



國立中央大學天文研究所
鹿林天文台年報

2007

No.5

國立中央大學天文研究所編

序言

鹿林天文台的基礎建設完成於 2002 年底，也就是鹿林一米望遠鏡(LOT)安裝完成之時，我們統計了五年來(2003-2007)鹿林天文台的相關研究文獻，從初期年報裡的研究報告逐漸變成近年期刊中的研究論文，可以一窺鹿林天文台發展的堂奧。

鹿林巡天計畫已發現 600 多顆小行星，其中 145534 中大、145523 鹿林、145546 穗七中、147918 嘉義等小行星得到國際永久命名，2007 年並發現了台灣第一顆彗星(Lulin, C/2007 N3)及第一顆近地小行星。

德國原廠工程師 Philipp Keller 來台維護一米望遠鏡，改善了主鏡支撐、同時進行了光軸調整、主鏡清潔、軟體更新等多項重要工作，使 LOT 的性能又更上一層樓。

中央大學「發展國際一流大學計畫」將在海拔 2,862 公尺的鹿林天文台建置 2 米光學望遠鏡，預定 2010 年完成，成為東亞最大之望遠鏡之一。2007 年報也收錄了 2 米望遠鏡相關的地質鑽探內容。

鹿林天文台從 1990 年的一片草地到成為今日台灣光學天文重心，我們要感謝國家的支持以及歷年來眾人的付出。尤其是諸位科學工作者，鹿林天文台因您們而存在。

鹿林天文台台長

林宏欽

2008.07

目錄

序言	3
目錄	5
研究報告	6
鹿林天文台研究文獻統計	6
Triggered Star Formation By Massive Stars	10
Very Early Multicolor Observations Of The Plateau Phase Of The GRB 041006 Afterglow	23
Follow-up Observations Of Pulsating Subdwarf B Stars: Multisite Campaigns On PG 1618+563B And PG 0048+091	27
25143 Itokawa: Direct Detection Of The Current Decelerating Spin State Due To YORP Effect... ..	45
Ground Based Observation Of Asteroid Sample Return Mission Target.....	49
TAOS At Lulin In 2007.....	51
從鹿林山天文台觀測高空短暫發光現象(TLE)	53
Monitoring the stars for possible transit events.....	57
2007 年鹿林巡天成果	58
2007 年鹿林山大氣背景站成果報告	59
工作報告	63
The Dark Current and Gain Measurements of CCD Camera PI1300B at Lulin Observatory	63
2007 年 LOT 維護調整作業	69
鹿林天文台 Lulin Polaris Seeing Monitor (LPSM)的初步統計結果.....	72
A Draft of the Proposal for Instrumentation Program for 2-m Telescope: Optical Instrument....	76
附錄	81
NCU/LULIN LOT/1m OBSERVING PROPOSAL.....	81
2 公尺望遠鏡天文台建築基地地質鑽探調查成果報告書	84
相關報導	138
鹿林山大氣背景站建置與研究展望	169

研究報告

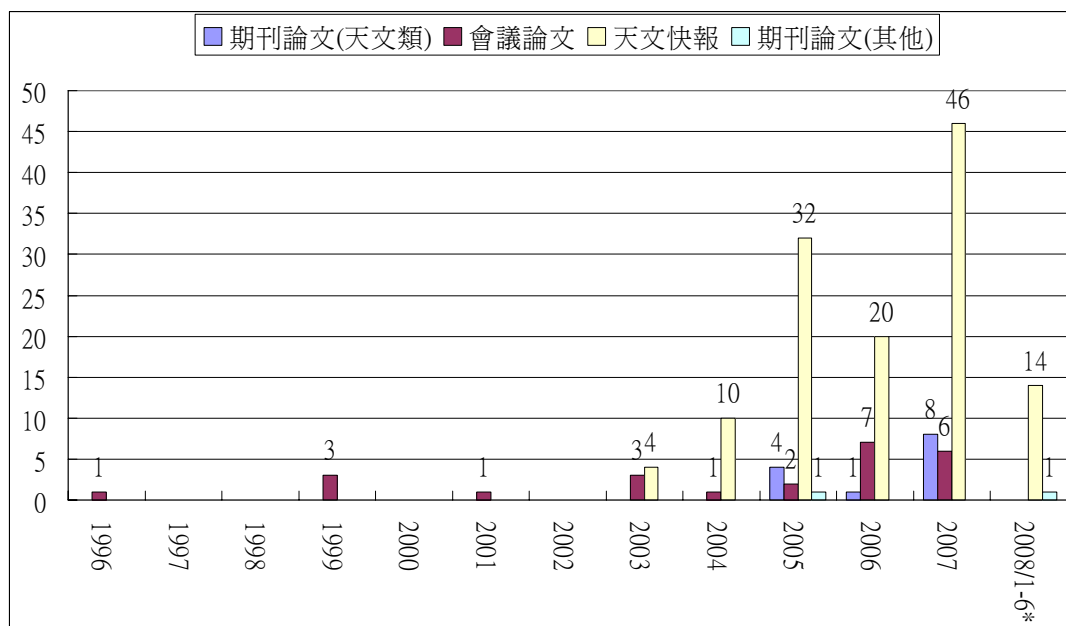
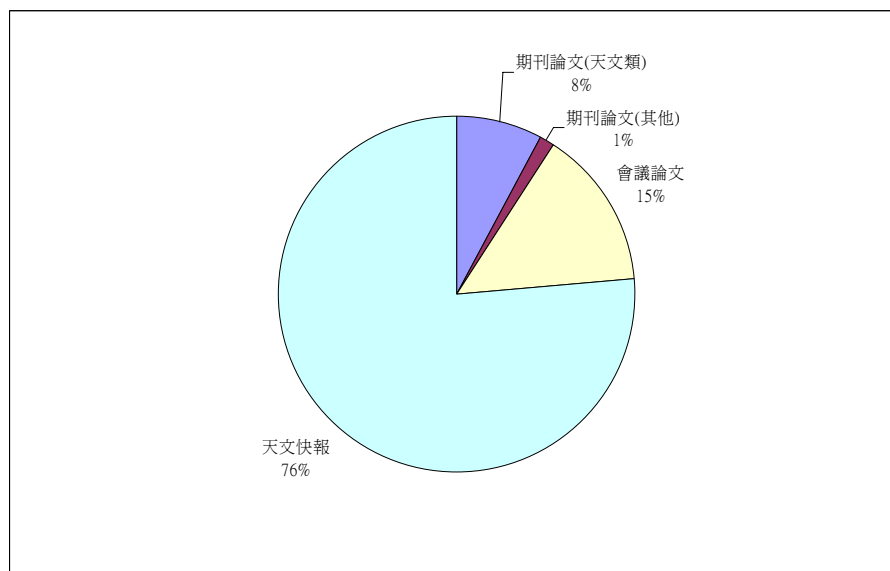
鹿林天文台研究文獻統計

林宏欽

從 SAO/NASA Astrophysics Data System (<http://adswww.harvard.edu/>)查詢關鍵字「lulin」得到 165 筆鹿林天文台相關研究文獻記錄，統計如下：

項目	筆
期刊論文(天文類)	13
期刊論文(其他)	2
會議論文	24
天文快報	126

各項目所佔百分比例



*只包括 2008 上半年資料

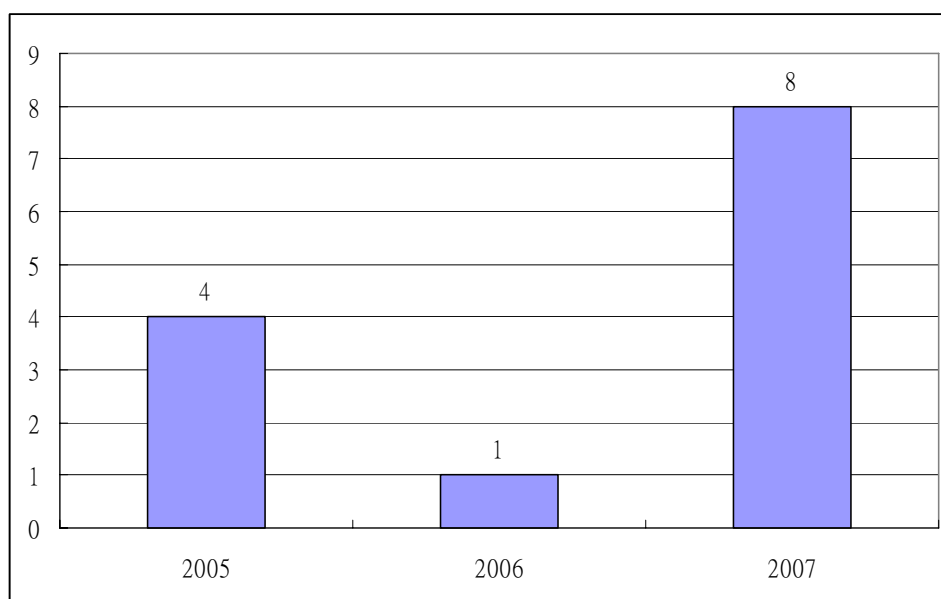
鹿林天文台於 2002 年底始完成基礎建設，因此絕大多數的研究文獻從 2003 年開始，基本上呈逐年成長之趨勢。

期刊論文(天文類)

共 13 筆，出處如下，

項目	筆
[A&A] Astronomy and Astrophysics	2
[ApJ] The Astrophysical Journal	4
[AdSpR] Advances in Space Research	1
[NCimC] Il Nuovo Cimento C	2
[ChJAA] Chinese Journal of Astronomy and Astrophysics	1
[Icar] Icarus	2
[arXiv] eprint arXiv	1

歷年分佈圖，



期刊論文(其他)

共兩筆，分別為 2005 年成大極低頻無線電波偵測系統(ELF)及 2008 年環保署鹿林空氣品質背景測站(LABS)相關研究各一篇。

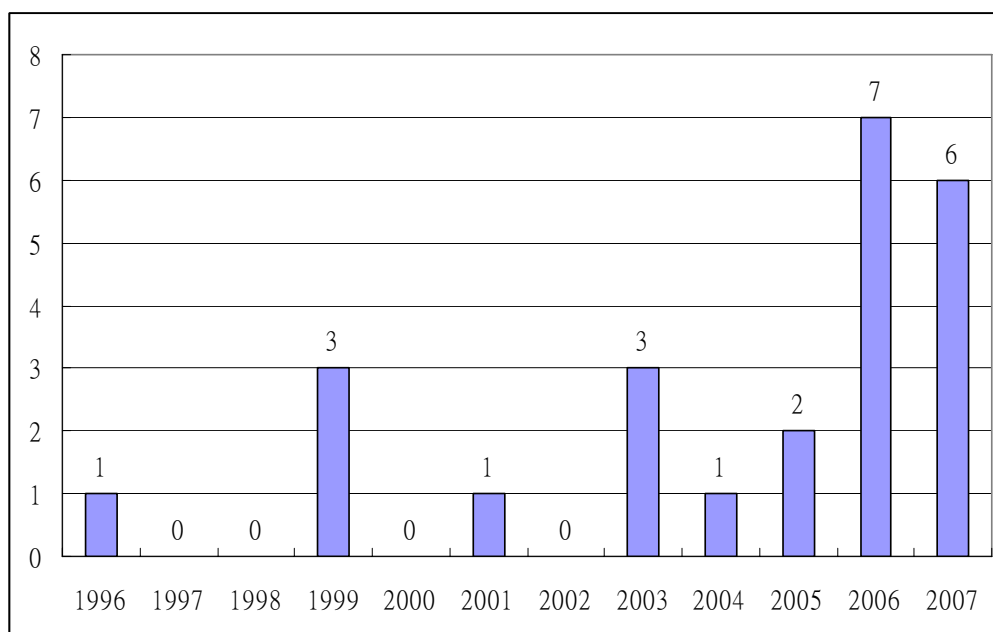
項目	筆
[GeoRL] Geophysical Research Letters	1
[JGRD] Journal of Geophysical Research	1

會議論文

共 24 筆，出處如下，

項目	筆
[cosp] 36 th COSPAR Scientific Assembly	4
[IAUS] International Astronomical Union. Symposium	2
[LPI] 38th Lunar and Planetary Science Conference	2
[AAS] American Astronomical Society Meeting	3
[EAEJA] EGS - AGU - EUG Joint Assembly	2
[AGUFM] American Geophysical Union	7
[ASPC] ASP Conference Series	1
[PYunO] Publ. Yunnan Obs.	1
[oaaf.conf] Observational Astrophysics in Asia and its Future (EAMA)	1
[gbaa.conf] Ground-Based Astronomy in Asia (EAMA)	1

歷年分佈圖，

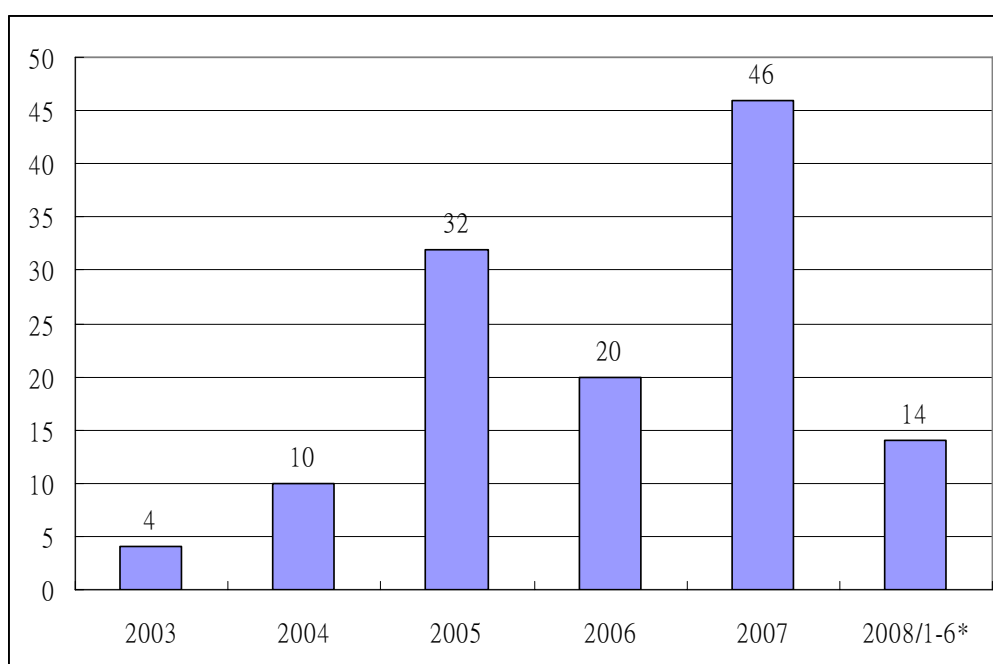


天文快報

共 126 筆，出處如下，

項目	筆
[MPEC] Minor Planet Electronic Circ.	12
[MPC] Minor Planet Circular	45
[GCN] GRB Coordinates Network	45
[IAUC] INTERNATIONAL ASTRONOMICAL UNION Circular	15
[CBET] Central Bureau Electronic Telegrams	7
[ATel] The Astronomer's Telegram	2

歷年分佈圖，



*只包括 2008 上半年資料

TRIGGERED STAR FORMATION BY MASSIVE STARS

HSU-TAI LEE¹ AND W. P. CHEN^{1,2}*Received 2006 March 2; accepted 2006 November 15*

ABSTRACT

We present our diagnosis of the role that massive stars play in the formation of low- and intermediate-mass stars in OB associations (the λ Ori region, Ori OB1, and Lac OB1 associations). We find that the classical T Tauri stars and Herbig Ae/Be stars tend to line up between luminous O stars and bright-rimmed or comet-shaped clouds; the closer to a cloud the progressively younger they are. Our positional and chronological study lends support to the validity of the radiation-driven implosion mechanism, where the Lyman continuum photons from a luminous O star create expanding ionization fronts to evaporate and compress nearby clouds into bright-rimmed or comet-shaped clouds. Implosive pressure then causes dense clumps to collapse, prompting the formation of low-mass stars on the cloud surface (i.e., the bright rim) and intermediate-mass stars somewhat deeper in the cloud. These stars are a signpost of current star formation; no young stars are seen leading the ionization fronts further into the cloud. Young stars in bright-rimmed or comet-shaped clouds are likely to have been formed by triggering, which would result in an age spread of several megayears between the member stars or star groups formed in the sequence.

Subject headings: ISM: clouds — ISM: molecules — stars: formation — stars: pre-main-sequence

1. INTRODUCTION

Most O and B stars are congregated in OB associations (Blaauw 1964) in which young low- (classical T Tauri stars, or CTTs) and intermediate-mass (Herbig Ae/Be stars, or HAeBe) stellar groups are also found (see the review by Briceño et al. 2006). What is the relationship between the formation of massive stars and that of low-mass stars? Does star formation in an OB association proceed in a bimodal manner for massive and for low-mass stellar groups? If so, which group would form first? It is noted that massive stars have a profound influence on the surrounding molecular clouds. On the one hand, the radiation and energetic wind from a massive star could cause the evaporation of nearby clouds, hence terminating the star formation processes. On the other hand, the massive star could provide “just the touch” needed to prompt the collapse of a molecular cloud that otherwise may not contract and fragment spontaneously. Do massive stars play primarily a destructive or promotional role in star formation in a molecular cloud? Herbig (1962) suggests that low- and intermediate-mass stars form first in an OB association, but soon after massive O stars appear, the cloud is disrupted, which hinders further star formation. Alternatively, Elmegreen & Lada (1977) and Lada (1987) propose that low-mass stars form first out of cloud fragments and are distributed throughout the entire molecular cloud. Once the O stars form, their expanding ionization fronts (I-fronts) then play a constructive role in inciting a sequence of star formation in neighboring molecular clouds.

The triggering of star formation by massive stars appears to take place on different length scales (Elmegreen 1998). The Sco OB2 association might be one example of triggered star formation (de Geus et al. 1989). In this case the Upper Centaurus Lupus subgroup was formed first in the middle of the molecular cloud complex, which then prompted star formation on both sides, eventually becoming the Upper Scorpius and Lower Centaurus Crux associations. Preibisch & Zinnecker (1999, 2006) propose a similar

mechanism, but with a series of supernova explosions as the triggering sources. The star formation activities can be sustained as long as stars massive enough are produced in the sequence and there is enough surrounding material. This sequential formation process leads naturally to an age spread among member stars or subgroups (Blaauw 1964), and the stellar aggregates thus formed (out of separate clouds) tend to be sparsely distributed and gravitationally unbound because of the expanding I-fronts or an initially unbound giant molecular cloud (see Clark et al. 2005).

On a smaller scale, the systems of ongoing star formation, such as young stellar jets, evaporated gaseous globules (EGGs) and water masers have been found in the periphery of H II regions (Hester et al. 2004; Hester & Desch 2005). There are two kinds of triggering mechanisms (e.g., Karr & Martin 2003), “collect-and-collapse” and radiation-driven implosion (RDI). In the collect-and-collapse scenario, first proposed by Elmegreen & Lada (1977) and recently demonstrated observationally by Deharveng et al. (2005), Zavagno et al. (2006), and Sanchawala et al. (2006), the expanding I-fronts from an H II region pile up a shell of dense gas and dust, in which clumps fragment and collapse to form the next generation of stars. In the RDI scenario (Bertoldi 1989; Bertoldi & McKee 1990; Hester & Desch 2005; Larosa 1983; Kessel-Deynet & Burkert 2003), the formation sequence begins with photoionization of a nearby molecular cloud by a massive star. The shock fronts embracing the surface of the cloud compress the cloud until it reaches the critical density for gravitational collapse resulting in the formation of new stars. The latest star formation, as traced by protostellar cores (Lefloch & Cernicharo 2000) or water masers (Healy et al. 2004), takes place at the compressed layer of a cloud. Hester & Desch (2005) propose a scenario in which an EGG appears when a dense clump is impinged on by the I-fronts. The photoevaporation then erodes the circumstellar disk into a protoplanetary disk, or a “proplyd” (O’dell et al. 1993). Subsequently formed massive stars can carve out their own cavities to continue the triggering process (Sanchawala et al. 2006). The exposure of the protoplanetary disk in such environments would, in addition to being truncated in size, contain short-lived radio nuclides from the ejecta from one or more nearby supernovae, such as has been observed in meteorites in the solar system

¹ Institute of Astronomy, National Central University, 300 Jungda Road, Jungli 32054, Taiwan; htlee@asiaa.sinica.edu.tw.

² Department of Physics, National Central University, 300 Jungda Road, Jungli 32054, Taiwan; wchen@astro.ncu.edu.tw.

TABLE 1
REGIONS STUDIED

REGION	APPROXIMATE COORDINATES	
	Longitude	Latitude
Lac OB1 ^a	$l \sim 83^\circ$ to 112°	$b \sim -3.5^\circ$ to -25.7°
Trapezium ^b	R.A. $\sim 05\ 03\ 00$ to $05\ 32\ 00$	decl. $\sim -01\ 45\ 00$ to $-8\ 10\ 00$
λ Ori ^c	R.A. $\sim 05\ 23\ 00$ to $05\ 52\ 00$	decl. $\sim +06\ 40\ 00$ to $+14\ 22\ 00$
Ori East	R.A. $\sim 05\ 52\ 00$ to $05\ 57\ 00$	decl. $\sim +01\ 15\ 00$ to $+02\ 15\ 00$
Control field 1	$l \sim 192^\circ$ to 260°	$b \sim +15^\circ$ to $+44^\circ$
Control field 2	R.A. $\sim 20\ 24\ 00$ to $21\ 05\ 00$	decl. $\sim +25\ 16\ 00$ to $+32\ 55\ 00$

NOTE.—Units of right ascension are hours, minutes, and seconds, and units of declination are degrees, arcminutes, and arcseconds.

^a Including BRC LBN 437 and comet-shaped cloud GAL 110–13.

^b Including BRCs, IC 2118, LDN 1616 and LDN 1634.

^c Including BRCs, B30 and B35.

(Hester et al. 2004). Our work reported here substantiates the above sequential star formation scenario by providing clear chronological and positional evidence that massive stars prompt the birth of lower mass stars out of molecular clouds.

In the Orion star-forming region, for example, there is concrete evidence of triggered star formation as manifested by the bright-rimmed clouds (BRCs) in the vicinity of O stars (Lee et al. 2005, hereafter Paper I). These BRCs are considered the remnant of molecular clouds that have been photoionized by a nearby massive star (Sugitani et al. 1991; Sugitani & Ogura 1994). According to Paper I, only BRCs that are associated with strong *IRAS* 100 μ m emission (tracer of high density) and $H\alpha$ emission (tracer of the ionization front) show signs of ongoing star formation. Furthermore, CTTSs are more preferentially seen between the O stars and the BRCs, with those closer to the BRCs being progressively younger, and there are no CTTSs far ahead of the I-fronts.

In this paper we extend the study to the Lac OB1 association, as well as include intermediate-mass young stars in our sample. We describe in § 2 the archival data and our spectroscopic and imaging observations. In addition to the Lac OB1 sources, some of the stars in Ori OB1 considered in Paper I to be young star candidates have been spectroscopically confirmed. These results are also presented here. Finally, we discuss star-formation activities and histories in λ Ori, Ori OB1, and Lac OB1 in § 3, and consider star formation in general in OB associations in § 4. The conclusions are summarized in § 5.

2. DATA AND OBSERVATIONS

2.1. Archive Data

CTTSs are young stellar objects characterized by their infrared excess. Usually CTTSs are more likely to be spatially closer to a star-forming region than are the weak-line T Tauri stars (WTTSs). The latter are also pre-main-sequence (PMS) stars, but are more evolved than CTTSs in terms of clearing of their inner circumstellar disks. Thus the CTTSs trace more recent star formation. In Paper I we proposed an empirical set of criteria to select CTTS candidates from the Two Micron All Sky Survey (2MASS) Point Source Catalog (Cutri et al. 2003). In this paper we apply the same selection procedure (e.g., 2MASS colors, good photometric qualities, and exclusion of extended sources) but include young intermediate-mass stars, the HAeBe stars in our sample. Different young stellar populations, WTTSs, CTTSs, and HAeBe stars, occupy distinctly different regions in the 2MASS color-color diagram (see Paper I). The HAeBe stars in general exhibit larger infrared excess than CTTSs do. Therefore we select as HAeBe

star candidates 2MASS point sources with colors redder than the line defined by $(m_J - m_H) - 1.7(m_H - m_K) + 0.450 = 0$; CTTS candidates are selected by the same method described in Paper I, namely, between the two parallel lines, $(m_J - m_H) - 1.7(m_H - m_K) + 0.0976 = 0$ and $(m_J - m_H) - 1.7(m_H - m_K) + 0.450 = 0$, and above the dereddened CTTS locus (Meyer et al. 1997), $(m_J - m_H) - 0.493(m_H - m_K) - 0.439 = 0$.

Table 1 shows the fields in the λ Ori region, Ori OB1, and Lac OB1 studied in this paper, which include seven BRCs, one comet-shaped cloud, and two control regions. In addition to the 2MASS point-source database from which we select our CTTS and HAeBe candidates, we also make use of the $H\alpha$ emission survey data (Finkbeiner 2003; Gaustad et al. 2001; Dennison et al. 1998; Haffner et al. 2003), $E(B - V)$ reddening (Schlegel et al. 1998), *IRAS* 100 μ m, and CO (Dame et al. 2001) emission to trace, respectively, the distribution of the ionization fronts, cloud extinction, IR radiation, and molecular clouds with respect to the spatial distribution of our young star sample.

2.2. Spectroscopic Observations

The spectra of bright CTTS and HAeBe candidates were taken at the Beijing Astronomical Observatory (BAO) and at the Kitt Peak National Observatory (KPNO). At the BAO, low-dispersion spectra with a dispersion of $200\ \text{\AA}\ \text{mm}^{-1}$, corresponding to $4.8\ \text{\AA}\ \text{pixel}^{-1}$, were taken with the 2.16 m optical telescope from 2003 October 31 to November 3, and on 2004 September 5–6. An OMR (Optomechanics Research, Inc.) spectrograph was used with a Tektronix 1024×1024 CCD detector covering 4000–9000 $\text{\AA}$. These spectra were used to confirm the young stellar nature (e.g., the $H\alpha$ and other characteristic emission lines) of the PMS star candidates selected on the basis of the 2MASS colors.

Medium-dispersion spectra for a selected set of sample stars were taken with the KPNO 2.1 m telescope on 2004 January 2–5. The GoldCamera spectrometer, with a Ford 3 K $\times$ 1 K CCD with $15\ \mu\text{m}$ pixels, was used with the grating #26new, giving a dispersion of $1.24\ \text{\AA}\ \text{pixel}^{-1}$. These medium-dispersion spectra allowed us to identify the lithium absorption at 6708 $\text{\AA}$, the spectral signature of a low-mass PMS star.

All the spectroscopic data were processed with the standard NOAO/IRAF packages. After correction for bias and flat-fields, the IRAF package KPNOSLIT was used to extract and to calibrate the wavelength and flux of each spectrum. To check the legitimacy of our selection criteria, we also observed two control fields, in addition to the star-forming clouds. All the fields included in this study are summarized in Table 1.

TABLE 2
IMAGING OBSERVATIONS

Fields	R.A. (J2000.0)	Decl. (J2000.0)	Filter	Total Exposure Time (s)
B30.....	05 29 51.4	+12 13 58	H α	5400
B35.....	05 44 20.0	+09 10 40	H α	5400
Ori East.....	05 53 58.6	+01 40 37	H α	3600
LDN 1616.....	05 07 06.0	-03 17 54	H α	7200
LDN 1634.....	05 20 16.0	-05 49 28	H α	3600
IC 2118.....	05 07 44.0	-06 12 35	H α	2400
LBN 437.....	22 34 31.0	+40 37 44	H α	3600
LBN 437.....	22 34 31.0	+40 37 44	[S II]	7200

NOTE.—Units of right ascension are hours, minutes, and seconds, and units of declination are degrees, arcminutes, and arcseconds.

2.3. Imaging Observation

The BRCs were imaged on 2004 November 3–8 using the 1 m telescope at the Lulin Observatory in Taiwan (Table 2). A PI 1300B (Roper Scientific) CCD camera was used, which has 1340×1300 pixels, each $20 \mu\text{m}$ square, yielding a $\sim 11'$ field of view. H α [$\lambda_c = 6563 \text{ \AA}$, $\Delta\lambda(\text{FWHM}) = 30 \text{ \AA}$] images were taken for all BRCs. In addition, LBN 437 was observed with an [S II] [$\lambda_c = 6724 \text{ \AA}$, $\Delta\lambda(\text{FWHM}) = 80 \text{ \AA}$] filter. For every target field tens of images were taken, each with an exposure time of 120–300 s. The images were processed for bias, dark, and flat-fielding corrections with the standard procedures.

2.4. Observational Results

The main purpose of the spectral observations was to identify PMS star candidates and to validate the selection criteria for HAeBe stars. The imaging observations can help us to trace the distribution of the I-fronts in the BRCs. By combining the spectral

TABLE 3
CTTS AND CTTS CANDIDATES

Star ^a	2MASS	Emission Line(s) ^b	Li ^c	Observation ^d	Remarks
1.....	J05065464-0320047	H(-50.6), O(-0.6), Ca, He	A	K	LkHa 333, Associated with LDN 1616
2.....	J05073016-0610158	H(-92.5), O(-10.8), S(-1.4), Fe, Ca, He	A	K	Associated with IC 2118
3.....	J05073060-0610597	H(-23.3), Ca?	A	K	Associated with IC 2118
4.....	J05122053-0255523	H(-12.1)	A	K	V531 Ori
5.....	J05141328-0256411	H(-210.6), O(-2.5), Fe, Ca, He	N	K	Kiso A-0975 16
6.....	J05152683-0632010	H(-0.3)	A	K	H α emission is weak, could be a WTTS
7.....	J05162251-0756503	H(-37.7), O(-1.0), Ca, He	A	K	
8.....	J05181685-0537300	H(-57.3), O(-2.3), Fe, Ca, He	N	K	Kiso A-0975 43
9.....	J05191356-0324126	H(-52.1), Ca, He	A	K	Kiso A-0975 45
10.....	J05191549-0204529	H(-10.7), O(-3.6), Ca	A	K	
11.....	J05201945-0545553	H(-26.9), Ca, He	A	K	Kiso A-0975 52, IRAS 05178-0548, associated with LDN 1634
12.....	J05202573-0547063	H(-100.2), O?, Fe, Ca, He	A	K	V534 Ori, associated with LDN 1634
13.....	J05203142-0548247	H(-19.3), Ca, He	A	K	StHA 39, associated with LDN 1634
14.....	J05253979-0411020	H(-138.9), Fe, Ca, He	N	K	Kiso A-0975 86
15.....	J05262158+1131339	H(-15.4), O(-1.8), Fe, Ca	L	B	IRAS 05235+1129
16.....	J05292393+1151576	H(-40.5), Ca, He	A	B, K	V649 Ori, associated with B30
17.....	J05300203+1213357	H(-33.6), Ca, He	A	B, K	GX Ori, IRAS 05272+1211, associated with B30
18.....	J05301313+1208458	H(-5.7), Ca	A	B, K	GY Ori, associated with B30
19.....	J05311615+1125312	H(-21.9)	N	B, K	V449 Ori
20.....	J05315128+1216208	H(-127.3), O(-10.2), He	A	B, K	Associated with B30
21.....	J05323207+1044178	H(-96.7), Ca, He	L	B	
22.....	J05324305+1221083	H(-13.9), O(-1.3), Ca, He	A	B, K	V460 Ori, IRAS 05299+1219, associated with B30
23.....	J05330207+1137114	H(-176.8), Fe, Ca, He	L	B	
24.....	J05391268+0915522	H(-215.6), Ca, He	L	B	
25.....	J05432091+0906071	H(-21.8), O(-0.5), Ca, He	A	B, K	V625 Ori, IRAS 05406+0904, associated with B35
26.....	J05440899+0909147	H(-44.5), O(-2.1), Fe, Ca, He	A	B, K	QR Ori, IRAS 05413+0907, associated with B35
27.....	J05451493+0721223	H(-5.6)	N	B, K	V661 Ori
28.....	J05452235+0904123		L	B	FU Ori, IRAS 05426+0903, associated with B35
29.....	J05515035+0821066	H(-181.9), Ca	A	B, K	
30.....	J05534090+0138140	H(-29.0), O(-2.7), He	L	B	LkHA 334, IRAS F05510+0137, associated with Ori East
31.....	J05535869+0144094	H(-37.0), Ca, He	L	B	LkHA 335, IRAS F05513+0143, associated with Ori East
32.....	J21370366+4321172	H(-174.8), Fe, Ca, He	A	B, K	V1082 Cyg
33.....	J21395545+4313082	H(-83.6), Ca	L	B	
34.....	J21535750+4659443	H(-51.7)	L	B	LkHA 256
35.....	J22361978+4006273	H(-63.9), O(-1.8), Ca	L	B	Associated with IRAS 22343+3944 group
36.....	J22362779+3954066	H(-18.4)	L	B	Associated with IRAS 22343+3944 group
37.....	J22370328+4005185	H(-10.3), Ca?, He?	A	B, K	Associated with IRAS 22343+3944 group
38.....	J22371683+3952260	H(-130.8), O(-4.5), Ca	L	B	Associated with IRAS 22343+3944 group
39.....	J23104483+4508511	H(-7.9)	N	B, K	
40.....	J23373847+4824119	H(-19.2)	A	B, K	BM And, associated with GAL 110-13

^a Stars 1–31 and 32–40 are in the Orion and Lacerta regions, respectively.

^b H = H α , Ca = Ca II [K, H (3934, 3968 $\text{\AA}$), and/or infrared triplet (8498, 8542, 8662 $\text{\AA}$)], He = He I (5876 $\text{\AA}$), O=[O I] (6300 $\text{\AA}$), S = [S II] (6717 $\text{\AA}$), and Fe = Fe II (4924 $\text{\AA}$). The number following H, O, S, are the equivalent widths of H α , [O I], and [S II], in angstrom units, respectively.

^c A = absorption, N = no absorption, and L = low spectral resolution in BAO.

^d B = BAO, and K = -KPNO.

TABLE 4
HERBIG Ae/Be STARS

Star ^a	2MASS	Emission Line(s)	Spectral Type ^b	Observation ^c	Remarks
41.....	J05042998-0347142	H	A3e	K	UX Ori, IRAS 05020-0351, associated with LDN 1616
42.....	J05113654-0222484	H	A3e	K	
43.....	J05305472+1421524	H	F2e	K	
44.....	J05312805+1209102	H, O	A2e	K	HK Ori, IRAS 05286+1207, associated with B30
45.....	J05313515+0951553	H	B9e	K	IRAS 05288+0949
46.....	J05315724+1117414	H	A0e	B	HD 244604, IRAS 05291+1115
47.....	J05350960+1001515	H, O?	B9e	B	V1271 Ori, IRAS 05324+0959
48.....	J05390921+0925301	H	F7e	B, K	V506 Ori
49.....	J21462666+4744154	H, O	B9e	K	
50.....	J21514726+4615115	H	A9e	K	LR Cyg
51.....	J22154039+5215559	H	A2e	B	
52.....	J22344101+4040045	H, O, S	A2e	K	V375 Lac
53.....	J22363511+4000156	H, O	B8e	B	Associated with IRAS 22343+3944 group

^a Stars 41–48 and 49–53 are in the Orion and Lacerta regions, respectively.

^b H = H α , O = [O I] (6300 Å), and S = [S II] (6717 Å).

^c B = BAO, and K–KPNO.

and imaging observations, we can study the spatial distribution of PMS stars relative to the I-fronts in BRCs.

Tables 3, 4, and 5 list, respectively, the CTTSs (plus some CTTS candidates), HAeBe stars, and non-PMS sources identified from spectroscopic observations. In Table 3, stars 1–31 CTTSs are in Orion and 32–40 CTTSs are in Lacerta. In Table 4, stars 41–48 are HAeBe stars in the Orion region, whereas the others are in the Lacerta region. We derive the H α , [O I], and [S II] equivalent widths of the CTTSs. Some of the CTTSs listed in Table 3 do not show lithium absorption, but exhibit other CTTS characteristics, such as the H α , Ca II, and/or forbidden [O I] and [S II] emission line(s) in their spectra. Since most of these spectra show veiling, their Li absorption line might be veiled by continuum radiation. Thus they are included in the CTTS sample (Table 3) even though the Li line is not readily discernible. CTTSs without a Li absorption line are not unusual; recently White & Hillenbrand (2005) also found a lithium-depleted CTTS, St 34, in the Taurus-Auriga T association. Figure 1 presents an example of the spectra of a CTTS and a HAeBe star. No PMS stars were found in any of the two control fields; most of the sources there are either carbon stars or M giants.

Figures 2 and 3 show, respectively, the Trapezium and the λ Ori regions in Orion, with the CTTSs (stars 1–31 in Table 3) and HAeBe stars (stars 41–48 in Table 4) being marked. The boxes mark the fields of the H α images presented in Figure 4. It is clear that the BRCs are outlined by the H α emission, and that some PMS stars are spatially close to the I-fronts.

Figure 5 displays the *IRAS* 100 μ m, H α and CO emission maps of the Lac OB1 association. The PMS stars in Table 3 and Table 4 are again marked. The box indicates the LBN 437 region shown in Figure 6. LBN 437 is a comet-shaped BRC (Olano et al. 1994). The HAeBe star V375 Lac (star 52 in Table 4) associated with this cloud is believed to be the exciting source of the parsec-scale Herbig-Haro outflow HH 398 (McGroarty et al. 2004).

In Paper I it was shown that CTTSs exhibiting continuous or veiled spectra with [O I] and/or [S II] forbidden lines, originating from jets or winds seen commonly in Class I sources (Kenyon et al. 1998), tend to be redder, which is suggestive of a younger age, than those without. A color-color diagram of the PMS stars in Tables 3 and 4 is plotted as Figure 7; the results agree with our previous work. This correlation extends to HAeBe stars, in that HAeBe stars with forbidden line(s) are mostly located on the up-

per right of the 2MASS color-color diagram. As an alternative to being younger, a CTTS with forbidden lines could be the result of reduced photoevaporation of the circumstellar disk, e.g., by being away from a luminous star or shielded by a molecular cloud. Only 14 of the 40 CTTSs and 4 of the 13 HAeBe stars in our sample show forbidden line(s) in their spectra. In other words, about one-third of the PMS stars with strong infrared excess exhibit forbidden line(s). Typical CTTS ages are a few Myr (Kenyon & Hartmann 1995), with those with forbidden lines representing an even younger sample, probably no more than a couple Myr old. The [S II] line is only present in Star 2, a CTTS with a strong infrared excess and strong [O I] (equivalent width >10.5 Å). In our sample of CTTSs there is no correlation between the H α equivalent widths and the presence of forbidden lines, or between the H α equivalent widths and the 2MASS colors.

