se encuentra en  $L_{12}$  y la menor en  $L_{60}$  (Tablas 3.4-3.8). La distribución de la emisión infrarroja tiene una forma más empinada en 60, 100 y FIR que en 12 y 25 micras (Figuras 3.4, 3.5 y 3.6).

La forma de las distribuciones entre pares y galaxias aisladas en 12 y 25  $\mu\text{m}$  pudiera estar sugiriendo que la composición del polvo responsable de la emisión en estas bandas es diferente entre estas galaxias o bien, que el cociente de los granos muy pequeños que son los que dominan la emisión en el mediano infrarrojo respecto a los granos más grandes que dominan la emisión en 60 y 100 micras puede estar variando. Otra posible interpretación es que el cociente no esté variando significativamente, sino más bien que el campo de radiación promedio al que están expuestos las diferentes componentes del polvo sea más intenso en pares que en galaxias aisladas favoreciendo la emisión en 25 micras asociada con brotes recientes de formación estelar, (Dultzin-Hacyan, Masegosa & Moles 1990). Esto último es consistente con los valores sistemáticamente mayores de la emisión en pares en todas las bandas estudiadas. Las distribuciones acumuladas de los cocientes de luminosidad (normalizados por  $L_B$ ) se manifiestan en intervalos más angostos, lo cual es consistente con una correlación entre la luminosidad óptica e infrarroja.

#### 4.2.5 Luminosidad Infrarroja, Morfología de Interacción y Separación en Pares (E+S)

Hay elementos muy interesantes en el comportamiento de la emisión infrarroja y la morfología de interacción. Hemos encontrado que, de manera global, las galaxias espirales en pares presentan una mayor emisión infrarroja (factor  $\sim 2-3$  en luminosidad) en comparación con las galaxias aisladas CIG.



Sin embargo, la intensidad de la emisión depende de la morfología de interacción en los pares e implícitamente de la separación entre éstos. Los detalles de la morfología de interacción son importantes desde el punto de vista de la emisión  $L_{FIR}/L_B$ , pues este cociente puede aumentar significativamente (factor  $\sim 3$ ) en las clases de interacción AT, LI y DI con respecto al nivel medio de las galaxias aisladas. Sin embargo, cuando consideramos el cociente  $L_{25}/L_B$ , el nivel de emisión no sólo es mayor respecto al nivel de las galaxias aisladas (factor  $\sim 5$  en luminosidad), sino que también permite distinguir diferencias (factor  $\sim 2 - 3$  en luminosidad) entre las galaxias con morfología de interacción AT y DI. Cuando comparamos ambas muestras a través de las luminosidades  $L_{25}$ ,  $L_{60}$ ,  $L_{100}$  y  $L_{FIR}$ , nuevamente  $L_{25}$  permite diferenciar la luminosidad con más claridad, hasta por un factor  $\sim 5 - 9$ , mientras que  $L_{FIR}$  permite discriminar hasta por un factor  $\sim 3 - 6$ . Esta diferencia sugiere que en la clase AT hay una submuestra con actividad infrarroja extrema. Estas galaxias son por definición, pares muy cercanos con estructuras prácticamente en traslape o bien con fuertes signos de evolución dinámica. Recordemos que la clase LI y probablemente la clase DI representan objetos cuyas estructuras ópticas persisten sólo unas cuantas veces  $10^8$  años (Toomre 1977; Joseph 1985).

Explorando el comportamiento de los cocientes de luminosidad  $L_{25}/L_B$ ,  $L_{60}/L_B$ ,  $L_{100}/L_B$  y  $L_{FIR}/L_B$  con el parámetro de separación SEP, no observamos alguna tendencia o correlación significativa. Podemos mencionar algunas posibles causas para explicar la dispersión observada de los cocientes de luminosidad a lo largo de todo el intervalo de separaciones desplegado:

- (a) La formación estelar inducida (es decir, la mayor emisión infrarroja) es probablemente sensible a las propiedades orbitales de la interacción; los pares muy abiertos (con separación grande) y los

pares con órbitas retrogradas quizás no sean susceptibles de perturbar a la galaxia de disco, mientras que los pares que sufren encuentros cercanos, lentos y progrados, son más susceptibles de perturbar a la galaxia de disco. Por tanto, si las propiedades orbitales son el factor dominante en el fenómeno de la formación estelar inducida, entonces la dispersión en el nivel de emisión de los pares respecto al nivel promedio en las galaxias aisladas, sugiere que el intervalo de parámetros orbitales puede ser grande.

- (b) La formación estelar inducida es probablemente sensible a las propiedades de los discos galácticos, especialmente en encuentros distantes relativamente débiles.
- (c) Si la escala de tiempo para la formación estelar inducida es corta comparada con el tiempo que dura la interacción gravitacional, entonces podemos esperar que un conjunto de pares con una amplia gama en separaciones, exhiban un intervalo amplio de propiedades observadas de formación estelar.

Si la formación estelar inducida estuviese dominada por las propiedades orbitales de la interacción, hubiésemos esperado una correlación entre el nivel de emisión en los pares y la separación. Por otro lado, si estas propiedades estuviesen dominadas por las condiciones ambientales individuales de las galaxias de disco, entonces esperaríamos poca o ninguna correlación. Nosotros hemos observado una dispersión grande de los cocientes de luminosidad a lo largo de todo el intervalo de separaciones de los pares (E+S). Esta dispersión se debe seguramente en parte, a efectos de proyección, y en parte a que es real. Tenemos galaxias de la clase (INT, que son miembros de pares cercanos) que indican altos valores de los cocientes de luminosidad con una marcada acumulación hacia valores de  $SEP \leq 1.5$  pero también obser-

vamos que la dispersión de valores de las galaxias (NI) es muy pareja a lo largo del intervalo de SEP desplegado. Por tanto, tampoco encontramos alguna diferencia significativa entre las galaxias a  $SEP \leq 1.5$  y las galaxias con separaciones  $SEP \geq 1.5$  en ninguna banda de observación. Estos resultados indican que se pueden inducir fuertes brotes de formación estelar via encuentros cercanos entre galaxias, pero que las interacciones no son condiciones necesarias ni suficientes para producir esos brotes. Otra consecuencia de nuestro análisis anterior es que no existe un fenómeno tipo umbral donde más allá de una cierta separación (por ejemplo,  $SEP \leq 1.5$ ) se detecte de manera preferencial un aumento significativo de la emisión infrarroja. Xu & Sulentic (1991) reportaron este fenómeno umbral (a  $SEP \leq 1$ ) en un análisis de la muestra de pares (S+S).

#### 4.2.6 Contenido de HI

Zasov & Sulentic (1994) llevaron a cabo un estudio sobre formación estelar inducida en una muestra de galaxias espirales en pares (E+S) comparando el contenido de HI entre estas galaxias y una muestra de galaxias aisladas en el registro de HI de Giovanelli & Haynes (1984). Había expectativas de que las galaxias binarias fuesen deficientes en gas en comparación con las galaxias aisladas, en analogía con lo que sucedía en grupos compactos (Williams & Rood 1987). Contrariamente a lo que se esperaba, Zasov y Sulentic reportaron que el contenido promedio de HI en la muestra de pares (E+S) (excepto quizás por algunos pares en estado muy intenso de interacción) era el mismo que en las galaxias aisladas. Este resultado es importante para el presente trabajo, pues significa que podemos normalizar los indicadores de luminosidad infrarroja por un factor que no muestra cambios entre ambas muestras (el contenido de HI). Hemos retomado los valores de HI reportados por Zasov & Sulentic (1994) para un subconjunto de 41 pares (E+S) donde

debido al tipo de observaciones (una sola antena de radio), se supone que la componente espiral es muy probablemente la única que contribuye significativamente a la emisión en HI. Para las galaxias aisladas, hemos tomado el subconjunto de galaxias en el catálogo de galaxias aisladas CIG (262) que fueron detectadas en el registro de HI llevado a cabo por Haynes & Giovanelli (1984).

Con estos datos hemos comprobado con un nivel significativo ( $\geq 3\sigma$ ), que efectivamente a nivel de promedios (medianas), no hay deficiencia de HI en esta muestra de pares, respecto a las galaxias aisladas. Al normalizar las luminosidades  $L_{25}$  y  $L_{FIR}$  por el contenido de HI y explorar el comportamiento de  $L_{25}/M_{HI}$  y  $L_{FIR}/M_{HI}$  en función del parámetro de separación SEP (Figura 3.17), hemos encontrado que  $L_{25}/M_{HI}(\text{pares}) \sim 2.35L_{25}/M_{HI}(\text{aisl})$  y  $L_{FIR}/M_{HI}(\text{pares}) \sim 3L_{FIR}/M_{HI}(\text{aisl})$ . El intervalo relativamente angosto de valores de SEP en esta muestra de pares no permite explorar alguna tendencia más general con la separación. Sin embargo, la dispersión observada respecto a las galaxias aisladas es semejante a la que reportamos con los cocientes de luminosidad infrarroja.

Existen tres mecanismos potenciales que podrían dar como resultado una deficiencia de HI en galaxias espirales en pares: (1) Cambios de fase en el gas, incluyendo una conversión eficiente del gas molecular  $H_2$ , (2) Aumento efectivo de la formación estelar, y (3) Procesos dinámicos que expulsan o eyectan el gas al medio intergaláctico.

El contenido normal de HI lo podemos interpretar como la combinación de dos resultados: (1) Evidencia de que el periodo de formación estelar en estos pares dura relativamente poco respecto a la historia previa de la galaxia espiral. Consideremos, por un momento, el valor promedio de la separación proyectada en el subconjunto de pares (E+S) con  $SEP \leq 1.5$ , en unidades absolutas,  $\sim 25$  kpc, y el valor promedio de la diferencia en

velocidad radial entre las componentes de estos pares,  $\sim 130 \text{ km s}^{-1}$ . Con esta información, una estimación burda del tiempo que dura el brote de formación estelar que da origen al exceso infrarrojo detectado en 25 micras y  $L_{FIR}$  es  $\sim 2 \times 10^8$  años. (2) Nuestra estimación de la tasa de formación estelar en galaxias espirales Sc en pares, a partir de la luminosidad infrarroja  $L_{FIR}$  (ver Capítulo 3), nos indica que la tasa a la que se consume el gas en estas componentes espirales para formar estrellas con  $M \geq 10 M_{\odot}$  es 2-3 veces mayor que la correspondiente a las galaxias Sc aisladas, sin embargo, es baja ( $\sim 0.7 M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ ) lo cual nos indica que la masa que consume el brote de formación estelar durante el tiempo que éste dura es  $\ll 5\%$  de la masa total del disco, a pesar del aumento en la formación estelar. El factor de aumento que hemos encontrado en la emisión infrarroja de los pares (E+S) ( $\sim 2 - 3$  en luminosidad) es consistente con episodios de formación estelar (recientes y modestos) en estas galaxias. Esto contrasta con las galaxias luminosas y ultraluminosas de IRAS, donde se consume una fracción importante de la componente gaseosa.

#### 4.2.7 Morfología Óptica y Luminosidad Infrarroja

Los cocientes de luminosidad  $L_{25}/L_B$ ,  $L_{60}/L_B$ ,  $L_{100}/L_B$  y  $L_{FIR}/L_B$  muestran un comportamiento interesante como función del tipo de Hubble. La Figura 3.27 sugiere que el nivel de los cocientes de luminosidad es aproximadamente constante en las galaxias espirales aisladas, consistentemente con lo reportado por Devereux & Young (1991) para una muestra de galaxias espirales no interactuantes del Catálogo de Galaxias Cercanas de Tully (1989) y por Roberts & Haynes (1994) para las galaxias asociadas con el supercúmulo local. En cambio, las galaxias espirales en pares muestran un incremento en todos estos cocientes hacia ti-

pos morfológicos tardíos. El comportamiento de  $L_{FIR}$  con el tipo morfológico (Figura 3.28) también nos indica que principalmente las galaxias Sc (las galaxias Sm son unas cuantas en pares) tienden a mostrar mayor emisión en pares respecto a las galaxias Sc aisladas. Aunque el nivel de esta diferencia es  $\sim 2\sigma$ , los resultados reportados por Roberts & Haynes (1994) apoyan esta tendencia.

Las observaciones recientes (Casoli et al. 1998), indican que la fracción de material no estelar en galaxias "normales" y asociadas a cúmulos, tiende a incrementarse conforme vamos de tipos Sa a Sc. El comportamiento de la masa de  $H_2$  y la masa de HI es aproximadamente constante del tipo Sa a Sc, pero el cociente  $M_{H_2}/M_{HI}$  indica que en las galaxias espirales hay más HI que  $H_2$ , con aproximadamente 1/4 a 1/3 del gas en forma molecular en las galaxias Sa-Sc. Para tipos más tardíos, este cociente disminuye debido a que por un lado, hay un incremento en de la masa del gas en forma atómica y por el otro, un decremento del gas molecular. Por tanto, las galaxias Sc tienden a tener una fracción mayor de material no estelar (HI) que las galaxias Sa. La emisión de una galaxia en el infrarrojo lejano depende de varios factores: (a) la fracción de material no estelar en una galaxia, (b) el cociente gas a polvo en este material, y (c) la eficiencia del proceso de calentamiento. Esta última cantidad aparentemente es muy importante en las galaxias interactuantes ya que las galaxias espirales tempranas con un contenido de gas relativamente pobre, no muestran el nivel que se esperaría si el nivel de emisión estuviese directamente correlacionado con (a). Si la eficiencia de la interacción fuese más importante que el contenido de gas y polvo, entonces intuitivamente se podría esperar un comportamiento más plano de los cocientes con el tipo morfológico en pares. Sin embargo, nosotros estamos observando un incremento en  $L_{FIR}$  de las galaxias Sa a Sc en pares lo cual nos indica que la fracción de material

no estelar (H $\alpha$  más que H $_2$ ), junto con la eficiencia de la emisión (vía la interacción) son las variables que están interviniendo de manera primordial en el fenómeno de formación estelar inducido por interacción.

Los cocientes de luminosidad ( $L_{25}/L_B$  y  $L_{60}/L_B$ ) en nuestra interpretación, podrían llevar el nombre de indicadores específicos de formación estelar. Estos indicadores muestran por un lado, la formación estelar presente (a través de la luminosidad infrarroja) y por otro lado, la formación estelar pasada (a través de la luminosidad  $L_B$ ). Por tanto, nuestros cocientes revelan una de las propiedades fundamentales de la clasificación de Hubble; el cociente de la formación estelar presente-pasado se incrementa de manera medible de las galaxias Sa a Sc (Sandage 1986; Gallagher, Hunter & Tutukov 1984).

#### 4.2.8 La Tasa de Formación Estelar

Desde que se liberaron los resultados del satélite infrarrojo IRAS, han habido muchos intentos por usar  $L_{FIR}$  para estimar la tasa de formación estelar (SFR). Sin embargo, la relación entre  $L_{FIR}$  y la formación estelar en galaxias normales y con brotes moderados de formación estelar sigue siendo controversial en la actualidad (Devereux & Young 1992; Walterbos & Greenawalt 1996). Sauvage & Thuan (1992) analizaron la correlación entre  $L_{FIR}$  y  $L_{H\alpha}$  para una muestra de galaxias normales y con brotes moderados de formación estelar, encontrando que no se correlacionan linealmente. Para explicar este comportamiento, Sauvage & Thuan propusieron que una fracción significativa de  $L_{FIR}$  no necesariamente proviene de regiones de formación estelar, como lo establece el modelo de dos componentes de Helou (1986). Al explorar el comportamiento de  $L_{FIR}/L_{H\alpha}$  como función del tipo morfológico, encontraron un incremento sistemático de  $L_{FIR}/L_{H\alpha}$  hacia

tipos espirales tempranos, interpretándolo como debido a un incremento de la componente de cirrus en galaxias espirales tempranas: en las galaxias Sm el cirrus no contribuye a  $L_{FIR}$ , mientras que en las galaxias Sa, su contribución puede incrementarse hasta en un 86%.

Nuestra estimación de la tasa de formación estelar (a partir de la luminosidad  $L_{FIR}$ ) en las galaxias Sc aisladas y en pares (que toma en cuenta la contribución del cirrus, de acuerdo con Sauvage & Thuan (1992)), nos indica que la tasa de formación de estrellas ( $M \geq 10M_{\odot}$ ) es significativamente mayor en las galaxias Sc en pares ( $\sim 0.72M_{\odot}\text{año}^{-1}$ ) que en las galaxias Sc aisladas ( $\sim 0.27M_{\odot}\text{año}^{-1}$ ). El factor encontrado (2-3), es consistente con el reportado por Kennicutt (1990). Ver Capítulo 3.

#### 4.2.9 Alta Resolución Espacial en Pares (E+S)

Los resultados del procesamiento de alta resolución espacial HIRES nos indican que, entre 49 pares con separaciones aparentes mayores que 2 minutos de arco, HIRES confirmó que no existe emisión infrarroja en la posición de la componente E en 37 pares y sólo resolvió parcialmente la emisión de las componentes E y S en 12 pares (todo esto en 60 micras). En este tipo de estudios, la cobertura de los detectores en la posición de interés (densidad de barridos), el ángulo de posición de los detectores con respecto al vector que separa a las galaxias, y por supuesto, la separación entre componentes, son los factores que determinan si un par podrá ser resuelto por HIRES (Mazzarella & Surace 1994). Con estos resultados, la hipótesis de trabajo que postulamos para el estudio de las propiedades infrarrojas de los pares (E+S) por la baja resolución del satélite IRAS, sigue siendo apropiada. El poder de resolución con el procesamiento SCANPI es muy

limitado entre 2-3 minutos de arco debido al efecto de apantallamiento del flujo en dos fuentes cercanas (Apéndice B), sin embargo, empieza a ser potencialmente útil a separaciones aparentes mayores de 3 minutos de arco y es preferible a separaciones mayores que 4 minutos de arco por el tiempo de cómputo involucrado con HIRES. En la Tabla 4.2 presentamos algunas de las principales características de los pares (E+S) donde HIRES resolvió parcialmente la emisión infrarroja de ambas componentes.

En este trabajo hemos aportado evidencia a favor de que los efectos gravitacionales pueden jugar un papel importante en la evolución de las galaxias, influenciando su formación estelar. Nuestro estudio de las propiedades infrarrojas también aporta evidencia a favor de que una fracción importante de esta muestra son verdaderos pares físicos. HIRES nos ha permitido identificar además, una pequeña submuestra de 12 pares (E+S) donde pudieran estar sucediendo procesos dinámicos, como la transferencia de masa de la componente rica en gas hacia la elíptica. Algunas evidencias a favor de este proceso pueden ser:

- (1) Emisión de la componente E en el infrarrojo lejano debido al polvo que está siendo calentado por estrellas recientemente formadas.
- (2) La presencia de gas ionizado por estrellas recientemente formadas en la galaxia E, a través de líneas en emisión.
- (3) Un análisis del espectro integrado en la galaxia E a través de modelos de síntesis de poblaciones estelares que pudiera revelar la presencia de una población de estrellas jóvenes.

La detección de emisión infrarroja en las componentes E de los pares en la tabla de arriba, podría ser un indicio de que este fenómeno está presente. Hemos intentado

estimar el flujo en  $60\mu\text{m}$  de las componentes en estos pares utilizando el procedimiento SCLEAN dentro del paquete de reducción SCANPI. SCLEAN permite seleccionar interactivamente las posiciones y los flujos de las fuentes puntuales que consideremos que están contribuyendo al flujo total en un cierto barrido o en los barridos consumados. Debido a que este procedimiento es un tanto subjetivo, el flujo reportado en las componentes E representa solamente una estimación cruda. Hemos encontrado que en 8 pares, el flujo proveniente de la componente E es menor al 30% del flujo observado en la galaxia S correspondiente; en 4 pares, el flujo de la galaxia E está entre 50%-80% del flujo observado en la compañera espiral; y sólo en 1 par, ambas componentes tienen flujos comparables.

La morfología de interacción presente en algunos de estos pares también favorece esta interpretación; las plumas y puentes de material en la clase de interacción LI indican que es posible que una fracción de este material sea capturado por la componente E en alguna etapa de la interacción. Si se acrecentara  $0.1 M_{\odot}\text{año}^{-1}$  de gas en la componente E de un par mixto, en  $10^8$  años tendría gas suficiente para producir una población de estrellas jóvenes, detectable con modelos de síntesis de poblaciones (de Mello et al. 1996 y referencias contenidas). Las líneas de emisión en el espectro podrían indicar la presencia de gas que está siendo acrecentado, o bien que la eficiencia con la que se están formando las estrellas es baja en este caso, ya que la escala de tiempo típica de un evento de formación estelar en galaxias interactuantes, como las nuestras, es  $\sim 10^8$  años. Aunque la información espectral que tenemos sobre los pares de arriba, es de baja resolución, es suficiente para indicarnos la presencia de líneas en emisión (WEK, MID, y STG; según la intensidad creciente de las líneas en emisión en la clasificación de Tift (1982)) en algunas de las galaxias E en nuestros pares.

Tabla 4.2: Pares (E+S) con Resolución Espacial Según HIRES

Par	HIRES S/E	$\Delta v$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	Sep ( $'$ )	Sep (kpc)	Morf Int	Espectro(*) E/S	Flujo E/S(**) $60\mu\text{m Jy}$
k121	S y ?	186	2.08	36.8	NI	ABS/WEK	$\leq 0.15/0.56$
k198	S y ?	105	1.31	45.8	NI	WEK/STG	$\leq 0.15/0.66$
k234	S y E ( $1\sigma$ )	105	2.35	10.2	LI	ABS/STG	$\leq 0.80/7.80$
k284	S y E	67	2.68	77.9	DI	ABS/ABS	$\leq 0.25/1.05$
k303	S y E	65	2.03	26.4	NI	WEK/ABS	$\leq 0.13/0.14$
k317	S y E	260	2.25	53.7	NI	ABS/WEK	$\leq 0.20/0.27$
k334	S y E ( $1\sigma$ )	220	7.75	24.3	DI	ABS/ABS	$\leq 0.13/0.96$
k416	S y E ( $1\sigma$ )	120	3.21	25.9	DI	ABS/MID	/3.36
k476	S y E (rp)	71	1.98	32.4	NI	ABS/MID	$\leq 1.00/2.70$
k508	S y E	68	3.79	109.6	LI	STG/MID	$\leq 0.12/0.15$
k513	S y E	285	2.80	94.4	DI	ABS/ABS	$\leq 0.11/0.16$
k519	S y E (rp)	18	3.03	71.6	NI	ABS/MID	$\leq 0.25/0.50$
k528	S y E (rp)	166	1.85	35.8	NI	ABS/MID	$\leq 0.10/0.38$
k591	S y E (rp)	203	2.00	40.5	LI	STG/MID	$\leq 0.80/4.80$

(rp) Resolución Parcial

 $1\sigma$  Detección Ruidosa

? Posible Signo de Resolución

(\*) Espectro Optico Integrado según Tift (1982)

(ABS) Espectro con Líneas de Absorción

(WEK) Espectro con Líneas de Emisión Débiles

(MID) Espectro con Líneas de Emisión Moderadas

(STG) Espectro con Líneas de Emisión Intensas

(\*\*) La incertidumbre típica es del orden de las fluctuaciones RMS locales ( $\sim 0.050 \text{ Jy}$ )

Si lográramos encontrar evidencia del fenómeno de transferencia de masa en algunos de nuestros pares, estos resultados sugerirían que estos pares han existido como sistemas físicos suficiente tiempo como para que los efectos de la evolución dinámica sean observables. Aunque tanto el origen del gas como el mecanismo de transferencia de éste no se conocen en detalle, los pares (E+S) ofrecen un escenario probable para observar este fenómeno. Combes et al. (1994) sugirieron la presencia de una componente de halo rica en gas frío en donde la dinámica de la interacción lleva el gas hacia el centro de las galaxias. La detección de una componente E con una población estelar joven también es consistente con la hipótesis de que algunos de los pares (E+S) pueden ser el producto transiente de otra jerarquía, como los grupos compactos de galaxias. Otra posibilidad sería que algunas galaxias elípticas que habitan en pares muestran “perse” una historia de formación estelar diferente de sus contrapartes en el campo. Aunque no podemos sacar aún conclusiones firmes a este respecto, contamos con una muestra estadísticamente significativa de pares (E+S) que nos permitirá, por medio de observaciones apropiadas, atacar este interesante problema.

### 4.3 Conclusiones Generales y Perspectivas de Estudio para el Futuro

Hemos llevado a cabo un estudio de naturaleza estadística para explorar las propiedades de formación estelar inducida en pares (E+S) en comparación con una muestra de galaxias aisladas y de un conjunto de pares (S+S) del catálogo de Karachentsev. Hemos utilizado dos indicadores de la formación estelar en regiones distintas del espectro electromagnético: (1) la luminosidad óptica  $L_B$

(a partir de las magnitudes en el sistema de Zwicky) y (2) la luminosidad en el infrarrojo lejano (a partir de las observaciones de IRAS en 12, 25, 60 y 100  $\mu\text{m}$ ). Nuestro estudio de las propiedades infrarrojas estuvo basado en un nuevo análisis de todos los pares (E+S) y las galaxias aisladas con programas (SCAN-PI/HIRES) que permiten obtener mayor sensibilidad, una mejor estimación del flujo y una mayor resolución espacial en las bandas de observación de IRAS. Hemos postulado una hipótesis de trabajo aprovechando el hecho de que los pares (E+S) son la única muestra donde los efectos de confusión causados por la baja resolución del satélite IRAS son muy probablemente despreciables. Esto permitió asociar la emisión infrarroja a la componente espiral en los pares donde la resolución espacial era baja. La interpretación de los resultados en el lejano infrarrojo se hizo a través de métodos no paramétricos en estadística, mejor conocidos como análisis de supervivencia (Survival Analysis). Estas son nuestras conclusiones:

#### 4.3.1 Propiedades Ópticas

- (1) La muestra de pares (E+S) (limitada en magnitud), es más profunda que la muestra de galaxias de comparación la cual fue seleccionada de manera similar.
- (2) Hay una configuración de orientaciones favorecida por los criterios de selección de pares que permite verlos muy cercanos en el plano del cielo y en velocidad radial ( $\Delta v \sim 170 \text{ km s}^{-1}$ ).
- (3) Existe una población de galaxias aisladas de baja luminosidad (Sa-Sm) que no tiene contraparte en los pares. Ninguna de las muestras aquí estudiadas contiene galaxias enanas  $M_{Zw} \geq -17.0$  de tipos E/S0.
- (4) Los pares (E+S) y las galaxias aisladas son muestras razonablemente completas

- en todo el intervalo de magnitudes aparentes desplegado.
- (5) La ausencia de pares de baja luminosidad y de galaxias aisladas E/S0 de baja luminosidad, puede entenderse como una combinación de la segregación morfológica con la densidad ambiental (relación morfología-densidad) en las partes más externas de cúmulos/grupos y de la condición de aislamiento con las que fueron seleccionados.
  - (6) Aunque los pares satisfacen condiciones de aislamiento estrictas, su valor  $\Delta v$  es consistente con: (a) una contaminación por pares espúreos (pares no físicos con velocidad radial concordante, miembros de grupos de galaxias) y (b) la configuración de orientaciones favorecida por los criterios de selección.
  - (7) Los pares (E+S) son una muestra de galaxias no asociadas a cúmulos (es decir, con densidad ambiental baja) donde existe una sobrerrepresentación de galaxias E y Sa y una subrepresentación de galaxias S0 respecto a una muestra similarmente seleccionada y bien acoplada de galaxias aisladas con densidad ambiental similar. Esto indica que pueden estar presentes efectos de evolución secular en los pares.
  - (8) Las galaxias aisladas tienen una sobrerrepresentación de tipos Sc con respecto a los pares. Parte de esta sobrerrepresentación se debe a la segregación morfológica en las galaxias del "campo" y parte se debe a nuestro requerimiento de seleccionar sólo galaxias aisladas con velocidad radial conocida. En un registro de objetos de "campo", tenderemos a favorecer a aquellas galaxias que tengan indicadores de velocidad que sean más claramente distinguibles, como líneas de emisión más intensas provenientes de un medio interestelar, como el de las galaxias espirales tardías.
  - (9) No encontramos alguna diferencia estadística entre la frecuencia de estructuras tipo barra en pares ( $0.26 \pm 0.05$ ) y galaxias aisladas ( $0.36 \pm 0.05$ ) que pudiera asociarse con la sobrerrepresentación de galaxias Sa en pares.
  - (10) Las distribuciones de magnitud absoluta y la función de luminosidad óptica (OLF) nos indican que galaxias espirales son las responsables del exceso en luminosidad  $L_B$  que encontramos en pares respecto a galaxias aisladas;  $L_B(\text{pares}) = 1.5L_B(\text{aisl})$  ( $2-3\sigma$ , tomando en cuenta la población de galaxias aisladas de baja luminosidad). Este exceso es la "huella" dejada a largo plazo ( $1-3 \times 10^9$  años) por la formación estelar inducida por la interacción gravitacional.
  - (11) Las distribuciones de magnitud absoluta y la función de luminosidad óptica (OLF) nos indican que no existe diferencia estadísticamente significativa entre la emisión óptica de una componente espiral en un par (E+S) y un par (S+S). Por tanto, hasta esta aproximación, las propiedades de momento angular de las galaxias compañeras no parecen ser importantes en cuanto a luminosidad inducida en el óptico.
  - (12) Además de los sesgos introducidos por los criterios de selección y el contenido morfológico, es necesario considerar diferencias en la morfología de interacción y la separación entre componentes para hacer una comparación más apropiada entre pares y galaxias aisladas.
  - (13) No encontramos ninguna correlación de  $L_B$  con la morfología de interacción y la separación entre pares (E+S).



### 4.3.2 Propiedades Infrarrojas

- (1) Las distribuciones de luminosidad en 25  $\mu\text{m}$ , 60  $\mu\text{m}$ , 100  $\mu\text{m}$ ,  $L_{FIR}$  y de estas mismas cantidades normalizadas por  $L_B$ , indican que si consideramos sólo las detecciones,  $L_{FIR}(\text{pares}) \sim 2.5L_{FIR}(\text{aisl})$  y  $L_{25}(\text{pares}) \sim 2L_{25}(\text{aisl})$ .
- (2) Las distribuciones de luminosidad en 25  $\mu\text{m}$ , 60  $\mu\text{m}$ , 100  $\mu\text{m}$ ,  $L_{FIR}$  y de estas mismas cantidades normalizadas por  $L_B$ , indican que si consideramos las detecciones y además la información en forma de datos censados (límites superiores),  $L_{FIR}(\text{pares}) \sim 3L_{FIR}(\text{aisl})$  y  $L_{25}(\text{pares}) \sim 2L_{25}(\text{aisl})$ .
- (3) Las funciones de distribución acumuladas en 25  $\mu\text{m}$ , 60  $\mu\text{m}$ , 100  $\mu\text{m}$ ,  $L_{FIR}$  y de estas mismas cantidades normalizadas por  $L_B$  nos indican que como grupo, las galaxias espirales en pares muestran siempre una probabilidad de mayor emisión infrarroja, por intervalo de luminosidad infrarroja, respecto a las galaxias espirales aisladas. La emisión en 25  $\mu\text{m}$  es más claramente distinguible respecto de las galaxias aisladas.
- (4) Los cocientes de colores  $I_{25}/I_{100}$  e  $I_{60}/I_{100}$  no muestran diferencia significativa cuando comparamos pares y galaxias aisladas de forma global.
- (5) La función de luminosidad bivariada en el infrarrojo lejano (FIRLF) indica que las galaxias espirales son las responsables del exceso en luminosidad  $L_{FIR}$  en pares respecto a galaxias aisladas. Este exceso es del mismo orden que el encontrado a partir de las distribuciones de luminosidad infrarroja ( $\sim 2$ ). Esta es la "huella" dejada a más corto plazo ( $1-3 \times 10^8$  años) por la formación estelar inducida por la interacción gravitacional que detectamos a través de la emisión del polvo más directamente asociado con estas regiones.
- (6) Existe correlación entre  $L_{FIR}$  y  $L_B$  en las galaxias espirales aisladas ( $r = 0.87$ ) y en pares ( $r = 0.78$ ). La correlación es una ley de potencias en el intervalo de luminosidades desplegado por los pares  $L_{FIR} \propto L_B^{0.97 \pm 0.12}$  y por las galaxias aisladas  $L_{FIR} \propto L_B^{1.06 \pm 0.04}$ .
- (7) A pesar de que  $L_B(\text{pares}) \sim 1.5L_B(\text{aisl})$ , cuando se toma en cuenta de manera apropiada la no linealidad entre  $L_{FIR}$  y  $L_B$ , los pares muestran un exceso en  $L_{FIR}$  respecto a las galaxias aisladas, consistente con las estimaciones anteriores.
- (8) La correlación  $L_{FIR}-L_B$  encontrada para los pares (E+S) ha resultado ser una buena primera aproximación para estimar las luminosidades  $L_{FIR}$  en las galaxias espirales en pares (S+S). Con esta aproximación, no existe diferencia significativa entre la emisión infrarroja  $L_{FIR}$  de la componente espiral en pares (E+S) y pares (S+S). Las propiedades del momento angular de las galaxias compañeras en pares (E+S) y (S+S) parecen ser igualmente importantes en cuanto a luminosidad inducida en el lejano infrarrojo. Una comparación más apropiada, requiere de tomar en cuenta los detalles orbitales de la interacción.
- (9) La morfología de interacción (clases AT, LI y DI) permite predecir niveles mayores de emisión infrarroja que los encontrados hasta ahora en pares respecto a galaxias aisladas.  $L_{FIR}(\text{AT}) \sim 3 - 5L_{FIR}(\text{aisl})$  pero  $L_{25}(\text{AT}) \sim 5 - 9L_{25}(\text{aisl})$  y  $L_{25}(\text{AT}) \sim 2 - 3L_{25}(\text{DI})$ . Esto sugiere que los pares AT son una submuestra con actividad infrarroja extrema.  $L_{25}$  y la morfología de las galaxias AT, sugiere que en los discos de las componentes espirales se pueden estar generando movimientos de masa que

arrastran al gas y polvo hacia las partes centrales en regiones compactas de formación estelar.

- (10) No observamos alguna tendencia o correlación significativa de los cocientes de luminosidad infrarrojos con la separación. La dispersión encontrada en todo el intervalo de separaciones desplegado, sugiere que la emisión infrarroja es sensible a una variedad de propiedades orbitales de la interacción, pero que también intervienen otros factores como las propiedades individuales de los discos galácticos y las escalas de tiempo características de la formación estelar inducida y la interacción gravitacional. Esto indica que se pueden producir brotes de formación estelar vía las interacciones, pero que las interacciones "per se" no son una condición ni necesaria ni suficiente para producirlos.
- (11) Los cocientes de colores  $I_{25}/I_{100}$  e  $I_{60}/I_{100}$  tienden a mostrar diferencias entre pares y galaxias aisladas, cuando comparamos ambas muestras en función de la morfología de interacción. Los pares en la clase AT muestran diferencias por un factor  $\sim 2$  respecto a las galaxias aisladas. Esto ilustra, de paso, que es más apropiado llevar a cabo la comparación entre ambas muestras en el espacio de las luminosidades donde es posible eliminar la presencia de algunos sesgos preferenciales, presentes en el espacio de los flujos.
- (12) En base a una búsqueda en la literatura, hemos confirmado que no existe un déficit en el contenido de HI en los pares (E+S) respecto de las galaxias aisladas. Con este resultado, sugerimos normalizar los indicadores de luminosidad infrarroja por esta cantidad invariante, encontrando que  $L_{FIR}/M_{HI}(\text{pares}) \sim 3L_{FIR}(\text{aisl})/M_{HI}$  y  $L_{25}/M_{HI}(\text{pares}) \sim 2.5L_{25}/M_{HI}(\text{aisl})$ .
- (13) Nuestra estimación del tiempo que dura el brote de formación estelar en los pares (E+S) estudiados por su contenido de HI es  $\sim 2 \times 10^8$  años.
- (14) Las galaxias espirales en pares muestran un incremento mayor en los cocientes de luminosidad infrarroja, normalizados por  $L_B$ , y también en  $L_{FIR}$  hacia tipos morfológicos tardíos, respecto de las galaxias aisladas.  $L_{25}/L_B(\text{Sc pares}) \sim 4L_{25}/L_B(\text{Sc aisl})$ ,  $L_{60}/L_B(\text{Sc pares}) \sim 3L_{60}/L_B(\text{Sc aisl})$  y  $L_{FIR}(\text{Sc pares}) \sim 4L_{FIR}(\text{Sc aisl})$ . Esto lo interpretamos como evidencia de que la fracción de material no estelar, junto con la eficiencia del calentamiento del polvo (vía la interacción gravitacional) son las variables que están interviniendo en el fenómeno de formación estelar inducida por interacciones. Los cocientes específicos  $L_{25}/L_B$  y  $L_{60}/L_B$  revelan una de las propiedades fundamentales de la clasificación de Hubble; el cociente de formación estelar presente/pasado se incrementa de manera detectable de las galaxias Sa a Sc.
- (15) Nuestra estimación de la tasa de formación estelar ( $M \geq 10M_{\odot}$ ) en las galaxias Sc en pares a partir de  $L_{FIR}$  es  $\sim 0.72M_{\odot}\text{año}^{-1}$ , mientras que para las galaxias Sc aisladas es  $\sim 0.28M_{\odot}\text{año}^{-1}$ . Estas estimaciones indican que la masa de gas molecular que se transforma en estrellas durante el tiempo que dura el brote de formación estelar es  $\ll 5\%$  de la masa total de gas típica de una galaxia Sc.
- (16) Hemos verificado la viabilidad de la hipótesis de trabajo que postulamos para interpretar las observaciones de IRAS. Los resultados del procesamiento de alta resolución espacial HIRES nos indican que, entre 49 pares con separaciones aparentes mayores que 2 minutos de arco, HIRES confirmó que no existe

emisión infrarroja en la posición de la componente E en 37 pares y sólo resolvió parcialmente la emisión de las componentes E y S en 12 pares (en  $60 \mu\text{m}$ ).

- (17) La emisión infrarroja proveniente de las componentes E en 12 pares (E+S) a partir de HIRES, sugiere la existencia de fenómenos dinámicos como la transferencia de masa de la componente S, rica en gas, hacia la galaxia E.
- (18) Además de los sesgos introducidos por los criterios de selección y el contenido morfológico de ambas muestras, un estudio apropiado de las propiedades infrarrojas en pares debe considerar la morfología de interacción y tomar en cuenta el mayor número posible de propiedades orbitales que sean observables.

De acuerdo con algunos esquemas de formación de galaxias, la morfología de las galaxias debe depender fuertemente del ambiente en el cual residen, especialmente en el que se formaron. En consecuencia, en pares de galaxias se esperaría encontrar miembros con tipo morfológico similar. Tanto las observaciones como las simulaciones numéricas indican que la interacción gravitacional juega un papel importante en la evolución de las galaxias, influenciando su formación estelar. En este trabajo hemos confirmado este resultado y aportamos también evidencia a favor de que la formación estelar es reciente. Los pares (E+S) han resultado ser un excelente laboratorio para explorar estos procesos. Confirmamos, además, que una fracción importante de los pares (E+S) son pares físicos, reforzando la existencia de una población significativa de este tipo de pares. Esto representa un reto para las teorías actuales sobre formación de galaxias.

### 4.3.3 Perspectivas de Estudio

Nuestras perspectivas de estudio de los pares (E+S) en el futuro son muy amplias y

nos indican que hay mucho trabajo por hacer en este campo. Como resultado de nuestro análisis estadístico, podemos vislumbrar algunas posibilidades de estudio en el futuro, las cuales podemos agrupar básicamente en tres categorías:

- (1) El Trabajo Observacional.
- (2) El Trabajo Teórico.
- (3) Una combinación de (1) y (2).

Comenzando por las observaciones, hemos encontrado que nuestro conocimiento detallado de la morfología de sistemas binarios es pobre por lo que es necesario llevar a cabo estudios observacionales con imágenes CCD profundas, en longitudes de onda con una diferencia amplia para poder producir mapas de colores, muestrear diferentes poblaciones estelares y llevar a cabo estudios de fotometría superficial que nos ayuden a identificar la estructura fina en estas galaxias. Esto nos ayudará enormemente, para confirmar la naturaleza morfológica de las galaxias en pares, y también para diferenciar detalles propios de las galaxias con detalles que podrían estar asociados con la interacción gravitacional, como las estructuras de barra, cascarnes, anillos y otras perturbaciones que nos ayuden a tener una visión más clara de los procesos involucrados con la evolución de las galaxias. El IAUNAM cuenta, además, con una instrumentación astronómica muy importante, como lo es el detector CCD de cercano infrarrojo y el interferómetro Fabry-Pérot de barrido. Ambos instrumentos pueden acoplarse, lo cual nos permite un estudio único sobre las propiedades cinemáticas del gas en la región óptica e infrarroja del espectro. Podemos llevar a cabo estudios de espectroscopía en el cercano infrarrojo los cuales pueden complementarse con espectroscopía óptica para estudiar en detalle las condiciones físicas en estas galaxias y además aplicar métodos de síntesis de poblaciones estelares

a las componentes elípticas en los pares, para tratar de encontrar evidencias de formación estelar reciente, posiblemente relacionada con eventos de transferencia de masa en estas galaxias. Por otro lado, sería muy importante poder complementar *todas* estas observaciones con estudios que muestreen el gas en forma atómica y molecular, los cuales son claves para entender mejor la conexión entre procesos cinemáticos, dinámicos, seculares y la formación estelar.

El trabajo teórico nos remite a la otra gran vertiente que involucra el estudio del fenómeno de la interacción entre galaxias; las aproximaciones analíticas y las simulaciones numéricas. Los pares (E+S) representan una muestra única para el estudio de la interacción entre galaxias y en particular, para el estudio del fenómeno de transferencia de masa de la componente rica en gas hacia la componente elíptica. Las aproximaciones analíticas son necesarias para entender los procesos físicos relacionados con el gas y las estrellas en la interacción, así como algunas propiedades orbitales de los pares. Después, los modelos de N cuerpos pueden emplearse con mayor profundidad para tratar de simular la evolución del medio interestelar después del encuentro y para buscar estructuras asociadas con las galaxias componentes y con la interacción. Parte de nuestros resultados indican que los pares (S+S) no pueden distinguirse estadísticamente en cuanto a emisión óptica e infrarroja, respecto a la muestra de pares (E+S), sin embargo, el espacio de parámetros de interacción es más complejo en los pares (S+S) y las simulaciones numéricas pueden ayudarnos a explorar el comportamiento de las propiedades orbitales, orientaciones relativas, estudiar el tiempo de fusión y quizás su relación con el tipo morfológico.

Es muy importante, sin embargo, combinar en la medida de lo posible estas dos grandes vertientes para poder interpretar lo mejor posible (y con fundamento físico) las

observaciones. Nos gustaría, por mencionar unos cuantos ejemplos, saber cuál es la distribución de colores en las estructuras asociadas con las interacciones y al mismo tiempo saber cómo fueron generadas para tratar de establecer una relación uno a uno entre la magnitud de la variación de los colores y el tiempo desde que comenzó la interacción, estimado a partir de nuestra observaciones a estas estructuras y cómo se relaciona con los distintos estados de fusión. Todo esto con el propósito de hacer una estimación de la edad de la interacción en galaxias con signos visibles de interacción. También nos gustaría poder aplicar modelos de síntesis de poblaciones estelares/brotos de formación estelar para estimar la edad de la interacción de manera independiente e intentar llevar a cabo una "calibración" de los signos más frecuentes de interacción y poder entender mejor la naturaleza de la formación estelar en estos sistemas. Esto nos ayudaría a poner un cierto límite a la edad de las estructuras que hemos encontrado con la morfología de interacción y por tanto, nos ayudaría a establecer una secuencia de edades de interacción en las clases LI, DI y AT en pares (E+S) y pares (S+S).

El principal desafío está frente a aquellos que obtienen conclusiones uniendo la teoría con las observaciones; ellos son los astrónomos.

# Bibliografía

- [1] Adams, M., Jensen, E., Stocke, J. 1980 *Astron.J.* 85, 1010.
- [2] Barnes, J., Hernquist, L., 1996 *ApJ*, 471, 115.
- [3] Binggeli, B., Tammann, G. A., Sandage, A. 1987 *Astron. J.* 94, 251.
- [4] Boulanger, F., Beichman, C., Désert, F. X., Perault, M., Ryter, C. 1988, *Ap.J.* 332, 328.
- [5] Buat, V., Xu, C. 1996 *Astron. Ap.* 306, 61.
- [6] Burstein, D., Rubin, V. C., Kent, W., Whitmore, B. 1986 *Ap.J.* 305, L11.
- [7] Casoli, F., Sauty, S., Gerin, M., Boselli, A., Fouqué, P., Braine, J., Gavazzi, G., Lequeux, J., Dickey, J. 1998 *Astron. Ap.* 331, 451.
- [8] Combes, F., Prugniel, P., Rampazzo, R., Sulentic, J.W. 1994 *Astron. Ap.* 281, 725.
- [9] de Mello, D. F., Sulentic, J. W., de Souza, R. E., Reduzzi, L., Rampazzo, R. 1996 *Astron. Ap.* 308, 387.
- [10] Devereux, N. A., Young, J. S. 1991 *ApJ.* 371, 515.
- [11] Devereux, N. A., Young, J. S. 1992 *Astron. J.* 103, 1536.
- [12] Dressler, A. 1980 *Ap.J.* 236, 351.
- [13] Dultzin-Hacyan, D., Masegosa, J., Moles, M. 1990 *Astron. Ap.* 238, 28.
- [14] Feigelson, E.D., Nelson, P.I. 1985 *ApJ*, 293, 192.
- [15] Felten, J. E., 1976, *ApJ* 207, 700.
- [16] Franceschini, A., Danese, L., De Zotti, G., Toffolatti, L. 1988 *MNRAS*, 233, 157.
- [17] Frenk, C. S., Baugh, C., Cole, S., 1997 *ASP Conference Series*, 117 335.
- [18] Frenk C., White S.D.M., Davies M., Efstathiou G., 1988 *ApJ*, 327, 507.
- [19] Gallagher, J., Hunter, D. A., Tutukov, A. V. 1984 *Ap.J.* 284, 544.
- [20] Gallagher, J., Fabbiano, G. 1990 In *Windows of Galaxies*. Eds. G. Fabbiano, J. Gallagher, A. Renzini. Kluwer Academic Publishers, 1.
- [21] Giovanelli, R., Haynes, M. P., Chincarni, G. L. 1986 *Ap.J.* 300, 77.
- [22] Giovanelli, R., Haynes, M. P., 1984, *AJ* 89, 1.
- [23] Gisler, G. 1980 *AJ* 85, 623.
- [24] Gregory, S. A., Thompson, L. A. 1978, 222, 784.
- [25] Helou, G. 1986 *Ap.J.* 311, L33.
- [26] Huchra, J., Geller, M.J. 1982, *ApJ*, 257, 423.
- [27] Isobe, T., Feigelson, E.D., Nelson, P.I. 1986 *ApJ*, 306, 490.
- [28] Isobe, T., Feigelson, E.D. 1992 *Ap.J Suppl.* 79, 197.

- [29] Jones, B., Stein, W. A. 1989 *Astron. J.* 98, 1557.
- [30] Joseph, R. D., Wright, G. S. 1985, *MNRAS*, 214, 87.
- [31] Junqueira S., De Freitas Pacheco A. F. 1994, *Astron. J.* 108, 1627
- [32] Karachentsev, I.D., Karachentseva, V.E., 1975, *Soviet Astron.* 18, 428.
- [33] Karachentsev, I. D., 1987, *Double Galaxies (Moscow: Nauka)*.
- [34] Kennicutt, R., Keel, W., van der Hulst, J., Hummel, E., Roettiger, K., 1987, *AJ*, 93, 1011.
- [35] Kennicutt, R. 1990 In: *IAU Colloquium 124, Paired and Interacting Galaxies*, ed. J. W. Sulentic, W. Keel C. Telesco (NASA: GPO).
- [36] Lawless, J.F., 1982, *Statistical Models and Methods for Lifetime Data*, New York, Wiley.
- [37] Mazzarella, J. M., Surace, J. A. 1994 In *Proceedings of IPAC workshop*. Eds. S. Terebey, J. Mazzarella. NASA. JPL.
- [38] Mihos, J. C., Hernquist, L. 1996 *ApJ*, 464, 641.
- [39] Moore, B., Katz, N., Lake, G., Dressler, A., Oemler, A. 1996, *Nature* 379, 613.
- [40] Mouri, H., Taniguchi, Y. 1992 *Ap.J.* 386, 68.
- [41] Mouri, H., Kawara, K., Taniguchi, Y. 1997 *Ap.J.* 484, 222.
- [42] Navarro, J., Frenk, C. S., White, S. D. M., 1996, *ApJ*, 462, 563.
- [43] Nilson, P. 1973 *Uppsala Astr. Obs. Ann.* 6.
- [44] O'Connell, R. W. 1990 In *Windows of Galaxies*. Eds. G. Fabbiano, J. Gallagher, A. Renzini. Kluwer Academic Publishers, 39.
- [45] Peebles, P. J. E 1974 *ApJ.* 189, L51.
- [46] Perea, J., del Olmo, A., Verdes-Montenegro, L., Yun, M. S. 1997, *Ap.J.* 490, 166.
- [47] Petrosian, V., Silk, J., Field, G. B. 1972 *Ap.J.* 177 L69.
- [48] Press, W., Schechter, P. 1974 *ApJ*, 187, 425.
- [49] Puerari, I. 1998 *Comunicación Personal*.
- [50] Rampazzo, R., Sulentic, J. W., 1992, *Astron. Ap.* 259, 43.
- [51] Reduzzi, L., Longhetti, M., Rampazzo, R. 1996, *MNRAS*, 282, 149.
- [52] Roberts, S. M., Haynes, M. P., 1994, *ARAA*, 32, 115.
- [53] Rowan-Robinson, M., Helou, G., Walker, D. 1987, *MNRAS*, 227, 589.
- [54] Sandage, A. 1986, *Astron. Ap.* 161, 89.
- [55] Sanders, D. B., Mirabel, F. 1996, *ARAA* 34, 749.
- [56] Saunders, W., Rowan-Robinson, M., Lawrence, A., Efstathiou, G., Kaiser, N., Ellis, R.S., Frenk, C.S. 1990 *MNRAS* 242, 318.
- [57] Sauvage, M., Thuan, T. X. 1992 *Ap.J.* 396 L69.
- [58] Schmidt, M., 1968, *ApJ* 151, 393.
- [59] Sofue, Y. 1992, *PASJ*, 44, L1.
- [60] Soifer, B.T., Sanders, D.B., Madore, B.F., Neugebauer, G., Persson, C.J., Persson, S.E., Rice, W.L. 1987 *Ap J* 320, 238.
- [61] Sulentic, J. W. 1990 in *Morphological and Physical Classification of Galaxies*. Eds. Longo, G., Capaccioli, M., Busarello, G. Kluwer Academic Publishers, 293.
- [62] Taylor, C. L., Brinks, E., Skillman, E. D. 1993 *Astron. J.* 105, 128.

- [63] Taylor, C. L., Brinks, E., Grashuis, R. M., Skillman, E. D. 1995 Ap J. Suppl. 99, 427.
- [64] Telesco, C., Decher, R., Joy, M. 1989, ApJ. 343, L13.
- [65] Telesco, C., Wolstencroft, R., Done, C. 1988 ApJ. 329, 174.
- [66] Thompson, L. A., Gregory, S. A. 1993 Astron. J. 106, 2197.
- [67] Tift, W. G., 1982 Ap. J. Supl. 50, 319
- [68] Toomre A., 1977, In: The evolution of Galaxies and Stellar Population, ed. B.M. Tinsley & R.B. Larson (new Haven: Yale Obs.) 401.
- [69] Tully, R. B. 1989, Nearby Galaxies Catalog (Cambridge: Cambridge University Press).
- [70] Walter, F., Brinks, E., Duric, N., Klein, U. 1997, Astron.J. 113, 2031.
- [71] Walterbos, R. A. M., Greenawalt, B. 1996 Ap.J 460, 696.
- [72] Williams, B., Rood, H. 1987 ApJ. Suppl. 63, 265.
- [73] Wiren, S., Zheng, J., Valtonen, M. J., Chernin, A.D., 1996 Astron. J., 111 160.
- [74] White, S.D.M., Rees, M.J. 1978, MNRAS, 183, 341.
- [75] Xu, C., Sulentic, J.W. 1991 ApJ 374, 407.
- [76] Xu, C., De Zotti, G. 1989 Astron. Ap. 225, 12.
- [77] Zasov, A. V., Sulentic, J. W., 1994, ApJ 430, 179.



Cerqueira 91



## Apéndice A

# Interpretación de las Observaciones Infrarrojas

### A.1 Introducción

Para interpretar las observaciones en el infrarrojo medio y lejano, es importante entender la naturaleza de la emisión infrarroja. Este Apéndice es una revisión de los principios físicos básicos e ideas astronómicas detrás de la radiación infrarroja emitida por las galaxias "normales" y en fase de brotes de formación estelar (starburst). La interpretación de las observaciones infrarrojas del satélite IRAS (que es la fuente principal de datos para este trabajo) se complica por el hecho de que tenemos cuatro bandas de observación (12, 25, 60 y 100 micras) con anchos de banda y resoluciones diferentes y por el hecho de que en una observación podemos estar tratando con varios componentes físicos del polvo a lo largo de la visual. Los parámetros físicos relevantes que se pueden derivar de las observaciones infrarrojas y que utilizaremos extensivamente en este trabajo, se describen al final de este Apéndice.

### A.2 Mecanismos de Radiación Infrarroja

La radiación infrarroja observada está constituida por emisión en líneas, bandas y continuo. La emisión en líneas se detecta en observaciones con alta resolución espectral. En el cercano infrarrojo (NIR; Near Infrared:  $1\mu \leq \lambda \leq 10\mu$ ) se ha encontrado emisión de líneas proveniente de átomos como Hidrógeno ( $\text{Br}\alpha$ ,  $\text{Pf}\alpha$ ), iones como ( $\text{ArIII}$ ,  $\text{SiIV}$ ) y moléculas como ( $\text{H}_2$ ). Los granos de polvo muy pequeños (ver discusión adelante) pueden ser los responsables de la radiación de continuo en 12 y 25 micras (Draine & Anderson, 1985). Se ha propuesto que están constituidos por Hidrocarburos Aromáticos Policíclicos (PAHs; Polycyclic Aromatic Hydrocarbons), los cuales muestran líneas de emisión en el infrarrojo cercano (Léger & Puget, 1984) y son capaces de explicar detalles en la estructura de la emisión en el infrarrojo cercano (Sellgren et al. 1983). Se han observado líneas de emisión en el infrarrojo medio (MIR; Mid-Infrared:  $10\mu \leq \lambda \leq 30\mu$ ) a través del Espectrómetro de Baja Resolución del satélite IRAS. Se han observado líneas espectrales en emisión y absorción correspondientes a silicatos en  $9.7\mu$  y  $18\mu$  y otras líneas en longitudes de onda  $\leq 10\mu$  (Willner, 1982).

En el infrarrojo lejano (FIR; del inglés, Far Infrared:  $30\mu \leq \lambda \leq 250\mu$ ) Pottasch (1986) propuso la observación de líneas de emisión en nebulosas planetarias (SIII, SIV, OIII, OIV, NeII y NeIII) demostrando que que estas líneas pueden contribuir con una fracción importante a los flujos observados por IRAS.