The success rate of spectroscopic confirmation of CTTS and HAeBe candidates is extremely high for λ Ori, Ori OB1, and Lac OB1. Candidates closely associated with star-forming regions all turned out to be bona fide young stars with essentially no exception, whereas the regions away from molecular clouds are mostly populated by evolved stars (e.g., carbon stars or M giants). The 2MASS database enables us to effectively trace recent star formation on a large scale, without any a priori bias toward prominent H II or reflection nebulae, which are obvious targets to search for young stellar objects. For example, stars 35–38 in our sample are confirmed to be young stars. They are located away from prominent nebulosity, so it might otherwise be difficult to recognize them as young stars in a targeted survey.

3. STAR FORMATION IN THE ORI OB1 AND LAC OB1 ASSOCIATIONS

Star formation triggered by the RDI mechanism has several characteristics that can be diagnosed observationally: (1) The remnant cloud is extended toward, or pointing to, the massive stars. (2) The young stellar groupings in the region are roughly lined up between the remnant clouds and the luminous star. (3) Stars closer to the cloud, which have formed later in the sequence, are younger in age, with the youngest stars being in the interacting region, i.e., along the bright rim of the cloud. (4) No young stars exist far behind the BRC. In particular, items 3 and 4 are in distinct contrast to the case of spontaneous star formation, which conceivably would not have left such distinguishing temporal and positional signposts.

TABLE 5
NON-PMS STARS

Star	2MASS	Spectral Type	Observation ^a	Remarks
54.....	J05232026+0934432	A0	B, K	TYC 704-1857-1
55.....	J05285405-0606063	Me	K	Kiso A-0975 119, IRAS 05264-0608
56.....	J05413010+1418225	C	K	BC 203
57.....	J05442880+0652019	M	B	
58.....	J05464207+0643469	C	B	IRAS 05440+0642
59.....	J05480851+0954012	Ce	B, K	V638 Ori, IRAS 05453+0953
60.....	J07323273+2647156	C	K	Object FBS 0729+269
61.....	J07475919+2052254	Ce	K	
62.....	J08231037-0153257	C	K	
63.....	J08292902+1046241	C	K	FBS 0826+109
64.....	J08423302+0621195	M	K	
65.....	J08541870-1200541	Ce	K	IRAS 08519-1149
66.....	J09111450-0922053	Me	K	VV Hya
67.....	J09333061-2216282	M	K	
68.....	J20245404+2609115	M	B	
69.....	J20291739+2617284	Me	B	IRAS 20271+2607
70.....	J20304177+2812340	M	B	DU Vul, IRAS 20285+2802
71.....	J20311267+2612270	M	B	
72.....	J20415136+2752525	M	B	IRAS 20397+2742
73.....	J20532040+2516196	C	B	
74.....	J20551307+3254065	M	B	
75.....	J20555284+2640515	M	B	UY Vul, IRAS 20537+2629
76.....	J21040556+2632111	M	B	V444 Vul, IRAS 21019+2620
77.....	J21244172+4437134	Ce	B	V1563 Cyg, IRAS 21228+4424
78.....	J21383182+4542469	Ce	K	V1568 Cyg, IRAS 21366+4529
79.....	J21595030+3313596	M	B	
80.....	J22024329+4216400	BL Lac	K	BL Lac
81.....	J22055958+3530057	M	B	XX Peg
82.....	J22070988+2828374	M	B	V392 Peg, IRAS F22048+2813
83.....	J22075421+4105113	M	B	V379 Lac, IRAS 22057+4050
84.....	J22084406+4855248	M	B	V426 Lac, IRAS 22067+4840
85.....	J22121336+4646065	C	B	IRAS 22101+4631
86.....	J22135091+2447203	M	B	
87.....	J22213857+3335586	C	B	
88.....	J22261658+4221089	A0	B	
89.....	J22295650+4546539	Ce	B	V386 Lac
90.....	J22313443+4816005	C	K	V387 Lac, IRAS 22294+4800
91.....	J22314368+4748038	PN	K	PN G100.0-08.7, IRAS 22296+4732
92.....	J22451504+5051534	Ce	B	HL Lac, IRAS 22431+5036
93.....	J22491976+5154487	M	B	IRAS 22472+5138
94.....	J22514566+4921137	C	B	IRAS 22495+4905
95.....	J22521809+3413364	M	B	IRAS 22499+3357
96.....	J22592372+4811589	Me	K	
97.....	J23023314+4649483	M	B	NSV 14395, IRAS 23002+4633
98.....	J23113005+4702525	M	B	IRAS 23092+4646
99.....	J23175960+4645122	M	B	AO And, IRAS 23156+4628

^a B-BAO, K-KPNO.

In Table 6 we summarize the different outcomes of the triggered versus spontaneous star formation processes.

In Paper I we presented evidence supporting the induced star formation in six Orion BRCs, namely B30, B35, Ori East, IC 2118, LDN 1616, and LDN 1634. Here we present further spectroscopic observations of the Orion sources, classified as young star “candidates” in Paper I and extend our sample to include the Lac OB1 region. Combined with the earlier Ori OB1 results, this reinforces the links between massive stars, BRCs, and the formation of low-mass stars. Furthermore, our young star sample now contains not only CTTs, but also young intermediate-mass stars, rendering a more comprehensive understanding of the origin of stellar masses in an OB association.

3.1. Star-Forming Activities in the Orion Region

3.1.1. IC 2118, LDN 1616, LDN 1634, AND ORI EAST

IC 2118, LDN 1616, and LDN 1634 are three isolated BRCs around the Trapezium to the west of the Orion A. Another BRC, Ori East, can be found to the northeast of the Trapezium. All these BRCs point roughly to the Trapezium (Fig. 2), indicative of the Trapezium and/or the Orion-Eridanus superbubble being the shaping source of these BRCs (Alcalá et al. 2004; Stanke et al. 2002; Kun et al. 2001, 2004).

In this region most CTTs with forbidden line(s), i.e., those of younger ages, are spatially close to the BRCs, e.g., stars 1, 2, and 30 in relation to LDN 1616, IC 2118, and Ori East, respectively.

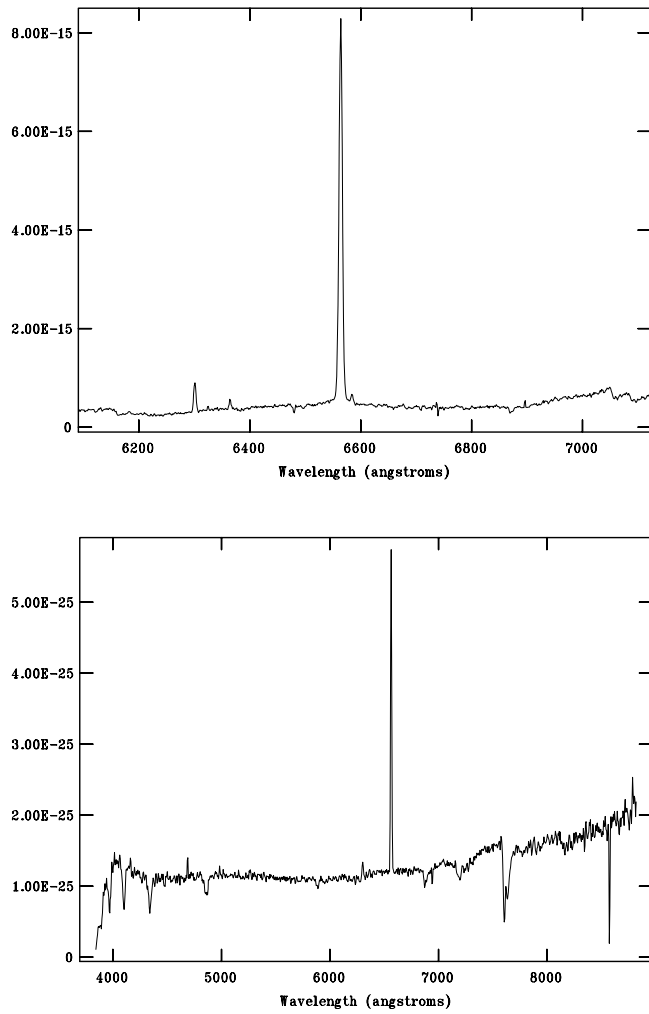


FIG. 1.—Example spectra (*top*) for stars 20 (*bottom*) and 53. Star 20 is a CTTS and shows a veiled continuum with strong $H\alpha$ and $[O\,I]$, 6300 and 6363 Å emission lines. Star 53 is an HAeBe star and shows the $H\alpha$ in emission but the other Balmer lines in absorption.

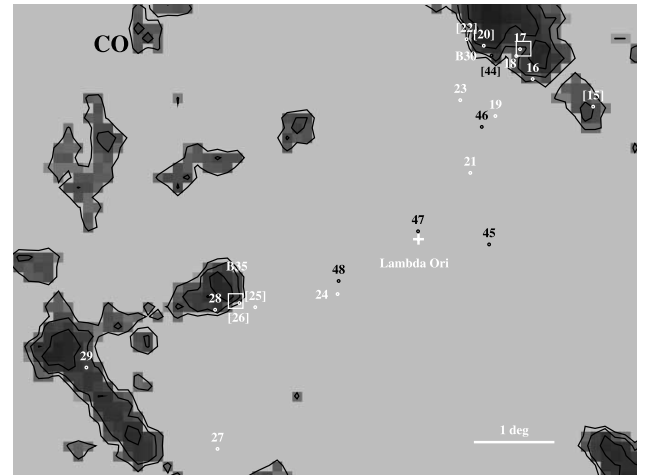
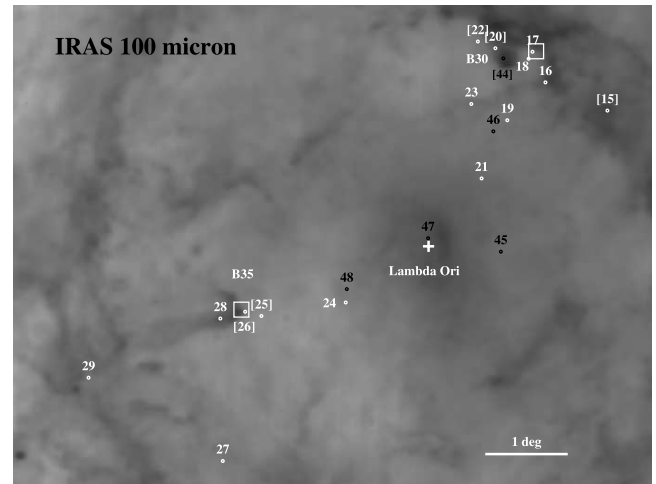


FIG. 3.—*IRAS* 100 μm and CO images of the λ Ori region. The symbols are the same as in Figure 2. The distribution of PMS stars extends from λ Ori to B30 and B35. East is to the left, and north to the top.

Star 7 is also associated with a remnant molecular cloud (Ogura & Sugitani 1998, their cloud 6).

3.1.2. B30 and B35

B30 and B35 are two BRCs associated with an $H\,II$ region excited by the O8 III star λ Ori and surrounded by a ring-shaped molecular cloud (Lang et al. 2000). Duerr et al. (1982) find some 80 $H\alpha$ stars in the λ Ori region, most of which are distributed as a barlike structure extending from either side of λ Ori to B30 and to B35. Dolan & Mathieu (1999, 2001, 2002) present photometric and spectroscopic studies of the young stellar population in the λ Ori region. They suggested the ring-shaped molecular cloud to be caused by a supernova explosion that terminated recent star formation in the vicinity.

It is likely that λ Ori is the triggering source responsible for the star formation in B30 and B35. It is found that photoevaporative flows (Hester et al. 1996) stream out of the surfaces of them; this is a demonstration of the interaction between a massive star and a molecular cloud (Fig. 3). Here again we see that stars with forbidden lines, i.e., stars 20, 22, and 44 in relation to B30, and stars 25 and 26 to B35, are all physically close to a BRC.

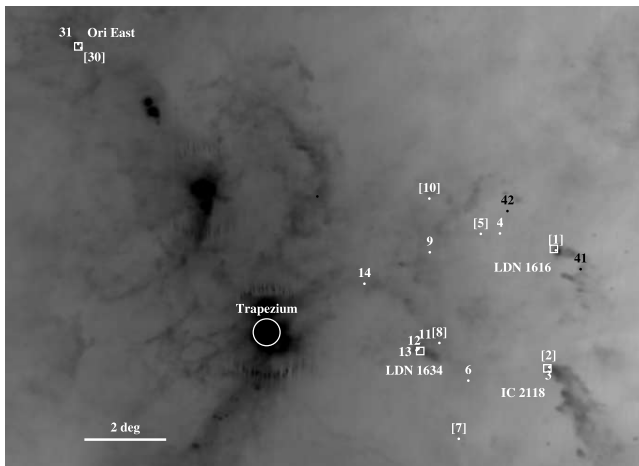


FIG. 2.—*IRAS* 100 μm image of the Trapezium region. The dots indicate CTTSs (*white*) and HAeBe stars (*black*), labeled with the identification numbers from Tables 3 and 4. PMS stars with forbidden line(s) are bracketed. The boxes mark the fields of the $H\alpha$ images shown in (Fig. 4). East is to the left, and north to the top.

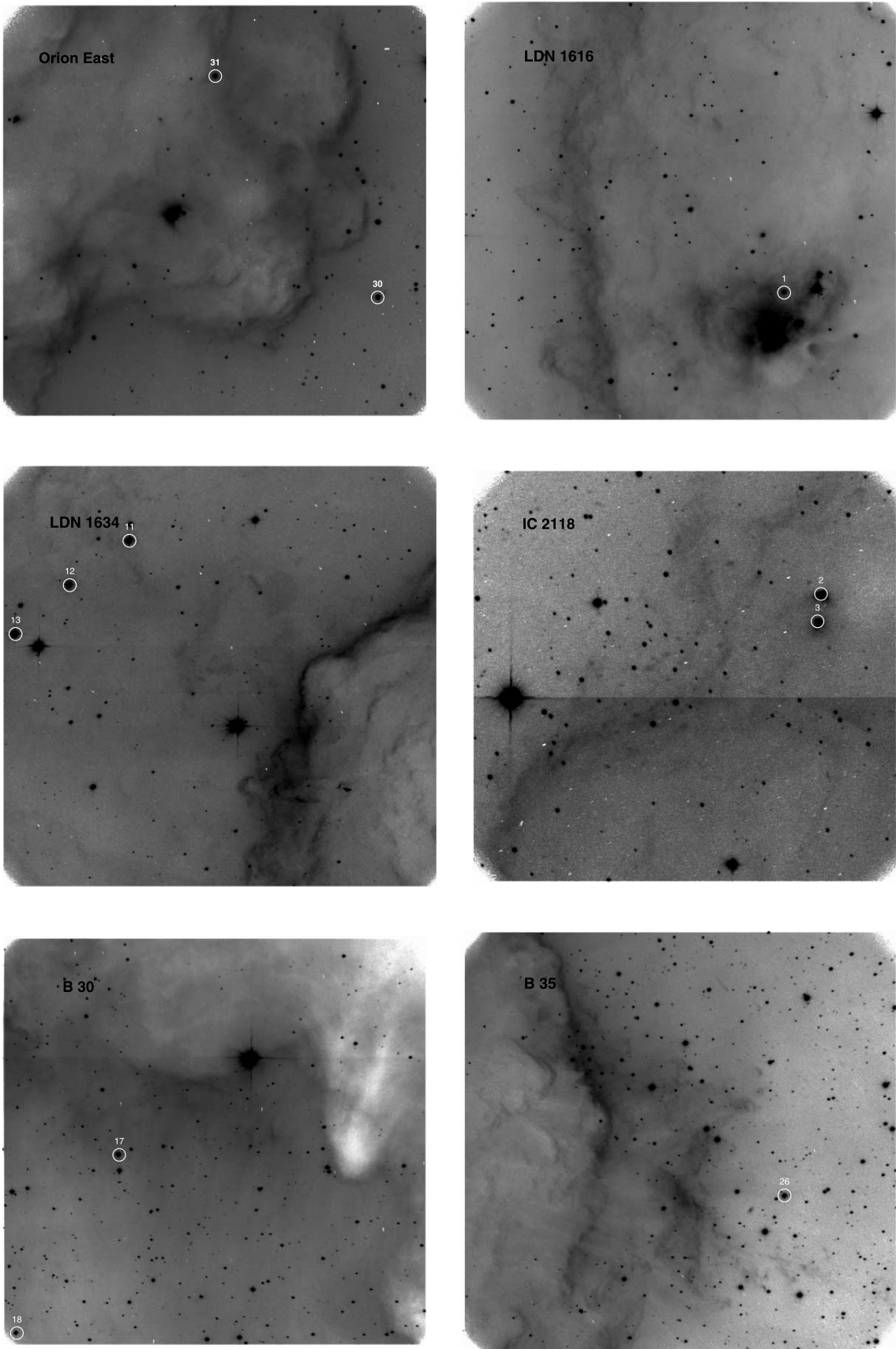


FIG. 4.—H α images of the Ori OB1 BRCs. The stars in Table 3 are marked. East is to the left, and north to the top. The field of view of each image is $\sim 11'$.

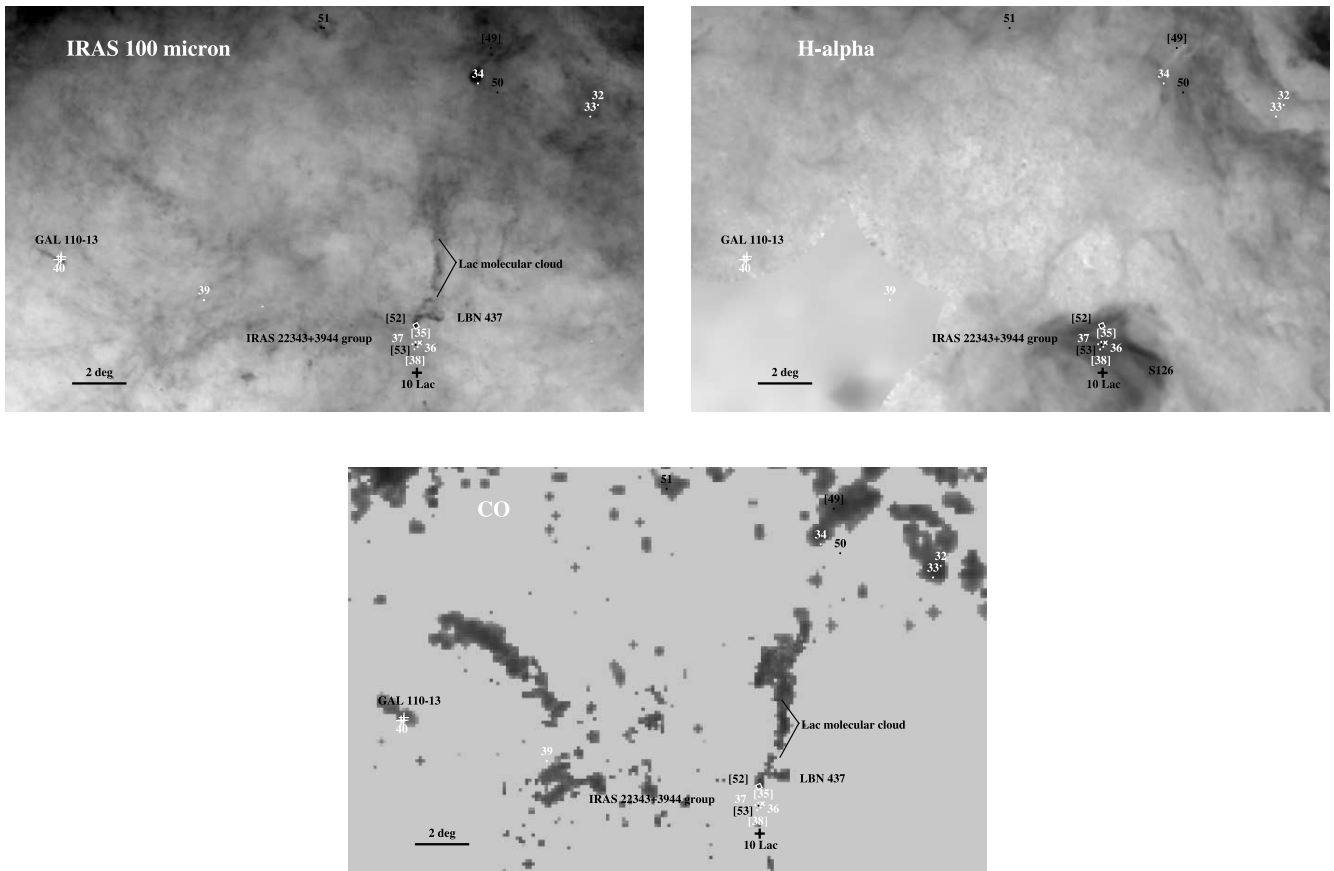


FIG. 5.—*IRAS* 100 μm , $\text{H}\alpha$, and CO images of the Lac OB1 association using the orientation of the Galactic coordinates, i.e., north is to the top and the Galactic longitude increases to the left. The white plus signs indicate the three late-B stars, HD 222142, HD 222086, and HD 222046, in GAL 110–13 and the cross marks indicate the CTTS candidate in the IRAS 22343+3944 group, 2MASS J22354224+3959566. The other symbols are the same as in Fig. 2.

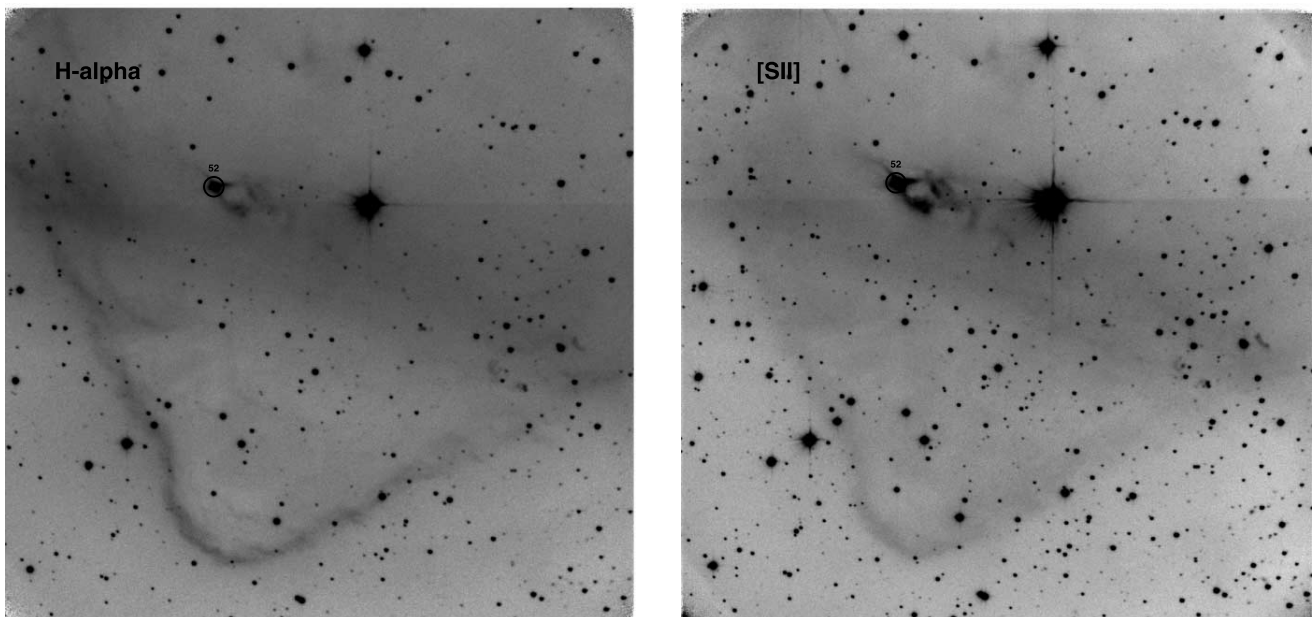


FIG. 6.— $\text{H}\alpha$ and $[\text{S II}]$ images of LBN 437. Star 52 is associated with the nebulosity HH 398. East is to the left, and north to the top. The field of view of each image is $\sim 11'$.

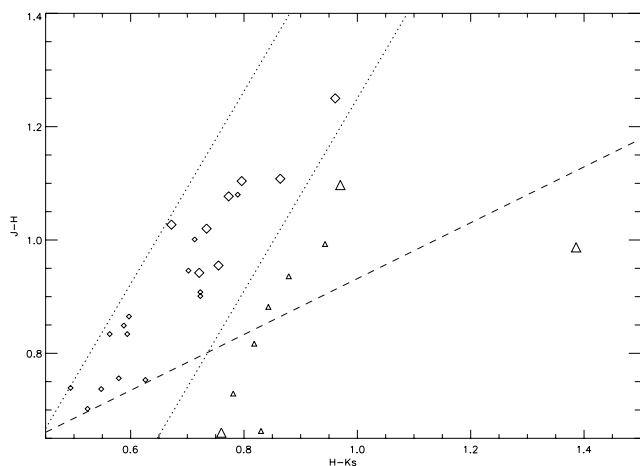


FIG. 7.—2MASS color-color diagram of the CTTSs (diamonds) and H AeBe stars (triangles) from Tables 3 and 4. Here we only present the CTTSs with a Li absorption line detected in their spectra. CTTSs and H AeBe stars with forbidden lines are indicated by larger symbols. PMS stars with forbidden line are redder than those without. The dotted and dashed lines represent the reddening direction and the dereddened CTTS locus, respectively. CTTSs and H AeBe stars are well separated by the line $(jm - hm) - 1.7(hm - km) + 0.450 = 0$.

3.2. Star Formation History in Ori OB1 and the λ Ori Region

It is suggested that star formation is triggered by the O stars and/or by the superbubbles in LDN 1616 (Alcalá et al. 2004; Stanke et al. 2002) and in IC 2118 (Kun et al. 2001, 2004). All BRCs in Ori OB1 that show evidence of star formation being triggered by nearby massive stars are found associated with strong *IRAS* 100 μ m and $H\alpha$ emission (Fig. 4). In every case a sequential process—that PMS stars closer to the triggering stars are older than those closer to the BRCs—can be clearly witnessed (Paper I).

The same phenomena are also seen near λ Ori. Initially, the B30 and B35 clouds might have extended toward λ Ori, perhaps forming a barlike structure. The I-fronts from λ Ori then propagated through the clouds, prompting star formation on both sides, thereby resulting in the lining up of the PMS stars, in an age sequence, between λ Ori and the B30 and B35 clouds.

In Paper I we show that the CTTSs that are spatially close to BRCs are among the brightest, just revealing themselves on the birth line and beginning to descend down the Hayashi tracks. We also find no young stars far behind the I-fronts, i.e., embedded in the BRCs. These photoevaporated clouds typically have low extinction so that any PMS stars cannot have escaped the 2MASS detection. In both Ori OB1 and the λ Ori region, therefore, we see the predomination of triggered star formation, as evinced in the cloud morphology, star grouping orientation, and star formation sequence.

3.3. Star Formation Activities in Lac OB1

The Lac OB1 association, at a distance of ~ 360 pc (de Zeeuw et al. 1999), is one of the nearest OB associations. Blaauw (1958)

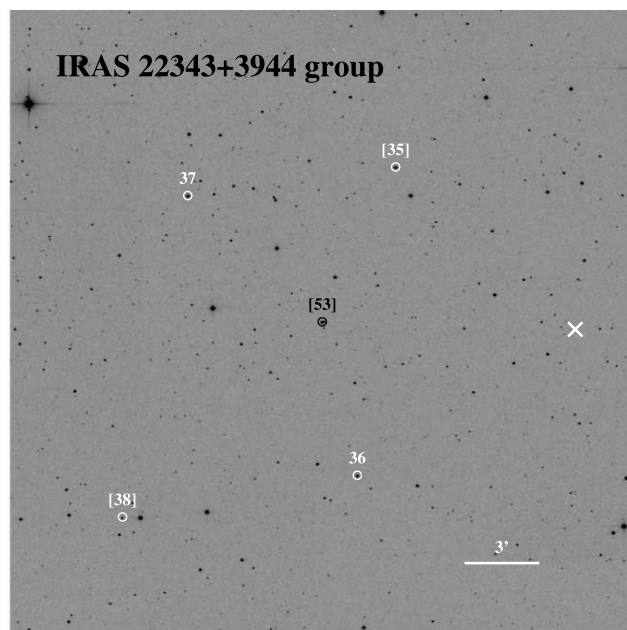


FIG. 8.—2MASS K_s image of the IRAS 22343+3944 group. CTTSs 35, 36, 37, and 38 from Table 3 (white) and H AeBe star 53 (black) are labeled. The cross indicates the CTTS candidate, 2MASS J22354224+3959566. The other symbols are the same as in Fig. 2. East is to the left, and north to the top.

divides Lac OB1 into two subgroups, “a” and “b,” on the basis of stellar proper motions and radial velocities. The entire Lac OB1 covers the region of the sky from $90^\circ < l < 110^\circ$ and $-5^\circ < b < -25^\circ$ (de Zeeuw et al. 1999). Lac OB1b occupies an area with a radius of $\sim 5^\circ$ centered around $(l, b) = (97.0^\circ, -15.5^\circ)$ and Lac OB1a occupies the remaining area. The Lac OB1b harbors the only O star (O9 V), 10 Lac, in the Lac OB1 association. Our study discusses two regions in Lac OB1 known to have current star-forming activities, LBN 437 and GAL 110–13, a BRC and a comet-shaped cloud, respectively.

3.3.1. LBN 437

LBN 437 is at the edge of an elongated molecular cloud (Olano et al. 1994) and on the border of the $H II$ region S126 excited by the nearby O star, 10 Lac. Hereafter we call this elongated molecular cloud the “Lac molecular cloud” (Fig. 5). Between 10 Lac and LBN 437 there is a small stellar group (Fig. 8) that includes five CTTSs (stars 35–38 in Table 3, plus the CTTS candidate 2MASS J22354224+3959566, for which we do not have spectroscopic observations) and one H AeBe star (star 53 in Table 4). The H AeBe star is an *IRAS* source, IRAS 22343+3944. We can identify IRAS 22343+3944 as the counterpart of star 53, because this star shows a near-infrared excess and is located within the positional error for IRAS 22343+3944. Hereafter, we refer to this six-star system as the IRAS 22343+3944 group (Fig. 5). The size of the IRAS

TABLE 6
DIFFERENCES BETWEEN TRIGGERED AND SPONTANEOUS STAR FORMATION

Parameter	Triggered	Spontaneous
Sequential star formation.....	Yes. PMS stars close to triggering sources are older than those close to BRCs	No
Stellar distribution.....	PMS stars are located between triggering sources or around surfaces of BRCs with no young stars embedded much behind the I fronts	PMS stars can be anywhere, including being far behind the surface of a BRC
Star formation efficiency.....	High	Low, less than a few percent.

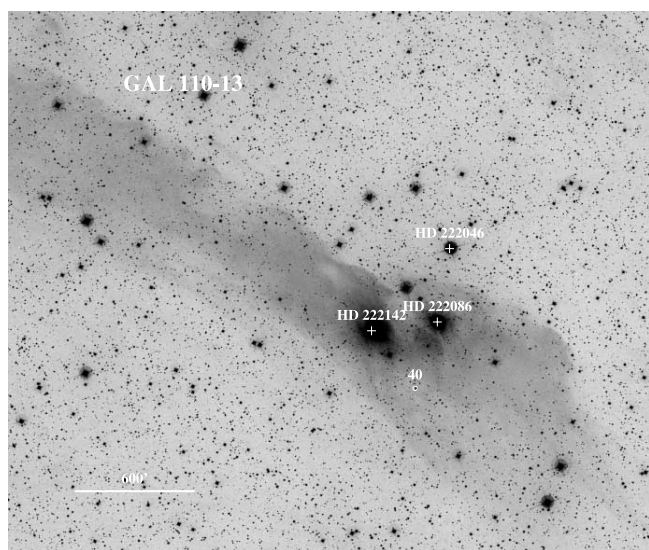


FIG. 9.—DSS blue image of the comet-shaped cloud GAL 110-13. Star 40 (CTTS) and three late-B stars are marked. The Galactic longitude and latitude increase to the left and to the top, respectively.

22343+3944 group is about $24'$, which corresponds to ~ 2.5 pc at 360 pc.

3.3.2. GAL 110–13

GAL 110–13 is an isolated and elongated molecular cloud (Fig. 9) at a distance of ~ 440 pc (Odenwald et al. 1992). Its head-tail, comet-like shape suggests compression by ram pressure, perhaps as a result of a recent cloud collision (Odenwald et al. 1992). Star formation takes place on the compressed side of GAL 110–13, e.g., the location of the CTTS star 40 (BM And) and the nebula vdB 158 reflecting light from the B9.5V star HD 222142 (Magakian 2003). In addition to HD 222142, there are two other late B-type stars in the vicinity, HD 222046 and HD 222086. All three B stars and star 40 share common proper motions (Zacharias et al. 2004 data extracted from the Second US Naval Observatory CCD Astrograph Catalog), which are consistent with those of the Lac OB1 groups (ESA 1997), as summarized in Table 7. GAL 110–13 is located near the border of the Lac OB1 association, at a distance not very different from that of Lac OB1. GAL 110–13 was not included as part of Lac OB1 by de Zeeuw et al. (1999), but our analysis suggests that the cloud, together with the young stars associated with it, is likely part of Lac OB1a.

GAL 110–13 is elongated and roughly points toward 10 Lac (see Fig. 5). This implies that Lac OB1b or 10 Lac alone is responsible for shaping the cloud. Either shock fronts from a supernova or ionization fronts from a massive star could have caused the shape of this cloud, as well as the spatial distribution of young

stars in GAL 110–13. In the supernova scenario a star in Lac OB1b more massive than 10 Lac exploded, and, assuming that Lac OB1b and 10 Lac are at the same distance from us (i.e., 358 pc), it would take a few hundred thousand years for the supernova shock waves (at a speed of hundreds of km s^{-1}) to propagate across the 126 pc separation to arrive, compress, and finally prompt the formation of stars within GAL 110–13. Additional evidence in support of this supernova scenario comes from the B5 V star, HD 201910, which is supposed to be a runaway star kicked out from a binary system in Lac OB1b, when one of the component stars became a supernova (Blaauw 1961; Gies & Bolton 1986). If this is so, the kinematic timescale of the star, 2.7 Myr, suggests that a supernova explosion occurred some 2.7 Myr ago and the associated shocks subsequently caused GAL 110–13 to develop its present comet-like shape.

An alternative explanation is due to compression by ionization fronts from a massive star, which would be a less destructive method for star formation than a supernova explosion (Lefloch et al. 2002). We propose a scenario in which 10 Lac—still in existence now—was born at the edge of the Lac molecular cloud, similar to that presented in Figure 5, but with the cloud originally being more extended toward 10 Lac. Soon after its birth, 10 Lac ionized the surrounding molecular clouds, exposing itself to the intercloud medium. Assuming that most of the UV photons of 10 Lac shortward of the Lyman limit were used to ionize the intercloud medium, then given a typical intercloud material density $\sim 0.2 \text{ cm}^{-3}$ (Spitzer 1998; Dyson & Williams 1997), the I-fronts would travel the 126 pc distance from 10 Lac to GAL 110–13 in about 2 Myr, a timescale still shorter than the main-sequence life time of ~ 3.6 Myr of 10 Lac (Schaerer & de Koter 1997). Regardless of which scenario actually happened, a supernova shock front or an ionization front, Lac OB1b is likely responsible for the creation of GAL 110–13 and the associated stellar group.

3.4. Star Formation History in Lac OB1

In LBN 437, star 52 (V375 Lac) is the only young star located at the edge of the Lac molecular cloud, and interestingly there is no CTTS or HAeBe candidate behind the interaction region. To check whether any PMS stars could have escaped the 2MASS detection limit of $J = 15$ mag as a result of excessive dust extinction, we created the $E(B - V)$ map of the Lac molecular cloud (Schlegel et al. 1998) (as done for the BRCs in Ori OB1; see Paper I). It is assumed that the J -band luminosity of the embedded PMS stars would be the same as those of the visible PMS stars outside the cloud, namely, the IRAS 22343+3944 group. Like other BRCs we have analyzed the overall extinction in the Lac molecular cloud is low, and the probability of nondetection is 0.014. This means that there are indeed no embedded PMS stars and hence no ongoing star formation in the Lac molecular cloud.

The elongated Lac molecular cloud associated with LBN 437 (Fig. 5) may be just the remnant of a molecular cloud, which was

TABLE 7
PROPER MOTIONS OF STARS IN GAL 110–13 AND LAC OB1 SUBGROUPS a AND b

Star	Spectral Type	pmRA (mas yr ⁻¹)	pmDEC (mas yr ⁻¹)	epmRA (mas yr ⁻¹)	epmDEC (mas yr ⁻¹)	Reference
HD 222142	B9.5 V	0.3	-3.1	0.6	0.6	UCAC2
HD 222086	B9 V	0.5	-2.8	1.0	1.1	UCAC2
HD 222046	B8 Vp	0.4	-2.7	1.0	1.0	UCAC2
Star 40	Continuum	3.4	-7.8	2.7	2.6	UCAC2
Lac OB1a	...	-0.3	-3.7	...	...	Hipparcos
Lac OB1b	...	-0.5	-4.6	...	...	Hipparcos

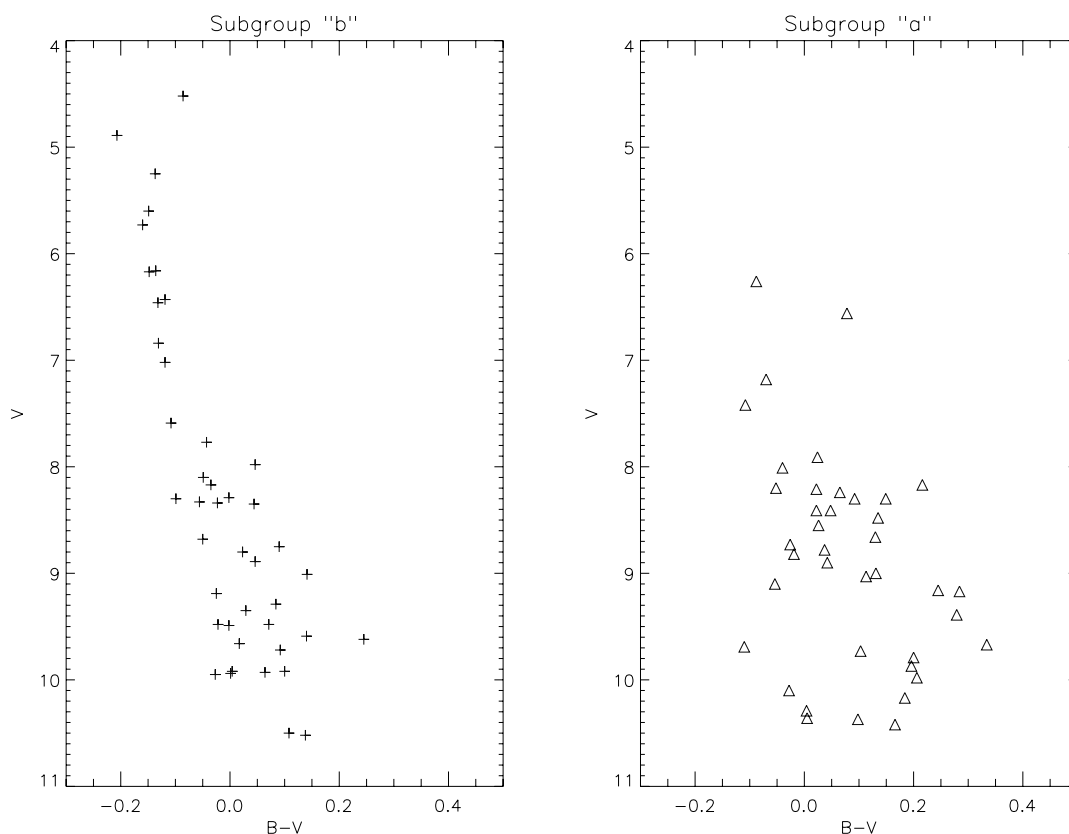


FIG. 10.—Color-magnitude diagrams of the subgroups Lac OB1a and Lac OB1b. The stars in Lac OB1b (*plus signs*) form a clear main sequence, whereas those in Lac OB1a (*triangles*) are scattered to the right of the sequence, implying a younger age for Lac OB1a.

originally perhaps larger, extending as far as to 10 Lac. On the birth of 10 Lac, its energetic photons evaporated and compressed the cloud, shaping the cloud into a pillar, similar to the case of GAL 110–13. The IRAS 22343+3944 group and star 52 were then born on the compressed side of the cloud. At least three stars in the IRAS 22343+3944 group exhibit forbidden lines, which is suggestive of their youth. Star 52 is likely even younger because it is the exciting source of an HH outflow. Apparently star 52 is the latest product in the star formation sequence by 10 Lac in this cloud.