En general, la emisión infrarroja de continuo se puede dividir en emisión térmica y no térmica. Los procesos no térmicos son la radiación de Compton Inverso y la emisión Sincrotrón. Los procesos de emisión térmicos son la emisión libre-ligado y libre-libre (Brehmstrahlung) discutidos por Waters (1986) en su interpretación del exceso infrarrojo en estrellas Be con discos circumestelares. La emisión de cuerpo negro proveniente de estrellas (aproximación de Rayleigh-Jeans a la función de Planck) se observa en estrellas cercanas. Por ejemplo, una estrella como el Sol (G2V) con una temperatura superficial de 5800 K, tiene su emisión de energía máxima en  $\sim 0.6\mu$ ; en longitudes de onda infrarrojas aún el 45% de la energía es accesible a  $1.25\mu$  (banda fotométrica J), pero solamente el 0.2% es accesible a  $10\mu$  (banda N). El mecanismo de emisión más importante es la emisión de cuerpo negro modificado del polvo calentado por una fuente externa. Este proceso se llama foto calentamiento (observado en regiones HII extendidas de baja densidad y en el campo de radiación interestelar general (ISRF; Interstellar Radiation Field) al cual contribuyen las poblaciones estelares jóvenes y viejas). También existe el calentamiento por choques posiblemente cerca de las remanentes de supernova o en estructuras en forma de cascarnes.

### A.3 Origen y Fuentes de Radiación Infrarroja

Las principales fuentes de calentamiento del polvo en el disco de nuestra Galaxia, han sido discutidas por Cox et al. (1986) usando observaciones infrarrojas previas al satélite IRAS. Ellos proponen las siguientes componentes del polvo:

- (1) Polvo frío ( $T_c \sim 15K$ ) asociada con nubes moleculares ( $H_2$ ) calentado por el campo de radiación general (ISRF) o en los bordes más alejados de las galaxias.
- (2) Polvo frío ( $T_c \sim 15 - 25K$ ) asociado con hidrógeno atómico (HI), calentado por el campo de radiación general (ISRF). En la Galaxia las componentes (1) y (2) contribuyen  $\sim 6 \times 10^9 L_\odot$ .
- (3) Polvo Tibio ( $T_c \sim 30 - 40K$ ) asociado con gas ionizado en regiones HII extendidas de baja densidad ( $n_e \geq 10^2 cm^{-3}$ ) y calentado por estrellas OB. También está asociado con gas molecular en cascarnes densos ( $2n_{H_2} \sim 10^3 cm^{-3}$ ) alrededor de estrellas B. su contribución a la luminosidad en la Galaxia es  $\sim 8 \times 10^9 L_\odot$ .
- (4) Polvo Caliente ( $T_c \sim 250 - 500K$ ) al cual contribuyen en fracciones aproximadamente iguales los granos de polvo muy pequeños (con radios  $a \geq 0.5nm$ ) en forma de PAHs calentados por el ISRF, asociado con el gas interestelar difuso (HI), y también los granos normales (con radios  $a \geq 0.1\mu$ ) calentados por estrellas gigantes M con vientos estelares (estrellas OH/IR).

## A.4 Propiedades del Polvo

En principio, los granos de polvo se forman en las capas externas frías (1000 K) y densas ( $10^{19}$  partículas  $m^{-3}$ ) de las estrellas gigantes (Hasegawa, 1984). El medio interestelar tiene una densidad muy baja para producir granos de polvo de  $10^{10}$  átomos (con radios  $a$  de  $0.1\mu$ ). Los granos de polvo son removidos de las envolventes estelares por medio de vientos y después evolucionan y crecen en el medio interestelar (Greenberg, 1982). Se desintegran por foto disociación o por choques (Heiles, 1988). La masa, el tamaño, la forma y la composición química es diferente para todos los granos y por tanto lo que mencionamos como propiedades del polvo son propiedades promedio de un conjunto de granos. Mathis et al (1977) han derivado una distribución de tamaños para granos normales, a partir de la curva de extinción en el ultravioleta  $n(a) \sim a^{-3.5}$  con  $a_{min} = 0.01\mu$  y  $a_{max} = 0.25\mu$ . También se han propuesto otros modelos (Draine & Anderson, 1985) que incrementan el número de granos más pequeños en relación con el número de granos más grandes "normales". Estos granos tienen radios tan pequeños como 0.3 nm y pueden interpretarse como moléculas grandes (PAHs). Un trabajo importante al respecto es el de Désert et al. (1990). Los granos interactúan de tres maneras con la radiación: por emisión, absorción y dispersión. Para longitudes de onda infrarrojas, sólo los dos primeros procesos son importantes.

A continuación vamos a describir lo que le sucede a un grano de polvo de radio  $a$  cuando incide un fotón visual o ultravioleta de energía  $h\nu_{ph}$ . Al absorber un fotón, el grano incrementa su energía y se calienta de la temperatura  $T_0$  a  $T_1$ , dependiendo de la capacidad calorífica por volumen  $C_v(T)$ :

$$h\nu_{ph} = 4/3\pi a^3 \int C_v(T) dT \quad (A.1)$$

Debido a este incremento de temperatura, la emisión se incrementa de  $B_\nu(T_0)$  a  $B_\nu(T_1)$ . Si la energía del fotón es muy alta en comparación con la capacidad calorífica, el incremento de temperatura puede ser tan alto que el grano puede sublimarse. Especialmente los granos pequeños ( $a \leq 1$  nm), que son los responsables del exceso de emisión en el infrarrojo medio, tienen fuertes fluctuaciones de temperatura debido a encuentros con un solo fotón (Draine & Anderson, 1985). Los granos con tamaños mayores no se calientan mucho por este proceso y siempre se suponen en equilibrio:  $W_{UV,in} = W_{IR,out}$ . Para longitudes de onda (UV) comparables con el radio  $a$  de un grano, la sección transversal de absorción  $\sigma_{\nu,abs}$  es aproximadamente igual a la sección transversal geométrica  $\sigma_{geom} = \pi a^2$ , y por el principio de Babinet, la sección transversal de dispersión  $\sigma_{\nu,scat}$  también es aproximadamente igual a  $\sigma_{geom}$ , por tanto,  $\sigma_{\nu,tot} = \sigma_{\nu,abs} + \sigma_{\nu,scat} \sim 2\sigma_{geom}$  ( $\lambda = c/\nu \sim a$ ). A  $\lambda = 0.2\mu$  ocurre una resonancia con  $\sigma_{\nu,tot} \sim 3\sigma_{geom}$  (la joroba en la curva de extinción a 2200 Å). Para  $\lambda \gg a$  (IR),  $\sigma_{\nu,scat}$  tiende a cero y  $\sigma_{\nu,tot} = \sigma_{\nu,abs}$ . La extinción es la cantidad total de radiación que se pierde de un haz en una cierta dirección (absorción y dispersión) menos la que se dispersa en dirección contraria (hacia atrás) en el haz.

La eficiencia de absorción de los granos  $Q_{\nu,abs}$  se define como el cociente de la sección transversal de absorción efectiva  $\sigma_{\nu,abs}$  de los granos a frecuencia  $\nu$  respecto a la sección transversal geométrica  $\sigma_{geom} = \pi a^2$ :

$$Q_{\nu,abs} = \sigma_{\nu}/\pi a^2 \quad (A.2)$$

$Q_{ext} = Q_{abs} + Q_{scat}$  con  $Q_{scat} = 0$  en longitudes de onda infrarrojas y usando la Ley

de Kirchhoff,  $Q_{\nu,abs} = Q_{\nu}$  (eficiencia de emisión). Usando estas definiciones, la profundidad óptica  $\tau_{\nu}$  a una frecuencia e intervalo espacial  $R$  se escribe como:

$$\tau_{\nu} = \int \alpha_{\nu} dr = \int n_d \pi a^2 Q_{\nu} dr = \int \rho_d \kappa_{\nu} dr \quad (A.3)$$

La relación entre el coeficiente de absorción por masa (opacidad)  $\kappa_{\nu}$  y la eficiencia de absorción  $Q_{\nu}$  es:

$$\kappa_{\nu} = \frac{n_d}{\rho_d \pi a^2 Q_{\nu}} = \frac{3}{4 a \rho_d Q_{\nu}} \quad (A.4)$$

En estas ecuaciones,  $\alpha_{\nu} = n_d \sigma_{\nu} = \rho_d \kappa_{\nu}$  es el coeficiente de absorción,  $n_d$  es la densidad numérica de granos (para el medio interestelar  $n_d \rho_{\nu} / n_{HI} \rho_{HI} \sim 0.005 - 0.01$ ),  $a$  es el radio promedio de los granos ( $0.1 \mu$ ) y  $\rho_d$  es la densidad del material que compone los granos ( $\sim 3 \text{ gr cm}^{-3}$ ) y  $Q_{100\mu} = 1/644$  (Hildebrand, 1983).

## A.5 Transferencia Radiativa

Como lo describimos en la sección anterior, la mayoría de la emisión infrarroja es luz estelar, reemitida por granos de polvo. La luz en el visual y ultravioleta calienta las partículas de polvo y estas radían como cuerpos negros a la temperatura de equilibrio  $T_d(K)$  vía la función de Planck:

$$B_{\nu}(T) = \frac{2h(\nu^3)}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/kT_d} - 1} \quad (A.5)$$

El coeficiente de emisión por volumen  $j_{\nu}$  se escribe como:

$$j_{\nu} = n_d \pi a^2 Q_{\nu} B_{\nu}(T_d) = \rho_d \kappa_{\nu} B_{\nu}(T_d) \quad (A.6)$$

el cual se incorpora en la ecuación de transporte radiativo a lo largo de la visual  $l$ :

$$dI_{\nu} = j_{\nu} dl - \alpha_{\nu} I_{\nu} dl \quad (A.7)$$

El primer término a la derecha es el responsable de la emisión y el último término es responsable de la absorción de radiación infrarroja. La solución formal de la ecuación de transferencia radiativa para la intensidad entre  $\tau_o$  y  $\tau_{\nu}$  es :

$$I_{\nu}(\tau_{\nu}) = I_{\nu}(\tau_o) e^{-\tau_{\nu}} + \int S_{\nu}(\tau'_{\nu}) e^{-(\tau_{\nu} - \tau'_{\nu})} d\tau'_{\nu} \quad (A.8)$$

con  $S_{\nu} = j_{\nu} / \alpha_{\nu} = B_{\nu}$  la función fuente. Si  $S_{\nu}$  es independiente de  $\tau_{\nu}$  y  $T$  es una temperatura representativa, la ecuación se reduce a  $I_{\nu} = S_{\nu}(1 - e^{-\tau_{\nu}})$ . En el caso opaco ( $\tau_{\nu} \gg 1$ ), la emisión es ópticamente gruesa:  $I_{\nu} \sim S_{\nu}$ ; en el caso transparente ( $\tau_{\nu} \ll 1$ ), la emisión es ópticamente delgada:  $I_{\nu} \sim \tau_{\nu} S_{\nu}$ . Si el fondo de radiación infrarroja se hace cero, la condición de frontera  $I_{\nu}(\tau_o) = 0$ . La radiación en el infrarrojo lejano es ópticamente delgada (típicamente  $\tau_{100\mu} \sim 0.01$ , Hildebrand et al. 1977; Fazio, 1978), por tanto, expandiendo el factor exponencial a orden cero se obtiene:

$$I_{\nu}(\tau_{\nu}) \sim \int S_{\nu}(\tau'_{\nu}) = \int \rho_d \kappa_{\nu} B_{\nu}(T) dl. \quad (A.9)$$

La densidad de flujo de un objeto a distancia  $D$  se encuentra integrando  $j_{\nu}$  sobre todo el volumen  $V$  y ángulo sólido que subtiende la fuente. Si suponemos radiación isotrópica de

proveniente de un objeto, la densidad de flujo es:

$$f_\nu = \frac{1}{4\pi D^2} \int d\omega \int \rho_d \kappa_\nu B_\nu(T) dV = \frac{M_d \kappa_\nu B_\nu(T)}{D^2} \quad (\text{A.10})$$

Si un objeto subtende un elemento de ángulo sólido  $\delta\omega$  perpendicular a la línea visual  $l$ , la intensidad promedio sobre este ángulo sólido es  $I_\nu = f_\nu/\delta\omega$ . Los detectores del satélite IRAS miden el flujo al interior de cada banda y es necesario corregir por este ancho de banda y por el ángulo sólido que subtende cada detector en el cielo. Con la expresión de  $\kappa_\nu = \kappa_0(c/\nu)^{-n}$  obtenemos:

$$I_\nu = \kappa_\nu B_\nu(T) = \kappa_0 c^{-n} \nu^n B_\nu(T) \quad (\text{A.11})$$

Esta forma se denomina cuerpo negro modificado.

## A.6 Temperatura del Polvo

En radio astronomía la temperatura de brillo  $T_b$  define la temperatura de un cuerpo negro que da origen a la intensidad medida en la longitud de onda observada en la aproximación de Rayleigh-Jeans:

$$I_\nu = 2\lambda^{-2} k T_b \quad (\text{A.12})$$

Deseamos determinar temperaturas físicas reales en longitudes de onda del infrarrojo lejano y vamos a suponer que observamos solamente emisión de continuo. Como hemos mencionado, las partículas de polvo se calientan a temperaturas a las cuales se radia en la región del infrarrojo. No todas las partículas de polvo tienen la misma temperatura, algunas están embebidas son calentadas en regiones HII, otras se localizan en regiones más quiescentes y son calentadas por

un campo de radiación interestelar (ISRF) más diluido. A lo largo de cada línea visual y en el flujo integrado de cada objeto, estaremos viendo la contribución de varias componentes a diferentes temperaturas en una densidad de masa integrada  $\rho_l$ :

$$I_\nu = \int \rho_l \kappa_\nu B_\nu(T) dl = \int \rho_T \kappa_\nu B_\nu(T) dT \quad (\text{A.13})$$

Los integrandos son funciones de cuerpo negro modificadas que tienen su máximo en  $\lambda(\mu)T(K) \sim 5100(\frac{3}{3+n})$ , para  $\kappa_\nu \sim \nu^n$ . Para obtener la temperatura del polvo es necesario corregir las intensidades observadas por la forma del espectro observado dentro de la banda de observación (corrección de color) y suponer que tenemos una sola temperatura  $T_d$  a lo largo de la visual (por tanto, el término  $\rho_T$  en la ecuación de arriba es  $\sim P_d \delta(T - T_d)$  donde  $P_d$  es la masa total del polvo a lo largo de la visual. Entonces obtenemos:

$$I_\nu = P_d \kappa_\nu B_\nu(T_d) \quad (\text{A.14})$$

La temperatura de color se define relacionando el cociente de dos puntos espectrales con un cuerpo negro. Un cuerpo negro modificado nos dará "temperaturas de color modificadas" que son las temperaturas físicas del polvo para una emisividad dada. Si usamos dos intensidades con resolución similar en frecuencias  $\nu_1$  y  $\nu_2$  (por ejemplo los datos de IRAS en 12, 25, 60 y 100 micras) y suponemos que la misma cantidad de polvo  $P_d$  emite en  $\nu_1$  y  $\nu_2$ , entonces el cociente  $I_{\nu_1}/I_{\nu_2}$  nos da una relación recursiva para  $T_d$ :

$$\frac{I_{\nu_1}}{I_{\nu_2}} = \frac{f_{\nu_1}/\Delta\Omega}{f_{\nu_2}/\Delta\Omega} = \frac{\kappa_{\nu_1} B_{\nu_1}(T_d)}{\kappa_{\nu_2} B_{\nu_2}(T_d)} \quad (\text{A.15})$$

Si  $\kappa_\nu$  depende de la temperatura del polvo,

la forma funcional hace que esta dependencia se cancele. El uso de flujos integrados es igualmente útil ya que el factor  $\delta\omega$  ocurre tanto en el numerado como en el denominador. Para polvo frío (20-50 K) normalmente se usan las observaciones en 60 y 100 micras y usando la ecuación anterior obtenemos:

$$T_d = \frac{h(\nu_1 - \nu_2)}{kn((\nu_1/\nu_2)^{3+n}(I_{\nu_1}/I_{\nu_2}) + C_T)} \quad (\text{A.16})$$

con un factor de corrección dependiente de la temperatura:

$$C_T = (1 - (\nu_1/\nu_2)^{3+n}(I_{\nu_1}/I_{\nu_2}))e^{(-h\nu_2/kT_d)} \quad (\text{A.17})$$

$C_T$  da las desviaciones del verdadero espectro en el regimen de Wien.

## A.7 Interpretación Astronómica de la Emisión Infrarroja

El origen de la emisión en el infrarrojo lejano (FIR) en galaxias espirales (y en las galaxias con núcleos activos que no abordaremos aquí) es un tema que en la actualidad está sujeto a debate. Una pregunta fundamental se centra en la naturaleza de las fuentes que calientan el polvo. Muchos estudios basados en modelos del calentamiento del polvo en ambientes diferentes y que comparan las observaciones de IRAS con propiedades ópticas de las galaxias, concluyen que una fracción sustancial de la emisión observada en las galaxias en 60 y 100 micras puede deberse a polvo frío (20-25 K) calentado por el campo de radiación interestelar (ISRF), dejando la fracción restante al polvo más caliente ( $\geq 25$  K) calentado por estrellas OB en

regiones de formación estelar (Persson & Helou 1987; Walterbos & Schwing 1987). Sin embargo, en otros trabajos se ha argumentado que la correlación encontrada entre la emisión en  $H_\alpha$  y la emisión FIR en galaxias implica que las estrellas OB por ellas mismas pueden ser las responsables de todo el calentamiento del polvo, sin necesidad de una contribución adicional del ISRF (Devereux & Young 1990; Sauvage & Thuan 1994). Para ilustrar lo complicado del problema, han habido trabajos que estudian la misma galaxia y en los cuales se llega a conclusiones opuestas. Este es el caso de M51 (Rand et al. 1992; Devereux & Young 1992) y M31 (Walterbos & Schwing 1987; Xu & Helou 1995).

La naturaleza de la fuente de calentamiento del polvo es importante para decidir si los flujos medidos por IRAS en miles de galaxias son una buena medida (o no), de la tasa reciente de formación estelar (es decir, sobre los últimos  $10^7$  años) de estrellas masivas, o si reflejan tazas promedio de formación de estrellas en escalas de tiempo mayores, del orden de  $10^8$  años, si las estrellas B y A dominan el calentamiento, o quizás, escalas de tiempo aún mayores si estrellas más tardías que las A dominan el calentamiento. Además es importante investigar si la fuente dominante de calentamiento cambia sistemáticamente con otras propiedades galácticas como el tipo de Hubble. Otro problema es el concerniente a la localización del polvo que emite en 60 y 100 micras. Devereux & Young 1990 encontraron que la correlación entre las luminosidades FIR y los anchos de línea de CO integrados en galaxias es más fuerte que la correlación entre las luminosidades FIR y las masas en HI, lo cual interpretaron como evidencia de que el polvo en el gas difuso no contribuye de manera sustancial a la emisión FIR. Sin embargo, en estas comparaciones se ignora el papel que juega el ISRF. (Sin embargo, ver Petrosian, Silk & Field (1972). Las imágenes de IRAS y COBE (Cosmic Background Explorer) de

muestra Galaxia, han demostrado la emisión FIR del polvo en el gas difuso.

Es importante hacer algunas definiciones operacionales en el contexto de la discusión de la emisión FIR en galaxias. De acuerdo con Helou (1986), una "galaxia normal" satisface que su emisión, como la observan los detectores de IRAS, se debe principalmente a radiación térmica de granos de polvo interestelar calentados por luz estelar. En este sentido, la emisión de una galaxia normal en las bandas de IRAS es, a primer orden, función de la población estelar presente (y en consecuencia de la función inicial de masa y la tasa de formación estelar), de la distribución espacial del polvo y las estrellas, y de las propiedades de los granos. De acuerdo con Walterbos & Greenawalt (1996), el campo general de radiación interestelar (ISRF) se puede describir como el campo de radiación promedio que uno mediría en algún lugar en un disco galáctico donde la radiación no está dominada por alguna estrella particular o cúmulo estelar. En sí misma, esta definición no hace ninguna afirmación sobre el tipo de estrellas que contribuyen más a este campo de radiación. El espectro y la intensidad absoluta del ISRF apropiado para la vecindad solar ha sido discutido por Mathis et al. (1983), Guhathakurta & Draine (1989). Generalmente se entiende que en la vecindad solar, y en consecuencia, en un disco galáctico típico, el ISRF no está dominado por estrellas OB. En longitudes de onda visibles esto se ve a partir de los colores observados en las galaxias espirales, que son mucho más rojos de lo que una población OB pura implicaría, aún en los brazos espirales, y aún después de corregir por enrojecimiento. La situación en el UV es más ambigua. Walterbos & Greenawalt (1996) concluyen que no más del 25% del calentamiento del polvo por el ISRF se debe probablemente a la contribución de estrellas OB ionizantes.

Helou (1986) propuso describir el comportamiento de las galaxias "normales" en el dia-

grama color-color infrarrojo como una combinación de dos componentes: una fría y relativamente constante o emisión denominada "cirrus" del ISRF y una componente de las regiones más "activas" con emisión más caliente cuyos colores dependen de los parámetros físicos promedio en estas regiones. Este modelo implica que el flujo en el lejano infrarrojo de una galaxia "normal" como lo ve IRAS no es simplemente proporcional a la tasa reciente de formación estelar, porque sólo una fracción (variable) se debe a estrellas masivas jóvenes, mientras que otra fracción importante se debe al cirrus. En años más recientes trabajos como el de Walterbos & Greenawalt (1996) han empleado métodos más directos con los que han podido cuantificar la contribución del ISRF en galaxias como M31, M33 y otras galaxias cercanas resueltas con el procedimiento HIRES (ver Apéndice C) pero que no están en fase de brotes de formación estelar, y concluyen que es difícil evitar el papel del ISRF. Su análisis mostró que el papel del ISRF es relativamente más importante en galaxias espirales de tipo temprano en buen acuerdo con Sauvage & Thuan (1992) quienes llegaron al mismo resultado por otro procedimiento. Sin embargo para las galaxias Sbc-Sc de su muestra encuentran que el papel del ISRF es menos importante, en buen acuerdo con el nivel mayor de actividad de formación estelar en estas galaxias. Por tanto, sus resultados confirman la tendencia esperada en un modelo de dos componentes.

Otra manera de abordar este problema es, comparando propiedades ópticas con propiedades en el infrarrojo lejano pero ahora en galaxias que sabemos que sí están en fase de brotes de formación estelar (starburst), Kunth & Sévre (1986). En un análisis estadístico de una muestra de galaxias HII, Dultzin-Hacyan, Masegosa & Moles (1990) comparan cantidades como  $L_{FIR}$ ,  $L_{25}$  y  $L_{H\alpha}$ , encontrando que la luminosidad en 25 micras está siendo emitida en una región mucho más ítimamente realcionada con la emi-

sión de los fotones ionizantes que la luminosidad FIR y por tanto, la luminosidad en el lejano infrarrojo  $L_{FIR}$  no es un buen indicador de los procesos de brotes de formación estelar. También encuentran que cociente  $I_{25}/I_{100}$  es un trazador excelente de eventos recientes de formación estelar. Con esta interpretación, la emisión en 25 micras puede deberse a polvo caliente ( $\sim 100K$ ) muy cercano a las asociaciones OB o bien, calentado por choques. La emisión en el mediano infra-

rojo en galaxias se atribuye normalmente al calentamiento transiente de granos de polvo de dimensiones muy pequeñas ( $\sim 1nm$ ) por fotones UV no ionizantes de estrellas masivas (Sellgren 1984). Contrariamente a lo que le sucede a los granos "grandes" que están en equilibrio térmico con el campo de radiación ambiental y son responsables del continuo FIR, los granos pequeños son calentados a muy altas temperaturas por eventos de un sólo fotón UV. Sin embargo, los granos pequeños pueden destruirse más fácilmente que los granos grandes en la vecindad de estrellas OB, donde las densidades de energía UV son altas. Recientemente, Mouri Kawara & Taniguchi (1997) retomando una sugerencia de Petrosian, Silk & Field (1972) respaldada por los trabajos de Osterbrock (1989) y Baldwin et al. (1991), entre otros, proponen que la emisión de granos de polvo (grandes) dentro de las regiones HII, calentados por fotones ionizantes, no ionizantes y por fotones  $Ly_{\alpha}$ , puede contribuir o aún dominar el flujo observado en el infrarrojo medio.

Mouri, Kawara, & Taniguchi (1997) llevaron a cabo un análisis de correlación (en galaxias con núcleos starburst) donde exploraron el comportamiento del flujo en  $Br_{\gamma}$  (una medida de los fotones ionizantes) en comparación con los flujos de IRAS en 12 y 25 micras, tomando como base un modelo propuesto por Mouri & Taniguchi (1992) donde se interpreta la emisión en el continuo infrarrojo como: (1) Una mezcla de la emisión en

12 y 25 micras proveniente de granos grandes, calentados por fotones ionizantes, no ionizantes y por fotones  $Ly_{\alpha}$  dentro de regiones HII. (2) Una contribución de 12 y 25 micras

de granos pequeños de polvo, calentados por fotones no ionizantes fuera de las regiones HII. (3) Una contribución en 60 y 100 micras

de granos de polvo grandes, calentados por fotones no ionizantes fuera de las regiones HII. En este modelo la emisión de (2) y (3) proviene de las mismas regiones. Por tanto, una componente del infrarrojo mediano sigue al flujo en el infrarrojo lejano FIR, mientras que es de esperarse que la otra componente dentro de las regiones HII, siga a algún indicador de los fotones ionizantes como el flujo en  $Br_{\gamma}$ . La importancia relativa entre estas componentes está controlada por el cociente del número de fotones ionizantes y no ionizantes, que a su vez, está controlado por la función de masa actual de estrellas OB.

Mouri & Taniguchi (1992) discuten las expresiones que involucran el calentamiento del polvo mezclado con gas ionizado y en nubes moleculares, la ley de emisividad de granos grandes y los procesos de emisión fuera de equilibrio de los granos muy pequeños.

## A.8 Definición de Parámetros Físicos Infrarrojos

Las distancias a las galaxias han sido calculadas empleando una corrección por el flujo Virgocéntrico siguiendo el procedimiento de Schechter (1980) y Aaronson et al. (1982) con una distancia estimada al cúmulo de Virgo de 19.3 Mpc, y una velocidad de caída en el Grupo Local de  $300 \text{ kms}^{-1}$ . A lo largo de todo este trabajo, vamos a adoptar un valor de la constante de Hubble  $H_0 = 75 \text{ kms}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ .



A lo largo de este trabajo vamos a emplear la luminosidad en el infrarrojo lejano  $L_{FIR}$  como uno de nuestros indicadores de luminosidad.  $L_{FIR}$  nos da información sobre la luminosidad emitida dentro del intervalo de longitudes de onda 42.5-122.5 micras. Esta luminosidad se calcula en luminosidades solares y se obtiene a partir de la combinación de los flujos de IRAS obtenidos en 60 y 100 micras.

$$S(FIR) \equiv 1.26 \times 10^{-14} \times [S(100) + 2.58S(60)] [\text{Watt m}^{-2}] \quad (\text{A.18})$$

Donde  $S(60)$  y  $S(100)$  son los flujos obtenidos en 60 y 100 micras para la fuente de interés. La expresión anterior compensa por el área efectiva de los filtros para poder obtener una estimación del flujo total.  $L_{FIR}$  tiene la atracción de ser insensible a las correcciones de color, que en muchas circunstancias es necesario aplicar a los datos de IRAS. (Persson et al. 1985). Entonces calculamos  $L_{FIR}$  como:

$$L_{FIR} = 4\pi D^2 S(FIR) [L_{\odot}] \quad (\text{A.19})$$

La luminosidad en 12 micras  $L_{12}$  se calcula como:

$$L_{12} = 4\pi D^2 S(12) [L_{\odot}] \quad (\text{A.20})$$

Donde  $S_{12} = \Delta\nu f_{12}$  de acuerdo con Schwoering (1988).

La luminosidad en 25 micras  $L_{25}$  se calcula como:

$$L_{25} = 4\pi D^2 S(25) [L_{\odot}] \quad (\text{A.21})$$

Donde  $S_{25} = \Delta\nu f_{25}$  de acuerdo con Hunt (1991).

La luminosidad en 60 micras  $L_{60}$  se calcula como:

$$L_{60} = 4\pi D^2 S(60) [L_{\odot}] \quad (\text{A.22})$$

Donde  $S_{60} = \Delta\nu f_{60}$  de acuerdo con Soifer et al. (1987) y Smith et al. (1987).

La luminosidad en 100 micras  $L_{100}$  se calcula como:

$$L_{100} = 4\pi D^2 S(100) [L_{\odot}] \quad (\text{A.23})$$

Donde  $S_{100} = \Delta\nu f_{100}$  de acuerdo con Schwoering (1988). y Smith et al. (1987).

La luminosidad  $L_B$  nos da una estimación de la luminosidad en el azul ( $\nu L_{\nu}$ ) a 0.44 micras y se calcula como:

$$L_B = 10^{(1.95 - 0.4M_{Zw})} \quad (\text{A.24})$$

En el catálogo de pares de Karachentsev (y en particular para la muestra de pares (E+S)), hay casos en que solamente se reportan magnitudes integradas ( $m$ ) para un par. En estas condiciones, asignamos magnitudes a las componentes individuales  $m_1$  y  $m_2$  de acuerdo con la siguientes expresiones:

$$\begin{aligned} m_1 &= m + 2.5 \log(1 + a_2 b_2 / a_1 b_1) \\ m_2 &= m + 2.5 \log(1 + a_1 b_1 / a_2 b_2) \end{aligned} \quad (\text{A.25})$$

Donde  $a$  y  $b$  son los diámetros angulares de los miembros de un par medidos a lo largo de los ejes mayor y menor. Las magnitudes obtenidas están en el sistema fotografico de Zwicky, de acuerdo con Karachentsev (1987).

# Bibliografía

- [1] Aaronson, M., Huchra, J., Mould, J., Schechter, P., Tully, R. B. 1982 ApJ. 258, 64.
- [2] Baldwin, J.A., Ferland, G. J., Martin, P. G., Corbin, M. R., Cota, S. A., Peterson, B. M., Slettebak, A. 1991, Ap. J, 374, 580.
- [3] Cox, P., Krugel, E., Mezger, P. G. 1986 Astron. Ap. 155, 380.
- [4] Désert, F., Boulanger, F., Puget, J. L. 1990 Astron. Ap. 237, 215.
- [5] Devereux, N. A., Young, J. S. 1990 Ap. J. 359, 42.
- [6] Devereux, N. A., Young, J. S. 1990 Ap. J. 350, L25.
- [7] Devereux, N. A., Young, J. S. 1992 AJ. 103, 1536.
- [8] Draine, B. T., Anderson, N. 1985, Ap. J. 292, 494.
- [9] Dultzin-Hacyan, D. Masegosa, J., Moles, M. 1990 Astron. Ap. 238, 28.
- [10] Greenberg, J. M. 1982 In Submillimetre Wave Astronomy Eds. Beckman, J. E., Phillips, J. P. Cambridge University Press.
- [11] Fazio, G. G. 1978, in "Infrared Astronomy" Eds. Setti, G., Fazio, G. Reidel Dordrecht, 51.
- [12] Guhathakurta, P., Draine, B. T. 1989 Ap. J. 345, 230.
- [13] Hasegawa, H. 1984. In Workshop on Laboratory and Observational Infrared Spectra of Interstellar Dust. Eds. R. D. Wolstencroft, J. M. Greenberg. Occas. Rep. R. Obs. Edinburgh, 12, 137.
- [14] Heiles, C., Reich, W. T., Koo, B. 1988 Ap.J.
- [15] Helou, G. 1986 Ap.J. 311, L33.
- [16] Hildebrand, R. H., Whitcomb, S. E., Winston, R., Stiening, R. F., Harper, D. A., Moseley, S. H. 1977 Ap.J. 216, 698.
- [17] Hildebrand, R. H. 1983 Quartly J. R. Astron. Soc. 24, 267.
- [18] Hunt, L. K. 1991 ApJ. 370, 511.
- [19] Karachentsev, I. 1987 Double Galaxies (Moscow: Nauka).
- [20] Kunth, D., Sévre, F. 1986, in Star Forming Dwarf Galaxies and Related Objects, Eds. Kunth, D. Thuan, T. X., Thanh, T. J. Paris, 33.
- [21] Léger, A., Puget, J. L. 1984 Astron. Ap. 137, L5.
- [22] Mathis, J. S., Rimpl, W., Nordsieck, K. H. 1977 Ap. J. 217, 425.
- [23] Mathis, J. S. Mezger, P. G., Panagia, N. 1983 Astron. Ap. 128, 212.
- [24] Mouri, H., Taniguchi, Y. 1992 Ap.J. 386, 68.
- [25] Mouri, H., Kawara, K., Taniguchi, Y. 1997 Ap.J. 484, 222.

- [26] Osterbrock, D. E. 1989 *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei* (Mill Valley: Univ. Sci. Books).
- [27] Persson, C. J. L., Helou, G. 1987 *Ap.J.* 314, 513.
- [28] Persson, C.J., Helou, G., Good, J.C., Rice, W.L. (1985). *Cataloged Galaxies and Quasars Detected in the IRAS Survey*, JPL D1932, Pasadena.
- [29] Petrosian, V., Silk, J., Field, G. B. 1972 *Ap.J.* 177 L69.
- [30] Pottasch, S. R. 1986, in "Light on Dark Matter" Eds. Israel, F, P. Reidel Dordrecht, 131.
- [31] Rand, R. J., Kulkarni, S. R., Rice, W. 1992 *Ap.J.* 390, 66.
- [32] Sauvage, M., Thuan, T. X. 1992 *Ap.J.* 396 L69.
- [33] Sauvage, M., Thuan, T. X. 1994 *Ap.J.* 429 153.
- [34] Schechter, P. L. 1980 *Astron. J.* 85, 801.
- [35] Sellgren, K., Werner, M. W., Dinersstein, H. L. 1983 *Ap.J.* 271 L13.
- [36] Sellgren, K. 1984 *Ap.J.* 277, 623.
- [37] Soifer, B.T., Sanders, D.B., Madore, B.F., Neugebauer, G., Persson, C.J., Persson, S.E., Rice, W.L. 1987 *Ap J* 320, 238.
- [38] Smith, B. J., Kleinmann, S. G., Huchra, J. P., Low, F. J. 1987 *ApJ.* 318, 161.
- [39] Schwering, P. 1988 PhD Thesis Leiden.
- [40] Walterbos, R. A. M., Schwering, P, B, W. 1987 *Astron. Ap.* 180 27.
- [41] Walterbos, R. A. M., Greenawalt, B. 1996 *Ap.J* 460, 696.
- [42] Waters, L, B, F, M. 1986 *Astron. Ap.* 162, 121.
- [43] Willner, S. P. 1982, in "Galactic and Extragalactic Infrared Spectroscopy" Eds. Kessler, M, F., Phillips, J, P. ESA, Paris, 59.
- [44] Xu, C., Helou, G. 1995 *Ap.J.* 446, 909.

## Apéndice B

# SCANPI

### B.1 Introducción

En este Apéndice, vamos a describir en detalle el paquete de reducción de datos **SCANPI**, que hemos utilizado para hacer un nuevo tratamiento a las observaciones de IRAS y obtener los flujos en el infrarrojo lejano de las galaxias del presente estudio. Comenzaremos con algunos comentarios sobre las observaciones del satélite infrarrojo IRAS y los catálogos que representan en la actualidad la fuente más completa de datos sobre objetos extragalácticos observados en el infrarrojo lejano (el observatorio espacial infrarrojo ISO: Infrared Space Observatory, fue lanzado exitosamente en 1996 y sus resultados ya están siendo publicados en estas fechas).

### B.2 Las Observaciones del Satélite Astronómico Infrarrojo IRAS

El principal objetivo del Satélite Astronómico Infrarrojo IRAS (del inglés: Infrared Astronomical Satellite) fue el de llevar a cabo un registro del cielo en cuatro longitudes de onda de observación (12, 25, 60 y 100  $\mu\text{m}$ ) en la región del espectro electromagnético conocida como infrarrojo lejano (FIR) (del inglés: Far Infrared). El proyecto se inició en 1975 como un programa conjunto

de los Estados Unidos, Holanda e Inglaterra. El satélite fue lanzado en enero de 1983 y terminó su misión en noviembre de 1983 después de haber registrado exitosamente más del 96% del cielo con una completéz límite de  $\sim 0.5$  Jy en 12 $\mu\text{m}$ , 25 $\mu\text{m}$  y 60 $\mu\text{m}$ , y 1.5 Jy en 100 $\mu\text{m}$ . Entre las ventajas más importantes de esta misión están una mejor calibración para fuentes puntuales sobre casi todo el cielo y una extinción Galáctica prácticamente despreciable en las diferentes longitudes de onda de observación. Se encontró que las observaciones en 60 $\mu\text{m}$  eran por mucho las más sensibles para detectar objetos de origen extragaláctico.

Los resultados de esta misión están reportados en una serie de catálogos entre los que mencionamos el Catálogo de Fuentes Puntuales infrarrojas, (PSC) (del inglés: Point Source Catalog) que contiene flujos y otras informaciones para aproximadamente 245 000 fuentes puntuales. El Catálogo de Espectros de Baja Resolución (LSR: Low Resolution Catalog) entre 8 y 22 $\mu\text{m}$  para aproximadamente 5 500 fuentes del PSC con brillo suficiente para estos propósitos. El Catálogo de Galaxias y Cuasares observados por IRAS conteniendo flujos y otra información para aproximadamente 11 500 fuentes del PSC asociadas con objetos extragalácticos. El Catálogo de Estructura a Escala Pequeña (SSS: Small Scale Structure) cuya intención fue la de aplicar un procedimiento similar al del PSC pero utilizando

funciones de respuesta cuadradas (en lugar de puntuales) de hasta 8 minutos de arco de ancho. El SSS contiene aproximadamente 16 800 fuentes extendidas. El Catálogo de Objetos observados de manera casual (SSC: Serendipitous Survey Catalog) que contiene información para aproximadamente 43 900 objetos.

El Catálogo de Galaxias Observadas por IRAS es una colección de aproximadamente 85 galaxias con tamaño angular mayor que 8 minutos de arco y contiene información sobre flujos integrados y perfiles de brillo originalmente publicados por Rice et al. (1988). El Catálogo de Fuentes Débiles (FSC: Faint Source Catalog) que se obtuvo por aplicación de algoritmos para aumentar la sensibilidad respecto del PSC. Este catálogo contiene aproximadamente 173 100 fuentes por arriba de la latitud Galáctica,  $|b| > 10^\circ$ . El Catálogo de Fuentes Débiles no incluidas en el FSC (FSCR: Faint Source Reject Catalog) que contiene aproximadamente 593 600 fuentes a las que se les aplicó un algoritmo para aumentar la sensibilidad (aunque no satisfacen los criterios de confiabilidad estipulados por el FSC) y finalmente el Atlas de Alta Resolución de Galaxias Cercanas que es una colección de 30 galaxias con tamaño angular grande (en el óptico) procesadas con algoritmos de alta resolución espacial. Estos objetos fueron publicados originalmente por Rice (1993) y se presentan con una resolución de 1 minuto de arco.

El arreglo de detectores del satélite IRAS en la región visible e infrarroja del espectro, constaba de 62 canales infrarrojos y 8 canales en el visible. Los canales infrarrojos se dividieron en 8 módulos, 2 por cada longitud de onda de observación, con cada módulo conteniendo ya sea 7 u 8 detectores. La Figura B.1 muestra un esquema del plano focal y los números asignados a los detectores infrarrojos individuales. Es importante notar que las mascarillas de los detectores son de forma rectangular y que toda fuente infrarroja fue

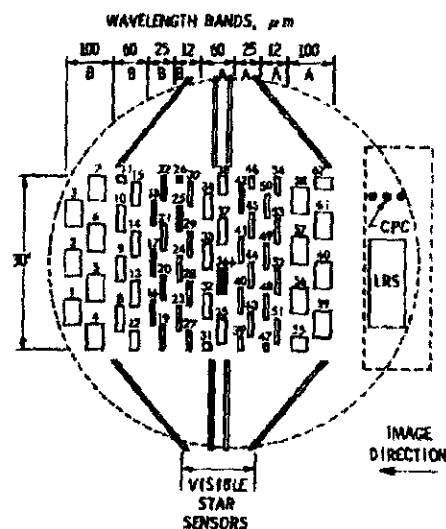


Figura B.1: El Plano Focal y el Arreglo de Detectores Infrarrojos del Satélite IRAS

“barrida” a través del plano focal en dirección paralela a la sección más angosta de los detectores, es decir a lo largo de la dirección de movimiento.

El satélite IRAS fue diseñado originalmente para realizar observaciones de fuentes puntuales y no para producir imágenes. Sin embargo, el grupo de científicos asociados a este proyecto lograron producir (entre 1984 y 1986) imágenes conocidas como Imágenes del Brillo del Cielo o SKYFLUX con una sensibilidad limitada por efectos de la luz zodiacal y la calibración utilizada. Posteriormente se pudo recalibrar esta información empleando un modelo de la emisión zodiacal que fue sustraído de las observaciones dando lugar al Atlas del Cielo de IRAS (ISSA) (en inglés: IRAS Sky Survey Atlas). La motivación de ISSA fue presentar el cielo infrarrojo visto por IRAS con una escala espacial mayor o igual que 5 minutos de arco. Para poder crear mapas del brillo total del cielo, se necesitaron observaciones de la emisión difusa, libres de variaciones significativas de fondo

debidas a efectos locales tales como el brillo del Sol y la Luna. Fue necesario observar la misma región del cielo a través de distintas regiones del Sistema Solar de tal manera que los efectos de fondo del Sistema Solar pudiesen ser separados de fondos como el Galáctico y otros.

El requerimiento de una recopilación confiable, hizo necesarias observaciones múltiples del cielo para discriminar entre objetos astronómicos fijos (distantes) y objetos (cercanos) en movimiento en el Sistema Solar y también contra fuentes de ruido como la radiación de partículas sobre los detectores. Reobservando el cielo en escalas de tiempo de segundos, se pudieron eliminar los efectos residuales de partículas radiantes y el material local en movimiento rápido, esto se conoce como confirmación de segundos (*Seconds-Confirmation*). Reobservando en escalas de tiempo de horas, pudieron ser reconocidos objetos en movimiento más lento, pero aún relativamente locales, esto se llamó confirmación de horas (*Hours-Confirmation*). Finalmente, reobservando en escalas de tiempo de semanas y meses, se reconocieron objetos lentos en el Sistema Solar, tales como asteroides. A esto se le llamó confirmación de semanas (*Weeks-Confirmation*).

Esta cobertura múltiple del cielo permitió aumentar la confiabilidad de las detecciones de diversas fuentes y además hizo posible la implementación de métodos de análisis más poderosos. Estos métodos de análisis están contenidos en programas desarrollados en el Centro de Astronomía Infrarroja (antes Centro para el Procesamiento y Análisis de datos Infrarrojos (IPAC: *Infrared Processing and Analysis Center*) del Instituto Tecnológico de California en Pasadena. IPAC fue concebido originalmente como un centro de procesamiento para los datos de IRAS, sin embargo recientemente se ha convertido en un centro especializado en astronomía infrarroja.

## B.3 Procesamiento de datos con SCANPI

Hemos llevado a cabo dos estancias en IPAC en Pasadena, California EUA, entre 1994 y 1995 con el propósito de utilizar los programas de reducción de datos y aplicarlos a nuestras galaxias de estudio. El paquete de procesamiento de datos e integración SCANPI (de las siglas en inglés: *Scan Processing and Integration*) es un conjunto de programas diseñados para trabajar con datos del satélite IRAS en una dimensión. SCANPI permite hacer una estimación de los flujos provenientes de objetos en el infrarrojo lejano que pueden ser fuentes débiles o ligeramente extendidas y permite también obtener límites superiores locales al valor del flujo en caso de que la fuente no sea detectada. La ganancia en sensibilidad que se obtiene con estos métodos es comparable con la alcanzada en el Catálogo de Fuentes Débiles, FSC para fuentes puntuales, es decir; un factor  $\sim 2 - 5$  sobre el catálogo de fuentes puntuales infrarrojas PSC, dependiendo de las fluctuaciones RMS (*Root Mean Square*) locales y del número de barridos (*scans*) que cruzan por la fuente de interés.

SCANPI interpreta los datos originales del satélite IRAS como una serie de barridos alrededor de una cierta posición de interés. Dentro de SCANPI existe el programa llamado ADDSCAN (en inglés: *Scan Addition*) que busca y extrae de los archivos en cinta magnética los barridos alrededor de la fuente de interés y los organiza en un nuevo archivo el cual es posteriormente accedido por SCANPI. ADDSCAN hace una interpolación de los datos primarios usando funciones spline cúbicas y remuestrea la salida de cada detector a una frecuencia espacial de 10 muestras por minuto de arco, para las cuatro longitudes de onda: 12, 25, 60, y 100  $\mu\text{m}$ . La frecuencia original de muestreo es 4, 4, 2 y 1 muestras por minuto de arco respectivamente. El remuestreo tiene el propósito de

facilitar el alineamiento de los barridos para después manipularlos aritméticamente.

Una vez que se identifican y extraen de los archivos básicos todos los barridos dentro de un radio de 1.7 minutos de arco de la posición de interés (valor estándar del radio que puede ser modificable), se ajusta una línea base a cada barrido individual y se calcula el ruido residual fuera del intervalo de señal ( $\pm 2$ ,  $\pm 2$ ,  $\pm 2.5$  y  $\pm 4$  minutos de arco en 12, 25, 60 y 100  $\mu\text{m}$ , respectivamente). Cuando el nivel de la señal lo permite, se ajusta una fuente puntual de comparación (en inglés: template) a cada barrido.

Los barridos se suman (cosuma) haciendo promedios directos, promedios pesados por ruido, promedios pesados por mediana y promedios con los detectores más ruidosos pesados por la mitad. Estos barridos cosumados son analizados para saber si existe señal en la posición de interés a partir de la cual se pueda calcular el flujo integrado, ajustar una fuente de comparación puntual, determinar el flujo correspondiente a esta fuente puntual y calcular el ancho total a 25% y 50% del máximo. Para cada una de las cuatro longitudes de onda de observación, SCANPI produce:

1. Una tabla con un apartado por cada tipo de combinación entre barridos (cosumas). La tabla contiene los parámetros de la reducción, cuyo significado explicamos a continuación:

**SCAN-** Este es el número asociado a cada barrido como se reporta en la gráfica de las trayectorias de los barridos (en inglés: scan-track plots, ver más adelante). Los barridos se numeran en el orden en que cruzan la fuente de interés. Los datos cosumados tienen los siguientes números de SCAN:

**999-** Es el promedio usando pesos de 1 ó 0.5 (para detectores ruidosos).

**1001-** Es el promedio directo.

**1002-** Es la mediana estadística, que se forma en cada punto de todos los datos cosumados.

**1003-** Es el promedio pesado por ruido. El factor de peso es  $1/\text{SIGMA}^2$ , donde **SIGMA** es el residual cuadrático medio RMS de cada barrido después del ajuste de la línea base fuera del intervalo de señal.

**X(EW)-** Distancia en minutos de arco entre el centro del detector y la posición de interés a lo largo de la dirección Este-Oeste.

**OFFSET-** Distancia en minutos de arco entre el centro del detector y la posición de interés a lo largo de la dirección "cross-scan" (dirección perpendicular a la dirección de movimiento del barrido, llamado "in-scan").

**PA-** Angulo de posición en grados. Medido al Este del Norte

**SOP.OBS-** De las siglas en inglés; SOP (Satellite Operation Plan) y OBS (Observations). Estos son números asignados a los barridos individuales. Para los datos cosumados,  $\text{SOP} = 0$  y  $\text{OBS} =$  número total de datos cosumados.

**DET-** Número de detector, para barridos individuales (ver IRAS Explanatory Supplement, 1988). Para datos cosumados es igual al negativo del número total de datos cosumados.

**SIZE-** Tamaño del detector en minutos de arco, en la dirección perpendicular al movimiento del detector (del inglés: "cross-scan". Se pone el valor de  $-1$  para datos cosumados.

**SIGMA-** La desviación cuadrática media RMS de los residuales, en unidades de milijanskys (mJy), ( $1\text{Jy} = 1 \times 10^{-23} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ ster}^{-1} \text{ Hz}^{-1}$ ) después de la sustracción de la línea base.

**SNR-** El cociente señal a ruido, calculado como el valor pico (en inglés:

**PEAK**) de la señal, respecto de **SIGMA**, esto es, (**PEAK/SIGMA**). Esta cantidad y las siguientes cuatro, aparecen solamente si SCANPI pudo identificar una señal como plausible. En caso contrario, aparece la leyenda "Improbable Signal Range" que significa que no existe señal en la posición de interés. Para determinar si una señal real existe, se identifican los tres puntos con valor más alto dentro del intervalo de señal. Si el punto de enmedio es el máximo de los tres y el correspondiente valor pico es mayor que dos veces **SIGMA**, entonces se considera que es plausible la existencia de una fuente.

**PEAK**- Valor del máximo en unidades de janskys dentro del intervalo de señal especificado.

**ZERO XINGS**- Nos da la posición de los ceros consecutivos o valores donde se anula la señal con la línea base, (en inglés: zero-crossings), denotados por  $X(1)$ ,  $X(2)$ , y medidos en minutos de arco. Estos están definidos como las posiciones, moviéndose en direcciones opuestas hacia ambos lados de la posición de la señal pico.

**FNU(Z)**- Estimación de la densidad de flujo total en Jy por integración de los datos cosumados o barridos entre los ceros consecutivos.

**FNU(T)**- Estimación de la densidad de flujo total en Jy por integración de los datos cosumados o barridos entre puntos fijos determinados por los intervalos de señal.

**W25**- Ancho de la señal, en minutos de arco a 25% del valor pico.

**W50**- Ancho de la señal, en minutos de arco a 50% del valor pico.

**MISS**- Valor de la desviación, en minutos de arco, entre la posición pico de la señal y la posición del objeto especificada por el usuario. La posición del pico

se calcula como el centro de la fuente de comparación (templete) mejor ajustada. En caso de no ajustar ningún templete, se utiliza la posición del máximo de la señal.

**TEMPLATE AMP**- Estimación de la densidad de flujo en Janskys usando el mejor ajuste a una fuente puntual (templete).

**TMP.CORR.COEFF**- El coeficiente de correlación que caracteriza el mejor ajuste de templete. Una fuente puntual típica tiene un coeficiente de correlación mayor que 0.995 para un cociente señal a ruido  $SNR = 20$  ( $SNR$ : Signal to Noise Ratio).

- SCANPI también produce una gráfica por cada forma de cosuma. Estas gráficas están etiquetadas con el número de SCAN como se describió arriba. El eje horizontal representa la distancia a partir de la posición nominal de la fuente en la dirección de movimiento "in-scan", en minutos de arco. El eje vertical representa el flujo en unidades de  $\text{watt m}^{-2}$ . En la Figura B.2 presentamos las gráficas de los datos cosumados que produce SCANPI. Esta es una ilustración de los resultados obtenidos para el par de galaxias k59 del catálogo de Karachentsev. Ver Helou & Kahn (1986).

La gráfica correspondiente al barrido SCAN 999, muestra los datos interpolados y remuestreados sin eliminar la línea base e indicando el ajuste a esta. Las otras tres formas de datos cosumados (SCAN 1001, SCAN 1002 y SCAN 1003) no presentan la línea base, pues esta ha sido sustraída, pero indican el intervalo de señal y de ruido de fondo (background).

Todos los tipos de cosuma muestran el mejor ajuste de la fuente puntual de comparación (templete), si el algoritmo de ajuste



## B.4 Los Estimadores de Flujo en SCANPI

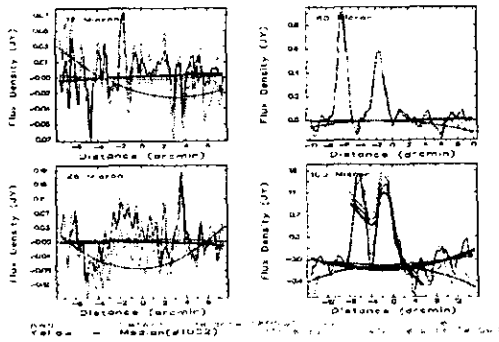


Figura B.2: Cosuma de los barridos de IRAS con SCANPI.

tuvo éxito en encontrarlo en los datos. Los programas permiten la opción de seleccionar y graficar tanto los barridos individuales como las trayectorias de los barridos. Estas gráficas están orientadas con la convención astronómica; norte hacia arriba y este a la izquierda. Cada barrido está etiquetado con un número en su borde. El ejemplo que presentamos es particularmente ilustrativo de la limitada capacidad de los detectores de IRAS para poder separar espacialmente la emisión infrarroja de dos objetos cercanos entre sí. El par de galaxias (k59) tiene una separación aparente de  $\sim 4.5$  minutos de arco y nos ilustra que a esta separación los detectores de IRAS pueden resolver la emisión de ambas componentes. Para objetos cuya separación sea menor que la resolución espacial de los detectores, no es posible separar con estos programas la emisión de las componentes (salvo en algunas circunstancias que discutiremos más abajo). Sin embargo existe la posibilidad de rescatar la información hasta ciertos límites de separación utilizando programas de alta resolución espacial, ver Apéndice C.

SCANPI calcula varios estimadores de flujo. Mientras es claro que los estimadores de flujo integrado son mejores para fuentes extendidas, no es el caso que el flujo obtenido a partir de la fuente puntual de comparación (templete amplitude) sea la mejor opción para estimar el flujo de una fuente puntual. De acuerdo con la experiencia que adquirimos en IPAC, existen algunas reglas empíricas para seleccionar, según el caso, estimadores de flujo.

Para fuentes puntuales muy intensas ( $\geq 20$  Jy), la amplitud pico (peak amplitude) es un buen estimador. En este caso, la amplitud de la fuente puntual (templete) está afectada por histéresis, que se traduce en “alas” en la fuente, las cuales elevan o inclinan el templete relativo a la línea de base global.

Para fuentes puntuales con intensidad moderada (1-20 Jy), los mejores estimadores del flujo son la amplitud del templete, la amplitud pico y FNU(T). Hay que notar que FNU(T) se obtiene por integración dentro de un intervalo de señal fijo. Estos tres estimadores debieran estar en buen acuerdo entre sí para fuentes puntuales moderadas. Bajo ciertas circunstancias el ajuste de templete puede verse afectado por emisión del ruido de fondo (background) haciendolo poco confiable como estimador.

Para fuentes puntuales débiles ( $< 1$  Jy en 12, 25 y 60  $\mu\text{m}$  y  $\leq 2$  Jy en 100  $\mu\text{m}$  y un cociente señal a ruido, SNR bajo), el mejor estimador es la amplitud de templete. Hay que notar que el ajuste se hace a los datos usando funciones spline cúbicas lo que puede causar algún tipo de estructura de anillo. Esto tiende a realzar fuentes puntuales débiles, aumentando su amplitud hasta en un 20% y disminuyendo su ancho a altura media. Esta es una de las principales razones para preferir la amplitud de templete como estimador

en fuentes débiles.

Para fuentes extendidas brillantes, se pueden estimar los flujos usando FNU(Z), la señal integrada entre los ceros consecutivos (zero-crossings). Sin embargo, si el cociente señal a ruido, SNR es menor que 10, es difícil identificar ceros consecutivos de la señal confiables, en cuyo caso FNU(T) puede ser preferible. Para decidir si una fuente es extendida en la dirección de barrido "in-scan", se pueden usar las dos siguientes pruebas. Primero, si el flujo integrado es sustancialmente mayor que el flujo pico (esto es, por varias veces sigma). Segundo, si el ancho de la señal es significativamente mayor que el ancho esperado para una fuente puntual en cada banda de observación.