Odenwald et al. (1992) derived a 30% star formation efficiency for GAL 110–13. This is much higher than that of the few percent typical in star-forming regions (White et al. 1995). Extinction is low in GAL 110–13, with an A_V less than 0.48 mag, as estimated from its $E(B - V)$ values, so the cloud is insufficiently dense to hide from our detection any embedded young stars similar to star 40. As in the case for Ori OB1 (Paper I), the BRCs in Lac OB1 also tend to have a relatively low dust extinction. Such a low-density condition is unfavorable for spontaneous, global cloud collapse. Star formation, however, could take place at the interaction layer (the bright rim) of a molecular cloud. A stellar group could form, such as witnessed in the IRAS 22343+3944 and GAL 110–13 groups.

Blaauw (1958, 1964, 1991) derived the ages of Lac OB1a and Lac OB1b, on the basis of stellar proper motions and radial velocities: 16–25 and 12–16 Myr, respectively. Both these ages are too old to be consistent with the existence of 10 Lac (with a lifetime of less than ~ 3.6 Myr) and the CTTs (typically aged a few Myr) in the region. Thus Lac OB1a and Lac OB1b could not have formed at the same place and at the same time, because with a typ-

ical velocity dispersion of a few kilometers per second for an OB association (de Zeeuw et al. 1999; de Bruijne 1999), the two subgroups could not traverse the distance of 30–80 pc now between them. We propose that both Lac OB1a and Lac OB1b are no more than a few Myr old, and Lac OB1a is younger than Lac OB1b. Figure 10 shows the color-magnitude diagrams reconstructed from de Zeeuw et al. (1999) for the two subgroups. It can be seen that the stars in Lac OB1b form a clear main sequence, whereas those in the subgroup Lac OB1a are widely scattered to the right of the sequence. Some stars in Lac OB1a may well still be in the PMS phase; hence we postulate a younger age for Lac OB1a than for Lac OB1b.

It is possible that Lac OB1b was formed first, after which the expanding I-fronts from Lac OB1b triggered new generations of stars along the Lac molecular cloud, the IRAS 22343+3944 group and star 52. A subsequent supernova or I-front then initiated the formation of stars in Lac OB1a; eventually the “birth wave” reached GAL 110–13.

4. STAR FORMATION IN OB ASSOCIATIONS

Triggered star formation has been suggested to have occurred close to H II regions (Hester et al. 2004; Hester & Desch 2005). Our study finds clear chronological and positional causality of such processes on larger scales. In λ Ori, Ori OB1, and Lac OB1, we see supporting evidence of triggered star formation. The UV photons from an O star create expanding I-fronts, which evaporate and compress nearby molecular clouds, thereby shaping the clouds into BRCs or comet-shaped clouds. The next generation of stars can then form efficiently, perhaps in groups, out of the compressed material. The resulting newly formed stars would

line up between the massive star and the molecular clouds in a formation and hence age sequence. Stars at least as massive as late Herbig Be types could be formed via this process (see Table 4). These stars would reach the main sequence with even earlier spectral types. Triggered star formation could therefore produce not only low-mass stars, but also intermediate-mass or even massive stars. In our sample, the HAeBe stars and CTTSs seem to be distributed spatially differently relative to a BRC, in the sense that the CTTSs tend to be located near the surface of a BRC, whereas the HAeBe stars appear preferentially to reside deeper in a BRC (e.g., star 44 in B30, star 52 in LBN 437, and star 41 in LDN 1616).

What we see in λ Ori, Ori OB1, and Lac OB1 is in contrast to the scenario proposed by Elmegreen & Lada (1977) and Lada (1987) for which massive stars are formed in shocked cloud layers by triggering, whereas low-mass stars are formed spontaneously via cloud collapse and fragmentation. A global cloud collapse would lead to starbirth spreading throughout the cloud, but this was not observed in our study. Instead, no young stars are found embedded in clouds far behind the I-fronts. More than mere “fossil” molecular clouds, the BRCs present convenient snapshots of how star formation must have proceeded in an OB association. When prompted to form, massive stars appear to favor denser environments where photoevaporation is relatively weak. In comparison, when a dense molecular core near the ionization layer (i.e., current cloud surface) collapses, the accretion process has to compete with the mass loss arising from photoevaporation, leading to the formation of less massive stars or even substellar objects (Whitworth & Zinnecker 2004). As the I-fronts progress, the remnant cloud is eventually dispersed, with stars of different masses remaining in the same volume. Low- and intermediate-mass young stars in bright-rimmed or comet-shaped clouds on the border of an OB association are more likely to be formed by triggering. Assuming a shock speed of $\sim 10 \text{ km s}^{-1}$, this would result in an age spread of several Myr between member stars or star groups formed in the sequence. If the velocities of the shocks are higher, as in the case of a supernova explosion, the age spreads would be less.

5. CONCLUSIONS

We first selected CTTSs and HAeBe stars in λ Ori, Ori OB1, and Lac OB1 based on the 2MASS colors. These PMS stars are then utilized to trace recent star-forming activities. The young stars are found to be lined up in an age sequence between massive stars and comet-shaped clouds or bright-rimmed clouds, with the youngest stars located near the cloud surfaces. There are no PMS stars far behind the I-fronts. These results support the scenario by which the Lyman continuum photons of a luminous O star create expanding I-fronts that would cause the evaporation and compression of nearby clouds to form BRCs or comet-shaped clouds, thereby inducing the birth of low- and intermediate-mass stars. The BRCs provide us with a convenient setting in which to see that the HAeBe stars tend to form in the inner, denser parts of a cloud, whereas the CTTSs are formed near the photoevaporating cloud layers. Young stars in bright-rimmed or comet-shaped clouds near a massive star are likely to have been formed by triggering. Assuming a shock speed of $\sim 10 \text{ km s}^{-1}$, this would result in an age spread of several Myr between member stars or star groups formed in the sequence.

We want to particularly thank Richard F. Green, Director of KPNO, who kindly provided us the director’s discretionary time to accomplish this work. We are also grateful to the staff of the Beijing Astronomical Observatory for their assistance during our observation runs, and to the referee, Hans Zinnecker, for his suggestions helpful in improving the quality of this paper, and to Debbie Nester for help in the language used in this paper. This research makes use of data products from the Two Micron All Sky Survey, which is a joint project of the University of Massachusetts and the Infrared Processing and Analysis Center/California Institute of Technology, funded by the National Aeronautics and Space Administration and the National Science Foundation (NSF). We also used the Southern H-Alpha Sky Survey Atlas (SHASSA), supported by the NSF. We acknowledge the financial support of grant NSC92-2112-M-008-047 from the National Science Council and 92-N-FA01-1-4-5 from the Ministry of Education of Taiwan.

REFERENCES

- Alcalá, J. M., Wachter, S., Covino, E., Sterzik, M. F., Durisen, R. H., Freyberg, M. J., Hoard, D. W., & Cooksey, K. 2004, *A&A*, 416, 677
- Bertoldi, F. 1989, *ApJ*, 346, 735
- Bertoldi, F., & McKee, C. F. 1990, *ApJ*, 354, 529
- Blaauw, A. 1958, *AJ*, 63, 187
- . 1961, *Bull. Astron. Inst. Netherlands*, 15, 265
- . 1964, *ARA&A*, 2, 213
- . 1991, in *The Physics of Star Formation and Early Stellar Evolution*, ed. C. J. Lada & N. D. Kylafis (Dordrecht: Kluwer), 125
- Briceño, C., et al. 2006, in *Protostars and Planets V*, ed. Reipurth, B., Jewitt, D., & Keil, K. (Tucson: Univ. Arizona Press), 345
- Clark, P. C., Bonnell, I. A., Zinnecker, H., & Bate, M. R. 2005, *MNRAS*, 359, 809
- Cutri, R. M., et al. 2003, *2MASS All Sky Catalog of Point Sources* (Pasadena: IPAC)
- Dame, T. M., Hartmann, D., & Thaddeus, P. 2001, *ApJ*, 547, 792
- Dennison, B., Simonetti, J. H., & Topasna, G. A. 1998, *Publ. Astron. Soc. Australia*, 15, 147
- de Bruijne, J. H. J. 1999, *MNRAS*, 310, 585
- de Geus, E. J., de Zeeuw, P. T., & Lub, J. 1989, *A&A*, 216, 44
- Deharveng, L., Zavagno, A., & Caplan, J. 2005, *A&A*, 433, 565
- de Zeeuw, P. T., Hoogerwerf, R., de Bruijne, J. H. J., Brown, A. G. A., & Blaauw, A. 1999, *AJ*, 117, 354
- Dolan, C. J., & Mathieu, R. D. 1999, *AJ*, 118, 2409
- . 2001, *AJ*, 121, 2124
- Dolan, C. J., & Mathieu, R. D. 2002, *AJ*, 123, 387
- Duerr, R., Imhoff, C. L., & Lada, C. J. 1982, *ApJ*, 261, 135
- Dyson, J. E., & Williams, D. A. 1997, *The Physics of the Interstellar Medium* (2nd ed.; Bristol: IOP)
- Elmegreen, B. G. 1998, in *ASP Conf. Ser. 148, Origins*, ed. C. E. Woodward, J. M. Shull, & H. A. Thronson, Jr. (San Francisco: ASP), 150
- Elmegreen, B. G., & Lada, C. J. 1977, *ApJ*, 214, 725
- ESA. 1997, *The Hipparcos and Tycho Catalogs*, 1997 (ESA SP-1200; Noordwijk: ESA)
- Finkbeiner, D. P. 2003, *ApJS*, 146, 407
- Gaustad, J. E., McCullough, P. R., Rosing, W., & Van Buren, D. 2001, *PASP*, 113, 1326
- Gies, D. R., & Bolton, C. T. 1986, *ApJS*, 61, 419
- Haffner, L. M., Reynolds, R. J., Tufts, S. L., Madsen, G. J., Jaehnig, K. P., & Percival, J. W. 2003, *ApJS*, 149, 405
- Healy, K. R., Hester, J. J., & Claussen, M. J. 2004, *ApJ*, 610, 835
- Herbig, G. H. 1962, *ApJ*, 135, 736
- Hester, J. J., & Desch, S. J. 2005, in *ASP Conf. Ser. 341, Chondrites and the Protoplanetary Disk*, ed. A. N. Krot, E. R. D. Scott, & B. Reipurth (San Francisco: ASP), 107
- Hester, J. J., Desch, S. J., Healy, K. R., & Leshin, L. A. 2004, *Science*, 304, 1116
- Hester, J. J., et al. 1996, *AJ*, 111, 2349
- Karr, J. L., & Martin, P. G. 2003, *ApJ*, 595, 900
- Kenyon, S. J., Brown, D. I., Tout, C. A., & Berlind, P. 1998, *AJ*, 115, 2491
- Kenyon, S. J., & Hartmann, L. 1995, *ApJS*, 101, 117
- Kessel-Deynet, O., & Burkert, A. 2003, *MNRAS*, 338, 545
- Kun, M., Aoyama, H., Yoshikawa, N., Kawamura, A., Yonekura, Y., Onishi, T., & Fukui, Y. 2001, *PASJ*, 53, 1063
- Kun, M., Prusti, T., Nikolić, S., Johansson, L. E. B., & Walton, N. A. 2004, *A&A*, 418, 89
- Lada, C. J. 1987, in *IAU Symp. 115, Star Forming Regions*, ed. J. Jugaku & M. Peimbert (Dordrecht: Reidel), 1

- Lang, W. J., Masheder, M. R. W., Dame, T. M., & Thaddeus, P. 2000, *A&A*, 357, 1001
- Larosa, T. N. 1983, *ApJ*, 274, 815
- Lee, H.-T., Chen, W. P., Zhang, Z. W., & Hu, J. Y. 2005, *ApJ*, 624, 808 (Paper I)
- Lefloch, B., & Cernicharo, J. 2000, *ApJ*, 545, 340
- Lefloch, B., Cernicharo, J., Rodríguez, L. F., Miville-Deschênes, M. A., & Cesarsky, D. 2002, *ApJ*, 581, 335
- Magakian, T. Y. 2003, *A&A*, 399, 141
- McGroarty, F., Ray, T. P., & Bally, J. 2004, *A&A*, 415, 189
- Meyer, M. R., Calvet, N., & Hillenbrand, L. A. 1997, *AJ*, 114, 288
- O'dell, C. R., Wen, Z., & Hu, X. 1993, *ApJ*, 410, 696
- Odenwald, S., Fischer, J., Lockman, F. J., & Stemwedel, S. 1992, *ApJ*, 397, 174
- Ogura, K., & Sugitani, K. 1998, *Publ. Astron. Soc. Australia*, 15, 91
- Olano, C. A., Walmsley, C. M., & Wilson, T. L. 1994, *A&A*, 290, 235
- Preibisch, T., & Zinnecker, H. 1999, *AJ*, 117, 2381
- . 2006, preprint (astro-ph/0610826)
- Sanchawala, K., Chen, W. P., Lee, H. T., Nakajima, Y., Tamura, H., Daisuke, B., Sato, S., & Chu, Y. H. 2006, *ApJ*, submitted (astro-ph/0603043)
- Schaefer, D., & de Koter, A. 1997, *A&A*, 322, 598
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525
- Spitzer, L. 1998, *Physical Processes in the Interstellar Medium* (New York: Wiley)
- Stanke, T., Smith, M. D., Gredel, R., & Szokoly, G. 2002, *A&A*, 393, 251
- Sugitani, K., Fukui, Y., & Ogura, K. 1991, *ApJS*, 77, 59
- Sugitani, K., & Ogura, K. 1994, *ApJS*, 92, 163
- Whitworth, A. P., & Zinnecker, H. 2004, *A&A*, 427, 299
- White, G. J., Casali, M. M., & Eiroa, C. 1995, *A&A*, 298, 594
- White, R. J., & Hillenbrand, L. A. 2005, *ApJ*, 621, L65
- Zacharias, N., Urban, S. E., Zacharias, M. I., Wycoff, G. L., Hall, D. M., Monet, D. G., & Rafferty, T. J. 2004, *AJ*, 127, 3043
- Zavagno, A., Deharveng, L., Comerón, F., Brand, J., Massi, F., Caplan, J., & Russeil, D. 2006, *A&A*, 446, 171

VERY EARLY MULTICOLOR OBSERVATIONS OF THE PLATEAU PHASE OF THE GRB 041006 AFTERGLOW

Y. URATA,^{1,2} K. Y. HUANG,³ Y. L. QIU,⁴ J. HU,⁴ P. H. KUO,³ T. TAMAGAWA,² W. H. IP,³ D. KINOSHITA,³ H. FUKUSHI,⁵
M. ISOGAI,⁶ T. MIYATA,⁶ Y. NAKADA,⁶ T. AOKI,⁶ T. SOYANO,⁶ K. TARUSAWA,⁶ H. MITO,⁵ K. ONDA,¹
M. IBRAHIMOV,⁷ A. POZANENKO,⁸ AND K. MAKISHIMA^{2,9}

Received 2005 October 5; accepted 2006 December 20; published 2007 January 12

ABSTRACT

We present observations of the optical afterglow of GRB 041006 with the Kiso Observatory 1.05 m Schmidt telescope, the Lulin Observatory 1.0 m telescope, and the Xinglong Observatory 0.6 m telescope. Three bands (*B*, *V*, and *R*) of photometric data points were obtained on 2004 October 6, 0.025–0.329 days after the burst. These very early multiband light curves imply the existence of a color-dependent plateau phase. The *B*-band light curve shows a clear plateau at around 0.03 days after the burst. The *R*-band light curve shows the hint of a plateau, or a possible slope change, at around 0.1 days after the burst. The overall behavior of these multiband light curves may be interpreted in terms of the sum of two separate components, one showing a monotonic decay, the other exhibiting a rising and a falling phase, as described by the standard afterglow model.

Subject headings: gamma rays: bursts — supernovae: general

Online material: color figures

1. INTRODUCTION

Based on the standard afterglow model (e.g., Sari et al. 1998), an optical light curve can be expected to consist of a combination of four power-law segments, with connections at certain break frequencies. The break frequencies are the self-absorption frequency (ν_{sa}), the typical frequency (ν_m), and the cooling frequency (ν_c). Before the *HETE*-2 era, almost all GRB light curves showed only the $\nu > \nu_c$ segment characterized by a single declining or achromatic break. Note that the standard afterglow model predicts the existence of a peak at an early time when the typical synchrotron ν_m frequency crosses into the optical frequency. Before the peak time ($\nu_{\text{opt}} < \nu_m$), the luminosity increases proportional to $t^{1/2}$, until reaching the maximum flux F_{max} at $\nu = \nu_m$; the subsequent decay of the luminosity is proportional to $t^{3(1-p)/4}$, where p is the index of the power-law distribution of energetic electrons accelerated at the shock. Since the break time varies with the frequency, multicolor observations of the very early afterglow are required, so as to catch ν_m in the optical wavelength. Up to now, there have only been a few cases (such as GRB 021004; Urata et al. 2005a) for which early-time multicolor data are available.

GRB 041006 was detected with *HETE*-2 at 12:18:08 UT on 2004 October 6. The Wide-Field X-Ray Monitor (WXM; Shirasaki et al. 2003) localized the burst in real time, resulting in a GCN alert 42 s after the burst trigger. The flight error region was a circle with a 14' radius (90% confidence level) centered at $\alpha = 00^{\text{h}}54^{\text{m}}54^{\text{s}}$, $\delta = 01^{\circ}18'37''$ (J2000.0). Spectral analysis showed the 2–30 keV fluence of this event to be 5×10^{-6} ergs cm^{-2} and the 30–400 keV fluence to be 7×10^{-6} ergs cm^{-2} .

the ratio between these two values means that it can be classified as an “X-ray-rich GRB.” The light-curve shape of the gamma-ray pulse of GRB 041006 is very similar to that of GRB 030329, but its spectral characteristics are 20 times fainter. GRB 041006 shows a soft precursor before the main gamma-ray pulse (Galassi et al. 2004). At 1.4 hr after the burst, the optical afterglow was found within the 14' radius error circle at the following coordinates: $\alpha = 00^{\text{h}}54^{\text{m}}50.17^{\text{s}}$, $\delta = 01^{\circ}14'07''$ (J2000.0) (Da Costa et al. 2004). The redshift was determined by Price et al. (2004) using the Gemini North telescope to be $z = 0.716$.

2. OBSERVATIONS

The follow-up observations of the GRB 041006 optical afterglow at the Kiso, Lulin, and Xinglong Observatories were carried out within the framework of the East Asia Follow-up Observation Network (EAFON; Urata et al. 2005a). The 1.05 m Schmidt telescope and a 2K $\times$ 2K CCD camera at the Kiso Observatory were used to make 300 s exposure *B*-, *V*-, and *R*-band imaging observations, starting at 12:51 UT on 2004 October 6 (0.009 days after the burst). The field of view is 51.2' $\times$ 51.2', and the pixel size is 1.5" square. Before receiving the report by Da Costa et al. (2004), we had attempted to cover the entire *HETE*-2 error region. We made *B*-, *V*-, and *R*-band imaging observations of 300 s exposure each. The afterglow was clearly detected in all bands. In order to image simultaneously the optical afterglow and several Landolt standard stars in SA 92 (Landolt 1992), we pointed the telescope 5' to the east (Fig. 1).

The *R*-band observations were performed using the 0.6 m telescope at the Xinglong Observatory, starting on 2004 October 6 (14:33 UT; 0.094 days after the burst). The field of view is 10.1' $\times$ 10.1', and the pixel size is 0.47" square. The *B*- and *R*-band observations of the afterglow were also performed with the Lulin 1 m telescope (Kinoshita et al. 2005) on the night of October 6 (0.320–0.329 days after the burst). Additional *B*-, *V*-, *R*-, and *I*-band observations were made by the Maidnak 1.5 m telescope on October 6. The time coverage of the observations was from 0.149 to 0.188 days after the burst.

¹ Department of Physics, Saitama University, Saitama, Japan.² RIKEN (Institute of Physical and Chemical Research), Saitama, Japan; urata@crab.riken.jp.³ Institute of Astronomy, National Central University, Taiwan.⁴ National Astronomical Observatories, Chinese Academy of Sciences, Beijing, China.⁵ Institute of Astronomy, University of Tokyo, Japan.⁶ Kiso Observatory, Institute of Astronomy, University of Tokyo, Nagano, Japan.⁷ Ulugh Beg Astronomical Institute, Tashkent, Uzbekistan.⁸ Space Research Institute, Moscow, Russia.⁹ Department of Physics, University of Tokyo, Japan.

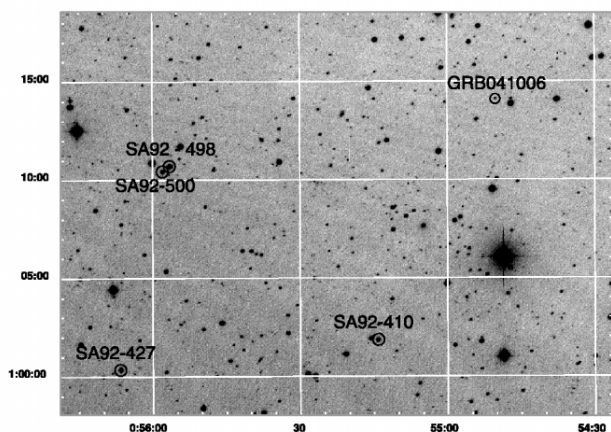


FIG. 1.—R-band image of the GRB 041006 field taken at the Kiso Observatory. The circles indicate the afterglow and standard stars. North is up; east is left. [See the electronic edition of the Journal for a color version of this figure.]

3. ANALYSIS

The data reduction was carried out using the standard package NOAO IRAF package. We performed the bias-subtraction and flat-fielding correction using the appropriate calibration data. We calibrated the flux zero point of our images through a comparison with the SA 92 standard star field. We also performed cross calibrations of our photometric results using several field stars for which the magnitudes have been calibrated by Henden (2004). The difference of photometric zero points between our SA 92 and Henden's field photometry is within 0.04 mag. Aperture photometry for all the data was performed using the APPHOT package of IRAF. The photometric results are summarized in Table 1.

4. RESULTS

4.1. Light Curves

The multiband light curves of the GRB 041006 afterglow are shown in Figure 2. In addition to our *B*-, *V*-, and *R*-band data, there are several unfiltered observations, the *R*-band data points reported in the GCN Circulars (Yost et al. 2004; Ayani & Yamaoka 2004; Fugazza et al. 2004; Monfardini et al. 2004; Misra & Pandey 2004; Kahharov et al. 2004; Kinugasa & Torii 2004), and a number of published *R*- and *V*-band data points (Soderberg et al. 2006; Stanek et al. 2006) are included in Figure 2. The *B*-band light curve shows a clear plateau at around 0.03 days after the burst, although its behavior in earlier epochs remains unknown. Interestingly, the *R*-band light curve shows a hint of a plateau, or a possible slope change, around 0.1 days after the burst. These observational results indicate that the *B*-, *V*-, and *R*-band photometric points obtained by EAFON play an important role in characterizing the temporal evolution of the afterglow.

As is obvious in Figure 2, the single-power-law fit ($\alpha = -0.95$, $\chi^2/\nu = 5.76$ with $\nu = 56$) of the *R*-band light curve is poorly described. It is also unlikely that the *V*-band light curve can be described with a single power law ($\alpha = -0.72$, $\chi^2/\nu = 1.54$ with $\nu = 9$). On the other hand, the data subsets at $t < 0.04$ days and $t > 0.15$ days can be described successfully by two separate single-power-law models. For the *R* band, we have obtained $\alpha = -0.91 \pm 0.12$ with $\chi^2/\nu = 0.30$ for $\nu =$

TABLE 1
LOG OF FOLLOW-UP OBSERVATIONS (2004 OCTOBER 6)
OF THE AFTERGLOW OF GRB 041006

Start Time (UT)	Delay (days)	Exposure (s)	Magnitude	Site
<i>B</i> Filter				
13:13:04	0.040	300 × 1	18.900 ± 0.055	Kiso
13:20:05	0.045	300 × 1	18.965 ± 0.058	Kiso
13:27:05	0.050	300 × 1	18.890 ± 0.070	Kiso
15:07:22	0.119	300 × 1	19.696 ± 0.074	Kiso
16:09:02	0.162	300 × 1	19.997 ± 0.074	Mt. Maidanak
16:27:48	0.175	300 × 1	20.122 ± 0.078	Mt. Maidanak
19:57:08	0.320	300 × 1	21.004 ± 0.188	Lulin
<i>V</i> Filter				
14:38:52	0.099	300 × 1	19.141 ± 0.117	Kiso
14:52:56	0.109	300 × 1	19.316 ± 0.145	Kiso
16:03:40	0.158	240 × 1	19.564 ± 0.057	Mt. Maidanak
16:14:57	0.166	240 × 1	19.677 ± 0.078	Mt. Maidanak
16:33:28	0.179	300 × 1	19.752 ± 0.074	Mt. Maidanak
<i>R</i> Filter				
12:51:20	0.025	300 × 1	17.799 ± 0.040	Kiso
12:58:21	0.030	300 × 1	17.988 ± 0.063	Kiso
13:05:23	0.035	300 × 1	18.152 ± 0.080	Kiso
14:32:51	0.094	120 × 1	18.97 ± 0.23	Beijing
15:16:15	0.124	120 × 1	18.89 ± 0.24	Beijing
15:49:32	0.149	180 × 1	19.211 ± 0.067	Mt. Maidanak
15:54:56	0.152	180 × 1	19.231 ± 0.075	Mt. Maidanak
16:19:59	0.170	180 × 1	19.229 ± 0.074	Mt. Maidanak
16:39:30	0.183	300 × 1	19.544 ± 0.076	Mt. Maidanak
16:46:28	0.189	300 × 1	19.371 ± 0.156	Mt. Maidanak
20:02:54	0.324	300 × 1	20.349 ± 0.090	Lulin
20:09:25	0.329	300 × 1	20.314 ± 0.092	Lulin

2 before 0.04 days, and $\alpha = -1.12 \pm 0.02$ with $\chi^2/\nu = 1.44$ for $\nu = 48$ after 0.15 days; for the *V* band $\alpha = -0.59 \pm 0.03$ with $\chi^2/\nu = 0.41$ for $\nu = 3$ before 0.04 days, and $\alpha = -1.41 \pm 0.30$ with $\chi^2/\nu = 0.19$ for $\nu = 1$ after 0.15 days. From this point of view, the overall behavior of these multiband light curves may then be understood as the sum of two separate

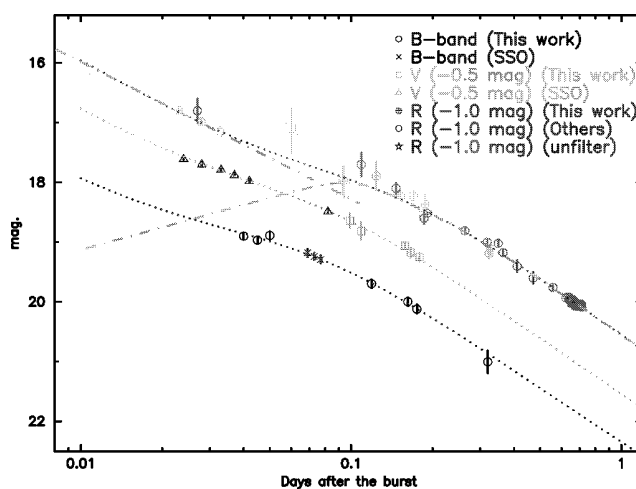


FIG. 2.—*B*-, *V*-, and *R*-band light curves produced based on the Kiso, Lulin, and Beijing results, together with SSO (Soderberg et al. 2006), MMT (Stanek et al. 2006), and several GCNs. The dotted lines indicate the best-fit model functions described in the text. The dashed lines indicate the model components of the best-fit function for the *R*-band light curve. [See the electronic edition of the Journal for a color version of this figure.]

components, one showing a monotonic decay with the other having a rising and a falling phase.

4.2. Color Change of the Afterglow

The photometric results were corrected for Galactic reddening, using the reddening map of Schlegel et al. (1998). The Galactic reddening toward the burst is $E(B - V) = 0.022$, which implies a Galactic extinction of $A_B = 0.094$ and $A_R = 0.058$. Although the light curves in Figure 2 suggest a significant color change within <0.1 days, our data coverage is insufficient to make a conclusion about such a possibility. Accordingly, for simplicity's sake we assume that at $t > 0.15$ days the power-law spectrum of the afterglow has a constant index. The observed color, $B - R = 0.83 \pm 0.28$ mag, then indicates a spectral index of $\beta \sim -1.24 \pm 0.42$ in terms of $f(\nu) \propto \nu^\beta$. This is close to the value of $\beta = -1.07 \pm 0.02$, which is predicted by the spherically symmetric model of Sari et al. (1999) in the regime of $\nu_c < \nu_{\text{opt}}$ in combination with the measured $\alpha = -1.118 \pm 0.016$.

5. DISCUSSION

We observed the GRB 041006 optical afterglow from the very early phase (~ 0.03 days after the burst) in three bands. Although the relatively early phase of a dozen afterglows such as GRB 990123 (Akerlof et al. 1999) has been observed, multicolor observations of very early optical afterglows are still rare. In the GRB 021004 case, the very early optical afterglow shows a clear achromatic rebrightening phase that peaks at around ~ 0.07 days (Urata et al. 2005b). On the other hand, the afterglow behavior of GRB 041006 depends on its color. The B -band light curve shows a clear plateau at around 0.03 days after the burst, although its behavior in earlier epochs remains unknown. The R -band light curve shows the hint of a plateau, or a possible slope change, around 0.1 days after the burst.

Several models, based on the standard afterglow model, can be used to explain the variability in the light curve, such as the variable external density (e.g., Lazzati et al. 2002), refreshed shock (Rees & Mészáros 1998; Kumar & Piran 2000a; Sari & Mészáros 2000), and patchy shell models (Kumar & Piran 2000b). To explain the present multiband light curves, these models require similar temporal behavior in each band. If the light curve of GRB 041006 does not show a color change, it should have two bumps with almost the same amplitudes. The patchy shell model is not suitable to explain current light curves in this case. This is because the model predicts that the amplitude of the fluctuations in the afterglow light curve is expected to decrease with time proportional to the Lorentz factor.

The suggested second component may be identified with the brightening phase of the standard afterglow model of Sari et al. (1998), which predicts that the evolution consists of four phases involving a convex-shaped period; the brightening phase can be expressed with a power-law index of 0.5. To describe the plateau phase together with the monotonically decreasing first component, we use a single power law plus a smoothly broken power law function expressed as

$$F_\nu(t) = \frac{F_\nu^*}{(t/t_b)^{\alpha_1} + (t/t_b)^{\alpha_2}}, \quad (1)$$

with α_1 fixed at 0.5 after Sari et al. (1998). We obtain an acceptable fit for the R -band light curve with $\alpha = -1.07 \pm 0.01$, $\alpha_2 = -1.49 \pm 0.03$, and $t_b = 0.143 \pm 0.012$ ($\chi^2/\nu = 1.19$ with $\nu = 66$). We also fit the B - and V -band light curves with the same function. For better constraints, we fix $\alpha_1 = -1.0$ for the B band and $\alpha_2 = -1.4$ for the V band. Due to the lack of data points for the former components in the B band and the latter components in the V band, these values come from the result of R -band fitting. For the B band, we obtained $\alpha_2 = -1.47 \pm 0.07$ and $t_b = 0.0675 \pm 0.005$ ($\chi^2/\nu = 0.47$ with $\nu = 7$); for the V band, $\alpha = -1.08 \pm 0.02$ and $t_b = 0.073 \pm 0.006$ ($\chi^2/\nu = 0.83$ with $\nu = 8$). In Figure 2 these best-fit functions are superposed on the B -, V -, and R -band data points. Based on the equation (Sari et al. 1998)

$$\nu_m = 5.7 \times 10^{14} \epsilon_B^{1/2} \epsilon_e^2 E_{52}^{1/2} t_d^{-3/2} \text{ Hz}, \quad (2)$$

we can estimate the strength parameter of the magnetic field ϵ_B and/or the injected electrons parameter ϵ_e as $\epsilon_B^{1/2} \epsilon_e^2 = 4.1 \times 10^{-3}$. This value is consistent with the result of Panaitescu & Kumar (2001, 2002), which was estimated from late-time multifrequency afterglow observations.

About the first component, the decay index is $\alpha = -0.92$ and the back-extrapolated power-law function can successfully account for the point at 14.4 minutes after the burst observed by ROTSE-III (Yost et al. 2004). The temporal index is considered to be directly related to the prompt emission, as observed in the case of GRB 990123 (Akerlof et al. 1999) or GRB 030418 (Rykoff et al. 2004). However, the temporal index is inconsistent with the values (-0.5 or -2) predicted by the reverse-shock model (Kobayashi 2000). Thus the first component is not likely to be an optical flash, such as is the case for GRB 990123. Considering the above discussion, one possible explanation is that these emissions come from multiple jets and/or subjets (Nakamura 2000; Yamazaki et al. 2004). In the multiple-jet case, the former emissions and the latter components are caused by narrower and wider jets, respectively.

6. CONCLUSION

Thanks to our EAFON observations, we have obtained early B -, V -, and R -band possible rebrightening episodes for GRB 041006. While there are several other afterglows similar to GRB 050319 (Wozniak et al. 2005; Huang et al. 2007) and GRB 050525a (Klotz et al. 2005) for which the early optical behaviors may possibly be similar to that of GRB 041006, their physical mechanism is not clear, due to the general lack of color/spectrum information on the early optical afterglows. The present work has provided some hints for the current shallow decaying of the X-ray and optical behaviors.

We thank the staff and observers at the Kiso, Lulin, and Xinglong Observatories for the various arrangements. Y. U. acknowledges support from the Japan Society for the Promotion of Science (JSPS) through JSPS Research Fellowships for Young Scientists. This work is also partly supported by grants NSC 95-2752-M-008-001-PAE and NSC 95-2112-M-008-021.

REFERENCES

- Akerlof, C., et al. 1999, *Nature*, 398, 400
- Ayani, K., & Yamaoka, H. 2004, *GCN Circ.* 2779, <http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn/gcn3/2779.gcn3>
- Da Costa, G., Novel, G., & Price, P. A. 2004, *GCN Circ.* 2765, <http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn/gcn3/2765.gcn3>
- Fugazza, D., et al. 2004, *GCN Circ.* 2782, <http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn/gcn3/2782.gcn3>
- Galassi, M., et al. 2004, *GCN Circ.* 2770, <http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn/gcn3/2770.gcn3>
- Henden, A. 2004, *GCN Circ.* 2801, <http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn/gcn3/2801.gcn3>
- Huang, K. Y., et al. 2007, *ApJ*, 654, L25
- Kahharov, B., Asfandiyarov, I., Ibrahimov, M., Sharapov, D., Pozanenko, A., Rummyantsev, V., & Beskin, G. 2004, *GCN Circ.* 2775, <http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn/gcn3/2775.gcn3>
- Kinoshita, D., et al. 2005, *Chinese J. Astron. Astrophys.*, 5, 315
- Kinugasa, K., & Torii, K. 2004, *GCN Circ.* 2832, <http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn/gcn3/2832.gcn3>
- Klotz, A., Boër, M., Atteia, J. D., Stratta, G., Behrend, R., Malacrino, F., & Damerdjì, Y. 2005, *A&A*, 439, L35
- Kobayashi, S. 2000, *ApJ*, 545, 807
- Kumar, P., & Piran, T. 2000a, *ApJ*, 532, 286
- . 2000b, *ApJ*, 535, 152
- Landolt, A. U. 1992, *AJ*, 104, 340
- Lazzati, D., Rossi, D., Covino, S., Ghisellini, G., & Malesani, D. 2002, *A&A*, 396, L5
- Misra, K., & Pandey, S. B. 2004, *GCN Circ.* 2794, <http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn/gcn3/2794.gcn3>
- Monfardini, A., et al. 2004, *GCN Circ.* 2790, <http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn/gcn3/2790.gcn3>
- Nakamura, T. 2000, *ApJ*, 534, L159
- Panaitescu, A., & Kumar, P. 2001, *ApJ*, 560, L49
- . 2002, *ApJ*, 571, 779
- Price, P. A., et al. 2004, *GCN Circ.* 2791, <http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn/gcn3/2791.gcn3>
- Rees, M. J., & Mészáros, P. 1998, *ApJ*, 496, L1
- Rykoff, E. S., et al. 2004, *ApJ*, 601, 1013
- Sari, R., & Mészáros, P. 2000, *ApJ*, 535, L33
- Sari, R., Piran, T., & Halpern, J. P. 1999, *ApJ*, 519, L17
- Sari, R., Piran, T., & Narayan, R. 1998, *ApJ*, 497, L17
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525
- Shirasaki, Y., et al. 2003, *PASJ*, 55, 1033
- Soderberg, A., et al. 2006, *ApJ*, 636, 391
- Stanek, K. Z., et al. 2006, *ApJ*, 636, L5
- Urata, Y., et al. 2005a, *Nuovo Cimento C*, 28, 775
- . 2005b, *Nuovo Cimento C*, 28, 779
- Wozniak, P. R., Vestrand, W. T., Wren, J. A., White, R. R., Evans, S. M., & Casperson, D. 2005, *ApJ*, 627, L13
- Yamazaki, R., Ioka, K., & Nakamura, T. 2004, *ApJ*, 607, L103
- Yost, S., Smith, D. A., Rykoff, E. S., & Swan, H. 2004, *GCN Circ.* 2776, <http://gcn.gsfc.nasa.gov/gcn/gcn3/2776.gcn3>

FOLLOW-UP OBSERVATIONS OF PULSATING SUBDWARF B STARS: MULTISITE CAMPAIGNS ON PG 1618+563B AND PG 0048+091

M. D. REED,¹ S. J. O'TOOLE,^{2,3} D. M. TERNDROP,⁴ J. R. EGGEN,¹ A.-Y. ZHOU,¹ D. AN,⁴ C.-W. CHEN,⁵
W. P. CHEN,⁵ H.-C. LIN,⁵ C. AKAN,⁶ O. ÇAKIRLI,⁶ H. WORTERS,^{7,8} D. KILKENNY,⁷ M. SIWAK,⁹
S. ZOLA,^{9,10} SEUNG-LEE KIM,¹¹ G. A. GELVEN,¹ S. L. HARMS,¹ AND G. W. WOLF¹

Received 2006 July 19; accepted 2007 April 6

ABSTRACT

We present follow-up observations of pulsating subdwarf B (sdB) stars as part of our efforts to resolve the pulsation spectra for use in asteroseismological analyses. This paper reports on multisite campaigns of the pulsating sdB stars PG 1618+563B and PG 0048+091. Data were obtained from observatories placed around the globe for coverage from all longitudes. For PG 1618+563B, our five-site campaign uncovered a dichotomy of pulsation states. Early during the campaign the amplitudes and phases (and perhaps frequencies) were quite variable, while data obtained late in the campaign were able to fully resolve five stable pulsation frequencies. For PG 0048+091, our five-site campaign uncovered a plethora of frequencies with short pulsation lifetimes. We find them to have observed properties consistent with stochastically excited oscillations, an unexpected result for subdwarf B stars. We discuss our findings and their impact on subdwarf B asteroseismology.

Subject headings: binaries: close — stars: general

Online material: color figures

1. INTRODUCTION

Subdwarf B (sdB) stars are thought to have masses about $0.5 M_{\odot}$, with thin ($<10^{-2} M_{\odot}$) hydrogen shells and temperatures from 22,000 to 40,000 K (Saffer et al. 1994). They are horizontal branch stars that have shed nearly all of their H-rich outer envelopes near the tip of the red giant branch and as He-flash survivors, it is hoped that asteroseismology can place constraints on several interesting phenomena. Subdwarf B star pulsations come in two varieties: short period (90–600 s; EC 14026 stars after that prototype, officially V361 Hya stars, or sdBV stars) with amplitudes typically near 1%, and long period (45 minutes to 2 hr; PG 1716 stars after that prototype or LPsdBV stars) with amplitudes typically $<0.1\%$. For more on pulsating sdB stars, see Kilkenney (2002) and Green et al. (2003) for observational reviews and Charpinet et al. (2001) for a review of the proposed pulsation mechanism. For this work, our interest is the sdBV (EC 14026) class of pulsators.

In order for asteroseismology to discern the internal conditions of variable stars, the pulsation “mode” must be identified from the temporal spectrum (also called pulsation spectrum or Fourier transform [FT]). The mode is represented mathematically

by spherical harmonics with quantum numbers n (or k), l , and m . For nonradial, multimode pulsators the periods, frequencies, and/or the spacings between them are most often used to discern the spherical harmonics (see, e.g., Winget et al. 1991). These known modes are then matched to models that are additionally constrained by nonasteroseismic observations, typically T_{eff} and $\log g$ from spectroscopy. Within such constraints, the model that most closely reproduces the observed pulsation periods (or period spacing) for the constrained modes is inferred to be the correct one. Occasionally such models can be confirmed by independent measurements (Reed et al. 2000, 2004; Kawaler 1999), but usually it is impossible to uniquely identify the spherical harmonics and asteroseismology cannot be applied to obtain a unique conclusion. Such has been the case for sdBV stars, which seldom show multiplet structure (i.e., even frequency spacings) that may be used to observationally constrain the pulsation modes. However, relatively few sdBV stars have been observed sufficiently to know the details of their pulsation spectra. The goal of our work is to fully resolve the pulsation spectrum, search for multiplet structure, and examine the characteristics of the pulsation frequencies over the course of our observations.

In this paper we report on multisite follow-up observations of the pulsating sdB stars PG 1618+563B (hereafter PG 1618B) and PG 0048+091 (hereafter PG 0048) obtained during 2005. PG 1618B was discovered to be a variable star by Silvotti et al. (2000, hereafter S00), who detected frequencies of 6.95 and 7.18 mHz ($P \approx 144$ and 139 s, respectively) from short data runs (<2.3 hr) obtained during seven nights, three of which were separated by 3 months. PG 1618 is an optical double consisting of a main-sequence F-type star (component *A*) with an sdB star (component *B*) at a separation of $3.7''$. The combined brightness is $V = 11.8$, while the sdB component has $V \approx 13.5$. The discovery data used a combination of photoelectric photometry, which did not resolve the double, and CCD data that did. The combined flux of the double in the former would have reduced the pulsation amplitudes. From spectra obtained at Calar Alto, S00 determined that $T_{\text{eff}} = 33,900 \pm 1500$ K and $\log g = 5.80 \pm 0.2$.

¹ Department of Physics, Astronomy, and Materials Science, Missouri State University, Springfield, MO 65897.

² Anglo-Australian Observatory, Epping NSW 1710, Australia.

³ Dr. Remeis-Sternwarte, Astronomisches Institut der Universität Erlangen-Nürnberg, Bamberg 96049, Germany.

⁴ The Ohio State University, Columbus, OH 43210.

⁵ Graduate Institute of Astronomy, National Central University, Chung-Li, Taiwan.

⁶ Ege University Observatory, 35100 Bornova-Izmir, Turkey.

⁷ South African Astronomical Observatory, Observatory 7935, South Africa.

⁸ Centre for Astrophysics, University of Central Lancashire, Preston PR1 2HE, UK.

⁹ Astronomical Observatory, Jagiellonian University, 30-244 Cracow, Poland.

¹⁰ Mount Suhora Observatory of the Pedagogical University, PL-30-084 Cracow, Poland.

¹¹ Korea Astronomy and Space Science Institute, Daejeon, 305-348, South Korea.

TABLE 1
OBSERVATION RECORD FOR PG 1618B

Run	Date (UT)	Start Time	Length (hr)	Integration Time (s)	Observatory
suh16mar.....	Mar 17	00:07:58	3.3	10	Suhora 0.6 m
lul031705.....	Mar 17	16:46:33	5.6	10	Lulin 1.0 m
McD031805.....	Mar 18	04:34:00	1.1	5	McDonald 2.1 m
lul031805.....	Mar 18	15:14:24	6.1	10	Lulin 1.0 m
McD031905.....	Mar 19	08:40:40	3.1	5	McDonald 2.1 m
lul031905.....	Mar 19	19:58:41	1.3	15	Lulin 1.0 m
baker032005.....	Mar 20	04:29:30	5.6	25	Baker 0.4 m
McD032005.....	Mar 20	06:35:00	5.8	5	McDonald 2.1 m
lul032005.....	Mar 20	15:17:19	6.0	10	Lulin 1.0 m
suh20mar.....	Mar 20	18:59:00	8.3	10	Suhora 0.6 m
lul032105.....	Mar 21	16:44:59	0.7	15	Lulin 1.0 m
suh21mar.....	Mar 21	18:20:20	8.6	20	Suhora 0.6 m
McD032205.....	Mar 22	04:33:00	7.8	5	McDonald 2.1 m
suh22mar.....	Mar 22	18:40:40	2.2	20	Suhora 0.6 m
McD032305.....	Mar 23	04:12:10	8.0	5	McDonald 2.1 m
mdr299.....	Mar 29	04:11:15	4.7	15	Baker 0.4 m
mdr301.....	Mar 31	04:28:10	7.0	15	Baker 0.4 m
mdr302.....	Apr 2	02:53:10	8.1	10	Baker 0.4 m
bak040305.....	Apr 3	03:20:46	7.9	15	Baker 0.4 m
bak040405.....	Apr 4	04:23:10	5.6	15	Baker 0.4 m
bak040505.....	Apr 5	03:17:10	6.6	10	Baker 0.4 m
bak041405.....	Apr 14	03:45:00	7.1	10	Baker 0.4 m
bak041505.....	Apr 15	02:26:30	8.4	10	Baker 0.4 m
bak041605.....	Apr 16	02:50:30	7.9	10	Baker 0.4 m
bak041705.....	Apr 17	03:18:50	5.3	15	Baker 0.4 m
bak041805.....	Apr 18	02:56:00	7.7	15	Baker 0.4 m
mdm042605.....	Apr 26	04:25:30	7.3	5	MDM 2.4 m
mdm042705.....	Apr 27	04:16:50	7.6	5	MDM 2.4 m
mdm042805.....	Apr 28	04:14:00	7.8	3	MDM 2.4 m
mdm042905.....	Apr 29	04:18:00	1.6	5	MDM 2.4 m
mdm043005.....	Apr 30	04:04:30	7.8	3	MDM 2.4 m
mdm050105.....	May 1	04:05:30	7.8	5	MDM 2.4 m
mdm050205.....	May 2	03:36:40	5.3	5	MDM 2.4 m

NOTE.—The first two runs were obtained in 2003, while the rest were obtained in 2004.

PG 0048 was discovered to be a variable star during 10 observing runs varying in length from 1 to 4 hr obtained in 1997 and 1998 (Koen et al. 2004, hereafter K04). As they used a variety of instruments spread over the span of a year, K04 were only able to combine two consecutive runs, from which they detected seven frequencies. However, it is obvious from their temporal spectrum that pulsation amplitudes and possibly frequencies were changing (their Fig. 3). K04 contributed this to unresolved frequencies caused by their short duration data runs. K04 also obtained an optical spectrum and examined 2MASS colors to determine that PG 0048 has a G0 V–G2 V companion, although the orbital parameters are unknown and no T_{eff} or log g estimates were given.

Here we report the results of a new program to resolve the pulsation spectra of these two stars. Section 2 describes the observations, reductions, and analysis for PG 1618B, and § 3 the same for PG 0048. Section 4 compares the results for both stars and discusses the implications for asteroseismology.

2. PG 1618B+563B

2.1. Observations

PG 1618B was observed from five observatories (Baker, MDM, McDonald, Lulin, and Suhora) over a 45 day period during spring 2005. Data obtained at MDM (2.4 m) and McDonald

(2.1 m) observatories used the same Apogee Alta U47+CCD camera. This camera is connected via USB2.0 for high-speed readout, and our binned (2×2) images had an average dead time of 1 s. Observations at Baker (0.4 m) and Lulin (1.0 m) observatories were obtained with Princeton Instruments RS1340 CCD cameras. Data obtained at Baker Observatory were binned 2×2 with an average dead time of 1 s, while observations from Lulin Observatory used a 392×436 subframe at 1×1 binning with an average dead time of 6 s. The Mount Suhora Astronomical Observatory (0.6 m) data were obtained with a photomultiplier tube photometer that has microsecond dead times. Observations obtained at McDonald, Baker, and MDM observatories used a red cutoff (BG40) filter, so the transmission is virtually the same as the blue photoelectric observations from Suhora Observatory. Observations from Lulin Observatory used a Johnson B filter, which slightly reduced the amount of light collected compared to other observations, but does not impose any significant phase and/or amplitude changes compared to other observations (Koen 1998; Zhou et al. 2006). Accurate time was kept using NTP (Baker, McDonald, and MDM observatories) or GPS receivers (Lulin and Suhora observatories) and corrected to barycentric time during data reductions. Run details are provided in Table 1.

Standard procedures of image reduction, including bias subtraction, dark current and flat-field correction, were followed using

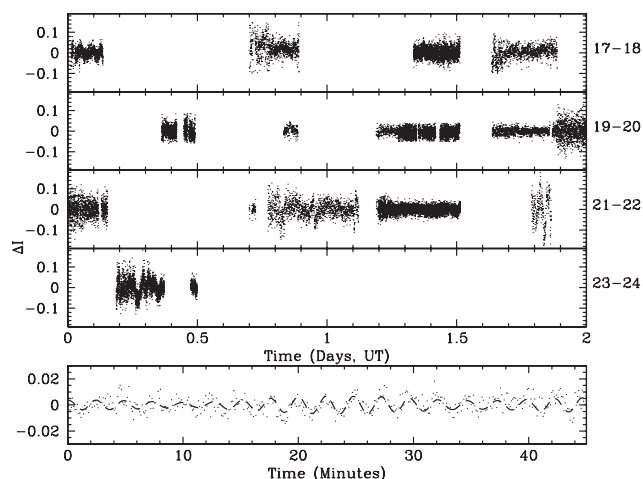


FIG. 1.—Light curves for PG 1618B data. The top four panels show the coverage during the multisite portion of the campaign from 2005 March 17–24, while the bottom panel shows an enlarged section of a run obtained at MDM. Note that the scales are different for the bottom panel. The line indicates our fit to the data.

IRAF¹² packages. Differential magnitudes were extracted from the calibrated images using *momf* (Kjeldsen & Frandsen 1992) or occasionally they were extracted using IRAF aperture photometry with extinction and cloud corrections using the normalized intensities of several field stars, depending on conditions. Photoelectric data reductions proceeded using standard Whole Earth Telescope reduction packages (Nather et al. 1990). As sdB stars are substantially hotter, and thus bluer, than typical field stars, differential light curves using an ensemble of comparison stars are not flat due to differential atmospheric and color extinctions. A low-order polynomial was fit to remove these trends from the data on a night-by-night basis. Finally, the light curves are normalized by their average flux and centered around zero so the reported differential intensities are $\Delta I = (I/\langle I \rangle) - 1$. Amplitudes are given as millimodulation amplitudes (mma) with an amplitude of 10 mma corresponding to an intensity change of 1.0% or 9.2 millimagitudes.

The companion of PG 1618B adds a complication to the reductions in that data obtained at McDonald and MDM observatories resolved the optical double, but those from other observatories did not. Using our data for which the stars are resolved, we determined that component A contributes 67.3% of the total flux. To correct the unresolved data, we created a fitting function by smoothing the data over many points (around 50 points per box), multi-

plying it by 0.673 and subtracting it from the unresolved data. While this process effectively removes the flux from PG 1618A, it cannot correct for the noise of this component, which remains behind. As such, the corrected data are noisier, limiting their usefulness.

Multiple-longitude coverage was only obtained during the first week of the campaign. A total of 73.5 hr of data were collected from three observatories (McDonald, Lulin, and Suhora), which provided a 47% duty cycle. Subsequent data were obtained only in Missouri (Baker Observatory) and Arizona (MDM Observatory). These data serve to extend the time base of observations (increasing the temporal resolution) and to decrease the noise in the temporal spectrum. Light curves showing the coverage of the first six nights of observations, as well as a portion of a typical MDM run, are provided in Figure 1.

2.2. Analysis

Our campaign was quite long (about 45 days) with a concentration of data at the beginning, but the best data (highest S/N and best conditions) were obtained at the end. We therefore grouped combinations of nightly runs into the subsets given in Table 2 for analysis. Table 2 also provides the temporal resolution (calculated as $1/t_{\text{run}}$ where t_{run} is the length of the observing run) and the 4σ detection limit (calculated using areas adjacent to the pulsation but outside of their window functions). The temporal spectra and window functions of these subsets are plotted in Figure 2. A window function is a single sine wave of arbitrary, but constant amplitude sampled at the same times as the data. The central peak of the window is the input frequency, with other peaks indicating the aliasing pattern of the data. Each peak of the data spectrum intrinsic to the star will create such an aliasing pattern. As is evident from Figure 2, the MDM data was significantly better than the rest, so we began our analysis with that subset.

Analysis of the MDM data was relatively easy and straightforward. In Figure 3 the top panel shows the original FT, while the bottom panel shows the residuals after prewhitening by the frequencies indicated by arrows. The insets show the window function (*top right*) and an expanded view of a 65 μHz region around the close doublet. Frequencies, amplitudes, and phases were determined by simultaneously fitting a nonlinear least-squares solution to the data. Since during the MDM observations the amplitudes were relatively constant, the solution proceeded as expected and prewhitening effectively removed the peaks and their aliases. The formal solution and errors for the MDM subset are given in Table 3.

Examination of the other data sets indicates that while PG 1618B was well behaved during the MDM observations, it was not at other times. This was most noticeable in our examination the data collected during the first week. While the temporal spectrum has the cleanest window function, *no* peaks are detected

¹² IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatories, which are operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under cooperative agreement with the National Science Foundation.

TABLE 2
SUBSETS OF DATA FOR PG 1618B

Set	Observatories ^a	Inclusive Dates	Resolution (μHz)	4σ Detection Limit (mma)
McD	1	Mar 18–23	2.2	1.64
MDM.....	5	Apr 26–May 2	1.9	0.55
McD+MDM	1, 5	May 18–Jun 2	0.3	0.59
Week 1	1, 2, 3	Mar 17–23	1.5	1.53
All	1, 2, 3, 4, 5	May 17–Jun 2	0.2	0.77

^a Observatories are the following: (1) McDonald; (2) Suhora; (3) Lulin; (4) Baker; and (5) MDM.

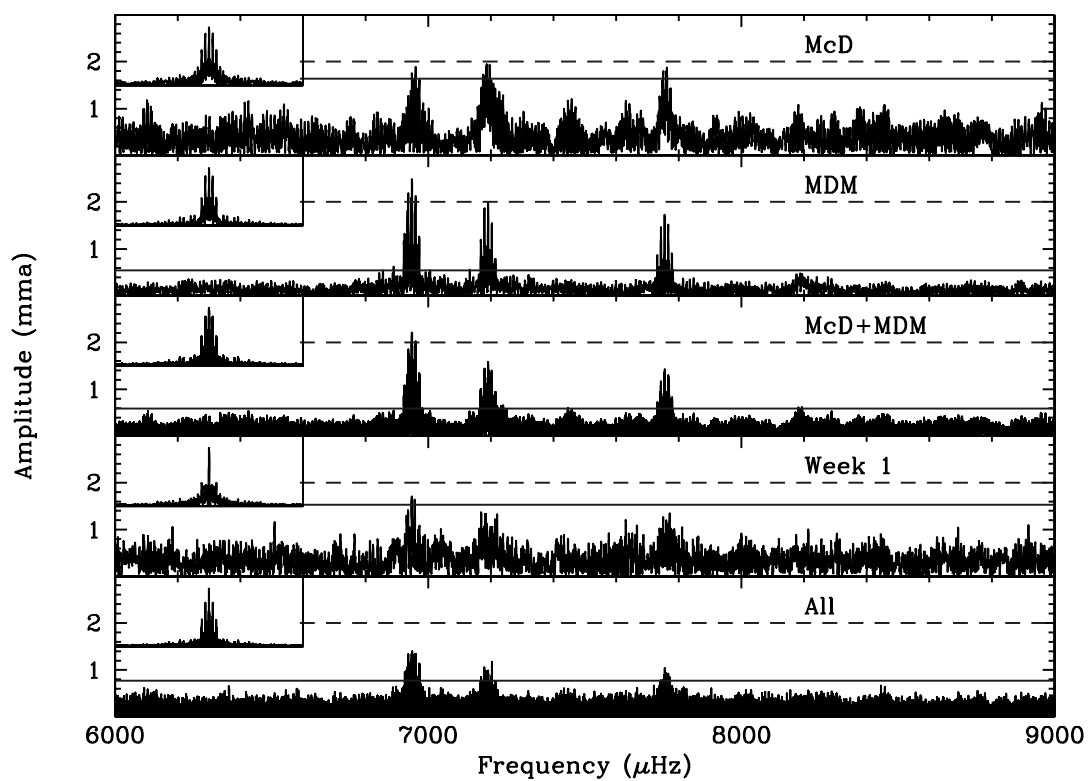


FIG. 2.—Temporal spectra of various subsets of PG 1618B data. Insets are the window functions. The solid horizontal line is the 4σ detection limit, while the dashed lines are at 2 mma in all panels. [See the electronic edition of the Journal for a color version of this figure.]

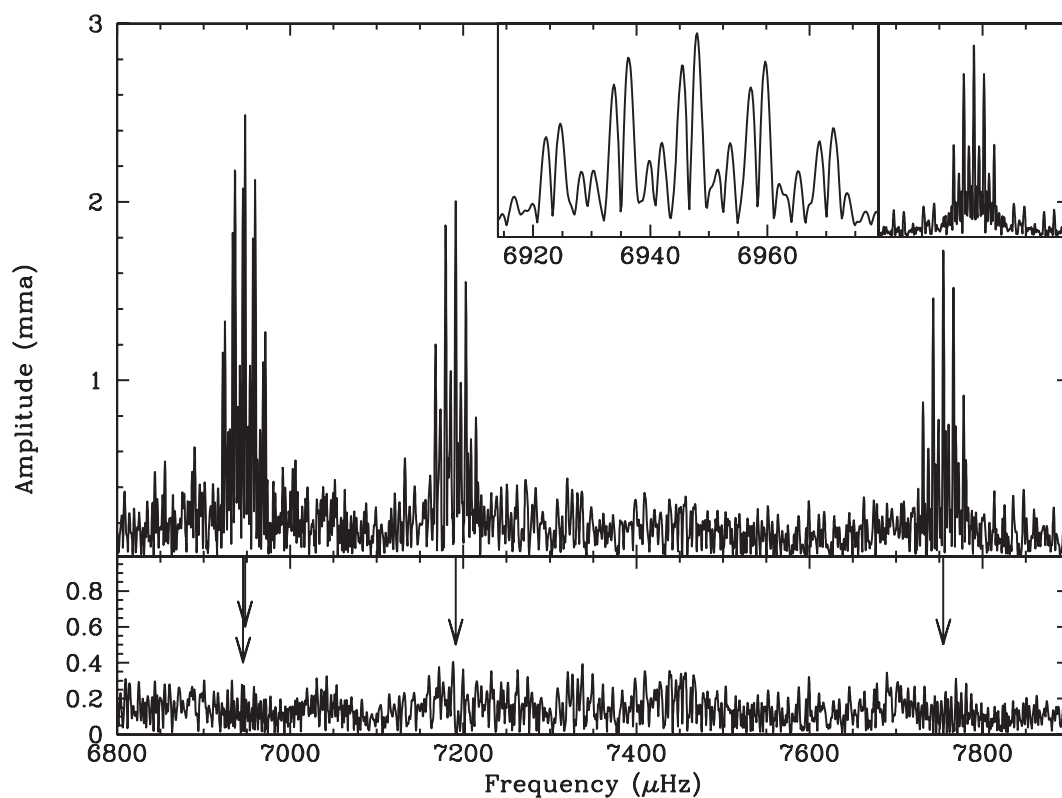


FIG. 3.—Temporal spectrum of PG 1618B data. The top panel shows the original FT of the combined MDM data, while the bottom panel shows the residuals after prewhitening. Prewhitened frequencies are indicated by arrows. Insets show an enlarged view of the frequency doublet and the window function.

TABLE 3
OUR LEAST-SQUARES FIT SOLUTION FOR THE PULSATION PERIODS,
FREQUENCIES, AND AMPLITUDES DETECTED IN PG 1618B

Designation	Period (s)	Frequency (μHz)	Amplitude (mma)
$f1^*$	108.7092 (0.0518)	9198.85 (4.38)	1.79 (0.39)
$f2^*$	122.2574 (0.0597)	8179.46 (4.00)	1.04 (0.21)
$f3$	128.9549 (0.0008)	7754.64 (0.05)	1.71 (0.09)
$f4$	139.0571 (0.0008)	7191.28 (0.04)	2.04 (0.09)
$f5$	143.9290 (0.0011)	6947.87 (0.05)	2.22 (0.10)
$f6$	143.9759 (0.0014)	6945.60 (0.07)	1.64 (0.10)

NOTES.—Formal least-squares errors are given in parentheses. Frequencies marked with an asterisk were only detected during individual runs (one each) while the remaining frequencies are from the MDM data set.

above the 4σ detection limit (1.53 mma) even though peaks are detected in individual Lulin and McDonald runs (see Fig. 4, which will be discussed in § 2.3). Combining the well-behaved MDM data with any other data set results in a decrease of amplitudes, indicating that outside of the MDM data, the amplitudes, phases, or even frequencies are not constant. If the pulsation properties were consistent throughout the campaign, data collected at smaller telescopes, with low S/N would still have been useful for reducing the overall noise. Unfortunately, such was not the case, so all we can really conclude is that the MDM data detected all the pulsations that were occurring (above the detection limit) at that time while the pulsations intrinsic to PG 1618B *must* have been more complex at other times. It would be interesting to study the longer term variability of PG 1618B, but using only 2 m class telescopes.

Outside of the combined data sets, there are two frequencies that are detected above the 4σ detection limit during individual runs. The least-squares solutions for these frequencies are provided at the end of Table 3. The frequency at $\approx 9199\ \mu\text{Hz}$ was above the noise only in the March 22 McDonald data, although a peak at the same frequency also appears in the Suhora data during March 16 and 21. The frequency at $\approx 8179\ \mu\text{Hz}$ was above the noise only in the April 30 MDM data although corresponding peaks appear in the McDonald March 18, Lulin March 18, and Suhora March 21 runs. Since they are detected above the 4σ detection criteria for those runs, we include them in our discussion that follows.

2.3. Discussion

Silvotti et al. (2000) detected two frequencies in their discovery data, while we clearly resolve four frequencies from our MDM data set and two more from individual data runs, bringing the total to six independent frequencies. We calculate the S00 resolution to be $5.5\ \mu\text{Hz}$ and estimate their noise to be about 1 mma although this is misleading in that because of their short data runs, their window function effectively covers all of the remaining pulsations. However, for a strict comparison, we can say that our MDM data alone are 3 times better in resolution and have a detection limit twice as good, although in a practical sense our MDM data are far superior solely based on the duration of our individual data runs. Had S00 observed for longer durations (particularly with their CCD setup), their data would likely have been similar to the same number of runs from our MDM set. However, it is clearly safe to say that our MDM data alone are insufficient to describe the complexity of pulsations occurring within PG 1618B. As such, the remainder of our discussion, which is based on the MDM data, can only be a *minimum* of what is really occurring.

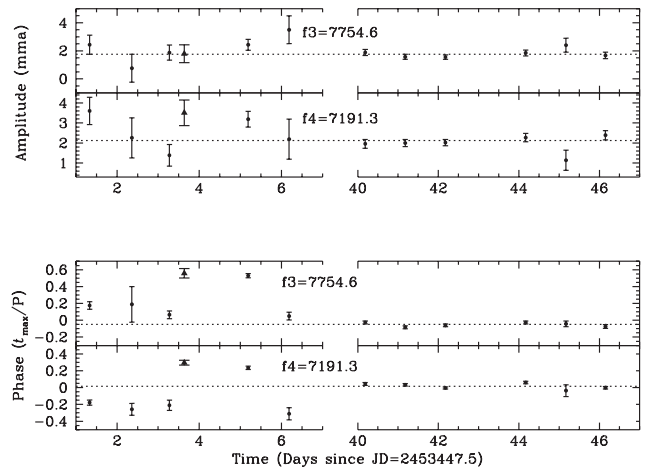


FIG. 4.—Amplitudes and phases of the two frequencies in PG 1618B that are resolvable nightly. The data are only those from McDonald and MDM observatories except for a single Lulin run (*triangle*). The dashed lines indicate our fits to the MDM data. Note that the time axis is discontinuous.

2.3.1. Constraints on the Pulsation Modes

One of our goals is to observationally identify or constrain the pulsation modes of individual frequencies. Differing m components of the same degree l have degenerate frequencies unless perturbed, typically by rotation. If a star is rotating, then each degree will separate into a multiplet of $2l + 1$ components with spacings nearly that of the rotation frequency of the star. As such, observations of multiplet structure can constrain the pulsation degree (for examples, see Winget et al. [1991] for pulsating white dwarfs and Reed et al. [2004] for sdB stars). For PG 1618B, there are no two frequency spacings that are similar, although there are not many frequencies to work with. The lack of observable multiplet structure is typical of sdBV stars but is likely limited to four possibilities: (1) Rotation is sufficiently slow that all m values remain degenerate within the frequency resolution of our data; (2) our line of sight is along the pulsation axis, with $\sin i \approx 0$, leaving only the $m = 0$ mode observable because of geometric cancellation (Pesnell 1985; Reed et al. 2005); (3) rapid internal rotation is such that m multiplets are widely spaced and uneven (Kawaler & Hostler 2005); or (4) at most one pair is part of a multiplet with an unobserved component of the multiplet.

Spectroscopy can only rule out large splittings for possibility 1 as spectroscopic limits are typically $\approx 10\ \text{km s}^{-1}$ and from Figure 1 of S00, PG 1618B appears as a “normal” sdB devoid of rapid rotation. Possibility 2 can only be determined for cases in which the sdB star is part of a close binary such that the rotation and orbital axes can be inferred to be aligned. Since PG 1618 is only an optical double at wide separation, it does not constrain the alignment of the surface spherical harmonics. Similarly, possibility 3 is virtually impossible to decipher unless the star pulsates in many (tens of) frequencies, and would still require some interrelation of spacings for modes of the same degree (Kawaler & Hostler 2005). Possibility 4 also remains an option, although a difficult one to constrain. Higher resolution (and perhaps longer duration) spectroscopy would help to answer this question, and multicolor photometry or time-series spectroscopy might also be able to discern the spherical harmonics (see Koen 1998 and O’Toole et al. 2002 for examples of each).

Another quantity that can be used to constrain the pulsation modes is the frequency density. Using the assumptions that no two frequencies share the same n and l values (except possibly the

close pair at 6946 μHz), and that high-degree $l \geq 3$ modes are not observationally favored because of geometric cancellation (Charpinet et al. 2005; Reed et al. 2005), we can ascertain whether the frequencies are too dense to be accounted for using only $l \leq 2$ modes. From stellar models, a general rule of thumb is to allow three frequencies per 1000 μHz . We will ignore f_1 , which is too distant in frequency space, and count f_5 and f_6 as a single degree l . This leaves four frequencies within 1235 μHz , which can easily be accounted for using only $l \leq 2$ modes. Indeed, even if f_5 and f_6 do not share their n and l values, the frequency spectrum can still accommodate all of the detected frequencies without invoking higher degree modes. Of course this does not mean that they are not $l \geq 3$ modes, only that the pulsation spectrum is not sufficiently dense to require their postulation.

2.3.2. Amplitude and Phase Stability

If pulsating sdB stars are observed over an extended time period, it is common to detect amplitude variability in many, if not all, of the pulsation frequencies (e.g., O'Toole et al. 2002; Reed et al. 2004; Zhou et al. 2006). Such variability can occasionally be ascribed to beating between pulsations too closely spaced to be resolved in any subset of the data. However, variations often appear in clearly resolved pulsation spectra where mode beating cannot be the cause. For PG 1618B, frequencies f_1 and f_2 are only detected during a single run each and frequencies f_5 and f_6 are too closely spaced to be resolved during individual runs, leaving only frequencies f_3 and f_4 available for analysis of amplitude variations.

Figure 4 shows the amplitude and phases of these two frequencies for individual data runs from McDonald and MDM observatories as well as a single Lulin run (*triangle*); these frequencies were not detected elsewhere. During the MDM observations, the amplitudes and phases for both frequencies are nearly constant (to within the errors) except for one low amplitude, but they have a significant variation in the McDonald and Lulin data. Of particular interest are the phases and amplitudes of f_4 , especially those during day three, in which we have both a McDonald and Lulin run that do not overlap in time. Between these two runs, the amplitude, which had been decreasing during the previous 3 days, suddenly increases to begin the same declining pattern again. The phases also show a bimodal structure early in the campaign with phases near -0.20 and $+0.25$ with the first phase jump occurring coincident with the amplitude increase. Except for the lack of sinusoidal amplitude variation, this has the appearance of unresolved pulsations. However, if the two unresolved frequencies had intrinsic amplitude variability, then it *could* reproduce the observations. However, the MDM observations, which are not only steady, but have f_4 phases intermediate to the McDonald and Lulin data, do not support this. Clearly, during the week of MDM observations, PG 1618B had neither amplitude nor phase variations and since the MDM phases do not coincide with phases from earlier in the campaign, unresolved pulsations are unlikely. Since the data obtained at MDM and McDonald observatories used the same acquisition system and time server (NTP), errors in timing also seem unlikely.

3. PG 0048+091

3.1. Observations

We originally observed PG 0048 as a secondary target during a campaign on KPD 2109+4401 (Zhou et al. 2006). Those data revealed a complex pulsation spectrum, which we could not resolve with such limited sampling and a short time base. As such,

TABLE 4
OBSERVATIONS OF PG 0048

Run	Date (UT)	Start Time	Length (Hr)	Integration Time (s)	Observatory
2004					
mdr285	Oct 10	04:21:00	6.2	15	MDM 1.3 m
mdr290	Oct 12	03:39:00	7.3	15	MDM 1.3 m
mdr295	Oct 14	03:34:00	7.4	15	MDM 1.3 m
2005					
boao	Sep 26	10:30:20	5.0	10	BOAO 1.9 m
mdm092805	Sep 28	07:32:30	4.5	15	MDM 1.3 m
mdm092905	Sep 29	02:53:00	9.5	15	MDM 1.3 m
mdm093005	Sep 30	02:44:00	9.5	15	MDM 1.3 m
turkSep3sdb	Sep 30	17:37:54	9.3	10	Tubitak 1.5 m
mdm100105	Oct 1	02:46:00	9.4	10	MDM 1.3 m
turk1Octsdb	Oct 1	21:26:58	4.1	10	Tubitak 1.5 m
mdm100205	Oct 2	09:57:30	2.3	15	MDM 1.3 m
turk2Octsdb	Oct 2	20:51:36	4.8	10	Tubitak 1.5 m
mdm100305	Oct 3	02:32:00	9.1	10	MDM 1.3 m
turk3Octsdb	Oct 3	17:41:49	8.5	10	Tubitak 1.5 m
mdm100405	Oct 4	09:24:00	2.2	15	MDM 1.3 m
mdm100505	Oct 5	02:33:00	9.4	12	MDM 1.3 m
mdm100605	Oct 6	02:23:00	9.4	10	MDM 1.3 m
mdm100705	Oct 7	02:15:00	9.6	12	MDM 1.3 m
lul7Oct	Oct 7	18:32:20	1.6	20	Lulin 1.0 m
a024	Oct 7	20:28:14	6.2	10	SAAO 1.9 m
mdm100805	Oct 8	03:17:00	8.5	15	MDM 1.3 m
a039	Oct 8	21:31:48	5.4	10	SAAO 1.9 m
mdm100905	Oct 9	02:17:00	9.3	10	MDM 1.3 m
a057	Oct 9	20:11:53	4.1	10	SAAO 1.9 m
mdm101005	Oct 10	02:06:00	9.6	10	MDM 1.3 m
a077	Oct 10	19:58:49	6.5	10	SAAO 1.9 m
mdm101105	Oct 11	02:00:00	9.6	10	MDM 1.3 m

PG 0048 was reobserved as a multisite campaign during fall 2005. Five observatories participated in the campaign with the specifics of each run provided in Table 4. Although we were a bit unlucky with weather, over the course of our 16 night campaign we obtained 167.4 hr of data for a duty cycle of 44%. Details of the observing instruments and configurations are the same as for PG 1618B, except for the following: SAAO (1.9 m) used a frame transfer CCD with millisecond dead times but only an $\approx 30'' \times 40''$ field of view, which resulted in no comparison stars within the CCD field. As such no transparency variations could be corrected and only photometric nights were used. Tubitak Observatory used a Fairchild CCD447 detector; during the first run the images had 1×1 binning with a dead time of 102 s, while subsequent runs used 2×2 binning with a dead time of 29 s. Bohyunsan Optical Astronomy Observatory (BOAO 1.9 m) data were obtained with a SiTe-424 CCD windowed to 580×445 pixels, binned 2×2 with an average dead time of 14 s. MDM and SAAO used red cutoff filters, making their responses very similar to blue-sensitive photoelectric observations, while Lulin, BOAO, and Tubitak used no filter making their sampling more to the red. As pulsations from sdB stars have little amplitude dependence in the visual and no phase dependence (Koen 1998; Zhou et al. 2006), mixing these data is not seen as a problem.

The standard procedures of image reduction, including bias subtraction, dark current, and flat-field correction, were followed using IRAF. Differential magnitudes were extracted from the calibrated images using *momf* (Kjeldsen & Frandsen 1992), except

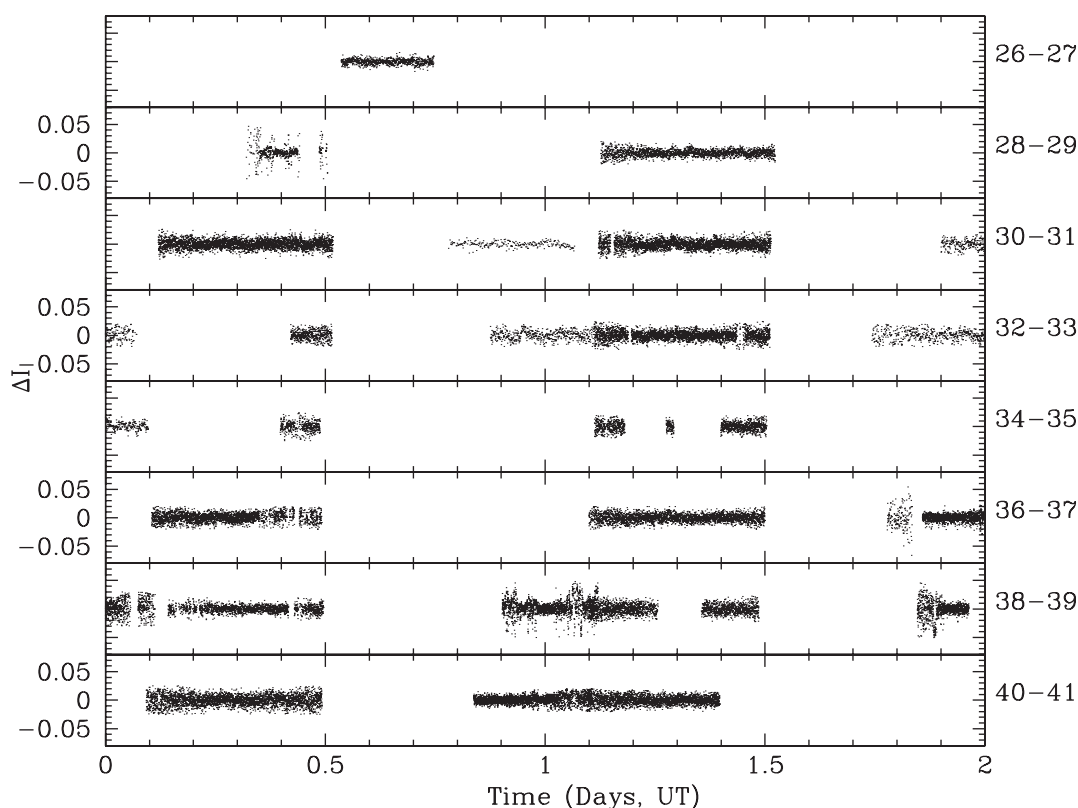


FIG. 5.—Light curves for the PG 0048 data. Each panel is 2 days.

for the SAAO data, for which we used aperture photometry because there were no comparison stars. As described for PG 1618B, we again used low-order polynomials to remove air mass trends between our blue target star and the redder comparison stars. The light curves are normalized by their average flux and centered around zero, so the reported differential intensities are $\Delta I = (I/\langle I \rangle) - 1$. Figure 5 shows the light curve of PG 0048 with each panel covering 2 days.