No existe una regla general para decidir cuál de los diferentes métodos de cosuma produce los mejores estimadores de flujo. El promedio pesado por ruido (SCAN 1003) debería minimizar el ruido, pero es muy vulnerable a la calibración. Lo que es más importante es que los resultados para los SCANS 1001, 1002 y 1003 deben concordar entre sí dentro de un valor de 1 sigma o algo similar. Si éstos valores no concuerdan entre sí por más de esta tolerancia, se deben examinar más cuidadosamente los barridos individuales para buscar alguna peculiaridad. Mas allá de esto, y según las recomendaciones, el estimador de flujo probablemente más consistente y mejor de los tres es el que utiliza la mediana, principalmente debido a la naturaleza no gaussiana del ruido en los datos del satélite IRAS.

## B.5 SCANPI y La Detección de Ambas Componentes en Pares (E+S)

Como ya hemos mencionado arriba, al final de cada sesión con SCANPI es posible obtener una tabla con los parámetros más importantes (que puede incluir los valores de los barridos individuales o de los diferentes modos de cosuma o ambas cosas a la vez). Cuando analizamos la muestra de Pares de Galaxias Aisladas con Morfología Mixta, esta se organizó en orden decreciente según el valor de la separación angular aparente (minutos de arco) entre las galaxias componentes. La muestra original se dividió en 5 submuestras con separaciones aparentes  $sep \geq 4$  minutos de arco,  $4 \leq sep < 3$  minutos de arco,  $3 \leq sep < 2$  minutos de arco,  $2 \leq sep < 1$  minuto de arco y  $sep \leq 1$  minuto de arco. Recordemos que en el muestreo del cielo que llevó a cabo el satélite IRAS, el campo de visión FOV (Field of View) está determinado por el tamaño del detector, que se traduce en la "resolución" de los datos en cada banda.

Vamos a proponer un procedimiento empírico basado en la interpretación de los parámetros de SCANPI que pudiera indicarnos algún signo de emisión infrarroja extendida en una o ambas galaxias componentes de un par. En este procedimiento hacemos uso de las imágenes ópticas (con el registro digitalizado de Palomar) y los barridos de IRAS a una escala y orientación apropiadas.

### 1. Emisión extendida y resolución en la dirección de movimiento (in-scan).

Para las cuatro bandas de observación del satélite IRAS, la resolución es siempre mayor en la dirección "in-scan" que en la dirección "cross-scan". Las gráficas de los datos cosumados presentan en el eje horizontal la distancia en la dirección "in-scan" respecto de

la posición nominal de la fuente. Por tanto, es posible identificar algunos signos que indiquen que la fuente ha sido parcialmente resuelta en esa dirección si conocemos el tamaño de cada galaxia en cuestión y la separación entre las componentes de un par. Si una galaxia posee un tamaño angular mayor que la resolución en la dirección "in-scan" y está orientada a lo largo de esta dirección, es posible encontrar signos de resolución que se pueden apreciar en los datos cosumados, si la fuente tiene emisión infraroja extendida.

Existe la posibilidad de que las galaxias en un par, estén orientadas de tal manera que su separación angular en la dirección "in-scan" sea menor que la resolución de los detectores en esta dirección, lo cual también podría tener como resultado la identificación de posibles signos de resolución. Un parámetro que resulta útil en éste sentido es  $W(50\%)$  (ancho total a altura media de la señal cosumada). En una fuente puntual de comparación (Point Source Template),  $W(50\%)$  posee valores bien definidos en cada banda; 0.7, 0.7, 1.4 y 2.95 minutos de arco para 12, 25, 60 y 100  $\mu\text{m}$ , respectivamente. Comparando estos valores con los correspondientes a la señal del objeto, es posible identificar signos de resolución. Otro parámetro que proporciona información espacial en la dirección "in-scan" es  $MISS$ , el cual es muy sensible a la posición de la fuente y nos ayuda para evaluar la precisión de las coordenadas y a establecer un criterio de detección. Para explotar la información contenida en  $MISS$  se recalcularon las posiciones de todas las galaxias en ambas muestras con una precisión de  $\sim 15$  segundos de arco (con el programa *FINDER* en la Universidad de Alabama), o bien, con una precisión mejor que 15 segundos de arco (usando las imágenes del Registro Digitalizado del Cielo (Digitized Sky Survey). Los valores considerados de  $MISS$  en nuestra reducción, están en el intervalo 0.0-0.4 minutos de arco.

En el subgrupo de pares con  $sep \leq 1$  (mi-

nutos de arco),  $MISS$  tiene que interpretarse con mucho más cuidado. Cuando la separación entre galaxias en un par en la dirección "in-scan" es comparable con el valor de  $MISS$ , puede haber confusión con la interpretación de este parámetro. Si pensamos que solamente una galaxia del par emite en el infrarrojo lejano,  $MISS$  se interpreta de manera usual poniendo atención al valor y a su signo correspondiente. Si se diera el caso de que ambas galaxias están emitiendo, es más difícil interpretar  $MISS$ . Otra herramienta útil que *SCANPI* ofrece es el programa *SCLEAN*. Si después de cosumar la señal de un objeto, se observan signos claros de emisión extendida en la señal resultante, es posible identificar interactivamente las posiciones y flujos de hasta 20 fuentes puntuales que pudiesen estar contribuyendo a la densidad de total de flujo obtenida. Sin embargo, hay que mencionar que el ajuste de fuentes puntuales es subjetivo y depende de la apreciación gráfica.

## 2. Posible resolución del flujo en ambas componentes.

Podemos visualizar todas las trayectorias de los barridos (scan-tracks) que intervienen en los datos cosumados y superponerlas a las imágenes ópticas, siempre y cuando orientemos y escalemos las imágenes apropiadamente. Con este procedimiento, dependiendo de la geometría y del número de barridos, a veces es posible "aislar" cada galaxia componente (cuando la separación lo permite) seleccionando uno o varios barridos (detectores) individuales. Esto requiere la información sobre el tamaño angular de cada galaxia, la separación aparente entre las galaxias y los parámetros de la geometría  $PA$ ,  $X(EW)$ ,  $OFFSET$  y  $SIZE$  de cada barrido individual. Hemos encontrado casos en que sólo es posible aislar marginalmente a cada galaxia. Esto es, seleccionando un barrido que la cubre parcialmente (el tamaño proyectado del detector en el cielo no alcanza a cubrir el tamaño angular que presenta la galaxia),

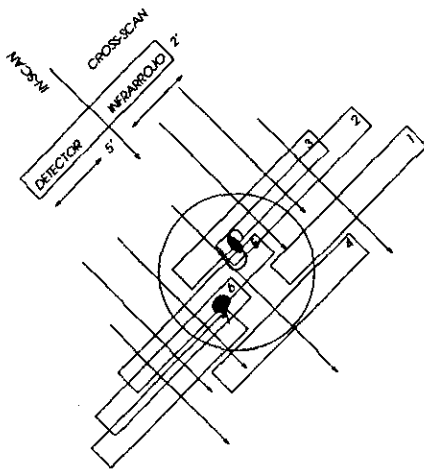


Figura B.3: Configuración de Barridos del Satélite IRAS.

o bien, que la galaxia este proyectada espacialmente muy hacia los bordes del detector. La Figura B.3 ilustra algunos posibles casos.

Bajo este esquema en principio existe la posibilidad de identificar si ambas galaxias están emitiendo en el infrarrojo lejano. Primero, confirmamos que esos barridos individuales no posean alguna peculiaridad respecto a los demás barridos (ser muy ruidosos o que tengan valores muy alejados del promedio y tener un valor  $SNR \leq 3$ ). En seguida, identificamos los barridos individuales que cubren por completo a ambas galaxias (cuando esto es posible) teniendo cuidado de alguna peculiaridad en sus valores de flujo. Decimos que esta manera de asociar un valor del flujo a cada componente es consistente, cuando al sumar los valores del flujo obtenidos a partir de los barridos individuales que aislan a cada galaxia, el valor obtenido es comparable con el obtenido a partir de los barridos que cubren ambas galaxias. Estos valores deberán de coincidir dentro de  $1\sigma$ .

### 3. Precauciones.

Uno de los primeros descubrimientos de la misión del satélite IRAS, fue la presencia de estructura interestelar filamentaria a gran escala, llamada **Cirrus**. El Cirrus está presente en todas las áreas del cielo sin excepción; sólo varía en densidad y brillo, aumentando con latitudes galácticas decrecientes y en estructuras localizadas a latitudes galácticas altas. Algunas áreas del cielo están, sin embargo, comparativamente libres de Cirrus; es decir, en tales regiones el Cirrus es o bien, muy débil, o muy diluido para contaminar el proceso de extracción de fuentes puntuales y la estimación del flujo. El Cirrus es una componente fría y por tanto se detecta más frecuentemente en  $100 \mu\text{m}$ , a veces en  $60 \mu\text{m}$  y ocasionalmente en longitudes de onda más cortas (ver Apéndice A). La contaminación por Cirrus ocurre cada vez que la trayectoria de un barrido (scan-track) atraviesa una estructura de Cirrus la cual cae aproximadamente ortogonalmente a la dirección del barrido.

En la dirección ortogonal a la dirección de barrido, el Cirrus tiene componentes no resueltas, así que después de que se aplica un filtrado para eliminar las componentes de baja frecuencia y se muestrean los datos, se puede dar el caso de que un filamento o estructura sobreviviente simule una señal con un ancho correspondiente a una fuente puntual, o quizás una señal con un ancho mayor, lo cual notaríamos al ver el parámetro  $W(50\%)$ . Por tanto, debemos tener alguna otra forma de poder inferir la presencia del Cirrus en los datos, antes de sospechar sobre alguna emisión extendida o signos de resolución parcial. Una manera de checar la presencia del Cirrus es buscar todas las galaxias que aquí se estudian y que al mismo tiempo estén reportadas en el Catálogo de Fuentes Débiles (FSC) con la etiqueta de "Cirrus". Esta etiqueta de Cirrus es el número de fuentes (que emiten solamente en  $100 \mu\text{m}$ ) dentro de un radio de 30 minutos de arco de la fuen-

te. Los únicos objetos diferentes del Cirrus que pudiesen estar siendo detectados como fuentes “sólo en 100  $\mu\text{m}$ ”, son galaxias externas, las cuales, aunque tienden a acumularse, no varían mucho en su distribución a escalas angulares pequeñas. Por tanto, cualquier incremento local rápido en el número de fuentes detectadas “sólo a 100  $\mu\text{m}$ ”, se atribuye al Cirrus.

Si las fuentes de interés no están reportadas en el Catálogo de Fuentes Débiles (FSC), tenemos otras posibilidades. IPAC reprocesó las imágenes originales de las observaciones del satélite IRAS, aplicando un modelo de la emisión zodiacal que sustrajo de las imágenes originales, además de mejorar su calibración. Esto produjo una sensibilidad en las imágenes que está limitada por el detector y el ruido difuso en la mayor parte del cielo. El resultado de este reprocesamiento se conoce como ISSA “IRAS Sky Survey Atlas”. Las imágenes de ISSA están en formato FITS con  $12.5 \times 12.5$  grados de campo y píxeles de 1.5 minutos de arco. La resolución espacial es aproximadamente de 4 minutos de arco en la dirección “in-scan” por 5 minutos de arco en la dirección “cross-scan” en las cuatro bandas de observación. IRISKY es un paquete de programas interactivo que permite ver estas imágenes infrarrojas. Después de especificar la posición del objeto de interés, se pueden desplegar las imágenes correspondientes a las cuatro bandas de observación. También se puede superponer sobre estas imágenes información que corresponde a posiciones de objetos cercanos proveniente de diferentes catálogos (PSC, FSC). El Infrared Sky Survey Atlas permite por tanto, checar visualmente la presencia de la componente interestelar filamentaria en las imágenes hasta una escala de varios grados de la posición de interés.

Un procedimiento más rudimentario que proponemos para identificar la posible presencia de Cirrus, hace uso de las gráficas de los datos consumados. Verificamos que el

ajuste a la línea base sea una curva continua suave dentro del intervalo de señal (el Cirrus se presenta por lo general en 60 y 100  $\mu\text{m}$ ). Cuando esto no es así y la contribución del Cirrus es fuerte y/o presenta estructura filamentaria a varias escalas, el ajuste a la línea base puede ser una curva fuertemente variable, con saltos abruptos dentro del intervalo de señal. Esto se debe a que no es fácil en estas condiciones ajustar una sola línea base a los datos. Cuando esto sucede hay un alto valor del parámetro SIGMA tanto para los barridos individuales, como para los distintos tipos de cosuma. De la experiencia que adquirimos con estos programas, encontramos empíricamente que un valor de  $SIGMA \geq 250$  mJy pudiera ser indicativo de la presencia del Cirrus. Otro indicador de la presencia de Cirrus puede ser  $W(50\%)$  en caso de no detección, es decir,  $MISS \geq 0.4$  minutos de arco y aparece, además, el mensaje de que no se detectó señal en la posición especificada (Improbable Signal Range; Señal Improbable).

### B.5.1 Apantallamiento por una Fuente Cercana

Existe otro efecto importante que debemos considerar si pretendemos decir algo sobre la resolución espacial en pares con SCANPI. Este efecto se llama “apantallamiento de la fuente” y puede alterar la estimación de la proporción del flujo proveniente de ambas componentes para separaciones menores o iguales que 3 minutos de arco. Consideremos la Figura B.4.

Vamos a suponer, como primera aproximación, que la emisión infrarroja en una galaxia es aproximadamente puntual y que se puede representar como una gaussiana:

$$f_{x,\sigma} = \frac{1}{\sigma(2\pi)^{1/2}} e^{-(x-X)^2/2\sigma^2} \quad (\text{B.1})$$

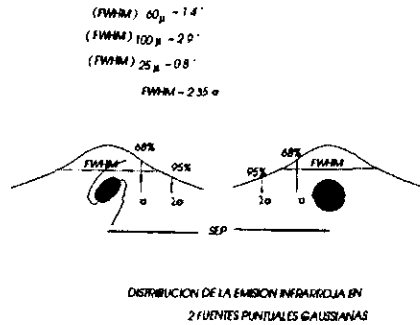


Figura B.4: Apantallamiento del Flujo en Fuentes Infrarrojas Cercanas

Donde  $X$  es el valor que puede adoptar  $x$  y  $\sigma$  es la desviación estándar.

La probabilidad de que la emisión detectada este en el intervalo (a,b) es:

$$P(a \leq x \leq b) = \int_a^b f_{X,\sigma}(x) dx \quad (B.2)$$

Si  $a = X - t\sigma$  y  $b = X + t\sigma$ , esto nos dará la probabilidad de detección dentro de  $t$ -veces la desviación estándar a ambos lados de  $X$ :

$$\begin{aligned} P(\text{en } 1\sigma) &= P(X - t\sigma < x \leq X + t\sigma) \\ &= \int_{X-t\sigma}^{X+t\sigma} f_{X,\sigma}(x) dx \\ &= \frac{1}{(2\pi)^{1/2}} \int_{-t}^t e^{-z^2/2} dz \quad (B.3) \end{aligned}$$

La probabilidad de que la emisión detectada esté fuera de éste intervalo es:

$$P(\text{fuera de } 1\sigma) = 100\% - P(\text{dentro de } 1\sigma). \quad (B.4)$$

Recordemos que el ancho total a altura media típico de una fuente puntual de comparación (point source template) es de 0.7, 0.7, 1.4 y 2.9 minutos de arco en 12, 25, 60 y 100  $\mu\text{m}$  respectivamente y que el ancho total a altura media FWHM está relacionado con  $\sigma$  mediante la expresión:

$$\text{FWHM} \sim 2.35\sigma \quad (B.5)$$

Esta expresión nos permite calcular la sigma correspondiente a una fuente gaussiana en las bandas de IRAS;  $\sigma_{12,25} \sim 0.3$ ,  $\sigma_{60} \sim 0.6$  y  $\sigma_{100} \sim 1.23$  minutos de arco. Si conocemos la separación (minutos de arco) entre las componentes de un par y evaluamos la expresión (B.3) podemos estimar el porcentaje de contaminación que produciría una fuente puntual (con distribución gaussiana) sobre otra fuente puntual (con distribución gaussiana) a una separación dada, esto es, el apantallamiento. La sigma obtenida para 60 y 100  $\mu\text{m}$  quiere decir que la probabilidad de detección a  $1\sigma$  (esto es, el 67% de la energía) está contenida en 0.6 y 1.23 minutos de arco respectivamente, mientras que el 95% lo estará a 2 veces  $\sigma$ , es decir, a 1.2 y 2.46 minutos de arco. Los pares seleccionados tienen una separación promedio de 1.5 minutos de arco, lo que equivale a  $\sim 2.5\sigma$  en 60  $\mu\text{m}$ . En estas condiciones, el apantallamiento entre dos fuentes gaussianas no es despreciable y no permite determinar una proporción confiable del flujo en las componentes de pares con separaciones menores que 1.5 minutos de arco. Un corolario de este análisis es que la emisión en 12 y 25  $\mu\text{m}$  podría resolverse en condiciones favorables en pares si la separación es del orden de  $\sim 1$  minuto de arco, desgraciadamente la sensibilidad de los detectores en estas bandas es muy baja.

Con los procedimientos y las precauciones arriba mencionadas, hemos analizado todos los pares (E+S) en busca de signos de resolución en ambas componentes. En la Tabla B.1 presentamos los posibles candidatos

a los cuales se les aplicarán algoritmos de alta resolución espacial para intentar resolver las componentes individuales. (Ver Apéndice C).

Tabla B.1: Pares (E+S) con Posibilidades de Resolución Espacial según SCANPI

Kar	Sep Aparente ( $^{\circ}$ )	Kar	Sep Aparente ( $^{\circ}$ )
k63	2.48	k391	3.34
k78	3.50	k393	2.38
k83	0.71	k394	1.57
k86	3.48	k412	6.10
k106	1.30	k416	3.21
k121	2.08	k419	3.82
k122	1.34	k432	3.35
k127	6.30	k465	14.0
k138	5.03	k468	1.00
k188	1.23	k476	1.98
k198	1.31	k508	3.79
k202	1.30	k513	2.80
k229	4.57	k519	3.03
k234	2.35	k522	1.12
k243	1.08	k526	2.31
k284	2.68	k528	1.85
k303	2.03	k539	1.06
k317	2.25	k552	1.23
k334	7.50	k570	5.20
k345	4.02	k579	1.00
k353	2.57	k591	2.00

## B.6 Las Observaciones de IRAS en los Pares (E+S).

Finalmente, en las Tablas B.2-B.7 presentamos los resultados de nuestra nueva reducción de las observaciones de IRAS para todos los pares (E+S).

Tabla B.2: Las Observaciones de IRAS en Pares de Galaxias con Morfología Mixta (E+S)

Las Observaciones de IRAS en Pares de Galaxias con Morfología Mixta (E+S).

Kar	$I_{12}$ (Jy)	$I_{25}$ (Jy)	$I_{60}$ (Jy)	$I_{100}$ (Jy)	$\sigma(12)$	$\sigma(25)$	$\sigma(60)$	$\sigma(100)$
k29w	0.112	0.243	0.606	1.846	0.000	0.000	0.056	0.183
k29e	0.138	0.224	0.200	0.282	0	0	0	0
k38w	0.068	0.087	0.109	0.318	0	0	0	0
k38e	0.102	0.138	0.143	0.325	0	0	0	0
k48w	0.203	0.244	0.162	0.357	0	0	0	0
k48e	0.190	0.202	0.171	0.349	0	0	0	0
k55w	0.102	0.153	0.145	0.369	0	0	0	0
k55e	0.133	0.167	0.167	0.987	0	0	0.045	0.120
k61w	0.097	0.162	0.539	1.962	0.000	0.000	0.036	0.151
k61e	0.072	0.093	0.303	0.450	0	0.025	0.045	0.100
k62w	0.090	0.180	0.140	0.438	0	0	0	0
k62e	0.108	0.146	0.223	0.628	0.033	0.000	0.043	0.150
k63w	0.081	0.129	0.280	1.236	0	0	0.054	0
k63e	0.086	0.213	0.120	1.059	0	0	0	0
k74w	0.090	0.174	0.125	0.527	0	0	0	0
k74e	0.119	0.200	0.443	3.170	0	0	0.047	0
k76w	0.080	0.110	0.120	0.383	0	0	0	0
k76e	0.107	0.097	0.108	0.406	0	0	0	0
k78w	0.085	0.077	0.125	0.388	0	0	0	0
k78e	0.240	0.360	3.520	11.22	0.025	0.030	0.067	0.550
k79w	0.089	0.097	0.088	0.306	0	0	0	0
k79e	0.102	0.111	1.143	2.683	0	0	0.043	0.243
k81w	0.096	0.067	0.424	3.521	0.020	0.020	0.047	0
k81e	0.116	0.084	0.094	0.650	0	0	0	0
k83w	0.088	0.117	0.147	0.572	0	0	0	0
k83e	0.278	0.633	5.302	11.34	0.021	0.028	0.038	0.199
k86w	0.189	0.239	2.367	5.268	0.024	0.024	0.074	0.693
k86e	0.145	0.135	1.945	9.358	0.024	0.025	0.072	0.000
k89w	0.082	0.187	0.380	0.947	0	0	0.043	0
k89e	0.105	0.096	0.107	0.764	0	0	0	0
k91w	0.108	0.157	0.563	2.109	0	0.020	0.050	0.502
k91e	0.100	0.115	0.151	2.163	0	0	0	0
k93w	0.250	0.250	0.400	1.000	0	0	0	0
k93e	0.119	0.186	0.867	2.183	0	0.033	0.048	0.370
k101w	0.086	0.129	0.490	1.796	0.025	0	0.041	0.268
k101e	0.125	0.135	0.150	0.535	0	0	0	0
k106w	0.150	0.100	0.290	1.200	0	0	0	0
k106e	0.087	0.132	0.430	2.100	0	0	0.055	0.438
k116w	0.075	0.103	0.835	1.621	0	0.020	0.040	0.101
k116e	0.084	0.090	0.085	0.405	0	0	0	0
k118w	0.132	0.118	0.159	1.079	0	0	0	0
k118e	0.135	0.150	0.178	1.088	0	0	0	0
k121w	0.112	0.151	0.110	0.376	0	0	0	0
k121e	0.118	0.170	0.546	2.629	0.015	0.062	0.044	0.175
k122w	0.107	0.166	0.670	1.163	0	0.020	0.041	0.206
k122e	0.118	0.144	0.587	0.975	0	0	0	0
k123w	0.090	0.105	0.265	0.638	0	0	0.041	0
k123e	0.104	0.143	0.171	0.709	0	0	0	0
k127w	0.626	1.165	11.97	28.96	0.022	0.020	0.037	0.290
k127e	0.070	0.076	0.067	0.792	0.020	0	0	0
k128w	0.116	0.089	0.101	0.622	0.025	0	0	0
k128e	0.157	0.129	1.986	5.573	0.023	0.026	0.041	0.199



Tabla B.3: Continuación

Las Observaciones de IRAS en Pares de Galaxias con Morfología Mixta (E+S).

Kar	$I_{12}$ (Jy)	$I_{25}$ (Jy)	$I_{60}$ (Jy)	$I_{100}$ (Jy)	$\sigma(12)$	$\sigma(25)$	$\sigma(60)$	$\sigma(100)$
k129w	0.102	0.117	0.109	0.531	0	0	0	0
k129e	0.111	0.105	0.120	0.610	0	0	0.020	0.020
k130w	0.099	0.294	0.900	0.900	0	0	0	0
k130e	0.120	0.377	1.337	2.040	0	0	0.039	0.185
k134w	0.114	0.146	0.350	0.700	0	0	0	0
k134e	0.110	0.158	0.410	1.015	0	0	0.037	0.154
k138w	0.165	0.090	0.115	0.419	0	0	0	0
k138e	0.084	0.098	0.211	0.820	0	0	0.039	0.171
k144w	0.116	0.197	1.379	2.005	0.031	0	0.039	0.143
k144e	0.147	0.170	0.140	0.938	0	0	0	0
k148w	0.141	0.208	0.667	2.325	0	0	0.042	0
k148e	0.105	0.123	0.129	0.499	0	0	0	0
k153w	0.104	0.226	0.399	0.713	0	0	0.036	0.152
k153e	0.250	0.250	0.400	1.000	0	0	0	0
k155w	0.250	0.250	0.400	1.000	0	0	0	0
k155e	0.066	0.148	0.522	0.869	0	0	0.037	0.150
k162w	0.162	0.115	0.135	0.375	0	0	0	0
k162e	0.107	0.141	0.159	0.464	0	0	0.040	0
k167w	0.250	0.250	0.400	1.000	0	0	0.000	0.000
k167e	0.083	0.116	0.475	1.440	0	0	0.037	0.144
k182w	0.106	0.180	0.739	1.379	0	0	0.041	0.144
k182e	0.114	0.081	0.110	0.501	0	0	0	0
k188w	0.113	0.175	1.092	2.435	0	0	0.038	0.135
k188e	0.114	0.110	0.600	1.400	0	0	0	0
k191w	0.250	0.250	0.400	1.000	0	0	0	0
k191e	0.109	0.088	0.125	0.646	0	0	0	0.100
k197w	0.129	0.347	0.125	0.289	0	0	0	0
k197e	0.109	0.235	0.139	0.260	0	0	0	0
k198w	0.094	0.171	0.660	1.071	0	0	0.037	0.138
k198e	0.112	0.100	0.120	0.412	0	0	0	0
k199w	0.133	0.120	0.085	0.390	0	0	0	0
k199e	0.106	0.086	0.255	0.867	0	0	0.037	0.140
k202w	0.099	0.303	0.260	1.400	0	0	0	0
k202e	0.183	0.238	2.269	6.720	0.028	0.045	0.038	0.149
k209w	0.101	0.156	0.683	2.403	0	0	0.036	0
k209e	0.129	0.113	0.093	0.258	0	0	0	0
k214w	0.051	0.133	0.205	0.788	0	0	0.038	0
k214e	0.093	0.153	0.089	0.400	0	0	0	0
k221w	0.081	0.151	0.179	1.246	0	0	0	0
k221e	0.250	0.250	0.400	1.000	0	0	0	0
k229w	0.105	0.152	0.168	0.361	0	0	0	0
k229e	0.116	0.286	0.585	1.800	0	0	0.037	0.138
k234w	0.055	0.115	0.090	0.359	0	0	0	0
k234e	0.667	1.764	8.000	18.60	0.028	0.045	0.039	0.135 Y
k239w	0.091	0.075	0.166	0.385	0	0	0	0
k239e	0.053	0.068	0.184	0.616	0	0	0.034	0.137
k243w	0.147	0.110	0.175	1.150	0	0.030	0	0
k243e	0.063	0.157	0.932	1.938	0	0	0.039	0.138
k244w	0.250	0.250	0.400	1.000	0	0	0	0
k244e	0.250	0.250	0.400	1.000	0	0	0	0

Tabla B.4: Continuación

Las Observaciones de IRAS en Pares de Galaxias con Morfología Mixta (E+S).

Kar	$I_{12}$ (Jy)	$I_{25}$ (Jy)	$I_{60}$ (Jy)	$I_{100}$ (Jy)	$\sigma(12)$	$\sigma(25)$	$\sigma(60)$	$\sigma(100)$
k248w	0.100	0.100	1.100	2.600	0	0	0	0
k248e	0.182	0.147	1.518	4.827	0.025	0.020	0.034	0.156
k254w	0.126	0.201	0.178	0.900	0.017	0	0.038	0.106
k254e	0.095	0.165	0.145	0.329	0	0	0	0
k260w	0.132	0.075	0.115	0.243	0	0	0	0
k260e	0.088	0.100	0.087	0.312	0	0.020	0	0
k269w	0.190	0.156	0.220	1.147	0	0	0	0
k269e	0.153	0.256	1.370	3.462	0.036	0	0.055	0.247
k275w	0.250	0.250	0.400	1.000	0	0	0	0
k275e	0.250	0.250	0.400	1.000	0	0	0	0
k284w	0.138	0.132	1.015	2.715	0	0.027	0.038	0.143
k284e	0.098	0.115	0.105	0.340	0	0	0	0
k287w	0.134	0.185	0.200	0.401	0	0	0.060	0
k287e	0.140	0.192	0.147	0.750	0	0	0	0.030
k303w	0.406	0.092	0.145	1.041	0.086	0	0.040	0.060
k303e	0.180	0.143	0.128	1.118	0.079	0.028	0.038	0
k304w	0.142	0.253	0.688	2.134	0	0	0.043	0.142
k304e	0.096	0.188	0.230	0.500	0	0	0	0
k314w	0.200	0.130	0.220	0.290	0	0	0	0
k314e	0.200	0.112	0.250	0.500	0	0	0.050	0.100
k317w	0.102	0.222	0.270	0.773	0	0	0.050	0.100
k317e	0.112	0.184	0.250	0.450	0	0.020	0.050	0.100
k334w	0.110	0.590	0.136	0.246	0.020	0.100	0.070	0.090
k334e	0.200	0.190	1.100	4.300	0.029	0.037	0.200	0.200 Y
k339w	0.086	0.179	0.242	1.113	0	0	0.042	0
k339e	0.110	0.170	0.134	0.533	0	0	0	0
k345w	0.106	0.080	0.216	0.560	0	0	0.036	0.045
k345e	0.072	0.079	0.206	0.766	0	0	0.035	0.100
k353w	1.240	0.840	5.800	16.10	0.150	0.150	0.300	0.300 Y
k353e	0.085	0.210	0.200	1.300	0	0	0.050	0.100
k363w	0.250	0.250	0.400	1.000	0	0	0	0
k363e	0.233	1.288	5.726	7.540	0.027	0.029	0.038	0.124
k365w	0.250	0.250	0.400	1.000	0	0	0	0
k365e	0.154	0.140	0.110	0.289	0	0	0.026	0
k380w	0.081	0.103	0.106	0.450	0	0	0	0
k380e	0.083	0.149	0.248	0.471	0	0	0.045	0.127
k383w	0.105	0.235	0.146	0.537	0	0	0	0
k383e	0.128	0.190	0.173	0.507	0	0	0	0
k386w	0.090	0.067	0.130	0.791	0	0	0	0
k386e	0.093	0.063	0.087	0.642	0	0	0	0
k392w	0.146	0.195	0.139	0.450	0	0	0	0.090
k392e	0.072	0.235	0.143	0.297	0	0	0	0
k393w	0.146	0.095	0.133	0.500	0	0	0.030	0.100
k393e	0.146	0.161	1.026	2.253	0	0	0.039	0.125
k394w	0.131	0.069	0.160	0.369	0	0	0	0
k394e	0.353	0.560	2.746	8.430	0.030	0.028	0.049	0.100

Tabla B.5: Continuación

Las Observaciones de IRAS en Pares de Galaxias con Morfología Mixta (E+S).

Kar	$I_{12}$ (Jy)	$I_{25}$ (Jy)	$I_{60}$ (Jy)	$I_{100}$ (Jy)	$\sigma(12)$	$\sigma(25)$	$\sigma(60)$	$\sigma(100)$
k402w	0.169	0.127	0.178	1.332	0	0	0.050	0.150
k402e	0.135	0.126	0.160	0.309	0	0	0	0
k407w	0.077	0.140	0.762	1.606	0	0.028	0.038	0.134
k407e	0.250	0.250	0.400	1.000	0	0	0	0
k408w	0.117	0.122	0.129	0.380	0	0	0	0
k408e	0.103	0.101	0.092	0.344	0	0	0	0
k412w	0.090	0.176	0.316	1.373	0	0	0.020	0.161
k412e	0.141	0.144	0.187	0.980	0	0	0	0
k414w	0.103	0.163	0.394	1.492	0	0	0.040	0
k414e	0.095	0.108	0.111	0.454	0	0	0	0
k416w	0.400	0.395	3.510	10.23	0.020	0.020	0.034	0.147
k416e	0.108	0.061	0.100	0.366	0	0	0	0
k419w	1.282	4.163	8.409	8.886	0.030	0.059	0.044	0.185
k419e	0.105	0.286	0.253	0.557	0	0	0	0
k429w	0.067	0.072	0.611	1.123	0	0.020	0.031	0.160
k429e	0.062	0.040	0.069	0.328	0	0	0	0
k432w	0.087	0.096	0.247	0.473	0	0	0	0
k432e	0.094	0.105	0.699	2.452	0.020	0.020	0.030	0.123
k436w	0.083	0.106	0.400	1.500	0	0	0	0
k436e	0.120	0.107	0.832	2.742	0.022	0.025	0.036	0.144
k439w	0.156	0.112	0.300	0.272	0	0	0	0
k439e	0.181	0.414	3.687	7.018	0.025	0.034	0.037	0.132
k445w	0.130	0.093	0.093	0.235	0	0	0	0
k445e	0.132	0.106	0.143	0.560	0	0.020	0.040	0.072
k451w	0.159	0.105	0.148	0.454	0	0	0	0
k451e	0.290	0.892	5.112	7.805	0.020	0.020	0.032	0.195
k460w	0.074	0.092	0.150	0.590	0	0.021	0.050	0.090
k460e	0.081	0.089	0.083	0.570	0	0	0	0
k464w	0.088	0.108	0.091	0.296	0	0	0	0
k464e	0.112	0.097	0.080	0.275	0	0	0.020	0
k465w	0.179	0.137	1.077	4.363	0.022	0.023	0.038	0.266
k465e	0.028	0.025	0.130	0.458	0	0	0	0
k468w	0.179	0.221	0.470	0.380	0	0	0	0
k468e	0.533	1.161	10.23	20.30	0.021	0.026	0.036	0.172
k475w	0.096	0.075	0.255	1.104	0	0	0.037	0.204
k475e	0.105	0.132	0.069	0.433	0	0	0	0
k476w	0.146	0.163	1.500	2.300	0	0.020	0.100	0.100
k476e	0.121	0.246	2.698	6.996	0.020	0	0.030	0.152
k485w	0.090	0.093	0.057	0.288	0	0	0	0
k485e	0.051	0.057	0.199	0.631	0	0	0.030	0.119
k487w	0.110	0.287	1.849	2.757	0.020	0.026	0.036	0.212
k487e	0.250	0.250	0.400	1.000	0	0	0	0
k491w	0.088	0.084	0.107	0.745	0	0	0	0
k491e	0.075	0.077	0.146	0.611	0	0	0.040	0
k497w	0.095	0.091	0.124	0.635	0	0	0	0
k497e	0.084	0.077	0.160	0.790	0	0	0.036	0.098
k508w	0.081	0.166	0.216	0.485	0	0.020	0.058	0
k508e	0.077	0.081	0.165	1.238	0	0	0.033	0.140
k509w	0.092	0.148	0.144	0.717	0	0	0	0
k509e	0.107	0.110	0.303	1.283	0	0	0.054	0

Tabla B.6: Continuación

Las Observaciones de IRAS en Pares de Galaxias con Morfología Mixta (E+S).

Kar	$I_{12}$ (Jy)	$I_{25}$ (Jy)	$I_{60}$ (Jy)	$I_{100}$ (Jy)	$\sigma(12)$	$\sigma(25)$	$\sigma(60)$	$\sigma(100)$
k513w	0.052	0.054	0.156	0.453	0	0	0.029	0.126
k513e	0.040	0.081	0.084	0.400	0	0	0.020	0.093
k519w	0.163	0.110	0.508	3.225	0.060	0.020	0.040	0.190
k519e	0.139	0.118	0.200	1.775	0	0	0	0
k522w	0.098	0.099	0.485	1.720	0	0	0	0
k522e	0.089	0.054	0.379	1.733	0	0	0.051	0.347
k526w	0.101	0.101	0.642	2.548	0.022	0.021	0.049	0.369
k526e	0.098	0.111	0.098	0.562	0	0	0	0
k528w	0.077	0.054	0.386	2.366	0	0	0.048	0
k528e	0.163	0.075	0.386	1.100	0	0	0	0
k530w	0.098	0.087	0.395	1.708	0	0	0.041	0
k530e	0.111	0.067	0.117	0.870	0	0	0	0
k537w	0.124	0.047	0.266	0.877	0.020	0	0.031	0.106
k537e	0.084	0.064	0.087	0.324	0	0	0	0
k539w	0.051	0.067	0.410	1.300	0	0	0	0
k539e	0.113	0.080	0.416	1.373	0	0.017	0.041	0.314
k542w	0.205	0.297	2.472	8.327	0.020	0.020	0.056	0.555
k542e	0.073	0.047	0.145	1.219	0	0	0	0
k543w	0.082	0.051	0.162	0.667	0	0	0	0
k543e	0.074	0.075	0.145	0.708	0	0	0	0
k544w	0.111	0.120	0.145	0.880	0	0	0	0
k544e	0.118	0.130	0.090	0.859	0	0.020	0	0
k546w	0.081	0.121	0.118	0.822	0	0	0	0
k546e	0.059	0.106	0.113	0.408	0	0	0	0
k547w	0.099	0.109	0.099	1.000	0	0	0	0
k547e	0.146	0.140	1.737	4.648	0.023	0.029	0.054	0.332
k548w	0.120	0.144	0.480	3.320	0.023	0.042	0.044	0.160
k548e	0.079	0.150	0.148	0.601	0	0	0	0
k550w	0.096	0.116	0.156	0.700	0	0.020	0.040	0.100
k550e	0.068	0.109	0.253	0.700	0	0	0.085	0.100
k552w	0.238	0.507	2.799	4.896	0.024	0.028	0.039	0.222
k552e	0.224	0.506	1.300	2.100	0	0.030	0	0
k553w	0.125	0.071	0.101	0.556	0	0	0	0
k553e	0.161	0.084	0.333	1.713	0	0	0.043	0
k558w	0.176	0.087	0.287	2.246	0	0	0.050	0
k558e	0.025	0.118	0.178	0.800	0	0	0	0
k563w	0.096	0.095	0.270	0.858	0	0	0.050	0
k563e	0.108	0.112	0.130	0.364	0	0	0	0
k569w	0.176	0.139	0.765	2.393	0	0	0.045	0.199
k569e	0.177	0.107	0.156	0.442	0	0	0	0
k570w	0.150	0.105	0.170	0.780	0.015	0	0.020	0.116
k570e	0.636	0.896	7.103	17.87	0.040	0.033	0.045	0.128
k572w	0.201	0.122	0.112	0.657	0	0	0	0
k572e	0.139	0.161	0.500	1.099	0	0	0.045	0.314
k576w	0.162	0.112	0.105	0.866	0	0	0	0
k576e	0.142	0.106	0.388	1.651	0	0	0.020	0.072
k579w	0.090	0.130	0.284	0.415	0	0.030	0	0
k579e	0.120	0.180	1.447	3.972	0	0.000	0.047	0.248
k583w	0.084	0.185	0.400	0.900	0	0	0	0
k583e	0.122	0.331	0.623	1.181	0	0	0.045	0.160

Tabla B.7: Continuación

Las Observaciones de IRAS en Pares de Galaxias con Morfología Mixta (E+S).

Kar	$I_{12}$ (Jy)	$I_{25}$ (Jy)	$I_{60}$ (Jy)	$I_{100}$ (Jy)	$\sigma(12)$	$\sigma(25)$	$\sigma(60)$	$\sigma(100)$
k591w	0.300	0.496	4.280	9.278	0	0.020	0.355	0.479
k591e	0.493	0.730	4.796	10.55	0	0.041	0.044	0.272
k596w	0.134	0.222	1.821	3.280	0	0.040	0.042	0.182
k596e	0.193	0.170	0.143	0.533	0	0	0	0

Notas a las Tablas B.2-B.7

Columna 1: Identificación de Karachentsev.

Las letras w y e indican las componentes oeste y este del par

Columnas 2-5 Flujo en 12, 25, 60 y 100  $\mu\text{m}$ Columnas 6-9 Sigma asociada a los flujos obtenidos en 12, 25, 60 y 100  $\mu\text{m}$ 

La Y indica que el flujo fué tomado de las coadiciones de

Young et al. 1989 y Rice et al. 1988.

# Bibliografía

- [1] Beichman, C. A., Neugebauer, G., Habing, H. J., Clegg, P. E., Chester, T. J. 1988 " IRAS Catalogs and Atlases: Explanatory Supplement ", (Washington, DC:GPO).
- [2] Helou, G., Kahn, I. 1986. "All about SCANPI", IPAC memo. JPL Pasadena, CA.
- [3] Rice, W., Lonsdale, C.J., Soifer, B.T., Neugebauer, G., Kopen, E.L., Lloyd, L.A., de Jong, T., Habing, H.J. 1988, ApJ Suppl. 68, 91.
- [4] Rice, W. 1993 Astron. J. 105, 67.
- [5] Young, J. S., Xie, S., Kenney, J.D.P., Rice, W. L. 1989, ApJ Suppl. 70, 699.

# Apéndice C

## HIRES

### C.1 Introducción

En este Apéndice describiremos en detalle el procedimiento de alta resolución espacial **HIRES**. Reportaremos los resultados obtenidos después de aplicar este procedimiento a un conjunto de pares (E+S) previamente seleccionados con SCANPI.

Muchos resultados obtenidos a partir de las observaciones del satélite IRAS han sido los responsables del surgimiento del interés actual en las galaxias interactuantes. Los resultados en muestras de galaxias seleccionadas por sus propiedades IRAS mostraron casi desde sus principios una predominancia de galaxias interactuantes. Por ejemplo, la frecuencia de galaxias interactuantes en la muestra de galaxias brillantes de IRAS (Soifer et al. 1989) aumenta con la luminosidad infrarroja, de aproximadamente 10% a  $L_{IR} = 10^{10} - 10^{11} L_{\odot}$ , a un 40% con  $L_{IR} = 10^{11} - 10^{12} L_{\odot}$ , y hasta aproximadamente un 100% a  $L_{IR} > 10^{12} L_{\odot}$  (Sanders et al. 1988; Sanders & Mirabel 1996). De la misma manera, las temperaturas de polvo globales más altas ( $f_{60\mu m}/f_{100\mu m} > 0.6$ ) se encuentran principalmente en las galaxias en proceso de interacción avanzado y mergers (Telesco et al. 1988; Mazzarella et al. 1991). A pesar de los progresos teóricos y observacionales en el estudio de las galaxias interactuantes (Shlosman 1990 y Barnes & Hernquist 1992), hay muchas preguntas sin

contestar respecto a posibles conexiones evolutivas entre galaxias interactuantes, galaxias con brotes de formación estelar (starbursts) y núcleos activos de galaxias. Aún no es claro, qué parámetros de la interacción y de las galaxias participantes determinan la intensidad de la formación estelar inducida. Debido a que el aumento más espectacular en la emisión infrarroja se observa solamente en las colisiones avanzadas y mergers, no se sabe cómo evoluciona la actividad de formación estelar en etapas más tempranas de la colisión entre galaxias. Preguntas sobre si es posible trazar los brotes de formación estelar episódicos/repetitivos que sugieren las simulaciones numéricas de Noguchi (1991) y otras preguntas relacionadas requieren de información de la emisión infrarroja de las galaxias componentes en sistemas interactuantes apropiadamente seleccionados (como los pares de Karachentsev) para poder compararla con información en otras longitudes de onda como el cercano infrarrojo, óptico, y radio.

La resolución nominal de IRAS en  $60 \mu m$  es de 2 minutos X 5 minutos (in-scan) X (cross-scan) lo que corresponde a una separación entre galaxias de 85 kpc a una distancia de 75 Mpc ( $cz = 5500 \text{ kms}^{-1}$ ,  $H_0 = 75 \text{ kms}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ) y por tanto no es suficiente para resolver galaxias cuya separación sea comparable a 1 o 2 diámetros de la galaxia principal, donde las galaxias starbursts empiezan a contribuir notablemente (Sanders

& Mirabel 1996). Sin embargo, bajo ciertas condiciones el procesamiento de los datos de IRAS conocido como **HIRES**, permite mejorar la resolución por un factor de 4 o 5, es decir, hasta aproximadamente 1 minuto de arco en  $60 \mu\text{m}$ , o bien, 20 kpc a  $cz = 5500 \text{ kms}^{-1}$ . Por tanto, **HIRES** nos da la oportunidad de analizar los datos de IRAS prácticamente hasta sus límites en resolución y tratar de investigar estas y otras preguntas que seguramente intentarán ser contestadas con la nueva generación de observaciones infrarrojas del satélite ISO (Infrared Space Observatory). En este Apéndice haremos una aproximación de segundo orden al estudio de la emisión infrarroja de galaxias en pares con morfología mixta y exploraremos la posibilidad de detectar emisión infrarroja en ambas galaxias componentes. Los pares que exploraremos son aquellos que resultaron candidatos después de un análisis sobre detecciones dobles con el paquete **SCANPI** (Apéndice B).

## C.2 HIRES: Procesamiento de Alta Resolución Espacial

Con la resolución angular relativamente pobre del haz total de IRAS ( $\sim 2 \times 5$  minutos de arco en  $60 \mu\text{m}$ ), el estudio de la distribución espacial detallada de las propiedades infrarrojas de galaxias externas detectadas por IRAS se ha limitado a miembros del Grupo Local y galaxias gigantes cercanas (Devereux et al. 1995; Xu & Helou 1996; Mayya & Rengarajan 1997). Los resultados obtenidos son vitales pues nos proporcionan una referencia para interpretar las observaciones infrarrojas integradas en miles de galaxias detectadas por IRAS en términos de los procesos de formación estelar global que operan dentro de las galaxias. En el caso de los pares de galaxias (E+S), este tipo de estudio no es posible debido a su lejanía y al tamaño an-

gular relativamente pequeño que subtienden las componentes de estos pares. Sin embargo, es posible seleccionar una submuestra de pares (E+S) que pudiera ser potencialmente resuelta por IRAS a nivel de los flujos de las galaxias componentes.

Los métodos tradicionales de restauración de imágenes en los cuales se emplea una sola función puntual de dispersión PSF (Point Spread Function) para aumentar la resolución de una imagen, han tenido un éxito muy limitado cuando se aplican a los datos de IRAS. Esto se debe a que el plano focal del arreglo de detectores de IRAS y el esquema de cobertura en el cielo no poseen una respuesta y cobertura uniformes, lo que da como resultado que las imágenes generadas por IRAS son no "isoplanáticas", es decir, imágenes en donde la PSF, depende de la posición en la imagen. Una alternativa para atacar este problema la proporciona el Método de Correlación Máxima (MCM) que combina la reconstrucción de imágenes, el aumento en resolución y utiliza la información espacial completa contenida en los detectores para un conjunto de datos observados. El arreglo de detectores en el plano focal del satélite IRAS fue diseñado como un instrumento de registro para detectar y confirmar fuentes puntuales. Las mascarillas rectangulares de los detectores en las diferentes bandas de observación eran mucho mayores que la PSF del subsistema óptico, por un factor  $\sim 5$  en la dirección perpendicular al movimiento (cross-scan).

El Método de Correlación Máxima (MCM), que es la parte central del procesamiento con HIRES, permite utilizar los datos generados originalmente para confirmar detecciones (generalmente en arreglos que se traslapan espacialmente) y refinar las posiciones de fuentes puntuales, ahora para refinar la distribución de intensidades de fuentes extendidas detectadas. El procesamiento con el método MCM comienza por construir un arreglo con píxeles de tamaño  $\sim 15$  segun-



dos de arco, menores que el tamaño angular de los detectores de IRAS. Este arreglo de pixeles están inicialmente ajustados a un nivel (arbitrario) positivo pero muy pequeño. Esta técnica asigna un código ("footprint") a cada muestra de datos generada por los detectores. El código asignado consiste en la función de respuesta espacial digitalizada del detector, la posición y orientación de los detectores, y el flujo medido por éstos. Se simula el proceso de adquisición de datos del satélite proyectando sobre el arreglo de pixeles el código asociado a los detectores que cubren una cierta región del cielo de interés.

Se hace una estimación preliminar del flujo generado por el arreglo de pixeles, tomando el promedio pesado de los productos del valor de los pixeles y la función de respuesta del detector que cubre los pixeles. Se calcula el flujo integrado de todos los pixeles cubiertos por cada detector y se compara contra el flujo de cada detector. Se calculan factores de corrección basados en las diferencias entre los flujos calculados y los observados en los detectores. Estos factores de corrección se usan para pesar la contribución de los detectores en la producción de una nueva imagen estimada, produciendo una imagen con una distribución de flujo más consistente con la imagen observada. Hay un proceso de desacople de pixeles vecinos en la imagen que se logra redistribuyendo recursivamente el flujo de los pixeles durante cada etapa de reconstrucción de la imagen por iteraciones del algoritmo MCM. El primer paso en este proceso iterativo se conoce como FRESCO (Full Resolution Coadd). En éste proceso de desacople de pixeles vecinos que originalmente estaban fuertemente correlacionados, la imagen va ganando resolución. El nombre de éste método surge precisamente a partir de la restricción de que el desacople de los pixeles vecinos, debe permanecer consistente con los datos observados. Es decir, el método construye imágenes con la correlación de pixeles máxima permitida por el arreglo de da-

tos observado.

La aplicación del método MCM requiere que los datos de entrada estén limpios de artefactos de señal y corregidos por campos planos para eliminar emisión extendida de campo/fondo no relacionada con la fuente. La técnica para procesar los datos de IRAS se describe en Fowler & Melnyk (1989). HIRES proporciona además mapas para estimar la resolución alcanzada de un campo procesado en las diferentes bandas de IRAS y en diferentes iteraciones del algoritmo MCM. El procesador MCM produce estos mapas simulando el barrido de los detectores en el plano focal de IRAS sobre un campo de fuentes puntuales construidas en la posición de la fuente. Las fuentes puntuales se colocan en el centro del mapa y en el centro de los cuadrantes que subdividen el mapa para indicar la variación con la posición del haz generado por el algoritmo MCM sobre el campo de interés.

HIRES es un proceso en tres etapas. Se utiliza un programa llamado SNIPSCAN para acceder los archivos básicos de datos. Los barridos básicos de datos de IRAS se conocen como CRDD; (Calibrated, Reconstructed Detector Data) y el conjunto completo de datos CRDD está almacenado en formato FITS junto con información del apuntado. La colección de los datos básicos en formato FITS se conoce como Archivos de nivel 1. El programa LAUNDR se utiliza para limpiar los datos en CRDD. El programa YORIC aplica el algoritmo MCM a los datos a la salida de LAUNDR. En el procesamiento conocido como FRESCO, YORIC se detiene después de haber construido la imagen correspondiente a la iteración 1 la cual es un arreglo o red de los datos básicos de IRAS en forma de un mapa, sin ningún aumento en resolución. HIRES, en cambio, itera tantas veces como sea necesario reconstruyendo progresivamente un mejor modelo del cielo. Sin embargo, existen algunas limitaciones entre las que se encuentran la creación de es-

estructuras espúreas a niveles bajos de brillo superficial en los mapas así como de las estructuras asociadas con fuentes muy brillantes. La estructura de bajo nivel es causada por datos residuales y ruido que se van amplificando durante iteraciones sucesivas del algoritmo MCM. Los artefactos de alto nivel son causados por histéresis y reflexión del detector los cuales son distorsionados y amplificados en el proceso MCM. Por estas razones, Rice (1993) recomienda la iteración 10 del proceso MCM para imágenes en 12 y 25  $mum$  y la iteración 20 como la apropiada para los mapas de alta resolución en 60 y 100  $\mu m$ .

LAUNDR lleva a cabo dos funciones primarias. Etiqueta los datos para que el programa YORIC elimine señales espúreas causadas por el impacto de la radiación en los detectores individuales y minimiza las variaciones de respuesta entre detectores. Una forma de hacer la minimización es por medio del método que se denomina "eliminación de la línea base", que ajusta una línea base lineal a cada barrido individual y después lo sustrae transformando todos los barridos a un fondo plano.

Debido a que el algoritmo MCM es un algoritmo de reconstrucción de imágenes, más que un algoritmo de deconvolución, opera (por medio de YORIC) en los datos en forma de barrido y no en forma de imágenes. Construye de manera iterativa un modelo del cielo que produce datos simulados de los detectores de IRAS que son máximamente consistentes con los datos reales. YORIC comienza usando funciones de respuesta modeladas del detector para "observar un cielo plano, de la misma forma que IRAS observó los objetos. Los datos simulados del cielo plano son comparados con los datos reales para cada detector y se calculan factores de corrección dividiendo el flujo estimado con el flujo real en el detector. Los pixeles del campo plano original se multiplican por un promedio pesado de los correspondientes factores de corrección

para obtener un nuevo flujo. HIRES usa la imagen "corregida" para reemplazar el campo plano como un modelo progresivamente mejor del cielo infrarrojo real.

Aplicar el método de eliminación de la línea base resulta en conjuntos de datos con valores negativos. Como HIRES no maneja datos negativos, estos son descartados automáticamente. Por tanto, el proceso de ajuste de una línea base puede producir áreas artificiales relativamente grandes de cobertura baja o nula. De esta manera, eliminar grandes conjuntos de datos puede causar la producción de artificios como reducir la confiabilidad fotométrica y crear un bias positivo sobre el ruido. Por esta razón el parámetro de flujo (FBIAS; Flux Bias Parameter) se aplica para compensar los datos antes de que se aplique HIRES. En los programas el valor de FBIAS se escoge de tal manera de deshechar el 1% de los datos con valor más bajo. FBIAS se aplica sólo durante el procesamiento y se elimina de los mapas resultantes.

A parte de la producción de mapas de brillo superficial, existen otros mapas de diagnóstico que son importantes para la interpretación de los resultados de HIRES. Los mapas y la convención para nombrarlos es la siguiente:

1) **Imagen en brillo superficial**  
(img\_name.b#\_iter).

Esta imagen representa el cielo infrarrojo de IRAS procesado con el algoritmo MCM. La intensidad está en unidades de megajansky por esteradian.

2) **Covertura** (cvg\_name.b#).

El mapa de covertura da la suma de las respuesta pesada del detector en cada pixel de la imagen sobre todo la muestra. El número de detectores que contribuyen a un pixel particular es aproximadamente dos veces el valor de ese pixel en el mapa de covertura.

### 3) Ruido fotométrico (phn\_name.b#\_iter).

El mapa de ruido fotométrico indica el error fotométrico interno de la muestra del detector que resulta del promedio de aquellos que se traslapan, es la desviación estándar de las contribuciones de cada pixel. No incluye errores en la calibración. Estos mapas pueden usarse para mostrar el ruido relativo a través de la imagen, pero no el nivel absoluto del ruido fotométrico.

### 4) Varianza del factor de corrección (cfv\_name.b#\_iter).

El mapa de varianza del factor de corrección da la varianza estadística alrededor del factor de corrección promedio (calculado para cada detector). El algoritmo MCM aproxima de manera iterativa el cielo corrigiendo la intensidad en cada pixel de tal forma que los datos simulados sean lo máximamente similares a los barridos verdaderos. Para una fuente procesada con buena señal a ruido, la varianza del factor de corrección en la iteración 20 debe estar entre 0.001 y 0.01. Las áreas con varianzas de factores de corrección relativamente grandes indica que o bien existen datos que no concuerdan con la mayoría de los barridos o estamos en regiones ruidosas o saturadas.