3.2. Analysis

During the campaign, we completed a “quick-look” analysis of data runs as early as possible to ascertain the data quality and the pulsation characteristics of the star. We noticed early on that the temporal spectra of PG 0048 changed on a nightly basis with pulsation frequencies appearing and then disappearing on subsequent nights. Likewise, we knew that our analysis would be complicated by severe amplitude variations that would limit the usefulness of prewhitening techniques and could create aliasing. Figure 6 shows the effects of amplitude variations. The full panels are pulsation spectra for three groups of data: All of the data; data obtained from September 30 through October 3; and from October 7 through October 11. The right insets are the corresponding window functions plotted on the same horizontal scale. At such large scales, the windows appear as single peaks and show that the changes in the FTs are not caused by aliasing. The central insets are individual data runs within the larger set and show the variability between runs. When sets of data are combined in which the peak amplitudes are not constant, an FT will show the average amplitude. For the frequencies that appear in only a few runs, the amplitudes are effectively quashed in the combined FT. As PG 0048 is the most pulsation variable sdB star currently known, our immediate goal is to glean as many observables from these data as

possible. While we do provide some interpretation, our aim is to provide sufficient information for theorists to test their models.

The complexity of the data meant it was necessary to analyze it using multiple techniques: We performed standard Fourier analyses on combined sets of observations to increase temporal resolution and lower the overall FT noise and analyzed individual runs of the best quality data. The analysis of individual runs represents a time-modified Fourier analysis, which is essentially a Gabór transform, except that we replace a Gaussian time discriminator with the natural beginnings and endings of the individual runs. As the best individual runs are not continuous with time (and nearly all are from MDM Observatory) the use of a Gaussian-damped traveling temporal wave discriminator (a standard Gabór transform) would not enhance the results. The temporal spectra of these runs are shown in Figure 7. Runs mdm1005 and mdm1009, although long in duration, have gaps in them because of inclement weather, whereas the other 12 runs are gap-free. For these 12 runs aliasing in the FT is not a problem and the only constraints are the width of the peaks, which are determined by run length, and the noise of the FT, which is a combination of the signal-to-noise ratio of each point and the number of data points within the run.

Frequencies, amplitudes and phases were determined using two different software packages, Period04 (Lens & Breger 2004) and a custom (Whole Earth Telescope) set of nonlinear least-squares fitting and prewhitening routines. Each of the three data combinations in Figure 6, the 12 gap-free data runs plotted in Figure 7, the three data runs obtained during 2004, and the 10 runs from the discovery data (kindly provided by C. Koen) were reduced using both software packages. Overall, more than 35 frequencies were fit during at least one data run. Table 5 provides information for 28 frequencies that have been detected above the 4σ detection limit. Column (1) lists a frequency designation, and

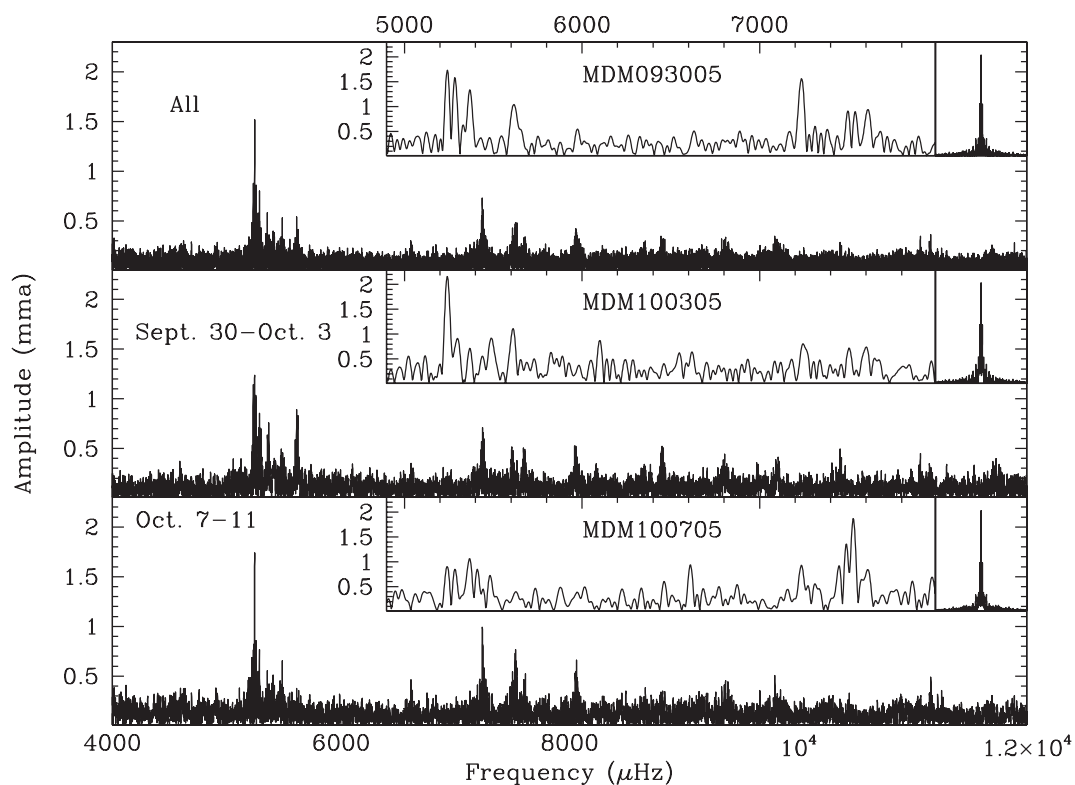


FIG. 6.—Comparison of temporal spectra for varying groups of PG 0048 data. The large panels show FTs for combinations of data (inclusive dates are labeled). The insets on the right are the window functions for the combinations of data to scale. The central insets are slightly enlarged FTs of individual runs obtained congruent with the larger panels and are labeled. They go from early to late within the campaign.

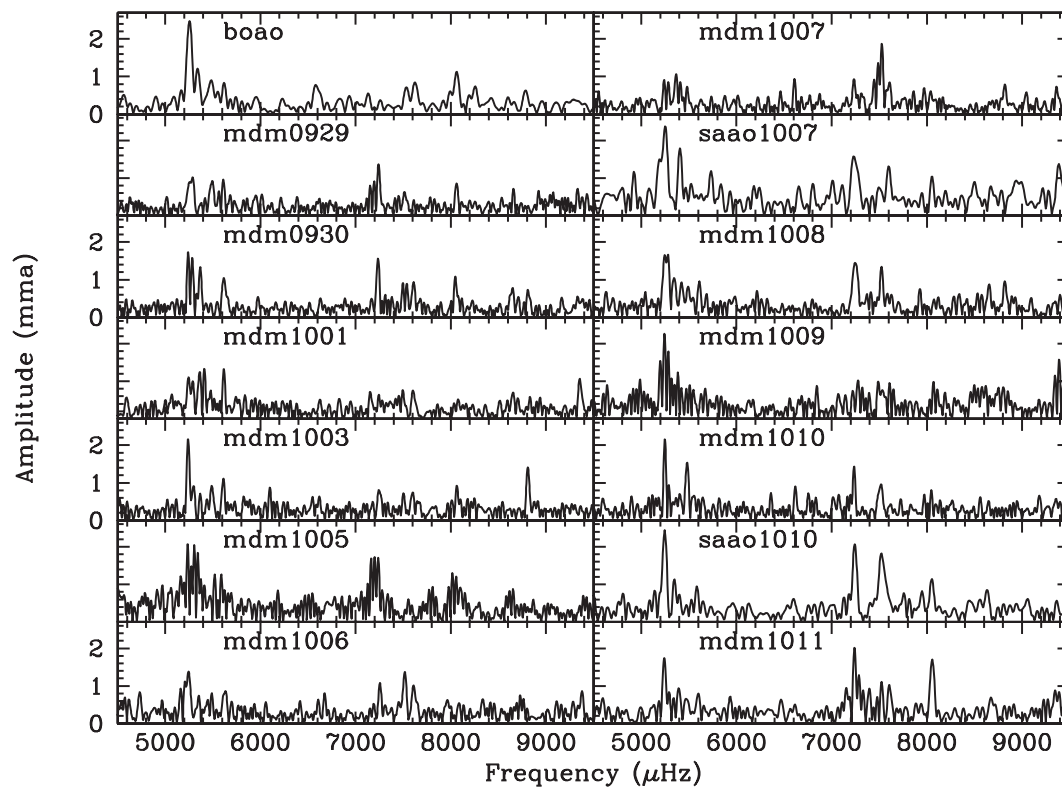


FIG. 7.—Temporal spectra for individual PG 0048 observing runs.

TABLE 5
FREQUENCIES DETECTED FOR DIFFERING SUBSETS OF PG 0048 DATA

Designation (1)	Frequency (2)	σ_{fit} (3)	σ (4)	N (5)
f_1	5203.1	...	5.9	2
f_2	5244.9	0.16	4.6	15
f_3	5287.6	0.03	3.6	8
f_4	5356.9	0.05	9.8	8
f_5	5407.0	0.07	3.2	1
f_6	5465.1	...	...	1
f_7	5487.2	0.05	8.5	7
f_8	5612.2	0.05	4.5	8
f_9	5652.9	...	...	1*
f_{10}	6609.2	...	9.0	2
f_{11}	6834.3	0.15	9.0	3*
f_{12}	7154.3	0.08	1.4	1
f_{13}	7237.0	0.04	7.0	10
f_{14}	7430.1	...	...	1
f_{15}	7501.3	0.07	...	1
f_{16}	7523.9	0.06	15.0	8
f_{17}	7560.0	...	...	1
f_{18}	7610.1	0.07	5.6	5
f_{19}	8055.5	0.06	10.1	8
f_{20}	8651.4	0.08	...	1
f_{21}	8820.6	0.08	6.4	4
f_{22}	9352.8	0.07	16.3	1
f_{23}	9385.3	0.28	8.9	1*
f_{24}	9694.6	...	...	1
f_{25}	9795.1	0.08	18.8	2
f_{26}	10366.8	0.08	1.4	2
f_{27}	11103.3	...	...	1*
f_{28}	11159.8	0.07	...	1

NOTES.—The columns indicate the following: (1) frequency designation; (2) frequency determined from a combined data set; (3) formal least-squares error from the combined data set; (4) standard deviation of frequencies detected from individual runs; and (5) number of individual 2005 and 2004 runs in which that frequency is detected. All frequencies are given in μHz . (Asterisks indicates frequencies that were not detected in 2005.)

column (2) lists the frequency as fit to the highest temporal resolution data set in which each frequency is detected with the formal least-squares errors in column (3). Column (4) provides the standard deviation of the corresponding frequencies detected in individual runs, and column (5) gives the number N of individual runs in which that frequency was detected (from 12 2005 runs and three 2004 runs). Tables 6 and 7 provide the corresponding amplitudes as fit for individual runs and various combinations of data acquired during the 2005 campaign, a reanalysis of the discovery data, and the 2004 MDM data. The last two rows of these tables provide the 4σ detection limits and temporal resolutions for the runs. Our determination that these frequencies are real and intrinsic to the star is based on (1) detection by both fitting software packages, and amplitude(s) higher than the 4σ detection limit with (2) detection during several data runs, and/or (3) detection at amplitudes too large to be associated with aliasing.

3.3. Discussion

3.3.1. Frequency Content

During our 2005 multisite campaign, we detected 24 pulsation frequencies from individual data runs plus an additional frequency from the combined data set (which was also detected in 2004). We recover all seven of the frequencies detected in the discovery data (K04), but only 14 of the 16 frequencies detected from our 2004 data. As can be seen from Table 5, PG 0048 shows an atypically

large range of frequencies for sdBV-type pulsators, especially when considering that only one frequency, f_{23} (11103.3 μHz), can be identified as a linear combination (of f_6 and f_7).

As noted in Table 5, only one frequency is detected in all of our data (f_2 : ~ 5244.9 μHz), while the next most common frequency (f_{13} : ~ 7237.0 μHz) is detected in only 11 of the 15 runs. Several frequencies are only detected once or twice (e.g., f_{12} : ~ 7154.3 μHz), and so we should test whether their amplitudes are sufficient to consider them to be real. If a particular frequency has amplitudes that are 1σ above the detection limit, then we might only expect to detect it 68% of the time.¹³ Figure 8 shows the amplitudes and 1σ errors for 12 different frequencies (four frequencies per panel) and the detection limit (*solid line*) for individual runs. The circles in the top panel are for f_2 , which is detected in every run. However, the two frequencies indicated by squares in the middle and bottom panels are only detected once, even though they are $>1\sigma$ above the detection limit. If their amplitudes were nearly constant (to within their errors), they would be detected at least 68% of the time. Another way to show this is in panel *a* of Figure 9 where the detections are plotted against their significance. We detect a total of 24 frequencies from 12 individual runs from our 2005 data. If we detected all 24 frequencies from every run, we would have made 288 detections, while we only actually made 75. The solid line shows the number of individual detections cumulative with significance (the number of standard deviations the detection was above the detection limit). In other words, 49 of our 75 detections were 2σ or less above the detection limit. The dashed line is the standard Gaussian probability distribution which shows that at 1σ significance, we should have made at least 196 (68%) detections. Since 64% of our detections are $\geq 1\sigma$, our 75 detections is well short of what we should have detected, indicating that the pulsation amplitudes are *really* falling below the detection limit. Figure 9*b* compares the number of actual detections to the maximum pulsation amplitude. As expected, there is some correlation as the higher the amplitude, the easier it is to detect that frequency. In addition, the highest amplitude (and therefore most easily detected) frequency is the same during 1997, 1998, and 2004 (f_8 : ~ 5612.2 μHz) but is only detected in $\sim \frac{1}{3}$ of our 2005 data runs during which f_2 (~ 5244.9 μHz) had the highest amplitudes. This change in pulsation amplitudes will be further discussed in § 3.3.3.

3.3.2. Constraints on Mode Identifications

As in § 2.3.1, one of the best ways to relate pulsation frequencies to pulsation modes is via multiplet structure. With such a rich pulsation spectrum, it seems likely that some of the frequencies should be related by common frequency splittings. If not, then the pulsation spectrum is too dense (discussed below) for the frequencies to consist of only low-order $l \leq 2$ modes. There are two different spacings that occur many times with splittings near 972 and 41.1 μHz . Table 8 lists these frequencies and the deviation from the average spacing between them, while Figure 10 shows them graphically. While the spacings may be important, it is difficult to attach any physical meaning to them. A spacing of 972 μHz is far too large to be associated with stellar rotation, as it corresponds to a rotation period of only 17 minutes. There is currently no high-resolution spectrum of PG 0048, and the star's main-sequence companion would complicate any attempts to measure its rotation velocity. However, the typical $v \sin i$ of sdBs is less than $\sim 5 \text{ km s}^{-1}$ (Heber et al. 2000). If we try to explain this large splitting using asymptotic theory (consecutive n

¹³ This is a lower limit since statistically, the pulsation amplitude is equally likely to be *higher* than 1σ from the detected level rather than below it.

TABLE 6
AMPLITUDES DETECTED FOR DIFFERING SUBSETS OF PG 0048 DATA DURING THE 2005 MULTISITE CAMPAIGN

DESIGNATION	SUBSET															
	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	G1	G2	G3	G4
<i>f</i> 1.....						1.11		1.69								
<i>f</i> 2.....	2.44	1.03	1.48	1.25	2.26	1.12	0.93	2.34	1.70	2.19	2.42	1.77	1.38	1.07	1.77	1.40
<i>f</i> 3.....		1.21	1.39	1.22	1.01	1.26			1.77				0.60	0.62	0.78	0.83
<i>f</i> 4.....	1.13		1.30	1.24			1.07				1.01		0.59	0.94	0.53	0.54
<i>f</i> 5.....				1.19									0.41		0.52	0.42
<i>f</i> 6.....		0.86														0.59
<i>f</i> 7.....	1.06	1.05			1.02				0.87	1.59			0.56		0.66	
<i>f</i> 8.....		0.98	1.12	1.39	1.06				1.02					0.92		0.53
<i>f</i> 10.....							0.94									
<i>f</i> 12.....		0.81											0.36			
<i>f</i> 13.....		1.36				1.04	0.95	1.68	1.50	1.46	2.13		1.07	0.79	1.08	0.78
<i>f</i> 14.....							0.83									
<i>f</i> 15.....							1.52						0.37	0.64	0.79	0.37
<i>f</i> 16.....			0.97			1.36	2.26		1.39		1.78	1.09	0.53		0.86	0.48
<i>f</i> 17.....											1.10		0.50			0.48
<i>f</i> 18.....			1.00			1.09	1.10					0.99	0.48	0.63	0.59	0.36
<i>f</i> 19.....	1.12	0.89	1.08								1.13	1.74	0.43	0.58	0.69	0.47
<i>f</i> 20.....									0.90				0.36		0.44	
<i>f</i> 21.....					1.41		0.81		0.94				0.39	0.63		
<i>f</i> 22.....				1.10									0.41	0.46		
<i>f</i> 23.....															0.44	
<i>f</i> 24.....				0.85												
<i>f</i> 25.....				1.22			0.88						0.36		0.48	0.35
<i>f</i> 26.....					0.91		1.01						0.36	0.56		
<i>f</i> 28.....												1.18	0.40		0.54	0.35
4 σ	0.96	0.75	0.84	0.85	0.90	1.02	0.76	1.60	0.84	1.07	1.00	0.91	0.31	0.47	0.43	0.28
1/ <i>T</i>	53	29	29	31	29	29	29	46	31	29	39	36	0.9	2.2	2.2	0.8

NOTES.—The last two rows give the 4 σ detection limit and the temporal resolution for each subset. All frequencies are given in μHz . Runs 1 through 12 are boao, mdm0929, mdm0930, mdm1001, mdm1003, mdm1006, mdm1007, saao1007, mdm1008, mdm1010, saao1010, and mdm1011 and runs G1 through G4 are MDM only, October 1–3, October 7–11, and all the 2005 data, respectively.

TABLE 7
AMPLITUDES DETECTED FOR THE DISCOVERY DATA AND 2004 MDM DATA

Designation	dd1	dd2	dd3	dd4	dd5	dd6	dd7	dd8	dd9	dd10	1	2	3	G1	G2	G3	G4
<i>f</i> 1.....										2.63							
<i>f</i> 2.....					3.18						1.11	1.95	2.01	2.78			1.65
<i>f</i> 3.....	5.86		3.52				2.77				1.76	4.29			2.10		1.54
<i>f</i> 4.....			3.39	2.33						3.40	1.96	1.14	1.90	1.93	1.34		1.57
<i>f</i> 5.....					1.96												0.55
<i>f</i> 7.....			1.96	1.20	2.12						0.93	0.84		1.94		2.16	0.75
<i>f</i> 8.....	4.94*	5.80	3.97	4.39	3.10	3.43	3.57	3.95	4.96		2.85	3.10	3.14	4.05	3.34	2.01	2.97
<i>f</i> 9.....													1.28				0.65
<i>f</i> 10.....													1.18				0.68
<i>f</i> 11.....											1.03	1.16	0.98		1.56		1.00
<i>f</i> 13.....											2.76	1.55	1.56				1.56
<i>f</i> 16.....	4.31*												2.28	1.22			1.26
<i>f</i> 17.....			1.55	2.17			1.69								1.40	1.56	
<i>f</i> 18.....											1.25						0.77
<i>f</i> 19.....					2.36				3.29		1.21	1.08	2.03	1.17		1.99	1.06
<i>f</i> 20.....				1.75													
<i>f</i> 21.....												0.93					0.74
<i>f</i> 22.....				2.43										1.26			
<i>f</i> 23.....												1.04					0.65
<i>f</i> 24.....																	0.53
<i>f</i> 27.....												1.00					
4 σ	5.38	3.54	1.50	1.20	1.70	2.06	1.63	3.80	3.17	2.44	0.75	0.82	0.97	1.14	1.21	1.97	0.50
1/ <i>T</i>	194	132	69	96	84	96	84	174	185	111	41	38	37	0.8	5.4		0.9

NOTES.—Runs dd1 through dd10 are tex151, tex157, tex177, tex182, tex186, dm157, dm163, ck261, ck263, and ck265, runs 1 through 3 are mdr285, mdr290, and mdr295, and runs G1 through G4 are all 1997 October, 1998 November, and 2004 data, respectively.

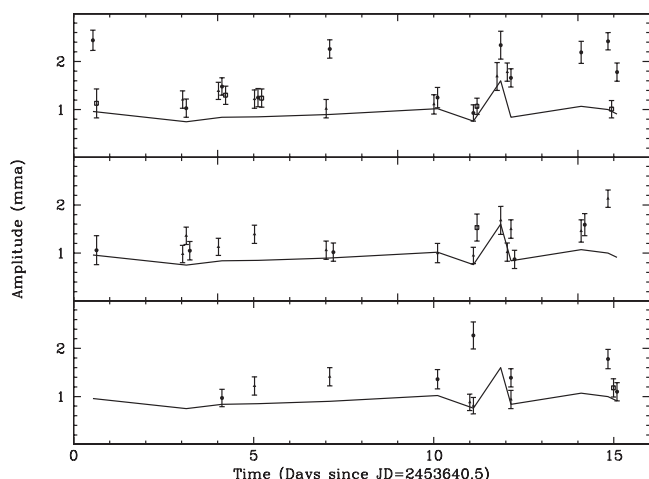


FIG. 8.—Amplitudes and errors of 12 frequencies detected in PG 0048. Each panel contains amplitudes for four frequencies (differentiated by point type and color) which may be shifted by ± 0.1 day if they overlap. The solid line is the 4σ detection limit. [See the electronic edition of the *Journal* for a color version of this figure.]

overtone rather than m multiplets), we would expect successive overtones of the radial index to be roughly evenly spaced for large n , with one series for each l degree. But the spacings observed in PG 0048 are irregular, requiring *eight* degrees (one for every line in Table 8), and $3 \leq l \leq 7$ modes have reduced visibility because of geometric cancellation (Charpinet et al. 2005; Reed et al. 2005). Theory suggests that sdBV stars should pulsate in low-overtone modes, and the spacings between successive low-overtone modes should differ by several hundreds of μHz (Charpinet et al. 2002), which again does not match what is observed.

Another asymptotic-like relation is the “Kawaler scheme,” which has been recently presented by Kawaler et al. (2006) and Vučković et al. (2006). Although it is not compatible with the

low-overtone (n) pulsation theory associated with sdB pulsators, an improved frequency fit can sometimes be obtained using an asymptotic-like formula;

$$f(i, j) = f_o + i \times \delta + j \Delta,$$

where i has integer values; j is limited to values of $-1, 0$, and 1 ; and δ is a large frequency spacing and Δ a small one. However, for the case of PG 0048, the small spacings are unrelated to the larger spacings and the larger spacings themselves do not inter-relate, but rather appear in sets with differing spacings between the sets. So this scheme is not applicable for PG 0048.

The smaller, $41.1 \mu\text{Hz}$ spacings are more akin to what we would expect for rotationally split multiplets, although still large compared to typical measured rotation rates. If the low-frequency set are all components of a single multiplet, it would require very high degree ($l \geq 5$) pulsations, which are not observationally favored (Charpinet et al. 2005; Reed et al. 2005). The same is true for the high-frequency set if f_{13} and f_{16} belong to the same set. Since they are separated by $7 \times 41.0 \mu\text{Hz}$, it is certainly possible that f_{12} - f_{13} and f_{16} - f_{18} are just two pairs, but if they are all combined into a single multiplet, it would require $l \geq 5$ again. Yet these could also be just chance superpositions.

Since PG 0048 pulsates in so many frequencies, it is important to test the significance of the spacings discussed above. We did this by producing Monte Carlo simulations, randomly placing 28 frequencies within $6000 \mu\text{Hz}$ of each other, and counting how often we could detect 14 frequency splittings the same to within about 5%. This criterion would find all but one of the splittings we actually observe. After analyzing over one million simulations, we detected *at least* 14 splittings in nearly every case. In other words, the splittings we observe are *not* statistically significant.

Another tool we can use to place constraints on mode identifications is the mode density. As mentioned in § 2.3.1, models predict roughly one overtone (n) per degree (l) per $1000 \mu\text{Hz}$, and although we have detected 28 frequencies, they are spread across nearly $6000 \mu\text{Hz}$. Since we do not detect any multiplets

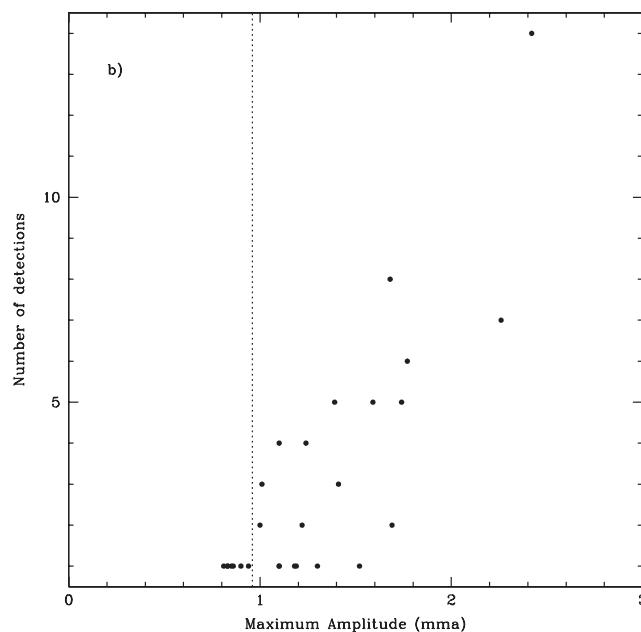
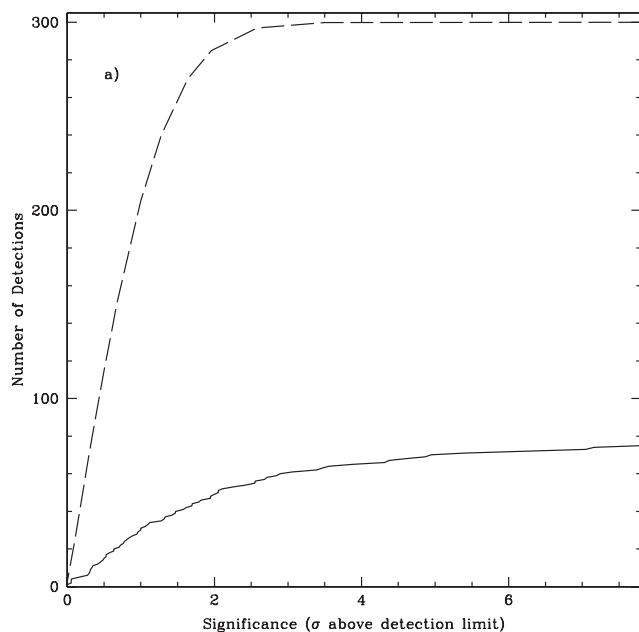


FIG. 9.—(a) The number of detections of frequencies from individual runs for PG 0048 compared to Gaussian probability. The number of possible detections (*dashed line*) compared to the amount of actual detections (*solid line*) depending on the detection significance. (b) A comparison between the number of detections for individual frequencies and the maximum amplitude detected.

TABLE 8
PG 0048 PULSATION FREQUENCIES SPLIT BY INTEGER MULTIPLES NEAR 972 AND 41.1 μHz

$l_{\min}$	Designation	Designations for Related Frequencies
Spacings of 972 μHz		
3.....	f_1	f_{12} (2, 0.2%); f_{27} (4, 1.4%)
3.....	f_7	f_{14} (2, 0.2%); f_{23} (2, 0.4%); f_{26} (1, 0.8%)
1.....	f_8	f_{10} (1, 2.4%); f_{17} (1, 2.4%)
2.....	f_9	f_{18} (2, 0.5%); f_{20} (1, 6.9%)
2.....	f_{11}	f_{21} (2, 2.0%); f_{25} (1, 0.07%)
1.....	f_3	f_{13} (2, 0.4%)
2.....	f_6	f_{22} (4, 0.2%)
Spacings of 41.1 μHz		
6.....	f_1	f_2 (1, 1.7%); f_3 (1, 3.9%); f_5 (3, 3.2%); f_7 (2, 2.4%); f_8 (3, 1.5%); f_9 (1, 0.1%)
6 (1, 1).....	f_{12}	f_{13} (2, 0.05%); $f_{16}^{\dagger}$ (7, 0.02%); f_{18} (2, 5.9%)

NOTES.—The first column gives the minimum degree l for the multiplet and the order for each row is from the top of Table 5, or in descending frequencies and the number in parentheses indicates the integer multiple between itself and the previously listed frequency and the percent deviation from 972 or 41.1 μHz .

that can be unambiguously associated with rotational splitting, it is likely the pulsations are degenerate in m .

The average mode density is 4.8 frequencies per 1000 μHz , which is too high to accommodate only $l \leq 2$, with degenerate m modes and it gets worse as the frequencies are not quite distributed equally, but rather fall into loose groups, enhancing the density locally. The regions between 5200 and 6200 and between 6600 and 7600 μHz each contains nine frequencies, and the region from 8800 to 9800 μHz has five frequencies.

If all $2l+1$ multiplets were filled (nine frequencies per 1000 μHz), the frequency density would not require any $l \geq 3$ modes. However, as we do not detect appropriate multiplets within these frequency regions, the most likely result is that PG 0048 has too high a frequency density to exclude $l \geq 3$ modes using current models.

3.3.3. Amplitude and Phase Variability

Nearly all sdBV stars show some amount of amplitude variability. However, no other sdBV star has shown variability like that

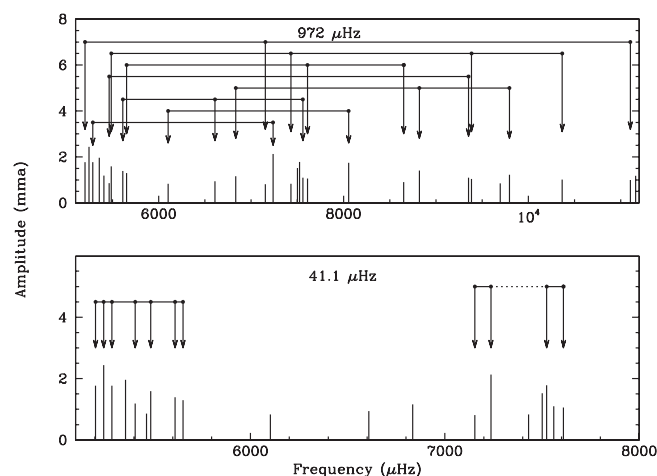


FIG. 10.—Schematic of the pulsation content of PG 0048 to indicate the nearly evenly spaced frequencies (provided in Table 8). The top panel shows the spacings that are integer multiples near 972 μHz , and the bottom panel shows those near 41.1 μHz . For clarity, each set of multiplets are connected via horizontal bars at differing heights. [See the electronic edition of the Journal for a color version of this figure.]

detected in PG 0048. An example of this is shown in Figure 11, where the same 350 μHz region is shown for the three data sets in Figure 6. The bottom two panels are subsets of the top panel, which includes all of the data, and indicate how strikingly the pulsation spectrum changes with time.

We can apply some constraints to the timescale of amplitude variability. Since pulsation frequencies can change amplitudes (even to the point of being undetectable) between individual runs, and in particular between runs from different observatories but for the same date, the next step was to divide up our longer data runs into halves. The FTs for six such runs are shown in Figure 12 with each half containing about 4 hr of data.

Particularly for runs mdm1007 (which can also be compared to saao1007) and mdm1010, the amplitudes change by factors of 2 over times as short as 4 hr. Low-amplitude frequencies can easily become undetectable within that time. Figure 13 compares the maximum and average amplitudes detected in individual runs (circles and squares, respectively) to detections in groups of data (the lines) from Table 6. If the amplitudes were simply wandering around between values detected in individual runs, then the amplitude of the combined data would be an average of these values (squares). However, since the combined amplitudes are significantly lower than the average amplitudes from individual runs, something else must be occurring to reduce the amplitudes.

Since changes in phase can impact pulsation amplitudes, we investigated that next. Figure 14 shows phases for eight of the most-often detected frequencies; f_2 is the only frequency detected in every run, and we include the half-night analysis for it. For the other seven frequencies, we only determined phases for those runs in which they were detected above the 4σ limit. While Figure 14 indicates that most phases do not appear constant with time, most are within 20%–30% of a central value.

To isolate and test the impact phase variation creates on data like ours, we analyzed simulated data with the following properties: The data are represented by a noise-free, single-frequency sine wave sampled corresponding to our 12 best individual runs with frequency f_2 . The amplitudes of each individual run are fixed at the measured values for f_2 from Table 6 and we assume that no phase changes occur during an individual run. While the properties of f_2 may not be the most representative of the variations detected, it is the only frequency detected every time, and so by using it, we sample the full range of amplitudes. If we used a different frequency, we could not know the actual pulsation amplitude

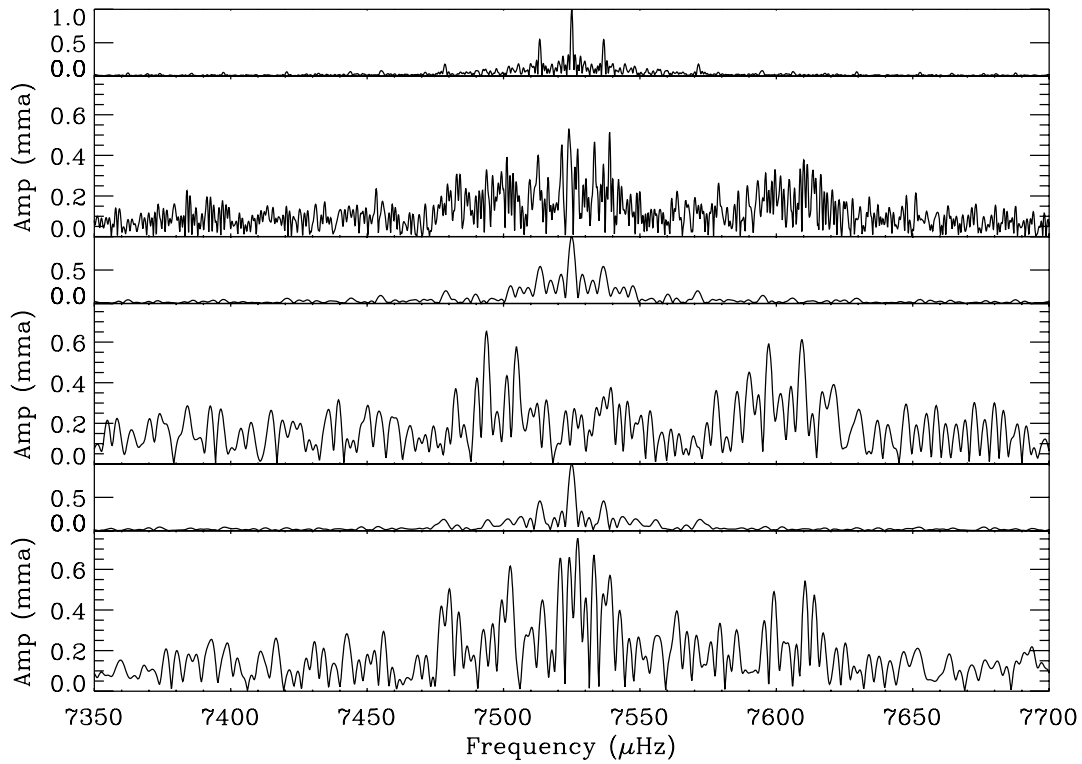


FIG. 11.—A 350 μHz region of PG 0048's FT covering three modes at ~ 7497.4 , ~ 7524.1 , and ~ 7605.9 μHz . The panels correspond to those in Fig. 6. The spectral windows at the top of each panel cover the same frequency range as the observations, to give the reader an appreciation of how dense these regions are.

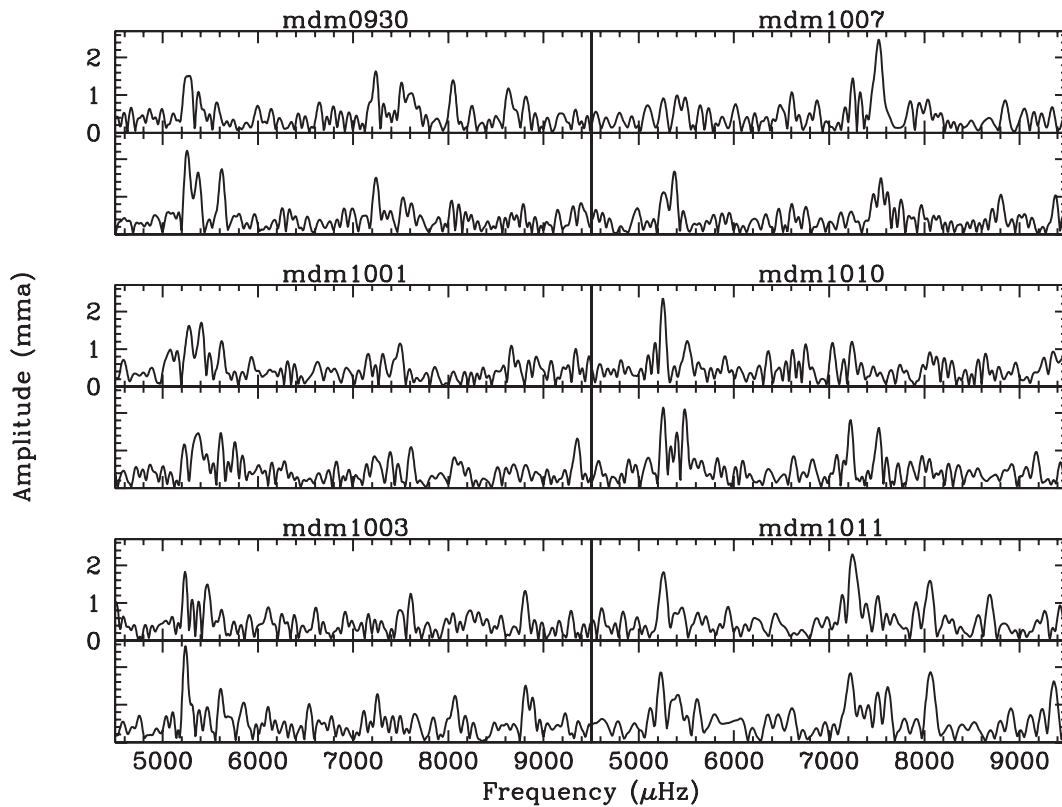


FIG. 12.—Temporal spectra for halves of individual PG 0048 observing runs.

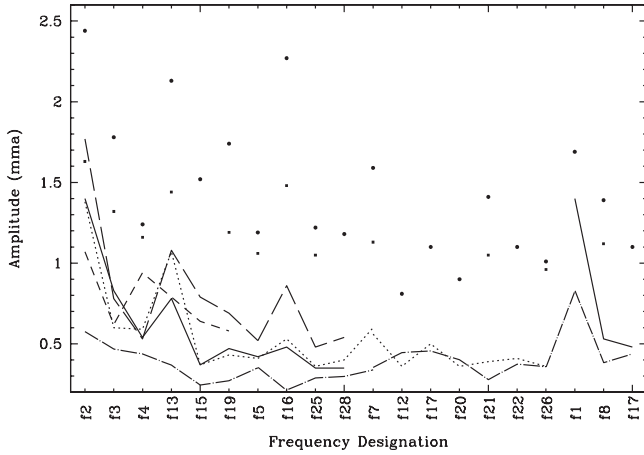


FIG. 13.—Amplitudes of frequencies detected in both individual runs and grouped data during 2005 for PG 0048. Dots indicate the maximum amplitude, and squares indicate the average amplitude from individual runs. The lines indicate amplitudes from the following group data sets (from Table 6): the dotted is for G1, the short-dashed line is for G2, the long-dashed line is for G3, the solid line is for G4, and the dot-dashed line is the $G4/A_{\max}$ ratio (or $G1/A_{\max}$ if no G4 value). [See the electronic edition of the Journal for a color version of this figure.]

during those runs without detections, and so would only be sampling the higher amplitude data points. We created simulations with the following phase properties: No change in phase, a fixed change of $\pm 10\%$ from the previous phase, a fixed change of $\pm 20\%$ from the previous phase, phases that are randomly set at the beginning of each run, and with the actual phase values for f_2 . The results of the simulations are given in Table 9 and the ratios are used in Figure 15, where they are compared with our observations. The last line of Table 9 presents results with unique answers. As expected, there is a correlation between the amplitude and the

TABLE 9
RESULTS OF SIMULATIONS FOR PHASE CHANGES USING f_2 AS THE TEMPLATE
AND A COMPARISON WITH OBSERVATIONS

Simulation (1)	$\langle A \rangle$ (2)	σ (3)	$\langle A \rangle / \langle A \rangle_{\text{ind}}$ (4)	$\langle A \rangle / A_{\max}$ (5)
10%	1.50	0.03	0.97	0.66
20%	1.35	0.10	0.88	0.60
Random	1.06	0.11	0.69	0.47

NOTES.—Col. (1) indicates how the phase was changed in the simulation and cols. (2) and (3) provide the average amplitude and standard deviation of $>100,000$ simulations. Cols. (4) and (5) provide ratios comparing amplitudes between individual runs and that of the combined simulated data set. The bottom row provides the average amplitude from the individual runs and results from the simulations with constant phase and fixed amplitudes and phases with those observed for f_2 . For comparison, the average amplitude from the individual runs is $\langle A \rangle_{\text{ind}} = 1.54$ and those from simulations with a constant phase and the phases and amplitudes measured for f_2 are $\phi_{\text{const}} = 1.44$ and A_{obs} and $\phi_{\text{obs}} = 1.49$.

amount of phase variation in that increasing changes in phase between individual runs decreases the measured amplitude of the data set as a whole. More useful are the ratios of the average amplitude to the average and maximum of the individual amplitudes ($\langle A \rangle / \langle A \rangle_{\text{ind}}$ and $\langle A \rangle / A_{\max}$). These ratios can be compared with ratios from all frequencies, as has been done in Figure 15. The shaded regions are the 1σ ratios produced from the phase simulations and the circles represent ratios with G4 data and the squares are for ratios using G1 data. The frequency ordering is the same as for Figure 12, and like Figure 12, the results indicate that for all but f_2 and possibly f_6 , the amplitudes detected in groups of data are too low compared to individual amplitudes. In addition, except for f_2 , the phases of Figure 14 (and their standard deviations given in Table 10) are in discord with the amplitude ratios in that the amplitudes are too low. There does not seem to be sufficient

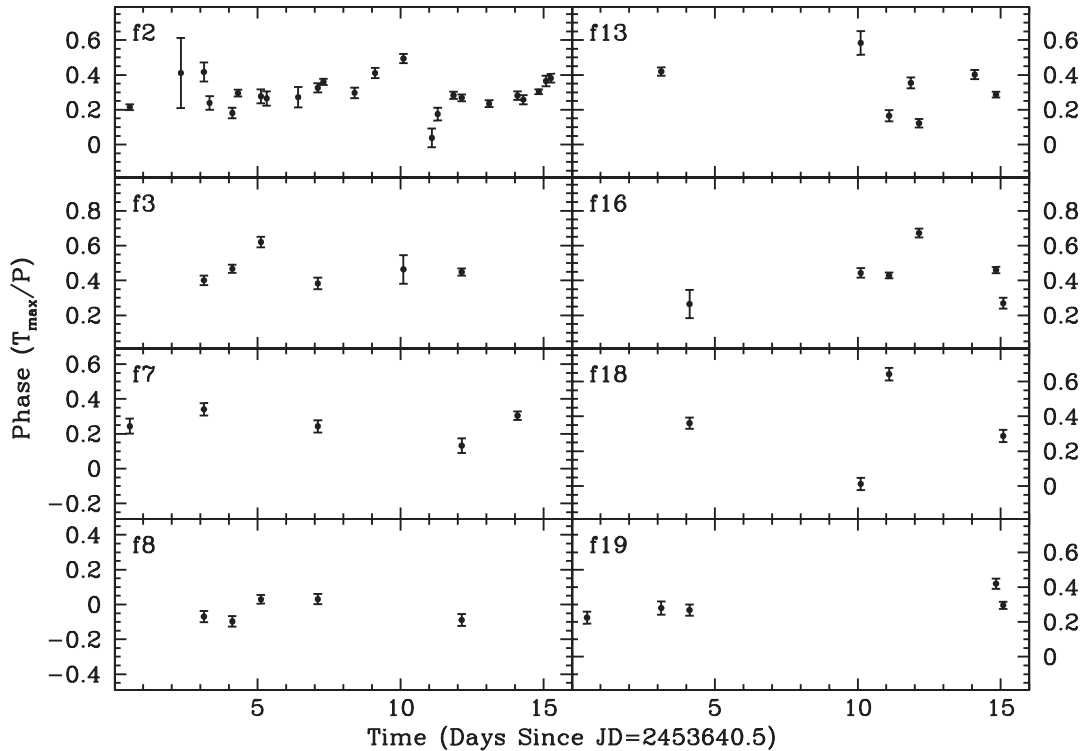


FIG. 14.—Phases of pulsation frequencies. Frequency designations are provided in each panel with phases determined only for individual runs in which the frequency was detected.

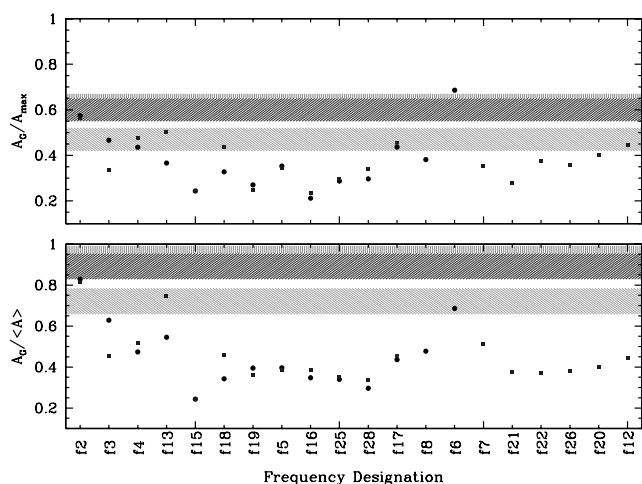


FIG. 15.—Comparison of amplitude ratios from simulations to those observed for PG 0048. The circles are for G4, and the squares are for G1 data. The vertically lined (*top*) area is for simulations with 10% phase variations, the +45° lined (*middle*) area is for simulations with 20% phase variations, and the −45° lined (*bottom*) area is for simulations with random phases. [See the electronic edition of the Journal for a color version of this figure.]

phase variation to produce the low amplitudes of the group data. As such, it seems that more extreme circumstances are required. However, that leads into a more speculative area, which we save for § 3.3.4.

We conclude our observational portion of this paper with a summary provided in Table 10. In this table we have included all

measurables (not in previous tables) discussed in this section and some that will be useful for the next section. Columns (2)–(4) consider the number of expected detections based on the average significance of the actual detections, columns (5)–(8) detail amplitudes detected for individual 2005 observing runs, columns (9)–(12) provide ratios of individual to group amplitudes, and column (13) lists the 1σ deviations of pulsation phases.

3.3.4. A Possible Cause of the Amplitude/Phase Variability

Can we determine the cause of the erratic behavior of PG 0048’s frequencies and amplitudes? We suggest that, with the possible exception of f_2 , the oscillations may be stochastically excited. While this is counter to current theory, supporting observations that we have in hand are (1) amplitudes that vary significantly between *every* individual run, and in less than ~ 4 hr; (2) the combined amplitudes are significantly lower than the average value indicating that phases are not coherent on these timescales; (3) the peaks in the FTs appear similar to those of known stochastic pulsators (compare Fig. 11 to Fig. 1 of Bedding et al. [2005] or Fig. 2 of Stello et al. [2006] for stochastic oscillators to those in, for example, Reed et al. (2004) for “normal” sdB stars); and (4) the number of actual frequency detections compared to the expected number based on significance (the ratio of the two lines in the left panel of Fig. 9). We note that this is not conclusive evidence, but is suggestive and so we will pursue a stochastic nature for PG 0048’s pulsations in the remainder of this section.

Recently, Stello et al. (2006) found that short mode lifetimes in red giants can severely limit the possibility of measuring reliable frequencies. The difficulty arises because the frequencies

TABLE 10
OBSERVED PROPERTIES OF INDIVIDUAL FREQUENCIES

Designation (1)	No. _{det} (2)	$\langle\sigma_A\rangle$ (3)	No. _{exp} (4)	$\langle A \rangle$ (5)	σ_A (6)	$\sigma_A/\langle A \rangle$ (7)	$A_{\max}$ (8)	$A_{G4}/\langle A \rangle$ (9)	$A_{G4}/A_{\max}$ (10)	$A_{G1}/\langle A \rangle$ (11)	$A_{G1}/A_{\max}$ (12)	σ_ϕ (%) (13)
f_1	2	0.38	3	1.30	0.41	0.32	1.69	...	...	...	...	...
f_2	12	3.69	12	1.69	0.53	0.31	2.44	0.83	0.57	0.82	0.57	9.6
f_3	5	2.63	11	1.32	0.22	0.17	1.77	0.63	0.47	0.45	0.34	...
f_4	5	1.59	10	1.14	0.15	0.13	1.30	0.47	0.44	0.52	0.48	8.4
f_5	2	0.92	7	1.06	0.19	0.18	1.19	0.40	0.35	0.39	0.34	...
f_6	1	0.11	1	0.86	...	...	0.86	0.67	0.67	...	...	...
f_7	5	1.16	8	1.09	0.19	0.17	1.59	...	...	0.51	0.35	7.9
f_8	5	1.50	10	1.11	0.09	0.08	1.39	0.48	0.38	...	...	6.3
f_9	1	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
f_{10}	1	1.06	8	0.94	...	...	0.94	...	...	...	...	...
f_{11}	1	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
f_{12}	1	0.33	3	0.81	...	...	0.81	...	...	0.44	0.44	...
f_{13}	7	2.32	11	1.43	0.36	0.25	2.13	0.55	0.37	0.75	0.50	15.8
f_{14}	1	0.41	3	0.83	...	...	0.83	...	...	...	...	...
f_{15}	1	2.75	11	1.52	...	...	1.52	0.24	0.24	0.24	0.24	...
f_{16}	6	2.60	11	1.38	0.44	0.32	2.26	0.35	0.21	0.38	0.23	15.0
f_{17}	1	0.50	4	1.10	...	...	1.10	0.44	0.44	0.45	0.45	...
f_{18}	4	0.94	7	1.05	0.18	0.17	1.10	0.43	0.33	0.46	0.44	25.9
f_{19}	5	1.79	10	1.19	0.26	0.22	1.74	0.39	0.27	0.36	0.25	7.3
f_{20}	1	0.32	2	0.90	...	...	0.90	...	...	0.40	0.40	...
f_{21}	3	1.16	8	1.03	0.26	0.25	1.41	...	...	0.38	0.28	...
f_{22}	1	1.32	9	1.10	...	...	1.10	...	...	0.37	0.37	...
f_{23}	1	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
f_{24}	1	0.00	1	...	...	...	...	...	...	...	...	...
f_{25}	2	2.25	11	1.03	0.24	0.23	1.22	0.34	0.29	0.35	0.30	...
f_{26}	3	0.76	6	0.94	0.17	0.18	1.01	...	...	0.41	0.36	...
f_{27}	1	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...	...
f_{28}	1	1.42	9	1.18	...	...	1.18	0.30	0.30	0.34	0.34	...

can disappear entirely, and when they are reexcited (even if this occurs prior to complete damping), they do not maintain the same phase. The parallel with our analysis of PG 0048 is clear, and this kind of variability has been seen before in sdBVs. In a study of KPD 2109+4401, Zhou et al. (2006) found substantial variation in the amplitudes of two modes during their 32 night campaign. A brief analysis found that at least one of these modes, and possibly both of them, satisfied the criterion outlined by Christensen-Dalsgaard et al. (2001, hereafter JCD01) for stochastically excited pulsations, rather than overstable driving. The criterion compares the ratio of amplitude scatter to the mean amplitude; for stochastic pulsations, this ratio should be ≈ 0.52 . Stochastic processes in pulsating sdB stars have also been discussed by Pereira & Lopes (2005) in the context of the complex sdB pulsator PG 1605+072, which is known to have variable amplitudes (O'Toole et al. 2002; Reed et al. 2007). Using the JCD01 criterion, Pereira & Lopes deduced that none of the modes of that star were consistent with stochastic excitation. However, O'Toole et al. (2002) noted amplitude changes between years, while Pereira & Lopes (2005) only studied seven nights of data, and as such their analysis was likely affected by the short length of their time series.

A limitation to the JCD01 test is that the damping times of the oscillations should be longer than the timescale used for determining the amplitudes. Our analysis of ~ 4 hr segments of PG 0048 data indicate that amplitude variations are on very short timescales that are shorter than the observing time for individual runs (see Figs. 7 and 12). We provide the JCD01 parameter values $\sigma_A/\langle A \rangle$ in column (7) of Table 10, but we suggest that the JCD01 test is not appropriate for PG 0048.

Aside from the JCD01 test, we can attempt to reproduce some of the observational properties using simple simulations with damped and randomly reexcited frequencies. The complexity of the actual data is such that we cannot hope to reproduce it directly, but instead will strive to fit the observations listed at the beginning of this section.

Our simulations follow the simple prescription (eqs. [2] and [3]) of Chaplin et al. (1997) summarized as follows. The pulsations themselves are described by sine waves of the form $A(t) = A \cos((2\pi f)(t - \phi))$, with the amplitude modified in two ways; it is damped exponentially as $A = A_o \exp(-t_e/t_d)$, where A_o is the maximum amplitude, t_e is the time since the last excitation, and t_d is the damping timescale. The pulsation is reexcited by setting $t_e = 0$ when time t exceeds an excitation timescale (t_{exc}). The time before the first reexcitation is randomly set to some fraction of the excitation timescale, and every time the pulsation is re-excited, the phase is randomly set and the excitation timescale and pulsation amplitude can vary randomly by up to 20% of their original values. The free parameters of the simulation are the input amplitude, which is the maximum amplitude attainable and the excitation and damping timescales (A_o , t_{exc} , and t_d , respectively). The simulation includes frequencies, amplitudes, and phases for up to 100 pulsations with an unlimited number of data runs (input as run start time, the number of data points, and cycle time). We will concentrate on matching the MDM runs in Table 6. This is the G1 data set with an average run length of 9.35 hr ($\sim 0.4d$), containing ~ 2800 data points each, an average detection limit of 0.88 mma, and average ratios $A_{G1}/\langle A \rangle = 0.44 \pm 0.14$ and $A_{G1}/A_{max} = 0.37 \pm 0.09$.

To match the observational constraint that the pulsation amplitude can reduce by half in a 4 hr span, the damping timescale is necessarily less than 5.8 hr. With this constraint, we produced a grid of simulations with $1 \leq t_d \leq 7$ hours in 1 hr increments and $1 \leq t_{exc} \leq 33$ hr in 2 hr increments. Qualitatively, if no reexcita-

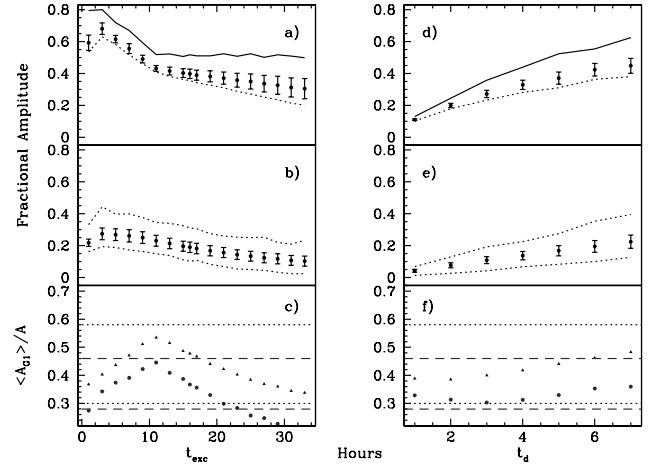


FIG. 16.—Simulations of randomly excited and damped pulsations. Panels *a*, *b*, and *c* show the effect of changing the excitation timescale for a fixed damping timescale of $t_d = 5$ hr. Panels *a* and *b* show the results of simulating a single 9.35 hr run and the nine MDM runs in Table 2, respectively. The points indicate the average amplitude with 1σ error bars, the solid line shows the maximum amplitude from an individual simulation, and the dotted line indicates the minimum amplitude detected from an individual simulation. Panel *c* shows the ratios $\langle A_{G1} \rangle / A_{max}$ (circles) and $\langle A_{G1} \rangle / \langle A_{ind} \rangle$ (triangles). The dotted black lines indicate the observed range in PG 0048 for $\langle A_{G1} \rangle / A_{max}$ ($\langle A_{G1} \rangle / \langle A_{ind} \rangle$). Panels *d*, *e*, and *f* correspond to panels *a*, *b*, and *c*, except that the excitation timescale is fixed at $t_{exc} = 19$ hr and the damping timescale is varied. [See the electronic edition of the *Journal* for a color version of this figure.]

tions occur during an individual run, the FT is single-peaked whereas multiple reexcitations create a variety of complex, multi-peaked FTs, depending on how similar the randomized phases were (the less alike the phases for each reexcitation, the lower the overall amplitude and more and similar-amplitude peaks appear in the FT). For small t_{exc} , the FT becomes increasingly complex, with most simulations resulting in many low-amplitude peaks distributed across a couple hundred μHz . However, such complex patterns are not consistent with observations and so we discount small values for t_{exc} . Amplitudes in the FT are reduced with large values of t_{exc} and small values of t_d while the scatter increases with increasing values for both. An increase in amplitude scatter is necessary to produce the low rate of detections.

As we now have all the pieces in place, we can ask how well the simulations reproduce the observational constraints we set at the beginning of this section. A selection of the results are shown in Figures 16 and 17. Panels *a*, *b*, and *c* of Figure 16 have t_d fixed at 5 hr and vary t_{exc} , whereas panels *d*, *e*, and *f* fix t_{exc} at 19 hr and vary t_d . Panels *a* and *d* are the results for individual runs, and panels *b* and *e* are for the combined nine-run data set. The points represent the average ($\langle A \rangle$) with 1σ deviations while the lines indicate maximum (A_{max}) and minimum amplitudes. Panels *c* and *f* show the ratios $\langle A_{G1} \rangle / A_{max}$ and $\langle A_{G1} \rangle / \langle A_{ind} \rangle$; the average amplitude from the combined data divided by the maximum or average amplitude from the individual runs. Figure 17 shows the expected rate of detections calculated in the following manner: The detection limit was calculated using the observed ratios $\langle A_{max} \rangle / 0.88 = 1.56$ and $\langle A \rangle / 0.88 = 1.32$ for the MDM data with an average detection limit of 0.88 mma and solving for the new detection limit. The dotted line is the observed detection rate of 26% and it is interesting that none of the simulations are that low if using the average detected amplitude. While the overall amplitudes can become quite small, the average follows that, which is used to calculate our detection limit in the top panel. However,

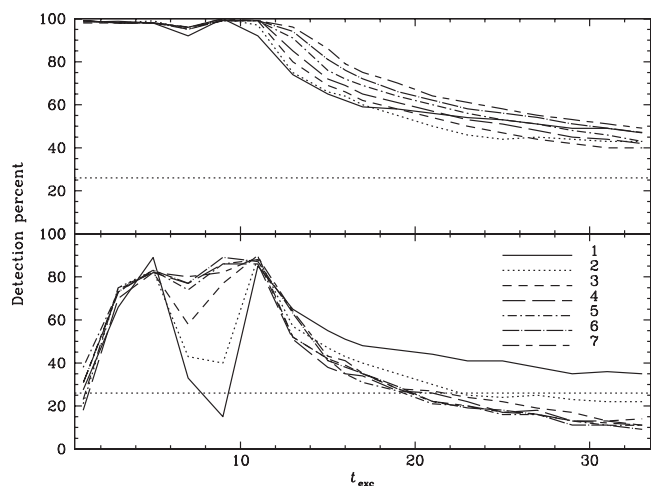


FIG. 17.—Expected fraction of detected frequencies based on simulations. The top panel uses average amplitudes, while the bottom panel uses maximum amplitudes from the simulations. Differing lines represent different values of t_d given in the legend. The dotted line is the observed 26% detection rate. [See the electronic edition of the *Journal* for a color version of this figure.]

most values of t_d matched the observed rate near $t_{\text{exc}} = 19\text{--}21$ hr using A_{max} .

The simulations that best fit the observational constraints are those which have $4 \leq t_d \leq 6$ hr and $13 \leq t_{\text{exc}} \leq 21$ hr. The lower values of t_{exc} better fit the $\langle A_{G1} \rangle / A$ ratios, while the larger values are a better match for the detection rate. These relatively simple simulations are able to fit all of the observed constraints, thus explaining the amplitude variations, their lower detection limits in groups of data, the relatively low detection rate and the appearance of the peaks in the FT. What they cannot explain however, is the relative lack of phase variability in some frequencies (although relatively few were measurable) and *why* stochastic processes should occur in the first place.

Stochastic oscillations are usually presumed to be driven by random excitations caused by convection (see Christensen-Dalsgaard 2004 for a review concerning the Sun). The He II/He III convection zone in sdB stars was investigated by Charpinet et al. (1996), who determined that it could not drive pulsations. However, it appears that they did not investigate this zone for convective motions but rather as a driver for the κ mechanism. So some ambiguity remains here.

There is also convection or semiconvection in the cores of sdB stars, and it is possible that the eigenfunctions could be sampling this region. Whatever the case, the extreme amplitude and phase variability of PG 0048 poses a significant challenge to the iron driving mechanism found by Charpinet et al. (2001) to excite pulsations in sdB stars. Although it is beyond the scope of this paper to ascertain the *cause* of the random amplitude variations, we find that the observed properties are consistent with our simplified randomly excited simulations and that the amplitude spectrum resembles those of pulsators that are stochastically driven.

4. CONCLUSIONS AND FUTURE WORK

We have carried out multisite campaigns for two sdB pulsators, PG 1618+563B and PG 0048+091 and in both cases, our observations were superior to the published discovery data, yet questions concerning these two stars still remain. Our MDM observations of PG 1618B (obtained under good conditions) show characteristics typical of about half the objects in the sdBV

(V361 Hya) class. A small number of stable (in amplitude) frequencies with a closely spaced pair. In contrast, the data obtained at McDonald observatory—under nonphotometric conditions—show PG 1618B to be a complex pulsator with four “regions” of power showing amplitude and phase variability. An ensemble analysis of any combinations of data other than the MDM set are hindered by poor least-squares fitting and amplitudes reduced below detectability. Such poor fitting can be caused by unresolved frequencies with intrinsic amplitude variability (O’Toole et al. 2002) or randomly excited pulsations (Christensen-Dalsgaard 2004). So despite having expended considerable effort to obtain not only multisite, but extended time-base observations, we were only reasonably successful at detecting pulsations from our 2 m telescope data; and these show the star to be two-faced. With this dichotomy of observational results, PG 1618B remains an interesting target for more follow-up observations; particularly to examine its long-term frequency stability.

PG 0048 is much more complex than PG 1618B, yet it too has shown somewhat stable pulsation amplitudes at one epoch (the discovery and 2004 data) and wildly variable amplitudes at another (2005). Although an extremely rich pulsator with at least 28 independent frequencies, many modes are only excited to amplitudes above the noise occasionally, often for very short lengths of time. These behaviors are consistent with stochastic pulsations, and we have performed several tests along these lines. We simulated damped and reexcited pulsations and found that the observations were best matched with damping timescales between 4 and 6 hr and excitation timescales between 13 and 19 hr. We detected common frequency splittings of 972 and 41 μHz which may be related to multiplet structure, but could reproduce these using Monte Carlo splittings of random spacings. So while they may be intrinsic to the pulsation of PG 0048, we cannot be sure. We can be sure that PG 0048’s rich pulsation spectrum is too dense to be accounted for using only $l \leq 2$ modes regardless of how many m components are present.

The observations presented in this paper provide some very interesting and confusing results. Pulsations that appear stable during some times and variable at others; attributes that have also been observed in other sdBV stars as well (KPD 2109+2752, PG 1605+072, and HS 1824+5745, just to name a few). The pulsations in PG 0048 present observables that seem best described by randomly excited oscillations which would be in contrast to the proposed driving mechanism (Charpinet et al. 2001). If validated, it would represent a new direction in sdB pulsations (and modeling too!). However, a longer time series may be the only way to clarify the nature of the oscillations in this star. Ideally this would take place on at least 2 m class telescopes and cover several weeks.

We would like to thank the time allocation committees for generous time allocations, without which this work would not have been possible; Dave Mills for his time and help with the Linux camera drivers; Chris Koen for contributing the discovery data and helpful discussions; and the anonymous referee for a helpful reorganization of the paper. This material is based in part on work supported by the National Science Foundation under grant AST 00-7480. Any opinions, findings, and conclusions or recommendations expressed in this material are those of the author(s) and do not necessarily reflect the views of the National Science Foundation. J. R. E., G. A. G., and S. L. H. were supported by the Missouri Space Grant Consortium.

REFERENCES

- Bedding, T. R., Kiss, L. L., Kjeldsen, H., Brewer, B. J., Dind, Z. E., Kawaler, S. D., & Zijlstra, A. A. 2005, *MNRAS*, 361, 1375
- Chaplin, W. J., Elsworth, Y., Howe, R., Isaak, G. R., McLeod, C. P., Miller, B. A., & New, R. 1997, *MNRAS*, 287, 51
- Charpinet, S., Fontaine, G., Brassard, P., & Dorman, B. 1996, *ApJ*, 471, L103
- Charpinet, S., Fontaine, G., & Brassard, P. 2001, *PASP*, 113, 775
- . 2002, *ApJS*, 139, 487
- Charpinet, S., Fontaine, G., & Brassard, P., Green, E. M., & Chayer, P. 2005, *A&A*, 437, 553
- Christensen-Dalsgaard, J. 2004, *Sol. Phys.*, 220, 137
- Christensen-Dalsgaard, J., Kjeldsen, H., & Mattei, J. A. 2001, *ApJ*, 562, L141 (JCD01)
- Green, E. M., et al. 2003, *ApJ*, 583, L31
- Heber, U., Reid, I. N., & Werner, K. 2000, *A&A*, 363, 198
- Kawaler, S. D. 1999, in *ASP Conf. Ser.* 169, *The 11th European White Dwarf Workshop*, ed. J.-E. Solheim (San Francisco: ASP), 158
- Kawaler, S. D., & Hostler, S. R. 2005, *ApJ*, 621, 432
- Kawaler, S., Vučković, M., & the WET Collaboration 2006, *Baltic Astron.*, 15, 283
- Kilkenny, D. 2002, in *IAU Colloq.* 185, *Radial and Nonradial Pulsations as Probes of Stellar Evolution*, ed. C. Aerts, T. Bedding, & J. Christensen-Dalsgaard (ASP Conf. Ser. 259; San Francisco: ASP), 356
- Kjeldsen, H., & Frandsen, S. 1992, *PASP*, 104, 413
- Koen, C. 1998, *MNRAS*, 300, 567
- Koen, C., O'Donoghue, D., Kilkenny, D., & Pollacco, D. L. 2004, *NewA*, 9, 565 (K04)
- Lens, P., & Breger, M. 2004, in *IAU Symp.* 224, ed. J. Zverko, J. Ziznovsky, S. J. Adelman, & W. W. Weiss (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 786
- Nather, R. E., Winget, D. E., Clemens, J. C., Hansen, C. J., & Hine, B. P. 1990, *ApJ*, 361, 309
- O'Toole, S. J., Bedding, T. R., Kjeldsen, H., Dall, T. H., & Stello, D. 2002, *MNRAS*, 334, 471
- Pereira, T. M. D., & Lopes, I. P. 2005, *ApJ*, 622, 1068
- Pesnell, W. D. 1985, *ApJ*, 292, 238
- Reed, M. D., Brondel, B. J., & Kawaler, S. D. 2005, *ApJ*, 634, 602
- Reed, M. D., Kawaler, S. D., & O'Brien, M. S. 2000, *ApJ*, 545, 429
- Reed, M. D., Terndrup, D. M., & Zhou, A. Y. 2007, *MNRAS*, in press
- Reed, M. D., et al. (The Whole Earth Telescope Collaboration) 2004, *MNRAS*, 348, 1164
- Saffer, R. A., Bergeron, P., Koester, D., & Liebert, J. 1994, *ApJ*, 432, 351
- Silvotti, R., Solheim, J.-E., Gonzalez Perez, J. M., Heber, U., Dreizler, S., Edelmann, H., Østensen, R., & Kotak, R. 2000, *A&A*, 359, 1068 (S00)
- Stello, D., Kjeldsen, H., Bedding, T. R., & Buzasi, D. 2006, *A&A*, 448, 709
- Vučković, M., et al. 2006, *ApJ*, 646, 1230
- Winget, D. E., et al. (The Whole Earth Telescope Collaboration) 1991, *ApJ*, 378, 326
- Zhou, A.-Y., et al. 2006, *MNRAS*, 367, 179

LETTER TO THE EDITOR

25143 Itokawa: direct detection of the current decelerating spin state due to YORP effect

K. Kitazato^{1,2}, M. Abe², M. Ishiguro³, and W.-H. Ip⁴

¹ Department of Earth and Planetary Science, The University of Tokyo, Bunkyo-ku, Tokyo 113-0033, Japan
 e-mail: kitazato@planeta.sci.isas.jaxa.jp

² Institute of Space and Astronautical Science, Japan Aerospace Exploration Agency, Sagami-hara, Kanagawa 229-8510, Japan

³ School of Physics and Astronomy, Seoul National University, Seoul 151-747, Korea

⁴ Institute of Space Science, National Central University, 32054 Chung Li, Taiwan

Received 25 June 2007 / Accepted 9 July 2007

ABSTRACT

Aims. The Hayabusa mission revealed fundamental physical properties of the small near-Earth asteroid 25143 Itokawa, such as shape and mass, during its rendezvous with the asteroid in 2005. Resulting from this, the YORP-induced change in the asteroid's spin state has been predicted theoretically. The purpose of this study is to investigate the YORP effect for Itokawa directly from an observational perspective.

Methods. A long-term campaign of ground-based photometric observations of Itokawa were performed from March 2001 to December 2006. The observed asteroid lightcurves were compared with numerical modeling using the detailed shape model and global surface photometric properties derived from the Hayabusa mission.

Results. As a non-linear time evolution of rotational phase lag is shown, we found that Itokawa has been decreasing its spin rate by $\dot{\omega} = -1.2(\pm 0.2) \times 10^{-17}$ rad s⁻². The detected deceleration rate is almost consistent with, but slightly smaller than, the theoretically predicted value due to the YORP effect.

Key words. minor planets, asteroids – techniques: photometric

1. Introduction

The spin states of small asteroids can be secularly altered by a net torque arising from the anisotropic reflection and thermal re-emission of sunlight on the surface, the so-called Yarkovsky-O'Keefe-Radzievskii-Paddack (YORP) effect, in addition to abrupt torques due to tidal encounters and impacts. Such radiation torques are a significant perturbation, especially for near-Earth asteroids in close proximity to the Sun, and have been invoked as a possible contributor in creating binary asteroids and fast rotators. Indirect evidence of the YORP effect has been found in the preferential alignment of spin axes in the Koronis asteroid family (Silvan 2002; Vokrouhlický et al. 2003). Recently, spin rate variations were detected directly from ground-based astronomical techniques for two near-Earth asteroids: 1862 Apollo (Kaasalainen et al. 2007), and 54509 YORP (2000 PH₅) (Lowry et al. 2007; Taylor et al. 2007).

The near-Earth asteroid 25143 Itokawa has a size of roughly 300 m in diameter and an irregularly shaped body. Its fundamental parameters were precisely determined through the proximity observations of Hayabusa spacecraft in 2005 (Fujiwara et al. 2006). Vokrouhlický et al. (2004) theoretically estimated the change in rotation rate due to the YORP effect for Itokawa using pre-rendezvous shape models. More recently, Scheeres et al. (2007) refined the computation of the YORP effect using the detailed shape model, rotation pole, mass estimate, and optical properties derived from the Hayabusa mission, predicting a large deceleration that should be detectable over time scales as short as several years. However, in the previous studies of ground-based photometric observations in 2001–2004, the rotation rate

variations for the asteroid were not discernible beyond uncertainties of photometry and shape determination (Kaasalainen et al. 2003, 2004).

Here we present the results of independent photometric observations of Itokawa from March 2001 to December 2006. The observed lightcurves are compared with the corresponding modeled ones using the shape model and photometric properties derived from the Hayabusa mission.

2. Observations and analyses

Time-resolved photometric observations provide information on the spin state of the asteroid. The photometric observations of Itokawa were started in March 2001, and were performed on a total of 27 nights for 7 apparitions until December 2006, with three telescopes. A list of the telescopes and instrumentation used in this study is presented in Table 1. The geometric circumstances are summarized in Table 2. This table gives the mid-time of observation coverage on a day, the geocentric ecliptic longitudes (λ) and latitudes (β) of the asteroid (for equinox J2000), its heliocentric (r) and geocentric (Δ) distances, the solar phase angle (α), and the observatory number from Table 1. The observations of the asteroid were taken in the Cousins *R* filter while tracking at the asteroid's predicted ephemeris rate, where exposure times were set to within the range of 60 to 600 s. The observing setup and the data reduction were carried out by a consistent method among all different observatories.

The CCD image pre-reductions were made with standard IRAF routines, removing bias and dark current from the images.

Table 1. Telescopes and instrumentation.

	Telescope	Instrument
1	Kiso Observatory, 1.05-m	SITe 2k × 2k
2	Univ. Hawaii on Mauna Kea, 2.2-m	8k × 8k CCD
3	Lulin Observatory, 1-m	VersArray: 1300B

Table 2. Geometric circumstances for 25143 Itokawa.

Date UT		λ ($^{\circ}$)	β ($^{\circ}$)	r (AU)	Δ (AU)	α ($^{\circ}$)	Obs. ^a
2001 Mar.	26.7	236.3	43.1	1.02	0.04	60.2	1
	29.7	260.3	43.6	1.01	0.04	74.4	1
	31.7	275.9	41.2	1.00	0.04	83.9	1
2001 Apr.	1.7	282.2	39.4	1.00	0.04	88.3	1
2001 Aug.	22.7	355.0	-7.1	1.31	0.32	20.1	1
	23.6	354.5	-7.0	1.31	0.32	19.0	1
	24.7	353.9	-7.0	1.31	0.32	17.8	1
	25.6	353.3	-7.0	1.32	0.33	16.7	1
2003 Dec.	1.7	130.2	1.4	1.53	0.78	34.5	1
	2.7	130.5	1.5	1.52	0.77	34.2	1
	3.7	130.7	1.5	1.52	0.76	34.0	1
	4.7	131.0	1.5	1.52	0.75	33.8	1
2004 Jan.	15.6	129.8	4.5	1.37	0.40	11.2	1
	19.7	128.2	4.8	1.35	0.37	7.6	1
	20.6	127.8	4.9	1.35	0.37	6.8	1
2004 Apr.	10.5	107.6	6.3	1.02	0.25	79.2	1
	11.5	107.9	6.3	1.02	0.25	80.0	1
	12.5	108.2	6.3	1.01	0.25	80.7	1
2004 Sep.	6.3	308.2	-6.1	1.30	0.35	27.2	2
	7.3	308.4	-6.0	1.31	0.35	27.6	2
	8.3	308.6	-5.9	1.31	0.36	28.0	2
	9.3	308.8	-5.8	1.32	0.37	28.4	2
2006 Dec.	18.7	112.0	1.9	1.53	0.58	16.0	3
	19.5	111.7	2.0	1.53	0.57	15.4	3
	20.5	111.4	2.0	1.52	0.57	14.6	3
	21.6	111.0	2.1	1.52	0.56	13.7	3
	22.6	110.7	2.1	1.52	0.55	12.9	3

^a See Table 1 for telescopes and instrumentation.