### 5) Muestreo del haz en HIRES (img\_name.bem.b#\_iter).

### 6) Red de puntos de entrada y modelo del fondo para mapas de muestreo del haz (bem\_name.b#\_last\_iteration#).

Los mapas de muestreo del haz son una herramienta para estimar la resolución alcanzada con HIRES. Estos mapas hacen uso de la habilidad de simulación

de YORIC que permite la generación de barridos modelados para una imagen de entrada dada. La imagen de entrada es un patrón de puntos cuyo flujo es especificado por el usuario. Este programa usa por definición 25 puntos en una red de  $5 \times 5$  (campo de 1 grado cuadrado) o bien 81 puntos en una red de  $9 \times 9$  (campo de 2 grados cuadrados) con una altura de 10 janskys. Es posible especificar la posición y altura de los puntos para obtener mejores resultados. Una vez que se ha generado el modelo del mapa de entrada del fondo, se generan barridos simulados que son tomados por YORIC como si fuesen datos reales obteniéndose a la salida un mapa por cada mapa de brillo superficial. La resolución de los puntos en una posición dada y una iteración dada debe ser un indicador de la resolución de un punto real de la fuente en el mapa producido por HIRES.

### 7) Mapa de barridos (det\_name.b#).

Este es un mapa que indica si el centro de un barrido está dentro de un cierto pixel. Si esto sucede o el remuestreo de cada barrido (conocido como footprint) cae dentro de un pixel, se registra una identificación (ID) en ese pixel. Si más de un detector cae dentro de un pixel, se registra el último en atravesar.

La resolución alcanzada con HIRES varía de banda a banda de observación y de punto a punto en un mapa. La variación de banda a banda se debe principalmente a las diferencia inherentes entre la resolución puntual entre las bandas de IRAS. La variación dentro de un mapa se debe a variaciones en la cobertura punto a punto y a las variaciones fuente a fuente del cociente señal a ruido. La tasa a la cual una fuente se aproxima a su resolución límite depende de la intensidad relativa de la fuente respecto al fondo. En un mapa que contiene tanto fuentes fuertes como

débiles, las fuentes débiles aparecerán más anchas que las intensas. Una discusión más detallada sobre HIRES se puede encontrar en Laughlin & Rice (1990).

### C.3 HIRES en Pares (E+S)

Vamos a intentar resolver las componentes del flujo en los pares (E+S) que mostraron signos de emisión extendida/doble, de acuerdo con el procedimiento de SCANPI descrito en el Apéndice B. Haremos el análisis principalmente en  $60 \mu\text{m}$  debido a que es en esta banda donde tenemos la frecuencia más alta de detección con un cociente señal a ruido apropiado. Hemos incluido además, otros pares después de haber examinado el patrón de barridos de los detectores de IRAS con el propósito de maximizar la resolución de las componentes. Las observaciones de IRAS aportan mayor resolución para objetos alineados en la dirección de movimiento de los barridos (in-scan) por tanto, se examinó el ángulo de posición de cada par (ángulo de la línea que une los centros de las galaxias componentes) relativo al ángulo de los barridos de IRAS para determinar si un procesamiento adicional podría resolverlos. Los pares escogidos para un tratamiento con HIRES se procesaron en  $60 \mu\text{m}$  con 20 iteraciones del algoritmo MCM. El tamaño de pixel se escogió como 15 segundos de arco dentro de un campo de  $1 \text{ grado} \times 1 \text{ grado}$  centrado en la fuente de interés. Consideramos que una fuente se detecta si encontramos señal dentro de 30 segundos de arco de la posición calculada con un flujo al menos tres veces el correspondiente a cualquier artefacto en la vecindad del objeto de interés. (Ver Surace et al 1993).

En las Tabla C.1 presentamos los pares (E+S) estudiados con HIRES.

En las Figuras C.1-C.4 presentamos algunos de los resultados obtenidos con HIRES.

Hemos superpuesto los diagramas de contornos de las imágenes procesadas con HIRES en  $60 \mu\text{m}$  sobre las correspondientes imágenes ópticas del registro digitalizado del cielo (Digitized Sky Survey). Para este propósito hemos adoptado dos procedimientos independientes y después los hemos comparado entre sí, para confirmar su consistencia. Un procedimiento consiste en aplicar los programas de despliegue y análisis de imágenes infrarrojas desarrolladas en IPAC, descritas en la guía de Skyview (Ebert et al. 1995). El otro procedimiento consiste en aplicar las rutinas de IRAF para el cálculo y despliegue de contornos infrarrojos dentro de STSDAS. Llevamos a cabo algunas pruebas con ambos métodos obteniendo resultados consistentes entre sí. Un criterio para confirmar la resolución de las galaxias componentes consiste en asociar la posición de la imagen óptica con el correspondiente mapa infrarrojo de contornos, tomando como posición de referencia a una de las galaxias componentes (casi siempre la posición de la galaxia detectada confiablemente con SCANPI). Hemos adoptado la convención de desplegar sólo los contornos cuyo valor está por arriba del 50, 75 y 99% de la señal infrarroja pico (o con valor más alto en la imagen). Sin embargo, en caso de encontrar una asociación en posición entre los contornos infrarrojos y las imágenes ópticas de las galaxias, es necesario confirmar que la señal detectada tenga un nivel por arriba de 3 S/N.

La estimación del cociente S/N se lleva a cabo con ayuda de la imagen auxiliar que calcula la varianza del factor de corrección (CFV; Correction Factor Variance) que produce HIRES. El algoritmo que construye la imagen calcula un factor de corrección para cada pixel por cada iteración, de tal manera que en la próxima iteración, se espera que la imagen que va siendo construida reproduzca

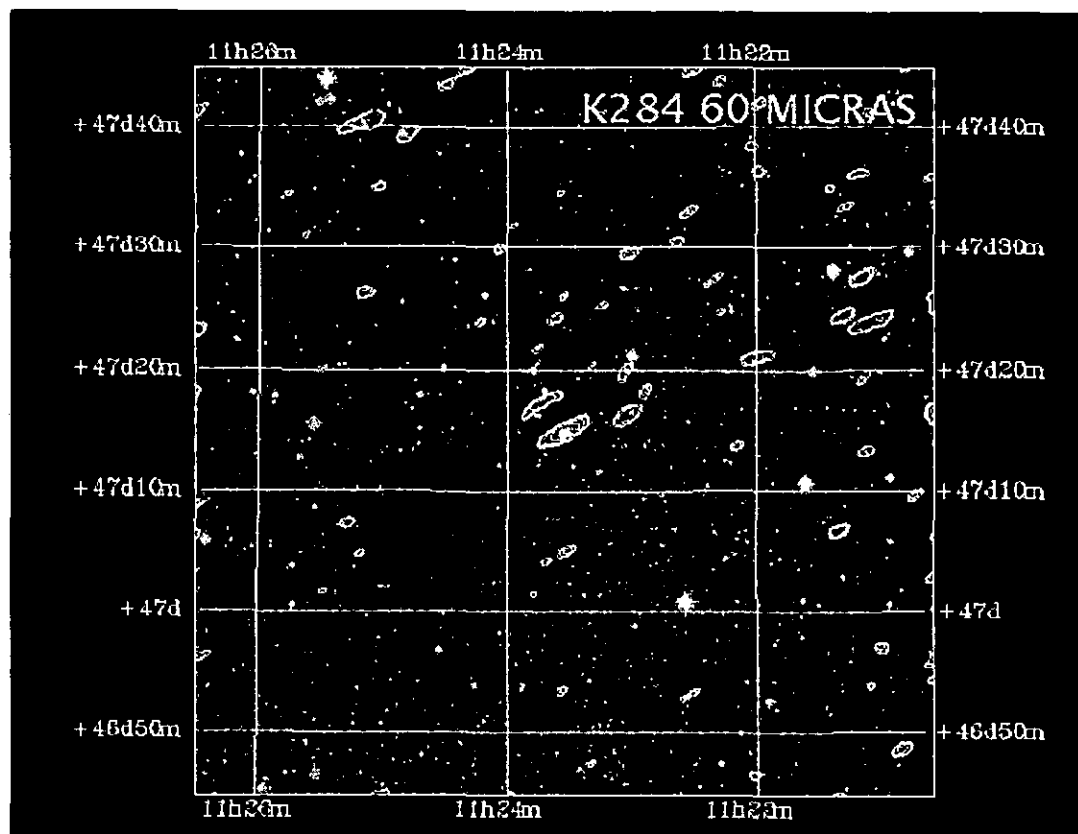
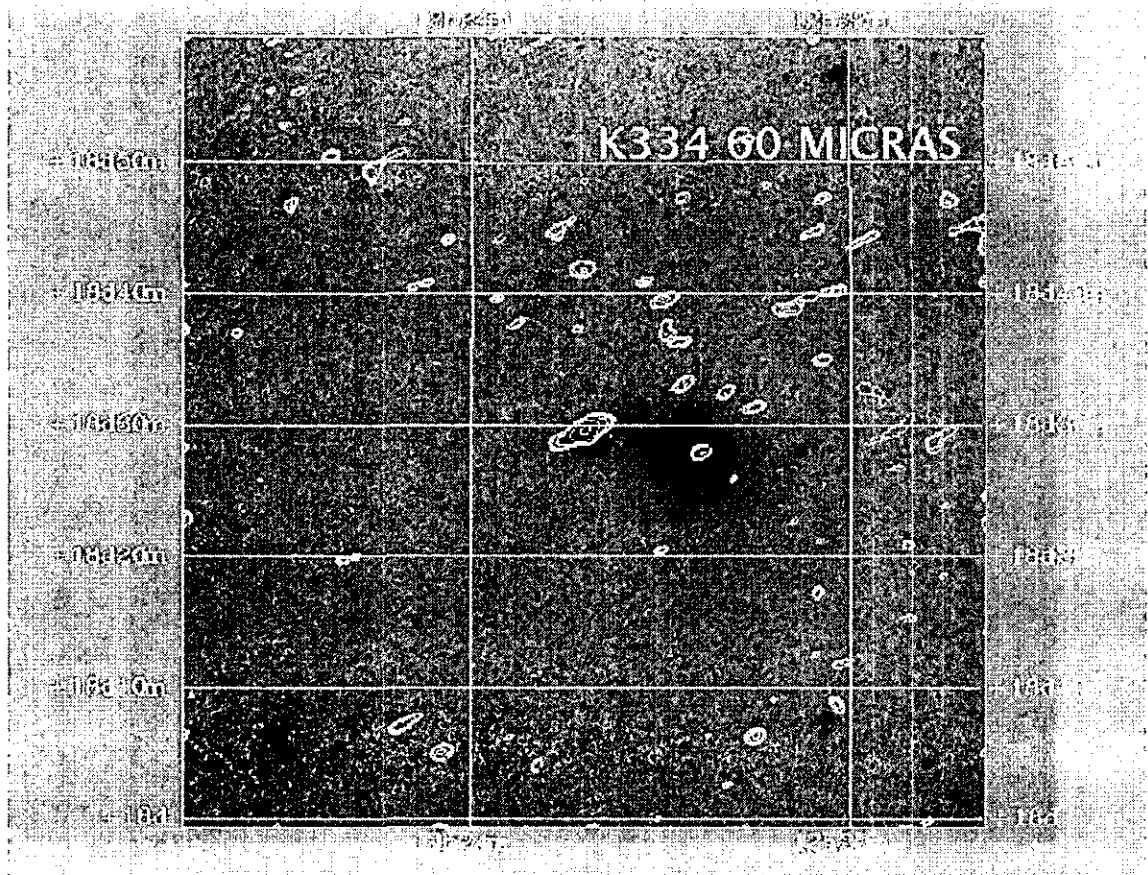


Figura C.1: HIRES en k284 en 60  $\mu\text{m}$

Figura C.2: HIRES en k334 en 60  $\mu\text{m}$

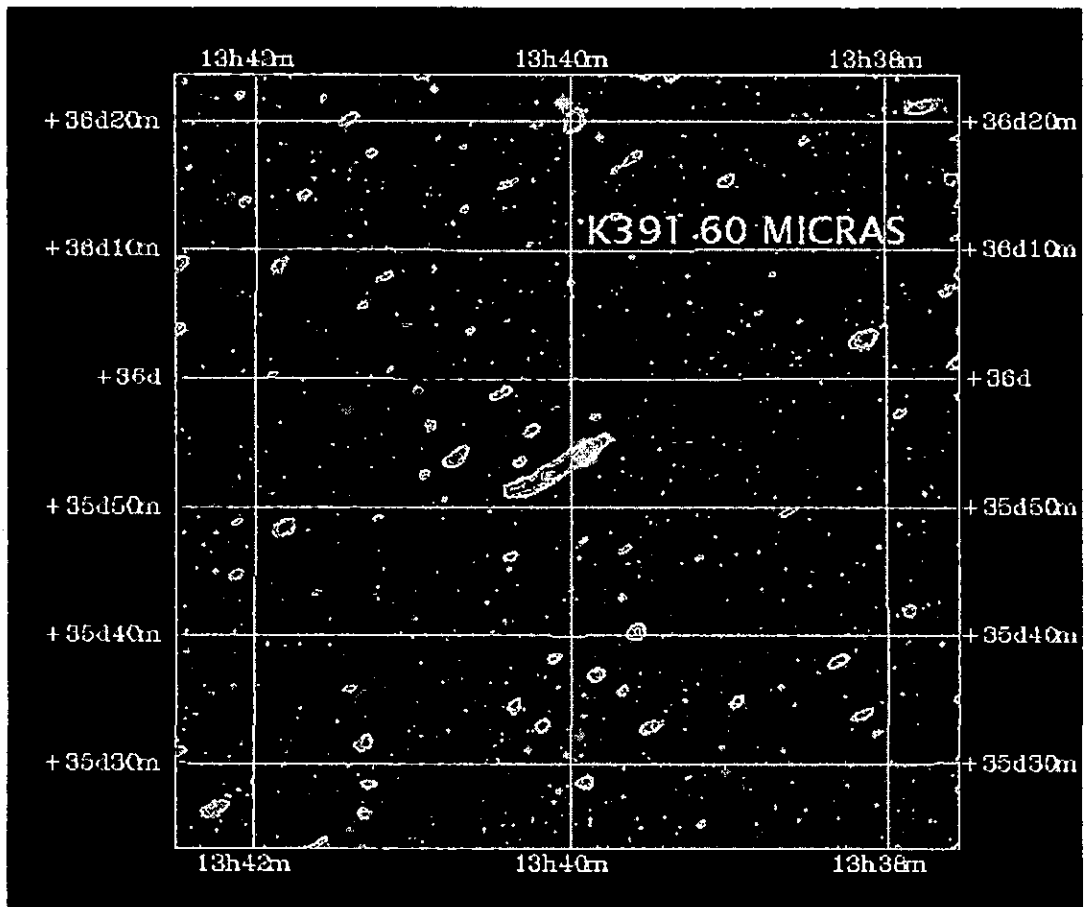


Figura C.3: HIRES en k391 en 60  $\mu\text{m}$

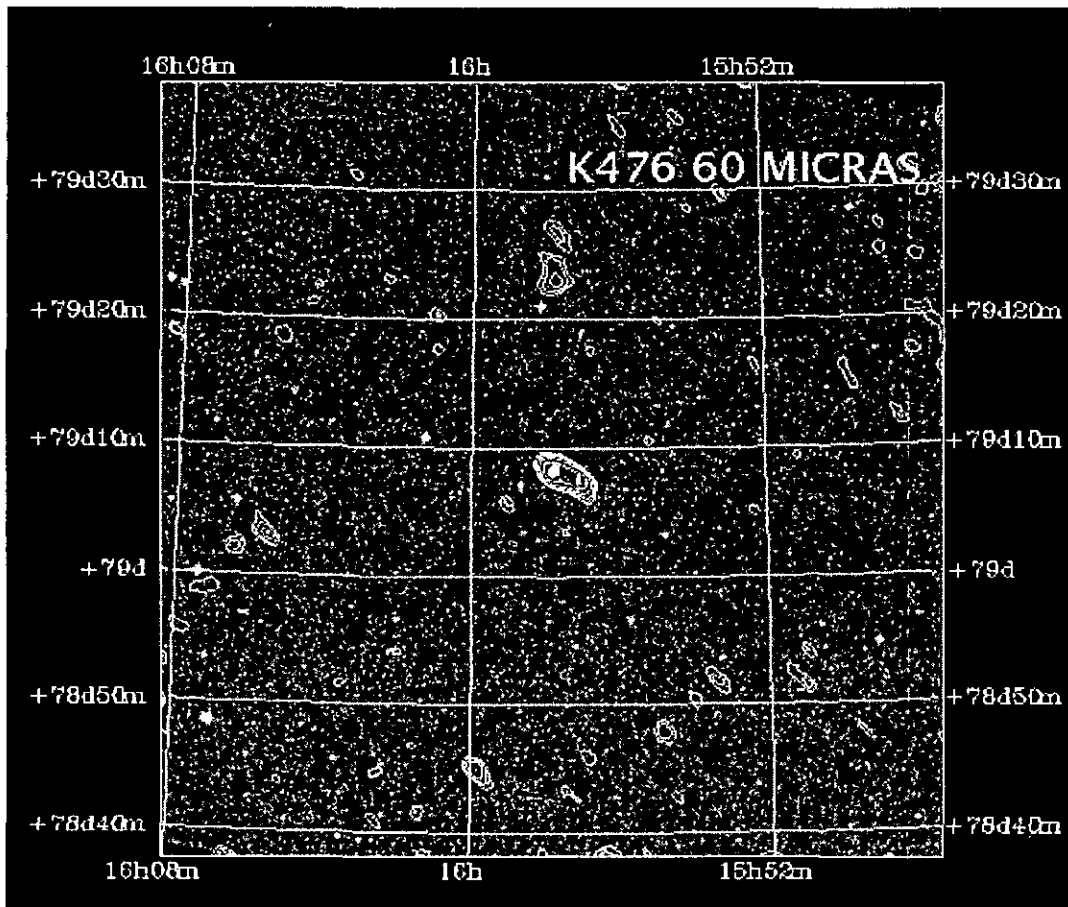
Figura C.4: HIRES en k476 en 60  $\mu\text{m}$



Tabla C.1: Pares (E+S) con signos de Resolución Espacial según HIRES

Par	Sep (")	SCANPI	HIRES	Par	Sep (")	SCANPI	HIRES
k63	2.48	S	S	k391	3.34	S y E	S y E (rp)
k78	3.50	S	S	k393	2.38	S	S
k83	0.71	S	S	k394	1.57	S	S
k86	3.48	S y E	S y E	k412	6.10	S	S
k106	1.30	S	S	k416	3.21	S y ?	S y E (1 $\sigma$ )
k121	2.08	S y ?	S y ?	k419	3.82	S	S
k122	1.34	S	S	k432	3.35	S	S
k127	6.30	S	S	k465	14.0	S	S
k138	5.03	S	S	k468	1.00	S	S
k188	1.23	S	S	k476	1.98	S y E	S y E (rp)
k198	1.31	S y ?	S y ?	k508	3.79	S y E	S y E
k202	1.30	S	S	k513	2.80	S y E	S y E
k229	4.57	S	S	k519	3.03	S y E	S y E (rp)
k234	2.35	S y ?	S y E (1 $\sigma$ )	k522	1.12	S	S
k243	1.08	S	S	k526	2.31	S	S
k284	2.68	S y ?	S y E	k528	1.85	S y ?	S y E (rp)
k303	2.03	S	S y E	k539	1.06	S	S
k317	2.25	S y ?	S y E	k552	1.23	S	S
k334	7.75	S y E	S y E (1 $\sigma$ )	k570	5.20	S	S
k345	4.02	S	S	k579	1.00	S	S
k353	2.57	S	S	k591	2.00	S y ?	S y E (rp)

(rp) Resolución Parcial

1 $\sigma$  Detección Ruidosa

? Posible Signo de Resolución

mejor las observaciones reales. Cada medición que tiene una respuesta no despreciable en la posición de un pixel dado, contribuye con su propio factor de corrección específico. Si en una cierta iteración el flujo obtenido fue muy bajo, el factor de corrección sera mayor que 1 (pues es el cociente del flujo medido al flujo real). Todos los factores de corrección para un cierto pixel se promedian para obtener el factor de corrección que será multiplicado por el valor del flujo en ese pixel. Este promedio lleva un cierto peso dado por la función de respuesta en la posición en que se mide (es decir, la (PSF) óptica convolucionada con la apertura del detector y mapeada sobre el cielo en la posición de la medición). Se puede calcular la varianza alrededor del promedio lo que constituye un valor (CFV). El (CFV) indica qué tan bien concuerdan los

flujos medidos y reales para un pixel dado y se le conoce como "varianza de ajuste".

Como se está calculando la varianza de una cantidad adimensional (el factor de corrección para el flujo de un pixel) y como el factor de corrección converge a 1 conforme la imagen se estabiliza, la imagen (CFV) puede pensarse como el cuadrado del cociente ruido a señal  $N/S$ ,  $(N/S)^2$ , lo cual nos permite hacer una estimación del cociente  $S/N$ . Sin embargo, esta interpretación necesita una corrección ya que el procesamiento estándar con HIRES incluye el uso de una constante positiva del flujo (flux bias) lo que hace que el algoritmo vea a este bias como señal y por eso el cociente  $N/S$  no diverge donde la señal verdadera es muy cercana a cero.

El procedimiento que hemos adoptado para estimar el cociente  $S/N$  en cada pixel consiste en calcular la raíz cuadrada del inverso de la imagen (CFV) y obtener las medidas de la señal correspondientes a las posiciones de interés. Adicionalmente se hace una estimación de la señal en pixeles vecinos a semejanza de lo que se hace para estimar un cielo en una imagen óptica.

La detección de emisión infrarroja en algunas componentes E de los pares (E+S) es consistente con resultados recientes donde se ha reconocido que muchas galaxias E/S0, como las galaxias espirales, contienen un medio interestelar, observable esencialmente por todas las técnicas observacionales convencionales; Rayos X (Canizares, Fabbiano and Trinchieri 1987), Gas caliente ( $\sim 10^4 K$ ); vía líneas de emisión ópticas; (Gonzales 1998), Gas frío en la línea de 21cm; (Wardle & Knapp 1986) y en la línea del CO (Phillips et al. 1987) y más recientemente, Hogg, Roberts & Sandage (1993), Knapp & Rupen (1996). Además, una fracción considerable de las galaxias elípticas que han sido observadas cuidadosamente, muestran estructuras de polvo variadas (Ebner, Djorgovski, & Davies 1988). En los reportes iniciales del satélite astronómico infrarrojo (IRAS; de Jong et al. 1984) sólo unas cuantas galaxias E/S0 fueron detectadas. Sin embargo, rápidamente se reconoció que esas galaxias detectadas eran una fracción de las galaxias brillantes E/S0 cercanas, que en particular fueron detectadas débilmente por IRAS en las longitudes de onda mayores (60 y 100  $\mu m$ ) (Jura 1986).

Knapp et al (1989) utilizaron programas de coadición similares a los nuestros en una muestra de 1150 galaxias E y S0 con magnitudes aparentes más brillantes que  $14^m$ , encontrando una fracción detectada en 60  $\mu m$  de  $\sim 45\%$  para galaxias E y  $\sim 65\%$  para galaxias S0, demostrando que una fracción alta de las galaxias E y S0 contienen polvo interestelar y que esta fracción detectada decrece

conforme la distancia aumenta. Los resultados obtenidos con este análisis, demuestran que la fracción de galaxias E/S0 en pares, detectadas en el infrarrojo lejano es baja. Por tanto, hasta una separación de 2 minutos de arco, la hipótesis de trabajo que hemos postulado parece ser apropiada. Sin embargo hay que recordar que  $\sim 60\%$  de las galaxias en los pares (E+S) están contenidos en el intervalo de separaciones aparentes (0.3-2) minutos de arco por lo que a estas separaciones es necesario seguir manteniendo nuestra hipótesis de trabajo.

# Bibliografía

- [1] Aumann, H.H., Fowler, J.W., Melnyk, M. 1990, *AJ*, 99, 1674.
- [2] Barnes, J.E., Hernquist, L. 1992, *ARAA*, 30, 705.
- [3] Canizares, C. R., Fabbiano, G., Trinchieri, G. 1987 *ApJ*. 312, 503.
- [4] de Jong, T. 1984 *ApJ*. 278, L67.
- [5] Devereux, N. A., Jacoby, G., Ciardullo, R. 1995 *Astron J*. 110, 1115.
- [6] Ebert, R., Hartley, B., Laughlin, G. 1995, *Skyview User's guide*, IPAC.
- [7] Ebnetter, K., Djorgovski, S., Davis, M. 1988 *Astron J*. 95, 422.
- [8] Fowler, J.W., Melnyk, M. 1989, *IPAC Software Design Specification-Laundr* (JPL, Pasadena).
- [9] Gonzalez, J. J. 1988 In press.
- [10] Hogg, D. E., Roberts, M. S., Sandage, A. R., 1993 *Astron J*. 106, 907.
- [11] Jura, M. 1986 *ApJ*. 306, 483.
- [12] Jura, M., Kim, D.W., Knapp, G.R., Guhathakurta, P. 1987 *Ap J Lett*. 312, L11.
- [13] Knapp, G. R., Guhathakurta, P. Kim, D.W., Jura M. 1989, *ApJ. Suppl. Ser.*, 70, 329.
- [14] Knapp, G.R., Rupen, M. P. 1996 *ApJ* 460, 271. 1989 *ApJ Suppl*. 70, 329.
- [15] Laughlin, G., Rice, W.L. 1990, *HIRES Product Validation*, IPAC.
- [16] Mayya, Y. D., Rengarajan. T. N. 1997 *Astron J*. 114, 932.
- [17] Mazzarella, J.M., Bothun, G.D., Boroson, T.A. 1991, *AJ*, 101, 2034.
- [18] Noguchi, M. 1991, *MNRAS*, 251, 360.
- [19] Philips, M. M., Jenkins, C. R., Dopita, M. A., Sadler, E. M., Binette, L. 1987 *ApJ*. 322, L73.
- [20] Rice, W. 1993 *Astron. J*. 105, 67.
- [21] Sadler, E. M. In *IAU Symposium 127, Structure and Dynamics of Elliptical Galaxies*. Ed. T de Zeeuw (Dordrecht:Reidel) 125.
- [22] Sanders, D. B., Mirabel, F. 1996, *ARAA* 34, 749.
- [23] Sanders, D.B., Soifer, B.T., Elias, J.H., Madore, B.F., Matthews, K., Neugebauer, G., Scoville, N.Z. 1988, *ApJ*, 325, 74.
- [24] Shlosman, I. 1990, in *Paired and Interacting Galaxies*, I.A.U. Colloquium No. 124, eds. J.W.Sulentic, W.C. Keel, C.M. Telesco (NASA CP-3098), 689.
- [25] Soifer, B.T., Boehmer, G., Neugebauer, G., Sanders, D.B. 1989, *Astron.J*. 98, 766.
- [26] Surace, J. A., Mazzarella, J. M., Soifer, B. T., Wehrle, A. E. 1993, *Astron. J* 105, 864.

## Apéndice D

# Métodos No Paramétricos en Estadística

### D.1 Introducción

En este Apéndice presentamos un breve resumen sobre los métodos estadísticos utilizados en este trabajo. La literatura relacionada con problemas que involucran datos censados o "Análisis de Supervivencia" es extensa e incluye trabajos orientados hacia la biología (Miller 1981), control de calidad (Lawless 1982), economía (Amemiya 1985) y astronomía (Schmitt 1985; Feigelson & Nelson 1985; Isobe, Feigelson & Nelson 1986, Feigelson 1990, 1992; Petrosian 1992).

Consideremos la situación siguiente: un astrónomo va a al telescopio a medir una cierta propiedad de un conjunto de objetos preseleccionados. Las metas pueden ser muy variadas, pero para fines de nuestro trabajo, consideremos que desea la información para obtener la función de luminosidad de estos objetos y que desea compararla contra la función de luminosidad de otra muestra, relacionando la cantidad medida con otras cantidades previamente estimadas y cuantificando posibles correlaciones entre ellas. En el lenguaje de la estadística lo que el astrónomo necesita es estimar la función de distribución empírica (EDF), llevar a cabo pruebas de hipótesis nula y análisis de correlación entre las dos muestras. Pero si algunos objetos

en la muestra son muy débiles para ser detectados, el astrónomo no podrá estimar directamente el valor de la propiedad medida y se dice entonces que el valor cae por debajo del nivel de sensibilidad de esa observación particular. En estadística, a la estimación de una cota superior al verdadero valor de la medición se le denomina dato "censado por la izquierda", "upper limit" cota superior.