Nightly flat-field frames were used to correct images for optical vignetting, dust shadow and pixel-to-pixel sensitivity variation. The images were reduced with the aperture photometry. A large number of local comparison stars (typically more than ten) were selected along the asteroid path. From this set of comparison stars, the non-variable stars with small error in the flux measurements were chosen as reference stars for the lightcurve. The atmospheric extinction coefficient was determined nightly through the Landolt standard stars (Landolt 1992). The individual lightcurves were corrected for light-travel time and the magnitudes were reduced to unit geocentric and heliocentric distances of the asteroid.

3. Numerical modeling of lightcurves

To generate synthetic lightcurves for each observing time, we used the most up-to-date Itokawa shape model consisting of 49, 152 facets (Gaskell et al. 2006), which was developed based on the remote-sensing images taken by the Hayabusa onboard camera. The brightness of the asteroid as seen by the Earth observer is computed as a sum of contributions from all visible

facets, using ray-tracing methods that check which facets are occulted by or in shadow from the other facets, where the surface scattering property is given by Hapke's bidirectional reflectance model (Hapke 1993, 2002). We assume the following values of globally-averaged photometric parameters in the Hapke model, based on the photometry results of Itokawa from the Hayabusa near-infrared spectrometer (Kitazato et al. 2007): the single-particle scattering albedo $\omega = 0.4$, the asymmetry parameter of single-particle phase function $g = -0.35$, opposition surge amplitude $B_0 = 0.89$ and width $h = 0.01$, and macroscopic roughness $\bar{\theta} = 26^\circ$.

Since quite a small change in the obliquity of Itokawa for several years is predicted for its YORP effect (Scheeres et al. 2007), it is assumed that the spin axis remains constant in our calculations. The rotation period has been estimated to be (12.13237 ± 0.00008) hours in Kaasalainen et al. (2004), and the epoch of prime meridian corresponding to the celestial reference frame has been well constrained within a small error (less than 0.001 degree as phase lag in the asteroid rotation) among the Hayabusa rendezvous phase (Gaskell et al. 2006). Thus, we use a constant sidereal rotation period of $P = 12.13237$ hour and a zero-phase Julian day epoch of $t_0 = 2453\,644.5$ (1.0 October 2005).

4. Comparing between the observed and modeled lightcurves

The observed lightcurve points and the corresponding modeled lightcurves in the representative apparitions are shown in Fig. 1. In our numerical simulations of the asteroid lightcurve the rotational period is set at a constant value. Hence, if the asteroid's spin rate varies in practice, it can be considered that a certain phase lag would occur between the observed and modeled lightcurves. There is little difference between the lightcurve shapes, although a slight discrepancy in absolute brightness was found due to uncertainties of the photometric calibrations. The given uncertainty of pole orientation is small enough not to alter the profile of simulated lightcurves. When sufficiently good-quality data covering over one or more lightcurve maximum or minimum are available, we can determine the phase lag along with the vertical shift on each dataset. Figure 2 shows an enlarged view of the lightcurves in the 2001 March apparition, when they are furthest from the zero-phase epoch as defined above. In this figure, the best-fit synthetic lightcurves are also plotted, and these fitted curves systematically shift in the same direction as against the original curves.

All the values of phase lag estimated in each observed lightcurve data are shown in Fig. 3, where errors of the phase lags are given by one standard deviation between the observed lightcurve points and the best-fitted simulated lightcurve. Here, it is found that these phase lag values stay within the confines predicted by uncertainties in rotation period (maximum and minimum rotation period). Thus, our results are consistent with the previous analyses of Kaasalainen et al. (2004). In addition, we found that Itokawa's spin behavior could not be explained with a constant rotation period, as the phase lag changes with non-linearity. To achieve a data fit, we consider a simple model in which the asteroid spin velocity increases linearly in time t . The time evolution of the phase lag is described as

$$\Delta\phi = 2\pi \frac{\Delta P}{P_0^2} (t - t_0) + \frac{1}{2} \dot{\omega} (t - t_0)^2, \quad (1)$$

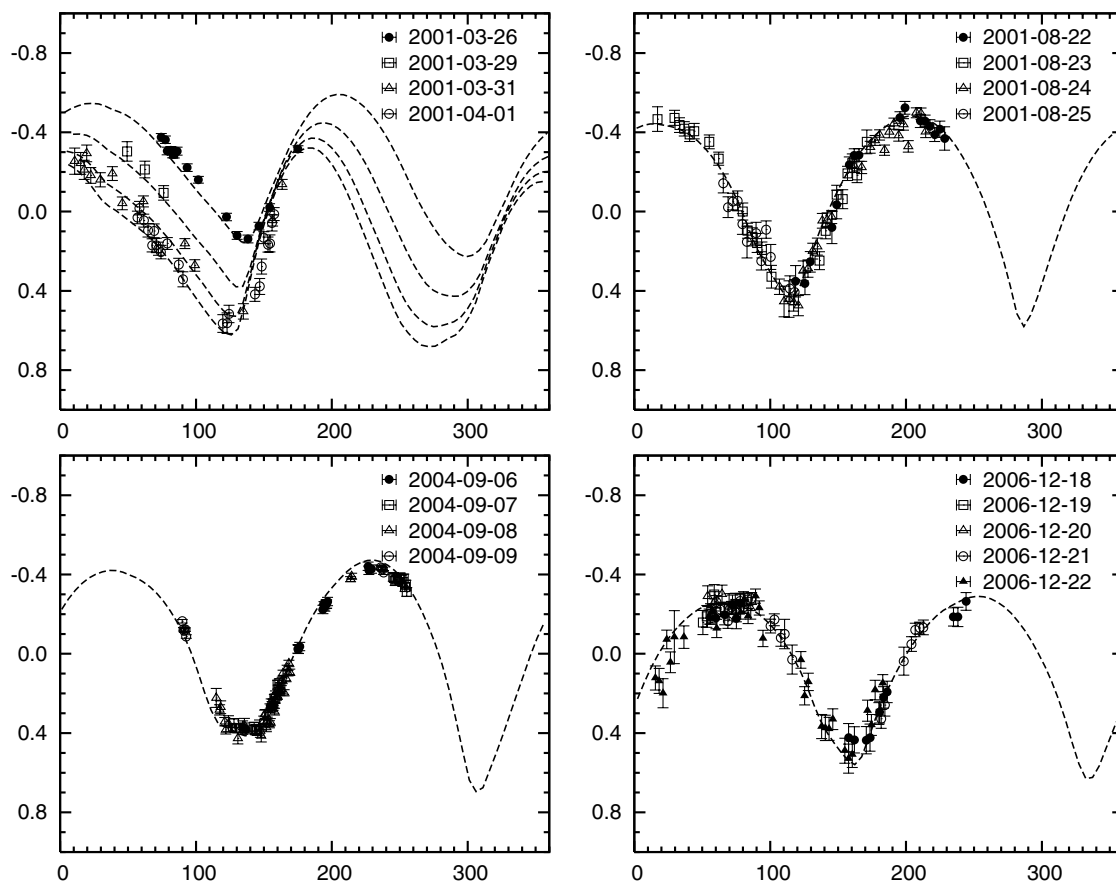


Fig. 1. The representative observed data (points) and the corresponding modeled lightcurves (dashed lines) for the asteroid 25143 Itokawa, added the arbitrary intensity offset for clarity. The horizontal axes give the rotational phase in degrees, and the vertical axes brightness in units of relative intensity. For each of the apparitions in August 2001, September 2004 and December 2006, only one modeled curve has been plotted.

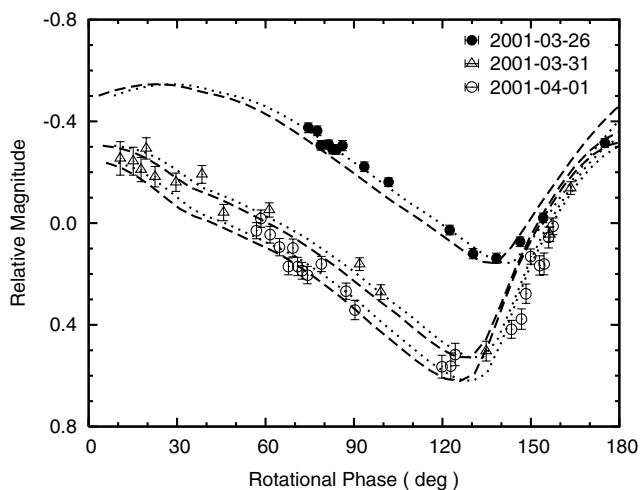


Fig. 2. Enlarged view of the lightcurves in the 2001 March apparition are shown, together with the best-fit synthetic lightcurves based on phase lag against the observed data (dotted lines). Data for 2001 March 29 are removed here due to lack of coverage enough to fit.

where ΔP is the time offset toward the nominal rotation period and $\dot{\omega}$ is the angular acceleration. From a non-linear least square fitting with this expression, the best-fit solutions were determined by $\dot{\omega} = -1.2(\pm 0.2) \times 10^{-17} \text{ rad s}^{-2}$ and $\Delta P = 0.09 \pm 0.07 \text{ s}$, indicating that the asteroid's spin rate has been decreasing. A constant-period fit yields a weighted sum of squared residuals 30% higher than that for the solution with acceleration. As a

result, the more precise rotation period for Itokawa is provided as $P_0 = 12.132395 \pm 0.000019 \text{ h}$ on 1.0 October 2005.

5. Discussions

As another major mechanism to modify an asteroid's spin state, tidal torques during close approaches to planets should also be included as well as YORP torques. According to Vokrouhlický et al. (2004), the effect of tidal torque for Itokawa is small compared to YORP, though not negligible. The expected YORP behavior is essentially a linear secular trend in time, with only small fluctuations owing to orbital dynamics around the Sun. Therefore, almost all the spin rate change of Itokawa detected in this study can be accounted for by YORP. Comparing to the theoretically predicted amount of Itokawa's YORP from Scheeres et al. (2007), we find that our measurement is consistent in terms of decelerating, but the deceleration rate is marginally below the range predicted (Table 3). The observed lower amount implies that the YORP effect partially depends on a finer scale of surface roughness than present in the resolutions of the derived shape models.

The observed YORP amounts for the near-Earth asteroids 1862 Apollo and 54509 YORP are presented in Table 3, where the normalized acceleration rate $\dot{\omega}_{\text{norm}}$ is the value with semi-major axis $a = 1 \text{ AU}$ and equivalent size $D = 1.0 \text{ km}$. Note that Apollo and YORP are spun up while Itokawa is spun down. The spin rate change due to YORP for Itokawa is smaller than those for the other near-Earth asteroids, Apollo and YORP. It seems easy to explain such differences by their surface

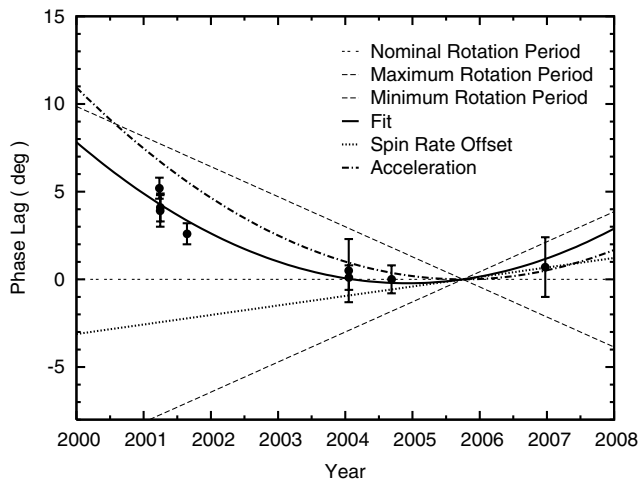


Fig. 3. Variations of the rotational phase lag between the observed and modeled lightcurves as a function of time (close circles). The lines display the relative phase change linearly due to uncertainty in the rotation period (maximum and minimum) from Kaasalainen et al. (2004), and the best-fit model curve using Eq. (1) and its components of spin rate offset and acceleration, respectively.

Table 3. Normalized acceleration/deceleration rate for three near-Earth asteroids.

Object	$\dot{\omega}_{\text{norm}}$ ($10^{-18} \text{ rad s}^{-2}$)	References
Itokawa (obs)	-2.2	This study
Itokawa (model)	-8.2 ~ -4.6	Scheeres et al. (2007)
Apollo	30	Kaasalainen et al. (2007)
YORP (2000 PH ₃)	6.2	Lowry et al. (2007)

topographies and obliquities rather than the densities and surface thermal properties because of the similarity of taxonomic types between Itokawa and Apollo, S-type and Q-type, respectively (Binzel et al. 2001; Tholen & Barucci 1989). The comparison of theoretical computations of YORP spin accelerations with measured accelerations for 54509 YORP in Taylor et al. (2007) differ by a similar factor as mentioned above for Itokawa. This may point out some systematic deficiency in current YORP theoretical models.

Moreover, the observed deceleration rate indicates that Itokawa had been rotating faster in the past. As discussed in Scheeres et al. (2007), it is probable that the mutual orbiting

system of the two components, the “head” and “body” of Itokawa, would be bound when the rotation period approaches an approximate value of 6.5 h. Using our results, it could be estimated that such an event occurred in approximately 0.4 Ma. This timescale is considerably shorter than the near-Earth asteroid’s lifetime (~ 10 My).

6. Summary

A YORP-induced decelerating spin state for Itokawa was detected by the comparison between its observed and modeled lightcurves. Thanks to the detailed shape model derived from the Hayabusa mission, the time evolution of the lightcurve phase lag could be determined more accurately than the previous studies without uncertainty of the asteroid shape and pole orientation. Itokawa has been decreasing its rotation rate by $\dot{\omega} = -1.2(\pm 0.2) \times 10^{-17} \text{ rad s}^{-2}$, the normalized amount of which is smaller than those of the other YORP-detected near-Earth asteroids, Apollo and YORP.

Acknowledgements. The authors thank all the staffs at the observatories for their support in performing this research and are grateful to S. Nishihara, Y. Ohba, Y. Sarugaku and D. Kinoshita for their assistance to our observations and analyses. K.K. and M.A. acknowledge support from the Research Fellowships of the Japan Society for the Promotion of Science for Young Scientists and the Grant-in-Aid for Scientific Research (B) 17340133, respectively. The work of W.H.I has been supported by NSC in Taiwan.

References

- Binzel, R. P., Rivkin, A. S., Bus, S. J., et al. 2001, *Meteorit. Planet. Sci.*, 36, 1167
- Fujiwara, A., Kawaguchi, J., Yeomans, D. K., et al. 2006, *Science*, 312, 1330
- Gaskell, R. W., Barnouin-Jha, O. S., Scheeres, D., et al. 2006, Landmark navigation studies and target characterization in the Hayabusa encounter with Itokawa. AIAA paper 2006 6660, AAS/AIAA Astrodynamics Specialists Conf., Keystone, CO, Aug.
- Hapke, B. 1993, *Theory of Reflectance and Emittance Spectroscopy* (Cambridge, UK: Univ. Press, Cambridge)
- Hapke, B. 2002, *Icarus*, 157, 523
- Kaasalainen, M., Kwiatkowski, T., Abe, M., et al. 2003, *A&A*, 405, L29
- Kaasalainen, M., Abe, M., Byron, J., et al. 2004, 2001–2004 and modeling of asteroid (25143) Itokawa, *Int. Sci. Symp. Sample Returns from Solar System Minor Bodies*, Abstract
- Kaasalainen, M., Durech, J., Warner, B. D., et al. 2007, *Nature*, 446, 420
- Kitazato, K., Clark, B. E., Abe, M., et al. 2007, *Icarus*, submitted
- Landolt, A. U. 1992, *AJ*, 104, 340
- Lowry, S. C., Fitzsimmons, A., Pravec, P., et al. 2007, *Science*, 316, 272
- Scheeres, D. J., Abe, M., Yoshikawa, M., et al. 2007, *Icarus*, 188, 425
- Silvan, S. M. 2002, *Nature*, 419, 49
- Taylor, P. A., Margot, J. L., Vokrouhlický, D., et al. 2007, *Science*, 316, 274
- Tholen, D. J., Barucci, M. A. 1989, in *Asteroids II*, ed. R. P. Binzel, T. Gehrels, & M. S. Matthews (Tucson: Univ. of Arizona Press), 298
- Vokrouhlický, D., Nesvorný, & D., Bottke, W. F. 2003, *Nature*, 425, 147
- Vokrouhlický, D., Čapek, D., Kaasalainen, M., et al. 2004, *A&A*, 414, L21

Ground based observation of asteroid sample return mission target.

M. Abe(JAXA), K. Kitazato(JAXA), Y. Sarugaku(JAXA), K. Kawakami (JAXA),
D. Kinoshita(NCU), and W.-H. Ip(NCU)

Introduction: One of the important goals in the study of compositional characterization of asteroids is to understand the relationship between asteroids and meteorites. The asteroids are classified into some groups with similar spectral characteristics. Asteroid 162173 1999 JU3 is an Apollo-type near-Earth asteroid, which is one of the most accessible asteroids by spacecraft. It has been selected as a target for the Japanese sample return mission, Hayabusa-2 [1]. This asteroid was observable in 2007. We conducted an observational campaign of this asteroid.

Visible photometry and lightcurve data: The rotational period of this asteroid was unknown before our campaign. If this asteroid is a fast rotator, it will be difficult for the spacecraft to land on the surface for sampling. Therefore, the rotational period is important information for assessment of the mission feasibility. Lightcurve data were obtained from July to December in 2007. Using the Fourier analysis of the Lomb method, we found two peaks, $P = 0.2750$ day and $P = 0.3178$ day, as shown in Fig. 1. The two periods differ by a half revolution over the one-day interval between observations. To identify the right period, we use continuous observational data obtained at Steward observatory and Ishigaki observatory on September 10-11, and 12-13. As shown in Fig. 2, we found that $P = 0.3178$ (± 0.0003) day is the correct rotational period for 1999 JU3. The lightcurve of 1999 JU3 phased against 0.3178 days is shown in Fig. 3. The amplitude of the lightcurve is small, about 0.1 magnitudes. It means that the spin axis was oriented toward the observational line of sight or the axial ratio, a/b , is almost 1.

We also obtained colorimetric data shown in Fig. 4. The spectral slope of 1999 JU3 is flat and BVRI color indices plot in the C-type region. This result is consistent with previous results from visible spectroscopic data [2].

References: [1] Abe et al. (2007) LPS XXXVIII, Abstract #1638. [2] Binzel et al. (2001) Icarus 151, 139-149.

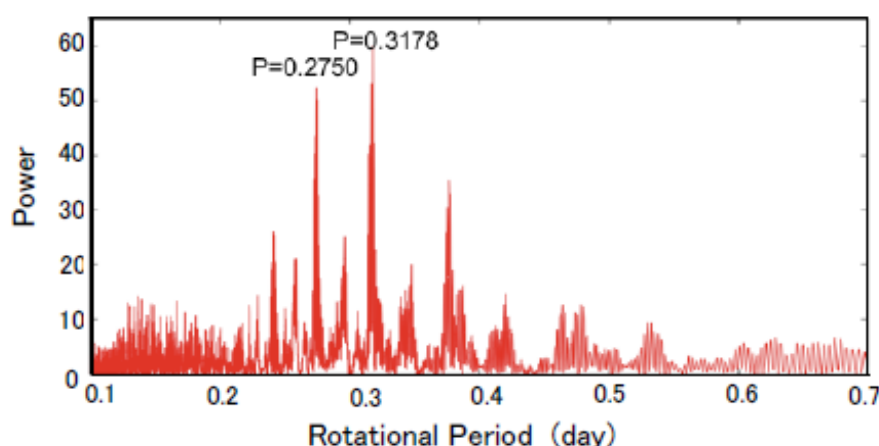


Figure 1: Spectral power vs. rotational period for 1999 JU3

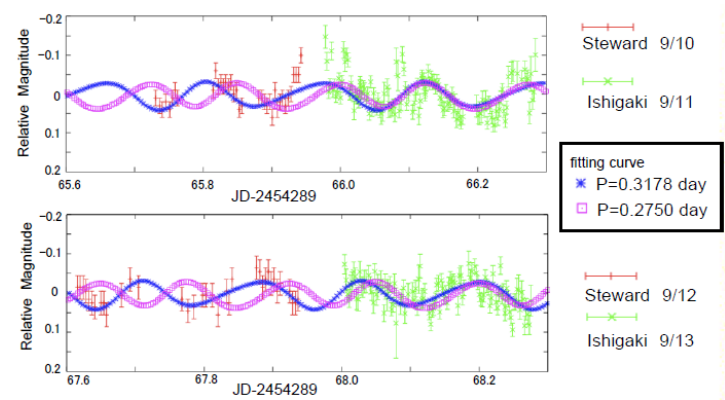


Figure 2: Comparison between two model curves and obtained lightcurve data.

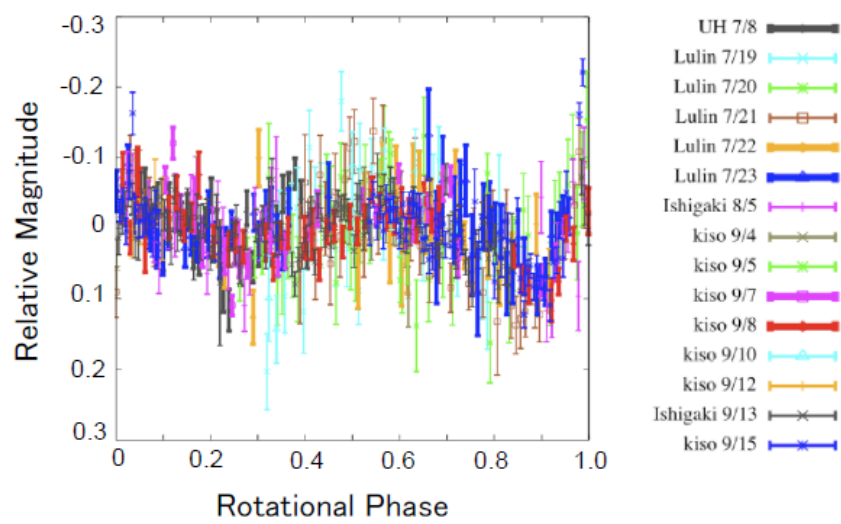


Figure 3: The lightcurve of 1999 JU3 phased against 0.3178 days.

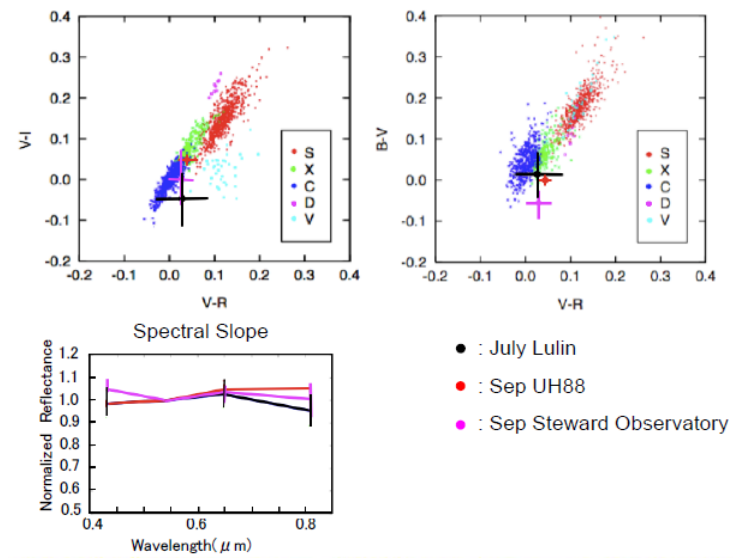


Figure 4: BVRI color indices of 1999 JU3

TAOS at Lulin in 2007

S.-K. King^a (金升光), C. Alcock^b, T. Axelrod^c, F. B. Bianco^{d,b}, Y. I. Byun^c, Y.-H. Chang^f (張永欣),
W.-P. Chen^f (陳文屏), K. H. Cook^g, R. Dave^d, J. Giammarco^d, L.-J. Huang^a (黃麗錦), D. W. Kim^e,
T. Lee^a (李太楓), M. J. Lehner^{a,b}, H.-C. Lin^f (林宏欽), J. Lissauer^h, S. L. Marshall^{i,g}, S. Mondal^f,
T. C. Nihei^{d,b}, I. de Pater^j, P. Protopapas^b, J. Rice^k, M. E. Schwamb^l, A. Wang^a (汪仁鴻),
S.-Y. Wang^a (王祥宇), C.-Y. Wen^a (溫志懿) and Z.-W. Zhang^f (張智威)

^a Institute of Astronomy & Astrophysics Preparatory Office, Academia Sinica, Nankang, Taiwan, ROC

^b Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, Cambridge, MA, USA

^c Steward Observatory, University of Arizona, AZ, USA

^d Department of Physics & Astronomy, University of Pennsylvania, PA, USA

^e Department of Astronomy, Yonsei University, Korea

^f Institute of Astronomy, National Central University, Chung-Li, Taiwan, ROC

^g Institute of Geophysics & Planetary Physics, Lawrence Livermore National Laboratory, CA, USA

^h NASA Ames Research Center, Mountain View, CA, USA

ⁱ Kavli Institute for Particle Astrophysics and Cosmology, Menlo Park, CA, USA

^j Department of Astronomy, University of California, Berkeley, CA, USA

^k Department of Statistics, University of California, Berkeley, CA, USA

^l Division of Geological and Planetary Sciences, California Institute of Technology, Pasadena, CA, USA

The regular long zipper data since 2005 was analyzed offline. A stellar flare event was identified. Two gamma ray burst afterglows and one predicted asteroid event was detected. Some major progresses in both hardware and software at Lulin are summarized.

1. A statistics of the TAOS zipper observation in 2007 is shown in Figure 1. The total observation time (spending in taking TAOS zipper images) is 532.6 hours where auto-focus, pointing, slewing, some special events and overhead are not included. Those zipper hours includes 611 zipper runs in 134 days. We have three telescopes running for 309.7 hours. For 444.78 hours, we have more than one telescope running. Excluding the zipper runs shorter than 10 minutes, we have 523.7 hours of long zippers. Data is under processing.
2. A preliminary analysis of the 2005 data (most of them were taken at 4 Hz) shows a very low detection rate (see Chen et al. 2007).
3. A stellar flare event was identified in the 2006 data set (see Liu 2007).
4. Two bright GRB (gamma ray burst) afterglows, GRB 071010B ($z=0.947$) and GRB 071112C ($z=0.823$), were detected 38 seconds and 41 seconds after receiving the GCN alert (52 seconds and 94 seconds after the bursts, see Figure 2, paper in preparation).
5. The asteroid event of (973) Aralia ($V=14.0$) was observed by TAOS B at UTC 14:56 December 30, 2007, as was predicted by Steve Preston. The occultation of 2UCAC 47287546 ($V=11.4$) lasted for 4.8 seconds in TAOS B images (Fig. 3).
6. The weather station was reconfigured based on the isolated weather modules installed earlier. Frame-transfer CCD was tested using TAOS C and TAOS D.

TAOS Publications in 2007 (journal article, preprint, conference proceedings, thesis)

1. Search for Small Trans-Neptunian Objects by the TAOS Project , Chen, W. P. et al., in "*Near Earth Objects, Our Celestial Neighbors: Opportunity and Risk*", Proceedings of IAU Symposium 236, Edited by G.B. Valsecchi and D. Vokrouhlicky. Cambridge: Cambridge University Press, 2007., pp.65-68 (DOI: [10.1017/S1743921307003079](https://doi.org/10.1017/S1743921307003079))
2. Search for Flare Star in TAOS Data, Liu, Chu-Hsin, Master's Thesis, National Taiwan University, July, 2007
3. Detectability of Occultations of Stars by Objects in the Kuiper Belt and Oort Cloud, Nihei, T. C., Lehner, M. J., Bianco, F. B., King, S.-K., Giammarco, J. M., and Alcock, C., *Astronomical Journal*, 134, 1596 (2007) (DOI: [10.1086/521396](https://doi.org/10.1086/521396))

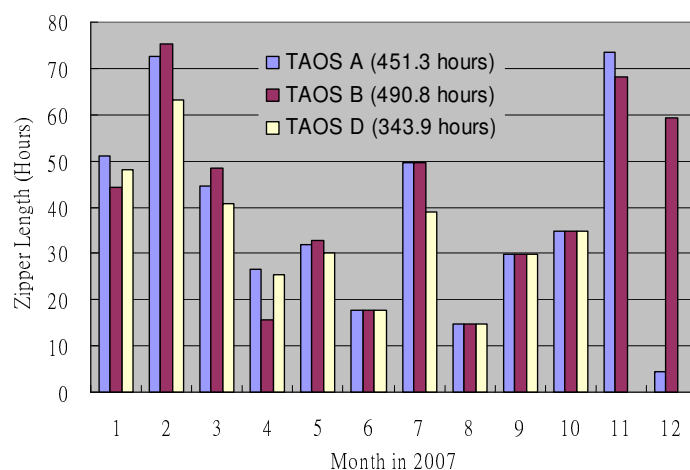


Figure 1. The total hours of TAOS zipper mode data taken by three TAOS telescopes in 2007.

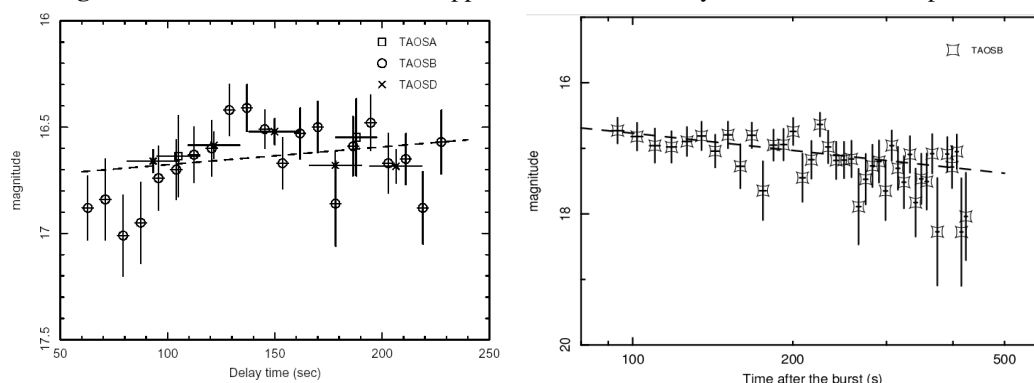


Figure 2. The light curves of the two GRB afterglows successfully detected by the TAOS telescopes in 2007 (Left) GRB 071010B was detected by TAOS A, B, & D with exposure time 1 second, 5 seconds, and 25 seconds respectively. The TAOS A result was shown after binning. (Right) GRB 071112C was detected by TAOS B. (figures prepared by Lijin Huang)

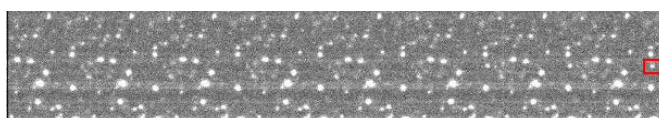


Figure 3. Occultation of (973) Aralia (red square) on Dec. 30, 2007. This event lasted for about 4.8 seconds, or, 24 rowblocks in TAOS B's zipper images. The reappearance is shown above.

從鹿林山天文台觀測高空短暫發光現象(TLE)

-2007 年度報告

紅色精靈研究團隊
國立成功大學物理系

(1) **TLE 事件統計**：2007 年度在鹿林天文台與成大校園，從事地面觀測之日期共 39 天 45 回，有 9 天 10 回拍攝到高空閃電。其中以 7 月 22 日從鹿林山所攝得之事件為最多，共 51 個。本年度所攝得之事件共 73 個，其中以 jet 為最多，有 36 個，約佔總事件數的一半，Sprite 次之，有 24 個，約佔三成。參考表一。所攝得之事件中，發生於陸地系統者最多，有 50 個，約佔七成，其中大部份為 jet。海陸交界系統次之，有 19 個事件，佔約 25%。海洋系統最少，只有 4 個。參考表一。

表一、2007 高空閃電統計表 (事件類型 / 系統位置)

2007 年	sprite	sprite?	elves	Sprite + halo	jet	jet?	gigantic jet	sprite or jet
海	3	1	0	0	0	0	0	0
交界	11	0	4	1	1	0	1	1
陸	10	0	2	1	35	2	0	0
總計(個)	24	1	6	2	36	2	1	1
總計(%)	32.88%	1.37%	8.22%	2.74%	49.32%	2.74%	1.37%	1.37%

(2) **兩地同步地面觀測**：5 月 22 日，6 月 28 日，8 月 30 日，8 月 31 日，9 月 1 日，9 月 2 日，嘗試進行兩地同步地面觀測。終於在 9 月 2 日，於成大與鹿林山天文台，同時觀測到 1 個相同的高空閃電事件，為海洋系統的 CA(蘿蔔狀)sprite。此為歷年地面觀測以來，第一次得到同步觀測之 sprite 影像，參考 Fig.1。由於天氣狀況不佳，並未觀測到足夠的星點，並無法經由星點得到較精確的仰角與方位角，作較精確的地位。因此，未來地面觀測還需要加強觀測平台的仰角與方位角的精度，以便將來在同時觀測到巨大噴流時，即是在天氣狀況不太好的情形下，也可以得到較精確的定位。

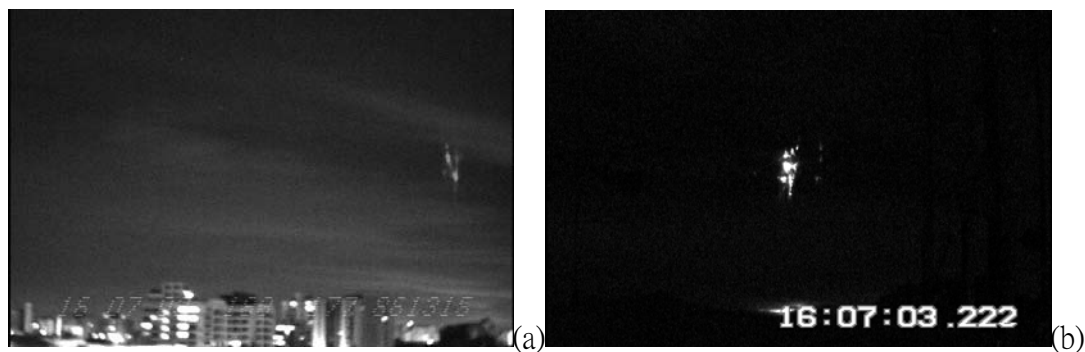


Fig. 1 (a)從 NCKU 所觀測到的 sprite. (b)從鹿林天文台所觀測到的同一 Sprite 事件。

(3) **多波段觀測系統的成果**：為了減少大氣對藍色波段的影響，只有觀測較近得 TLE 才較有機會測得藍光訊號。因此改進以前較小視野的多波段觀測系統，成為視野 $30^{\circ} \times 20^{\circ}$ 的廣角系統，

參考 Fig. 2(a)，才能有效的將 TLE 納入視野中。而且此一系統也可增加 TLE 的偵測率。已調低裝有紅色濾光片 CCD 的 gain=7(約 1/5 靈敏度)，並獲得紅色精靈的藍光影像，但紅光影像仍過度曝光，宜再調低 gain，或再縮小紅色濾光片的 bandpass。另外，如何增強藍光 CCD 的靈敏度也是可以思考的方向。已獲得數個有紅藍影像的 TLE，可讓大學部學生練習分析。

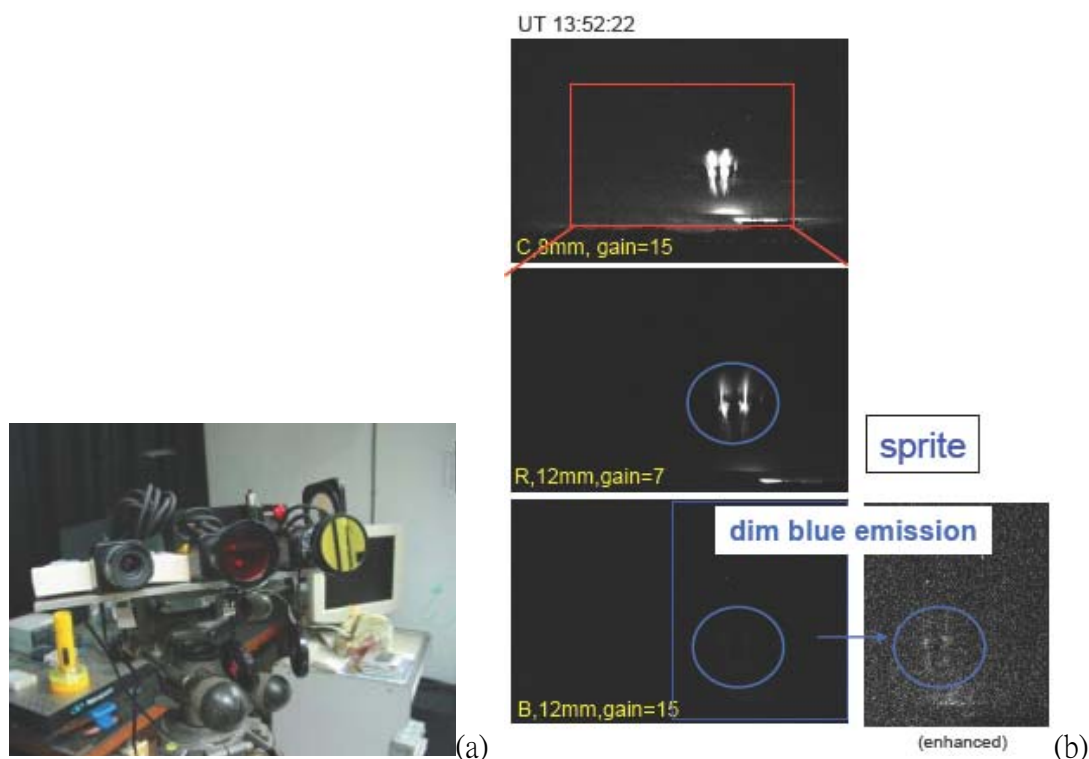


Fig. 2 (a)成大 TLE 多波段觀測系統。(b)多波段觀測顯示只發出微弱的藍光。

(4) **首次從台灣觀測到 Blue jet 與 Blue starter**：7 月 22 日晚間共觀測到 6 blue jets，31 blue starters，1 gigantic jet 與 3 sprites。參考 Fig. 3。這些事件發生在中國福建省上空的鋒面系統之上，離鹿林天文台約 400 公里。7 月 22 日 12:22:52 UT，觀測到一個 gigantic jet，經由程式定位與高度計算，可能的頂高範圍為 71~87km。在巨大噴流發生前約五十毫秒，先發生了藍色噴流。我們認為這個藍色噴流，扮演著類似對地閃電中的“階梯前導”（stepped leader）角色；類似的事件序列，在 ISUAL 觀測中也有被記錄到。經由多波段的觀測的結果顯示，**對於此觀測中的 blue starters，blue jets，與 gigantic jet 都只有紅色波段的訊號，並無藍光訊號，推測藍光可能被大氣散射掉了。**參考 Fig.4。此一結果相當重要，論文正在撰寫中。

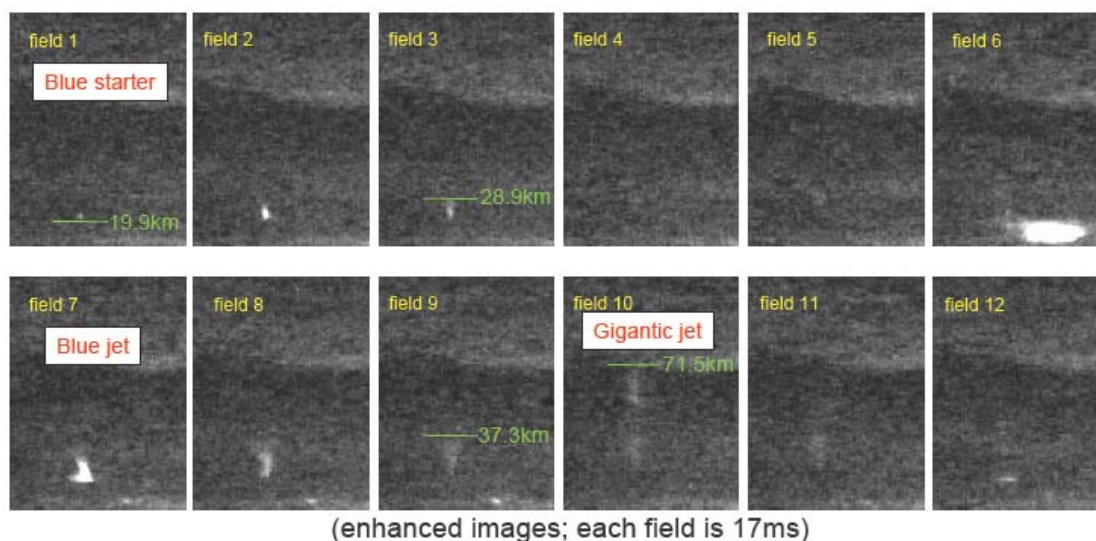


Fig. 3. 2007 年 7 月 22 日晚間所觀測到的 blue starters , blue jets , 與 gigantic jet 。



Fig 4. 多波段觀測顯示一般所謂的 Blue starter 或 Blue jet 並無藍光訊號，只有紅光的訊號。

(5) TLE 光譜儀的建置。去年光譜儀的雛型經測試後，已經可以記錄到紅色精靈的光譜。今年更換了精密度較佳的狹縫，並將的狹縫改為垂直設置，希望能進一步得到 TLE 光譜在空間上的垂直變化。也改進了系統架設的穩定性以及增加遮罩。參考 Fig.5(a)。今年也完成一次測試，獲得土星與閃電的光譜，參考 Fig.5(b)。但並未再觀測到 TLE 得光譜。今年 11 月間，北京天文台胡景耀教授來訪，也曾對 TLE 光譜儀提出寶貴的意見。目前，已再度著手光軸的調校，以期獲得較好的訊號並進行校正。

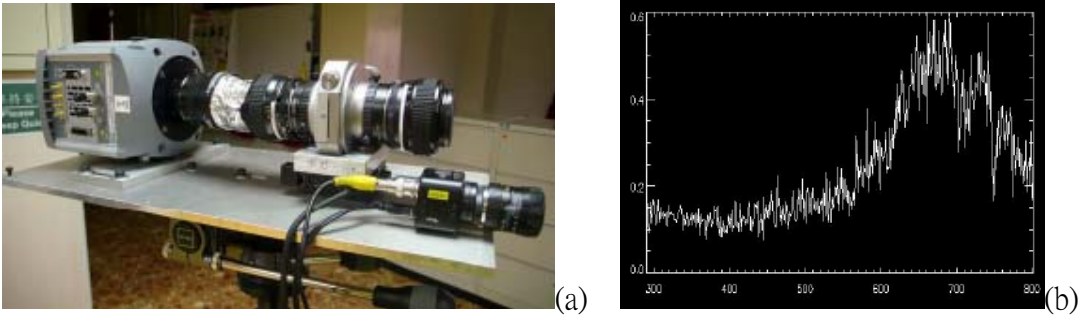


Fig. 5 TLE 光譜儀(a)及其所測得的土星光譜(b)。

Monitoring the stars for possible transit events

For a transiting planet, the orbital inclination angle can be estimated from the light-curve, and hence the actual planetary mass can be measured by means of $M \sin i$. Since the detailed shape of transit light curve is predicted to vary with colour primarily as a result of the colour-dependent limb darkening of the star but potentially due as well to the effect of colour-dependent opacity in the planetary atmosphere (Jha et al. 2000), it would be useful to monitor the nearby stars in BVRI filters for which close-in exoplanets have already been found by radial velocity method. In this way, we would be able to derive significantly refined values of the planetary radius (R_p), stellar radius (R_s), and orbital inclination (i) (Bakos et al. 2006; Jha et al. 2000).