Sin embargo es necesario distinguir entre datos censados y datos truncados. En registros de datos truncados, también conocidos en astronomía como registros limitados por flujo o magnitud, los objetos más débiles se excluyen de la muestra. En una muestra censada están todos los objetos de interés, pero la información es incompleta en algunos de ellos. Pretender recobrar información de un registro truncado es por tanto, más complicado que de un registro censado ya que el número de objetos excluidos es desconocido. Si el proceso de selección de los objetos involucra precisamente a las variables de interés como en el caso de las funciones de luminosidad de registros limitados en flujo, entonces se presentará un sesgo de "autoselección" el cual puede ser muy difícil de atacar.

Los métodos de "Análisis de Supervivencia" originalmente se emplearon en aplicaciones biomédicas y control de calidad industrial y dependen de la naturaleza del proce-

so de no detección (censado). Por ejemplo, en un experimento con un conjunto de 100 ratas de edades idénticas, se administró un virus mortal. 50 ratas fueron tratadas con una droga nueva y posteriormente se analizó si la supervivencia de las ratas tratadas con la nueva droga difería respecto a la muestra control durante un período de tiempo. Las ratas que aún están vivas después del período de tiempo seleccionado, son un ejemplo de datos censados por la derecha. Este es un ejemplo de datos censados de Tipo I, donde todos los objetos tienen el mismo nivel de cota o censo. El flujo en registros astronómicos es una variable del Tipo I, aunque esto no necesariamente es cierto para otras variables como la luminosidad. Los experimentos con fracciones fijas de datos censados se denominan datos censados Tipo II; aunque esto ocurre muy poco en astronomía. Un tercer tipo de datos censados son aquellos datos censados aleatorios donde los objetos censados se escogen independientemente del valor de la variable de interés. Cuando un astrónomo usa las luminosidades  $L_i = 4\pi d_i^2 F_i$  a partir de un registro limitado en flujo, y los objetos están esparcidos a diferentes distancias, los valores de  $d_i^2$  tienden a hacer aleatorios a los datos censados. Por tanto, los problemas astronómicos por lo general caen entre el Tipo I y el caso aleatorio.

A parte de tratar diferentes patrones de datos censados, muchos métodos estadísticos son válidos sólo para ciertas formas paramétricas o semiparamétricas de la población parental subyacente. Existen métodos para tratar muestras extraídas de distribuciones normales, exponenciales, gama, Gaussianas, de Rayleigh y Pareto, entre otras (Cohen 1991). Por tanto un astrónomo debe ser cuidadoso en cuanto a la naturaleza de la población subyacente y del proceso de medición que produjo los datos censados. Una de las limitaciones más serias de los métodos de Supervivencia cuando se aplican a datos astronómicos es el de la estimación de los errores. En experimentos biomedicos o in-

dustriales el investigador conoce el valor de la cota o censo de manera precisa. Sin embargo, en condiciones de observaciones astronómicas, el investigador sólo sabe que los objetos son más débiles que un cierto límite relacionado con el nivel de ruido estocástico del proceso de medición. Por lo tanto, un astrónomo podría decir que el flujo límite es  $S/N \sim 3 \times$  el nivel de ruido, mientras que otro puede escoger un nivel de censo  $S/N \sim 5 \times$  el ruido.

### D.1.1 El Estimador de Kaplan-Meier

Antes de ver en más detalle el estimador Kaplan-Meier, vamos a dar una idea general sobre lo que significan los métodos de estimación de máxima similitud. El método de máxima similitud introducido por R. A. Fisher en 1912, tiene un fuerte sentido intuitivo, y permite obtener un estimador razonable de un parámetro o vector de parámetros  $\theta$  (Rao 1973). Supongamos que los datos  $X_1, \dots, X_n$  fueron extraídos de una distribución discreta/continua para la cual la función de densidad de probabilidad es  $f(x; \theta)$ , donde el parámetro  $\theta$  pertenece a algún espacio de parámetros  $\Omega$ . En el caso discreto, la probabilidad de observar  $X_1, \dots, X_n$ , o la similitud, es

$$L(X_1, \dots, X_n; \theta) = \prod_{i=1}^n f(X_i; \theta) \quad (D.1)$$

Donde  $L$ , que es función de  $\theta$ , se llama (para un conjunto dado de datos) la función de similitud. Intuitivamente, uno esperaría coleccionar sólo aquellos datos que llevan la más alta probabilidad de ser coleccionados. Esta es la idea detrás del método de máxima similitud. Entre todos los valores de  $\theta$ , el que da la probabilidad máxima para los datos observados debe ser cercano al valor de la verdadera población. Esta misma idea puede

extenderse al caso de una densidad de probabilidad en el caso continuo. El estimador de máxima similitud de  $\theta$  es el valor de  $\theta$  en el espacio de parámetros, que maximiza  $L$  para un conjunto dado de datos. En el caso de una población Gaussiana, el promedio de la muestra es el estimador de máxima similitud de la media de la población.

Sea  $(Z_i, \delta_i)$  un conjunto de datos censados por la derecha, donde  $Z_i = \min(Y_i, C_i)$  y  $\delta_i = 1$  si  $Z_i = Y_i$  es detección o  $Z_i = C_i$  si es censado. Si además se supone que la variable con los datos censados  $C$  y el valor de la propiedad de interés  $Y$  son estadísticamente independientes y  $Y$  tiene una distribución continua, entonces un buen estimador no paramétrico para la distribución de la variable  $Y$  es el estimador desarrollado por Kaplan y Meier en (1958). En primer lugar, ordenamos los datos de manera creciente,

$$u_1 < \dots < u_k \quad (D.2)$$

Si no hay valores repetidos,  $k = n$ , de otra manera,  $k < n$ . Si  $d_i$  denota el número de detecciones y  $c_i$  denota el número de datos censados,  $n_i = \sum_{j \leq i} (d_j + c_j)$ . El estimador Kaplan-Meier  $\hat{F}$  de la distribución  $F$  de  $Y$  ( $t < u_k$ ) es,

$$1 - \hat{F}(t) = \prod_{i: u_i \leq t} \left(1 - \frac{d_i}{n_i}\right) \quad (D.3)$$

Bajo ciertas condiciones de regularidad, se puede establecer que  $\sqrt{n}(\hat{F}(t) - F(t))$  tiene aproximadamente una distribución normal. La varianza de  $\hat{F}(t)$  se estima a partir de la fórmula de Greenwood,

$$\hat{v}ar(\hat{F}(t)) = \sum_{Z_i \leq t} \frac{(1 - \hat{F}(t))^2 \delta_i}{\left(\sum_{j=1}^n I(Z_j > Z_i)\right) \left(1 + \sum_{j=1}^n I(Z_j > Z_i)\right)} \quad (D.4)$$

Si  $d_k = 1$  (es decir, si el valor observado mayor es detección) entonces  $\hat{F}_n(t) = 1$  para  $t \geq u_k$ . Si el valor observado mayor es censado, entonces  $\hat{F}$  no está razonablemente definido para  $t \geq u_k$ . Si  $d_k = 1$ , entonces el promedio  $\mu$  de la distribución se puede estimar por;

$$\hat{\mu} = \sum_{i=1}^k \frac{u_i d_i}{n_i} \prod_{j=1}^{i-1} \left(1 - \frac{d_j}{n_j}\right) \quad (D.5)$$

El promedio no se puede estimar cuando  $d_k = 0$ , pero en este caso es más apropiado considerar la mediana, donde  $\hat{F}_n(u_i) = \frac{1}{2}$ . El estimador Kaplan-Meier es un estimador asintótico normal, autoconsistente y de máxima similitud para una muestra de datos censados aleatoriamente. Si lo aplicamos a una muestra de datos detectados, se reduce a una función de distribución empírica donde la función decrece por  $1/N$  en cada uno de los  $N$  datos. En un conjunto de datos censados, la función decrece en cada uno de los valores detectados con un salto de tamaño proporcional al peso de los datos censados. El problema de transformar datos censados por la derecha a datos censados por la izquierda en astronomía ha sido tratado por Feigelson & Nelson (1985).

### D.1.2 Pruebas de Hipótesis Nula

Para comparar conjuntos de datos o distribuciones que involucren datos censados, existen pruebas estadísticas de hipótesis nula, con metodologías bien desarrolladas. Supongamos que deseamos probar la hipótesis de que dos conjuntos de datos, ambos con datos censados, tienen una misma distribución. En Miller (1981) se pueden encontrar generalizaciones del procedimiento que vamos a presentar, para el caso en que se deseen comparar más de dos conjuntos de datos. En el siguiente desarrollo hemos trasladado el

tratamiento original para datos con límites inferiores a datos con límites superiores, sustrayendo una constante arbitraria  $M$ . Sea  $T_{ij}^L$  el  $j$ -ésimo valor de una distribución de datos astronómicos  $i=1, 2, j=1, 2, \dots, N_i$  con datos censados  $A_{ij}$ , de tal manera que observamos el conjunto  $(X_{ij}^L, \delta_{ij}^L)$  definido por:

$$\begin{aligned} X_{ij}^L &= T_{ij}^L & \text{Si } T_{ij} &\geq A_{ij} \\ X_{ij}^L &= A_{ij} & \text{Si } T_{ij} &\leq A_{ij} \end{aligned} \quad (\text{D.6})$$

$$\begin{aligned} \delta_{ij}^L &= 1 & \text{Si } T_{ij} &\geq A_{ij} \\ \delta_{ij}^L &= 0 & \text{Si } T_{ij} &\leq A_{ij} \end{aligned} \quad (\text{D.7})$$

Donde  $(T_{ij}^L)_{j=1}^{N_i}$ ,  $i=1, 2$  son dos muestras independientes extraídas de poblaciones con funciones de distribución  $F_i^L$  definidas por:

$$F_i^L(t) = P(T_{ij} \leq t), i=1, 2. \quad (\text{D.8})$$

Los conjuntos con datos censados  $(A_{ij})_{j=1}^{N_i}$ ,  $i=1, 2$  también se suponen independientes, con funciones de distribución  $G_i^L$  definidas por:

$$G_i^L(t) = P(A_{ij} \leq t), i=1, 2 \quad (\text{D.9})$$

Donde los conjuntos con datos censados  $A_{ij}$  son independientes de las detecciones  $T_{ij}$ , es decir, tienen una distribución aleatoria. Entonces, dado el conjunto  $(x_{ij}^L, \delta_{ij}^L)$ , deseamos probar la hipótesis:

$$H_0 : F_1^L(t) = F_2^L(t) \quad \forall t. \quad (\text{D.10})$$

Para tratar este problema en presencia de límites superiores, sea

$$\begin{aligned} T_{ij} &= M - T_{ij}^L, & X_{ij} &= M - X_{ij}^L \\ \delta_{ij} &= \delta_{ij}^L, & C_{ij} &= M - A_{ij} \\ & & i &= 1, 2, j=1, 2, \dots, N_i \end{aligned} \quad (\text{D.11})$$

Y definimos

$$\begin{aligned} F_i(t) &\equiv P(T_{ij} \leq t) = \hat{S}_i^L(M-t), i=1, 2 \\ G_i(t) &\equiv P(C_{ij} \leq t) \\ &= P(A_{ij} \geq M-t) \end{aligned} \quad (\text{D.12})$$

Entonces, dados dos conjuntos de datos astronómicos  $x_{ij}$ ,  $\delta_{ij}$ , que contienen información en forma de datos censados la hipótesis a probar es:

$$H_0 : F_1(t) = F_2(t) \quad \forall t. \quad (\text{D.13})$$

Si combinamos ambas muestras, consideramos sólo las detecciones y arreglamos a todo el conjunto en orden descendiente:

$$y_1 < y_2 < \dots < y_r, r \leq N_1 + N_2 \quad (\text{D.14})$$

Y definimos:

$$\begin{aligned} d_{ij} &= \#x_{ik} = y_j, i=1, 2, j=1, 2, \dots, r \\ n_{ij} &= \#x_{ik} \geq y_j, i=1, 2, j=1, 2, \dots, r \\ d_j &= d_{1j} + d_{2j} \\ n_j &= n_{1j} + n_{2j} \\ n &= N_1 + N_2 \\ m_{ij} &= \#x_{ik}, y_j \leq x_{ik} \leq y_{j+1}, \delta_{ik} = 0 \\ & i=1, 2, j=1, 2, \dots, r \\ m_j &= m_{1j} + m_{2j} \end{aligned} \quad (\text{D.15})$$

En otras palabras,  $d_{ij}$  es el número de observaciones de la distribución  $i$  igual a  $y_j$ ;  $n_{ij}$  es el número de observaciones de la distribución  $i$  al menos igual a  $y_j$ , y  $m_{ij}$  es el número de datos censados de la distribución  $i$  que están entre  $y_j$  y  $y_{j+1}$ . Si queremos resolver el problema sin necesidad de suponer que el número de datos censados en ambas muestras es el mismo, sea la estadística  $L_n$  expresada como:

$$\begin{aligned} L_n &= \sum_{j=1}^r w_j (d_{1j} - d_{2j} n_{1j} / n_j) \\ \text{Gehan} &= w_j = n_j, j=1, 2, \dots, r \\ \text{Logrank} &= w_j = 1, j=1, 2, \dots, r \end{aligned} \quad (\text{D.16})$$

Donde  $w_j$  son los pesos estadísticos asociados, según **Gehan** y **Logrank**. Para un número suficientemente grande  $n$ , y bajo la hipótesis  $H_0$ ,  $L_n$  se distribuye de manera

aproximadamente normal, con promedio cero y varianza (Prentice & Marek 1979):

$$\hat{\sigma}_n^2 = \frac{\sum_{j=1}^r d_j w_j^2 (n_{1j}/n_j)(n_{2j}/n_j)(n_j - d_j)}{(n_j - 1)} \quad (D.17)$$

Por tanto, podemos rechazar la hipótesis  $H_0$  en favor de  $H_1 : F_1 \neq F_2$  a nivel significativo  $\alpha$  si

$$|L_n/\hat{\sigma}_n| \geq z_{\alpha/2} \quad (D.18)$$

Donde  $z_{\alpha/2}$  es un valor tal que el área bajo una curva normal en el intervalo  $[-z_{\alpha/2}, z_{\alpha/2}]$  es  $1-\alpha$ . Es decir, el nivel significativo alcanzado con estas pruebas de hipótesis nula, es el área bajo una curva normal en la región mayor que  $|L_n/\hat{\sigma}_n|$ .

Latta (1981) ha sugerido un conjunto alternativo de pesos estadísticos:

$$w_j \equiv \tilde{F}_j = \prod_{i=1}^j [n_i/(n_i + 1)] \quad (D.19)$$

el cual es llamado prueba generalizada de **Wilcoxon** o **Peto-Prentice**. Para la estadística Peto-Prentice un estimador de la varianza es:

$$\begin{aligned} \sigma^2 &= \sum_{i=1}^r [\tilde{F}_i(1 - \beta_i)\gamma_i \\ &- (\beta_i - \tilde{F}_i)\gamma_i(\tilde{F}_i\gamma_i + 2 \sum_{j=i+1}^r \tilde{F}_j\beta_j)] \\ \beta_i &= \prod_{j=1}^i (n_j + 1)/(n_j + 2) \\ \gamma_i &= 2d_{2i} + m_{2i} \quad (D.20) \end{aligned}$$

Latta ha sugerido que la prueba Peto-Prentice es menos vulnerable a diferentes formas de la distribución de datos censados que las pruebas Gehan y Logrank. La prueba de Gehan se formuló originalmente como una extensión de la prueba de Mann-Whitney o Wilcoxon.

### D.1.3 Correlación entre Variables

En muchos problemas astronómicos es necesario comparar dos o más propiedades de una muestra de objetos, donde una de las propiedades puede contener datos censados. Nos gustaría explorar posibles correlaciones entre las variables y posteriormente llevar a cabo una regresión entre estas. Con este propósito vamos a suponer que existe una relación entre las variables dependiente e independiente de la siguiente forma:

$$Y_i = a + bX_i + \epsilon_i \quad (D.21)$$

Sean  $a_k$  y  $b_k$  las  $k$ -ésimas estimaciones de  $a$  y  $b$  y  $\epsilon_i = \sigma_k * e_i$  una estimación de las desviaciones de la relación lineal con desviación estándar  $\sigma_k$ . El método de **Cox** (1972), basado en su modelo proporcional de riesgos, es útil para saber si existe correlación entre una variable dependiente con datos censados y una variable independiente con detecciones. Este modelo postula una forma especial de la función de riesgos. Aunque este método no proporciona un ajuste a los datos explorados, puede ser utilizado para explorar la correlación entre las variables, Cox supone que la función de riesgos puede expresarse como:

$$\lambda(Y_i : X_i) = \lambda_0(Y_i) \exp^{\beta X_i} \quad (D.22)$$

Donde  $Y_i$  es la variable dependiente,  $X_i$  es la variable independiente y  $\beta$  es el vector de coeficientes de regresión. El vector no contiene el coeficiente de intercepción  $a$ , ya que  $a$  está contenido en  $\lambda_0(Y_i)$ . Por tanto, para el caso lineal  $\beta$  es la pendiente  $b$ . Para estimar el coeficiente de regresión  $\beta$ , primero se ordenan los datos  $Y_i; Y_1 < Y_2 < \dots < Y_n$ . Si se interpreta a  $\lambda(Y_i; X_i)$  como la tasa de detección instantánea, integrando en el intervalo  $[Y_i, Y_i + \Delta Y]$  obtenemos:

$$\begin{aligned} Pr[det \text{ en } (Y_i, Y_i + \Delta Y) | R(Y_i)] &= \\ \sum_{j \in R(Y_i)} \int_{Y_i}^{Y_i + \Delta Y} \lambda_0(t) \exp^{\beta X_j} \Delta Y &\approx \end{aligned}$$



$$\sum_{j \in R(Y_i)} \lambda_o(t)(Y_i) \exp^{\beta X_j} \Delta Y \quad (\text{D.23})$$

Donde  $R(Y)$  es el conjunto de riesgos que contiene todos los datos que no han sido detectados antes que un  $z_i$ . Por ejemplo, en un conjunto de datos  $Y(1) \leq Y(2) \leq Y(3)* \leq Y(4)$  (donde \* indica un dato censado), los conjuntos de riesgos son:

$$\begin{aligned} R\{Y(1)\} &= \{Y(1), Y(2), Y(3)*, Y(4)\} \\ R\{Y(2)\} &= \{Y(2), Y(3)*, Y(4)\} \\ R\{Y(4)\} &= \{Y(4)\} \end{aligned} \quad (\text{D.24})$$

Por tanto, la "probabilidad condicional" de que el  $i$ ésimo dato sea detectado en  $Y_i$ , bajo la condición de que una detección en  $R(Y_i)$  ocurra en  $Y_i$ , es:

$$\begin{aligned} P_i &= \lambda_o(Y_i; X_i) / \sum_{j \in R(Y_i)} \lambda_o(Y_i; X_j) \\ P_i &= \lambda_o(Y_i) e^{\beta X_i} \Delta Y / \sum_{j \in R(Y_i)} \lambda_o(Y_i) e^{\beta X_j} \Delta Y \\ &= e^{\beta X_i} / \sum_{j \in R(Y_i)} e^{\beta X_j}. \end{aligned} \quad (\text{D.25})$$

Tomando el producto de esas probabilidades condicionales, obtenemos la estimación de Cox:

$$L = \prod_{D_i} [e^{\beta X_i} / \sum_{j \in R(Y_i)} e^{\beta X_j}] \quad (\text{D.26})$$

Si ahora maximizamos la expresión anterior, entonces podemos obtener una estimación de los coeficientes de regresión  $\beta$ . Para probar la existencia de correlación Cox sugiere una forma asintótica de la prueba  $\chi$  cuadrada:

$$\chi_r^{2a} \mathbf{S}' \mathbf{I}^{-1} \mathbf{S} \quad (\text{D.27})$$

Donde  $r$  denota el número de grados de libertad,  $\mathbf{S}'$  es la transpuesta del vector  $\mathbf{S}$  y  $a$  denota que la expresión es asintótica.  $\mathbf{S}$  es el vector de datos no riesgosos e  $\mathbf{I}$  se llama la matriz de información de la muestra. Para encontrar el nivel significativo de la una prueba de correlación en el modelo lineal,

evaluamos  $\chi_{r=1}^2$  bajo la hipótesis nula  $\beta = b = 0$ . El valor de  $\chi^2$  se calcula de acuerdo a la expresión anterior con  $r = 1$  y el nivel significativo de  $\chi_r^2$  se busca en tablas estándar.

Uno de los métodos más frecuentemente utilizados para estimar los coeficientes de regresión en presencia de datos censados, es mediante el algoritmo EM (Dempster, Laird & Rubin 1977). Este algoritmo consiste en dos etapas llamadas E(expectación) y M(maximización). En la etapa E, se estima el valor verdadero de un dato censado por medio del valor de expectación dado al dato censado. Estos valores "verdaderos" se emplean posteriormente para encontrar el estimador de máxima similitud de los parámetros desconocidos. El procedimiento se itera con las últimas estimaciones de los parámetros. El algoritmo EM requiere que se especifique la forma funcional de la distribución de los valores de  $Y$  alrededor de la línea de regresión. La práctica usual supone una distribución normal, aunque los métodos no paramétricos no necesitan esta suposición. Uno de éstos métodos no paramétricos fue sugerido por Buckley & James (1979). James & Smith (1984) han demostrado que el estimador de la pendiente de Buckley & James es asintóticamente correcto bajo algunas condiciones regulares. Algunas de sus ventajas incluyen la posibilidad de emplear la distribución de Kaplan-Meier que se obtiene a partir de los datos mismos, en lugar de utilizar una distribución normal. La ecuación que describe la estimación  $\hat{Y}_i$  para el conjunto de datos censados, se puede escribir como:

$$\begin{aligned} \hat{Y}_i &= b_k X_i + \sum_{D_i \leq j} W_{ij}(b_k) \xi_j \\ W_{ij}(b_k) &= \frac{[\hat{S}(\xi_j - 1) - \hat{S}(\xi_j)]}{[1 - \hat{S}(\xi_i)]} \\ \xi_j &= Y_j - b_k X_j. \end{aligned} \quad (\text{D.28})$$

Donde  $\hat{S}(\xi_j)$  es el estimador de Kaplan-Meier y  $\xi_j$  son los datos ordenados del valor

menor al mayor. El peso estadístico  $W_{ij}$  es menor para el residual mayor. Por tanto, los residuales mayores tienen menor peso para obtener el ajuste. Como el proceso es iterativo, los estimadores de los coeficientes de la regresión lineal se expresan como:

$$b_k = \frac{\sum_i^{m+n} \hat{Y}_i (X_i - \langle X \rangle)}{\sum_i^{m+n} (X_i - \langle X \rangle)^2}$$

$$a_k = \langle Y \rangle - b_k \langle X \rangle. \quad (\text{D.29})$$

Donde  $\langle \rangle$  denota el valor promedio. Usando estas estimaciones, podemos calcular el paso siguiente ( $k+1$ ). Como el método no proporciona un estimador para la desviación estándar,  $\sigma_k$ , Buckley & James recomiendan una forma empírica para  $\sigma$ :

$$\sigma_k^2 = \frac{1}{m-2} \sum_D^m [Y_i - \langle Y_D \rangle - \hat{b}(X_i - \langle X_D \rangle)]^2 \quad (\text{D.30})$$

Donde  $D$  contiene a los datos detectados. Con un procedimiento de mínimos cuadrados, la varianza del coeficiente de la pendiente se puede expresar como:

$$\text{Var}(\hat{b}) = \hat{\sigma}^2 / \sum_D^m (X_i - \langle X_D \rangle)^2 \quad (\text{D.31})$$

Cuando se prueba la hipótesis de que no hay relación entre  $X$  y  $Y$ , es decir,  $b = 0$ ,  $z = b / [\text{Var}(b)]^{1/2}$  puede interpretarse como una variable aproximadamente normal y utilizarse para encontrar el nivel significativo. Un método alternativo es el propuesto por Schmitt (1985), que permite dividir el plano formado por las dos variables de interés en una red en donde se calcula el estimador Kaplan-Meier redistribuyendo los datos censados de ambas variables (Campbell 1981). La línea de regresión se ajusta por mínimos cuadrados, pero tiene la desventaja de que el espaciamiento de la red es arbitrario. Si el espaciamiento en la red es muy amplio, la línea

de regresión no es precisa; si es demasiado fina, el estimador Kaplan-Meier no está bien definido. Una discusión matemática más formal sobre este y otros problemas se puede encontrar en Pruitt (1991). Este problema ya lo hemos notado (ver Capítulo 4) en referencia al cálculo de la función de luminosidad biviada infrarroja.

El tratamiento de problemas astronómicos con datos censados ha sido muy importante en las últimas dos décadas. En la actualidad una fracción muy alta de estos problemas han sido atacados con métodos de análisis de supervivencia. Sin embargo aún es necesario mucho trabajo por desarrollar, sobre todo en lo que concierne al problema fundamental de asignar errores confiables en estas estimaciones, lo cual sugiere una combinación de métodos de supervivencia y teoría de errores. En los próximos años seguramente veremos el fruto del esfuerzo por desarrollar métodos de supervivencia en análisis multivariado.



# Bibliografía

- [1] Amemiya, T., 1985, *Advanced Econometrics*, Cambridge MA, Harvard University Press.
- [2] Buckley, J., James, I., 1979, Linear regression with censored data, *Biometrika*, 66, 429.
- [3] Campbell, G., 1981, Nonparametric bivariate estimation with randomly censored data, *Biometrika*, 68, 417.
- [4] Cohen, A. C., 1991, *Truncated and censored samples*, New York, Marcel Dekker.
- [5] Cox, D. R., 1972, Regression models and life tables, *J. R. Stat. Soc. B*, 34, 187.
- [6] Feigelson, E. D., Nelson, P. I., 1985, *Ap. J.* 293, 192.
- [7] Feigelson, E. D., 1990, Censored data in astronomy, in *Errors, Bias and Uncertainties in Astronomy*. Eds. C. Jaschek, F. Murtagh, Cambridge University Press, 213.
- [8] Feigelson, E. D., 1992, Censoring in astronomical data due to nondetections, in *Statistical Challenges in Modern Astronomy*. Eds. E. D. Feigelson, G. J. Babu, New York, Springer-Verlag, 221.
- [9] Isobe, T., Feigelson, E. D., Nelson, P. I., 1986, *Ap. J.* 306, 490.
- [10] Kaplan, E. L., Meier, P., 1958, Nonparametric estimation from incomplete observations, *J. Amer. Statist. Assoc.*, 53, 457.
- [11] Lawless, J. F., 1982, *Statistical Models and Methods for Lifetime Data*, New York, Wiley.
- [12] Miller, R. G. Jr., 1981, *Survival Analysis*, New York, Wiley.
- [13] Miller, R. G. Jr., Halpern, J., 1982, Regression with censored data, *Biometrika* 69, 521.
- [14] Petrosian, V., 1992, Luminosity Function of flux-limited samples, in *Statistical Challenges in Modern Astronomy*. Eds. E. D. Feigelson, G. J. Babu, New York, Springer-Verlag, 221.
- [15] Pruitt, R. C., 1991, On negative mass assigned by the bivariate Kaplan-Meier estimator, *Annals Statist.*, 19, 443.
- [16] Rao, C. R., 1973, *Linear Statistical Inference and its Applications*, New York, Wiley.
- [17] Schmitt, J. H., 1985, *Ap.J.* 293, 178.