With the above aim in our mind, we have submitted observing proposal to *the Lulin 1-m Telescope (LOT) at Lulin Observatory*.

We were allocated observing time by *LOT* and then visited there on January, March, and June 2007. During our observation runs, sky conditions were very poor and hence, in future we again plan to visit *LOT*.

References

- Bakos, G.A., Knutson, H., Pont, F., Moutou, C., Charbonneau, D., Shporer, A., Bouchy, F., Everett, M., Hergenrother, D., Latham, D.W., Mayor, M., Mazeh, T., Noyes, R.W., Queloz, D., Pal, A., Udry, S. 2006, ApJ, 650, 1160
- Jha, S., Charbonneau, D., Garnavich, P.M., Sullivan, D.J., Sullivan, T., Brown, T.M., Tonry, J.L. 2000, ApJ, 540, L45

2007 年鹿林巡天成果

葉泉志^[1]，林宏欽^[2]，林啓生^[2]，施佳佑^[2]

1. 中山大學(大陸)
2. 國立中央大學天文研究所

1 簡介

鹿林巡天開始於 2006 年 3 月，是兩岸合作進行的一個科研項目，使用鹿林天文臺的 41 釐米遠距遙控望遠鏡進行小行星的搜尋與觀測工作。望遠鏡主鏡口鏡為 41 釐米（16 英寸），在配備減焦鏡後的視場為 0.4 平方度，每圖元對應 1.1 角秒。在一個晴朗無月的夜晚，它可以覆蓋 30-50 平方度的天區（檢測深度 20.3 等）。由於目前亞洲的小行星巡天項目較少，鹿林天文臺所處的地理位置也較為獨特，這一項目很好的覆蓋了全球（近地）小行星監測網的空白。

2 本年度進展與成果

2.1 小行星/彗星的觀測

從 2007 年 1 月 1 日至 2007 年 12 月 31 日，我們進行了 174 個觀測夜的觀測，共發現擁有發現權的新目標 238 顆，其中新小行星 237 顆（包括 1 顆近地小行星），新彗星 1 顆；命名 4 顆小行星，分別是 145523 號“鹿林”、145534 號“中大”、145546 號“穗七中”和 147918 號“嘉義”；協助國外同行確認新的重要天體（近地小行星、彗星等）31 顆，其中包括 6 顆新的潛在危險小行星(Potential Hazardous Asteroid, PHA)和 8 顆新彗星；上報已被採納和分類的觀測數據 42022 條；作出觀測定軌工作的天體包括 11679 顆小行星，16 顆彗星和 1 顆天然衛星。

2.2 數據處理系統的研發

我們自 2007 年 4 月開始研發用於鹿林巡天數據處理的 Minor Planet Tracker (MPT)，它包括檢測移動天體、可疑天體過濾、數據的再處理和分類等板塊，9 月測試完畢並上線運行。MPT 的應用大大減少了數據處理的時間，同時自行編寫的程式亦使得觀測效率大大提高。使用 MPT 以後，2007 年 9-12 月我們在 75 個觀測夜內發現 159 顆新小行星，取得定軌數據逾 20000 條，分別占全年發現、定軌數據總數的 $\frac{2}{3}$ 和 $\frac{1}{2}$ 。我們將在有關論文中詳細討論 MPT 的性能。

2.3 其他成果

由於項目對近地小行星的研究做出了一定的貢獻，項目負責人葉泉志代表鹿林巡天獲得了由美國行星學會(Planetary Society)頒發的 2007 年度 Gene Shoemaker NEO Grant。同時，由於獨立研發了數據處理系統並取得相當科研成果，葉泉志還獲得了第四屆中國(大陸)青少年科技創新獎。

另外，鹿林巡天的觀測數據也在國際天文數據中心(BADC)發表，可在互聯網上免費查詢和下載。

3 未來展望

為了進一步拓展鹿林巡天的科研目標，我們正在擴寫數據處理系統，以便能夠檢測天空中的時變天體，包括新星、超新星以及大幅度光變的變星等，這一計劃將在 2008 年第一季度完成。

2007 年鹿林山大氣背景站成果報告

一、前言

台灣正好位於東亞大氣污染物下風處及南亞生質燃燒傳送路徑之下風處，過去環保署雖在全國設置超過 76 個空氣品質監測站，但多為代表地區性之特性，目前仍無代表一區域型或跨洲際之觀測地點，因此在若干境外污染物傳送影響之議題上，國科會、環保署和中央大學策劃與推動鹿林山大氣背景站(Lulin Atmospheric Background Station, LABS)之建置，其設計與未來運作，則以聯合國全球大氣觀測網(Global Atmosphere Watch, GAW)規範為參考藍本。鹿林山大氣背景站地理位置優勢，作為自上游中南半島、中國南方、西太平洋夏威夷一線大氣污染監測之中繼站，相當具優勢，足以吸引國際目光，更易於推動國際合作，加入相關監測組織。

二、本年度具體成果

以下幾項為 2007 年主要成果：

1. 鹿林山國際級大氣背景站於 2006 年 4 月 13 日正式啟用，並正常運作至今。圖 1 為目前測站外觀與測站周圍鳥瞰圖。

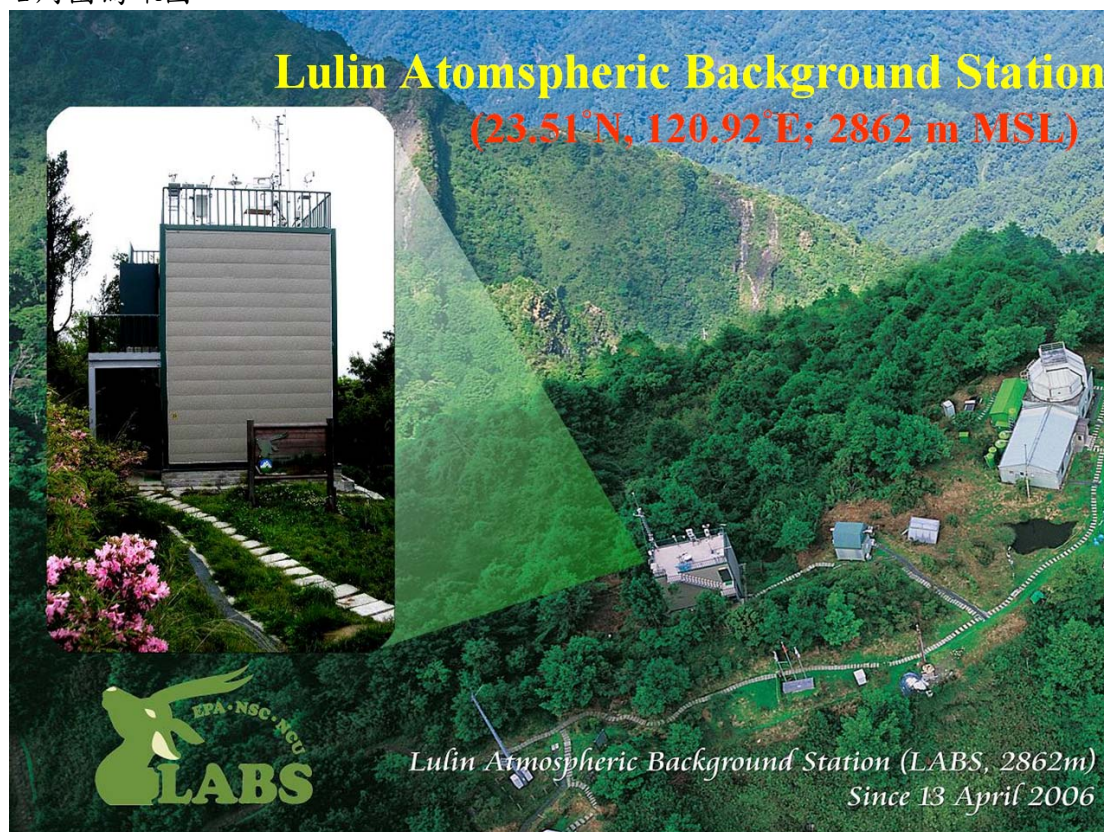


圖 1. 鹿林山大氣背景站。

2. 建立鹿林山背景站監測技術以及標準操作程序。整合降水化學、微量氣體、大氣氣膠、大氣汞、大氣輻射等主要領域專長研究者進行相關儀器功能測試和維護，目前鹿林山大氣背景站架設之儀器除了環保署空氣品質測站之標準自動觀測系統（包括風向、風速、雨量、溫度、相對溼度、O₃、CO、CFCs、UVA、UVB、PM₁₀等監測項目）外，另有高精密 CO 連續監測儀器（ta-3000R, Trace Analytical, USA）、大氣汞監測儀(Tekran 2537A/1130/1135 Hg Monitoring Analyzer)、太陽輻射儀 (Cimel CE-318)、旋轉輻射儀 (Yankee MFR-7 Multifilter Rotating Shadowband Radiometer)、能見度儀 (PWD-22)、酸雨採樣器等監測儀器，儀器現場配置如圖 2 所示。



圖 2. 鹿林山大氣背景站儀器。

3. 完成鹿林山區域大氣污染物監測與資料分析比對。以大氣污染物的監測為例，CO 平均為 90 ppb， O_3 平均為 31 ppb， PM_{10} 平均為 $7.5 \mu g m^{-3}$ ，氣態元素汞(Gaseous Elemental Mercury, GEM) 平均值為 $1.63 ng m^{-3}$ ，氣態二價汞(Reactive Gaseous Mercury, RGM)平均值為 $12.60 pg m^{-3}$ ，顆粒態汞(Particulate Mercury, PHg)平均值為 $2.28 pg m^{-3}$ 。2006-2007 年月平均變化趨勢特性如圖 3 所示，顯示每年春秋兩季受境外長程傳輸影響顯著。

2006-2007年月平均趨勢特性

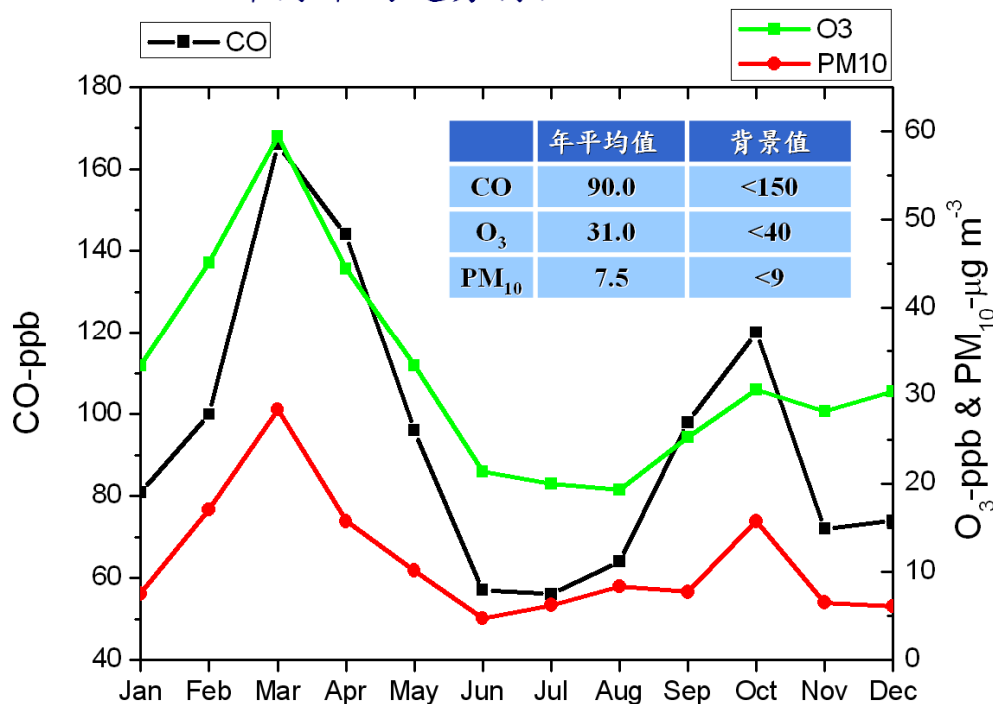


圖 3. 鹿林山大氣背景站主要監測項目月平均變化圖。

4. 本年度已進行三次密集觀測實驗，結果顯示，若氣流來自海洋，大氣污染物濃度皆較低；當氣團來源受到中國華南、海南島與中南半島等陸域環境影響，濃度較高。大部分高污染事件主要與生質燃燒的跨境傳送有關。降水化學方面，密集觀測期間平均總離子濃度最高可增加為歷史平均值的兩倍，表示該期間雨水受到明顯污染。
5. 參與聯合國大氣褐雲國際觀測實驗(ABC)、美國太空總署亞洲生質燃燒國際觀測實驗(BASE-Asia)，以及和日本科學會-富士山的酸雨資料交換等，推動國際合作，建立國際環保外交。以及參訪日本富士山、Hedo 島，瑞士玉女峰等國際知名測站。
6. 舉行「偏遠區域大氣觀測與先進測量技術國際研討會暨儀器訓練工作會(International Symposium and Training Workshop on Atmospheric Observations and Advanced Measuring Techniques in the Remote Areas)」
7. 完成鹿林山大氣背景站中英文網頁(<http://labs.org.tw>)建置。

三、主要成就與貢獻

1. 鹿林山空氣背景站為具國際水準之高山空氣品質背景站，有助於區域性與跨洲際大氣污染傳送問題釐清，以及我國背景大氣化學基線資料之建立。
2. 藉由鹿林山空氣背景站的建置，有助於建立微量污染物的監測與分析技術。
3. 鹿林山空氣背景站合乎國際規格，且具東亞唯一之高山背景站之優勢，提供重要資訊與國際科研社群，吸引國際合作，達到國際環保外交。

四、計畫著作

1. 徐睿鴻，2007: 鹿林山與中壢氣膠光學垂直特性之監測與比較，中央大學，碩士論文。
2. 許桂榮等，2007: 鹿林山大氣背景站之大氣汞監測，2007 台灣地球科學聯合學術研討會。
3. Wai K. M., N. H. Lin, S. H. Wang, and Y. Dokiya, 2007: Rainwater chemistry at a high-altitude monitoring station (Mt. Lulin, 2860 m) – comparison with Mt. Fuji background site, Journal of Geophysical Research. (SCI) (accepted)
4. Wang, S.-H., N.-H. Lin, M.-D. Chou, and J.-H. Woo (2007), Estimate of radiative forcing of Asian biomass-burning aerosols during the period of TRACE-P, J. Geophys. Res., 112, D10222, doi:10.1029/2006JD007564. (SCI)
5. Wai, K. M., S. H. Wang, P. A. Tanner, and N.H. Lin, 2007: A dual site study of the rainwater chemistry within the Western Pacific region. J. Atmos. Chem., 57, 85-103. (SCI)
6. Lin N. H. et al., 2007: Overview of the Overview of the Lulin Lulin Atmospheric Atmospheric Background Station (LABS, 2862 m) Background Station (LABS, 2862 m) in East Asia, NOAA, USA, 28 April 2007.
7. Lin N. H. et al., 2007: Lulin Atmospheric Background Station (LABS, 2862 m) in Taiwan, Fuji workshop, Japan, 14 July 2007.
8. Lin N. H. et al., 2007: Overview of the Overview of the Lulin Lulin Atmospheric Atmospheric Background Station (LABS, 2862 m) Background Station (LABS, 2862 m) in East Asia, Fifth Asian Aerosol Conference, Kaohsiung, Taiwan, 26 August – 29 August 2007.
9. Lee, C.-T.*, Lin, N.-H., Wang, J.-L., Ding, W.-H., Huang, H., Chen, H.-W., Weng G.-H., Wang, S.-H. (2007) “Aerosol Chemistry Measurements at the Lulin Atmospheric Background Station,” Fifth Asian Aerosol Conference, Kaohsiung, Taiwan, 26 August – 29 August 2007.
10. Lee, C.-T.*, Chen, M.-J. (2007) “The effects of aerosol composition on the hygroscopicity of atmospheric aerosols collected at the three sites,” European Aerosol Conference 2007, Salzburg, Austria, 9 September – 14 September 2007.
11. Guey-Rong Sheu et al., 2007: Atmospheric Mercury Monitoring at Lulin Atmospheric Background Station (LABS) in Taiwan, Fifth Asian Aerosol Conference, Kaohsiung, Taiwan, 26 August – 29 August 2007.
12. Guey-Rong Sheu et al., 2007: Measurements of Atmospheric Mercury at a High Elevation Site (Lulin Atmospheric Background Station, LABS) in Taiwan, 2007 AGU Fall Meeting, San Francisco, California, USA. 10 December – 14 December 2007.
13. Chi, K. H., Wang, H. S., Chang, M. B. and Lin, N. H., (2007). Evaluation of Dioxin-like Pollutants in Ambient Air via Long Range Transport, The 5th Asian Aerosol Conference, Kaohsiung, Taiwan.
14. Ou Yang, C. F., Wang, J. L., Sheu, G. R., Lin, N. H., Lee, C. T. (2007) “Measurements of Gaseous Pollutants at Lulin Atmospheric Background Station (LABS), Taiwan” , 10th Atmospheric Sciences and Applications to Air Quality, Hong-Kong, China, 12-18 May 2007.
15. Wang, J. L., Ou Yang, C. F., Sheu, G. R., Lin, N. H. (2007) “Gas chemistry measurements at the Lulin Atmospheric Background Station,” 5th Asian Aerosol Conference, Kaohsiung, Taiwan, 26-29 August 2007

另有，中央大學卓越計畫配合進行。

工作報告

The Dark Current and Gain Measurements of CCD Camera PI1300B at Lulin Observatory

H. F. Huang (黃相輔) and D. Kinoshita (木下大輔)

Graduate Institute of Astronomy, National Central University, Jhong-Li 320, Taiwan.

Abstract

The condition of the instrument may vary through time, and influence the performance of instrumental basic properties. In order to ensure the observation accuracy, the characteristics performance of CCD needs to be re-examined regularly. We have measured the dark current, gain, and readout noise of CCD camera PI1300B mounted on Lulin One Meter Telescope (LOT) at Lulin Observatory. We have obtained dark and flat field frames to estimate the gain and readout noise. The dark current generation rates at different CCD cooling temperatures were measured. Results are compared with the previous study (Kinoshita et al. 2005, ChJAA, Volume 5, Issue 3, pp. 315-326), and it is found to be consistent. The instrument is found to be stably operated.

1. Introduction

Charge-coupled devices (CCDs) are the most popular detectors which are used in optical astronomy observation for many advantages. The brief operation of CCD is that: The electrons have been freed by the energy of incoming photons during the exposure integration. When exposure ends, charges have been collected and the voltage has been converted into digital units. In order to separate signals to do significant measurement, observer must learn the noise occurred within the instrument first. (Howell 2000)

The CCD camera PI1300B was mounted on Lulin One Meter Telescope (LOT) at Lulin Observatory being the main instrument after January, 2003. Its basic characteristics were surveyed in 2004, and the result was published in Kinoshita et al. (2005). The instrument's condition may vary with time; so the re-estimates are necessary to confirm its normal operation. We measured the gain, read noise and dark current generation rate in November, 2007 in this work. All data analysis work following were used IDL program to deal with. Table.1 listed the basic properties provided by the manufacturer, Roper Scientific, Inc.

CCD Chip	EEV CCD36-40 (back-side illuminated)
Pixel Number	1340 × 1300
Pixel Size	20 μm × 20 μm
Imaging Area	26.8 mm × 26.0 mm
CCD Grade	Scientific Grade; Grade 1
Full Well	200,000 e ⁻
AD Conversion	16 bits
Sampling	50 kHz (slow mode), 1 MHz (fast mode)
Readout	36 sec @ 50 kHz 1.8 sec @ 1 MHz
Read Noise	3e ⁻ rms @ 50 kHz 10e ⁻ rms @ 1 MHz
Dark Current	0.1 e ⁻ /pixel/sec @ -40°C 0.5 e ⁻ /pixel/hr @ -110°C

(Table.1) The basic properties of CCD PI 1300B provided by the manufacturer (adopted from Kinoshita et al. 2005).

2. Gain and Readout Noise

The gain [e-/ADU] is defined as the number of electrons required to produce a unit of digital number, which is often represented by analog-to-digital unit (ADU), in output image,

$$n_e = G n_{ADU} \quad (\text{Eq.1})$$

Where n_e is the number of electrons, G is the gain, and n_{ADU} is the value of ADU. The relation between total noise N and the input signal S can be represented as (Motohara et al. 2002; Kinoshita et al. 2005),

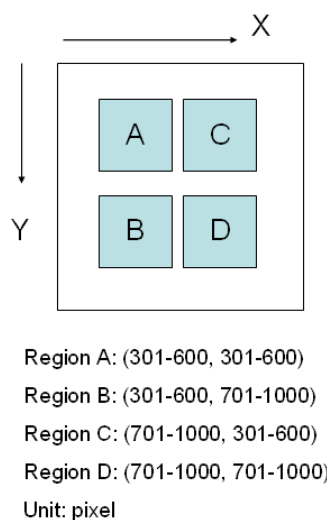
$$N = \sqrt{\frac{S}{G} + \left(\frac{R}{G}\right)^2} \quad (\text{Eq.2})$$

Where R is readout noise [e-], the number of electrons introduce into final signal accompanies with data readout. From Howell (2000), we know that subtracting two flat fields can get the standard deviation which includes both background Poisson and readout noise, and it can be written as,

$$\sigma_{F1-F2}^2 = 2 \left\{ \left(\frac{\sqrt{n_e}}{G} \right)^2 + \left(\frac{R}{G} \right)^2 \right\} \quad (\text{Eq.3})$$

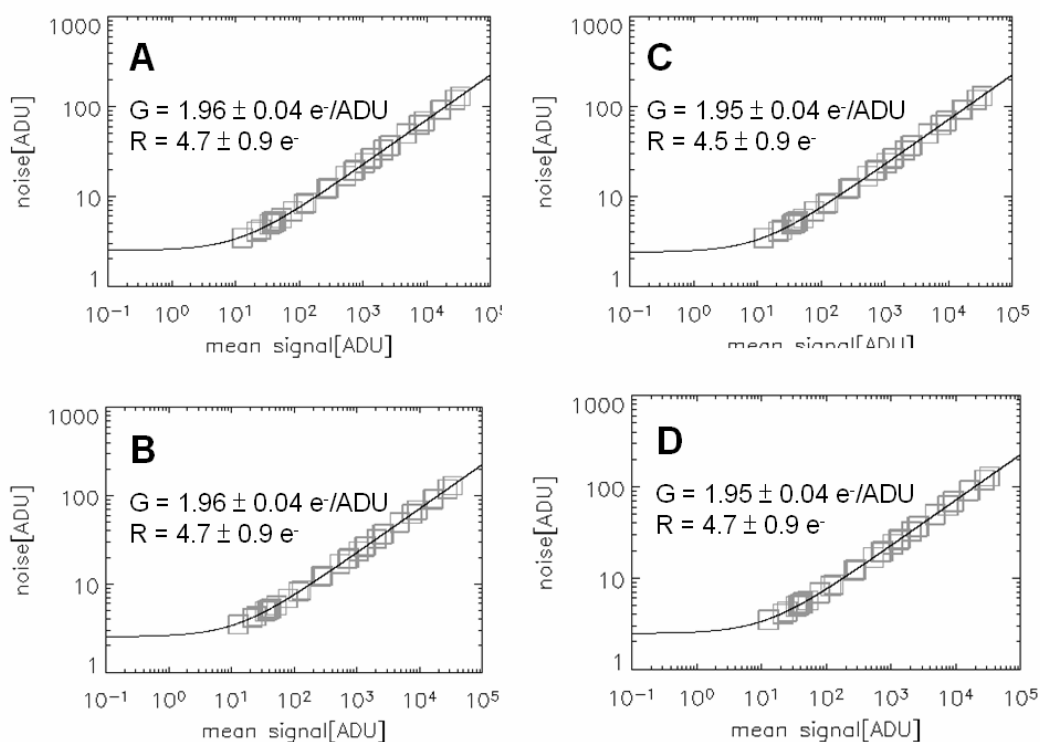
Where σ_{F1-F2} is the standard deviation of subtracting two flat field frames. Thus, we can use this way

to estimate the value of gain and readout noise.

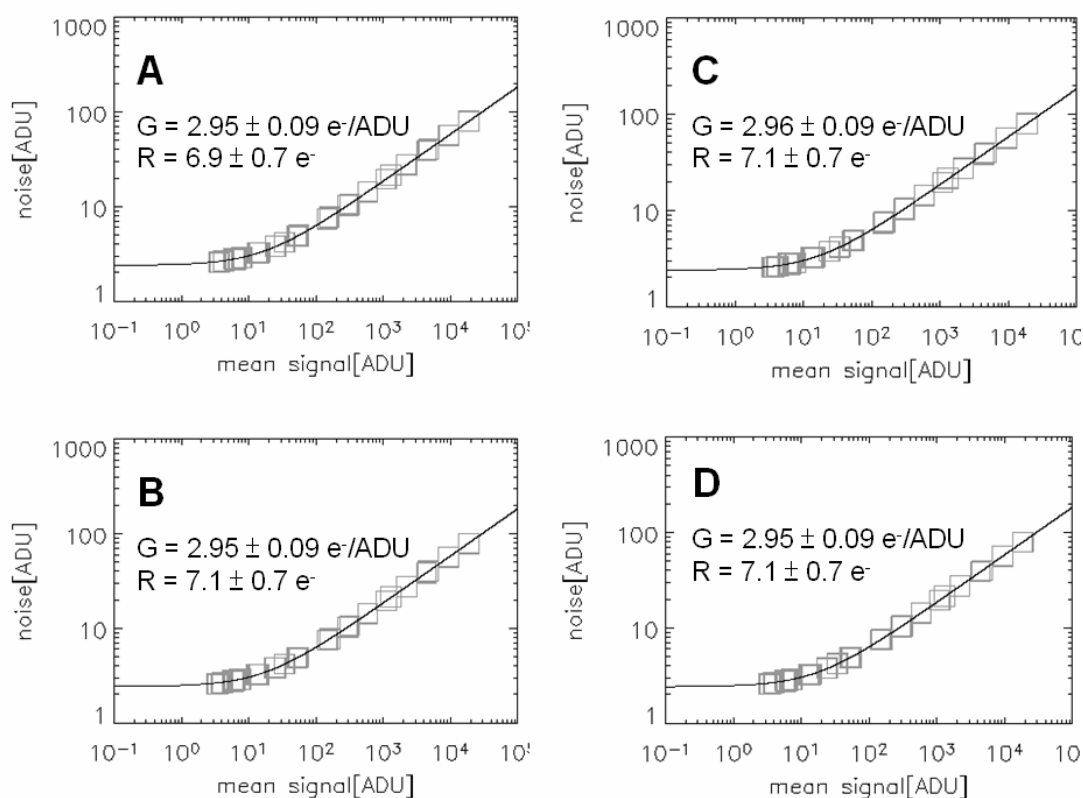


(Fig.1) the sketch of 4 region subframes.

We followed the method used by Kinoshita et al. (2005), to obtain five flat field and dark frames under the same CCD temperature and exposure time. Each frame is divided into 4 regions which every subframe contains 300 x 300 pixels. Fig.1 shows the schematic subframes and the procedure we apply to estimate our measurements. Using the Eq.2, we can fit the measurement to estimate the gain and readout noise values. Fig.2 shows the fitting result under CCD temperature -50°C for the readout slow and fast mode, respectively. The comparison between previous work and our measurement are collated in Table.2.



Slow mode



Fast mode

(Fig.2) The gain and readout noise of different regions for slow and fast mode.

Horizontal, vertical axis is the mean signal and noise in the unit of ADU, respectively.

The solid curve is the fitting curve using Eq.2

			This work	Kinoshita et al. 2004
-50 °C	Fast mode	Gain	2.95 ± 0.05	3.0
		Read noise	7.0 ± 0.3	7.1 – 7.4
	Slow mode	Gain	1.95 ± 0.02	2.0
		Read noise	4.6 ± 0.5	4.4 – 4.5

(Table 2) The average gain and readout noise of CCD PI1300B at -50 °C.

Dark Current

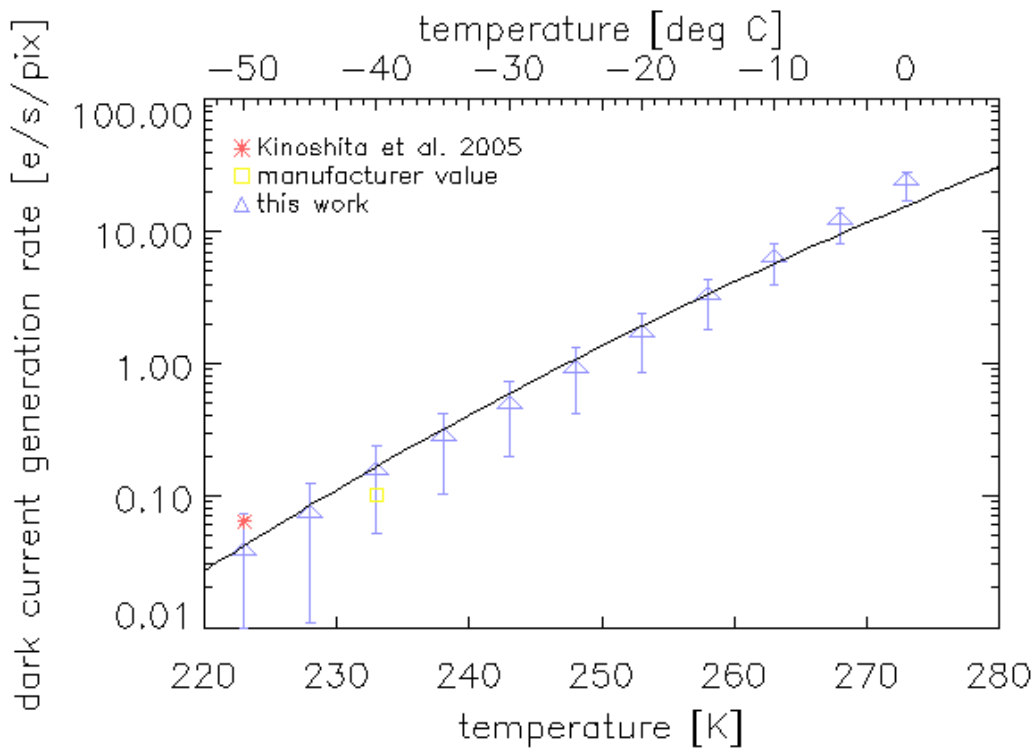
Dark current means electrons generated by thermal influence within instrument. It is usually represented for the generation rate per second per pixel [$e^-/s/pix$], and has highly correlation with CCD's temperature. The theoretical behavior of thermal electron production rate D against temperature can be expressed as Howell (2000),

$$D = CT^{\frac{3}{2}} \exp\left(\frac{-E_g}{2kT}\right) \quad (\text{Eq.4})$$

$$E_g = 1.557 - \frac{7.021 \times 10^{-4} T^2}{1108 + T} \quad (\text{Eq.5})$$

Where T is temperature, E_g is the band gap energy for silicon, k is the Boltzmann constant, and the C value is depended on different CCDs

We took dark frames at the slow mode from 0 °C to -50 °C. Six dark and six bias frames were taken for the same temperature, then we subtracted bias from dark frames to calculate the dark current generation rate. Fig.3 is our measurement and we use Eq.4 to fit the data points. For CCD PI1300B, we got the C value = 7.24×10^7 . The results are listed in Table.3. It is within the error range to compare our results with the previous work ($D = 0.064$ e-/s/pix at -50 °C) and the manufacturer value ($D = 0.1$ e-/s/pix at -40 °C).



(Fig.3) The dark current performance of CCD PI1300B against the CCD cooling temperature. The solid line is the fitting curve using Eq.4.

Temperature (°C)	Gain(e-/ADU)	Dark current (e-/s/pix)
0	1.98 *	22 ± 5
-5	1.98 *	11 ± 3
-10	1.98 *	6 ± 2
-15	1.97 *	3 ± 1
-20	1.97 *	1.6 ± 0.7
-25	1.97 *	0.9 ± 0.4
-30	1.97	0.5 ± 0.3
-35	1.96 *	0.3 ± 0.2
-40	1.97	0.14 ± 0.09
-45	1.95	0.07 ± 0.06
-50	1.95	0.04 ± 0.04

(Table.3) The dark current generation rate and the gain we adopted at different temperature. The * sign indicates the value is obtained by linear fitting of gains from -50, -45, -40, -30°C condition.

4. Conclusion

We have measured the gain, readout noise of CCD camera PI1300B at slow and fast readout mode. Under the CCD cooling temperature -50 °C, the average gain is 1.95 ± 0.02 , 2.95 ± 0.05 e-/ADU for slow and fast mode, respectively; The average readout noise is 4.6 ± 0.5 , and 7.0 ± 0.3 e- for slow and fast mode, respectively. We have also measured the dark current generation rate for slow mode at difference cooling temperatures. The average value is 0.04 ± 0.04 e-/s/pix for -50 °C. Our measurements are consistent with previous study (Kinoshita et al. 2005), and it is found the instrument is stably operated.

5. References

1. Howell, S. B., 2000, Cambridge University Press, *"Handbook of CCD Astronomy"*
2. Kinoshita D. et al., 2004, "Characteristics and Performance of the CCD Photometric System at Lulin Observatory", ChJAA, Volume 5, Issue 3, pp. 315-326
3. Motohara et al., 2002, PASJ, Vol.54, No.2, pp.315-325

2007 年 LOT 維護調整作業

張明新、林宏欽、張永欣、林啓生、施佳佑

LOT 於 2007 年 11 月 20~24 日委請原廠工程師 Mr. Philipp Keller 來台做調整與維護工作，進行光軸調整、機械維護及軟體更新等工作，以改善陸續出現的星像不圓、影像跳動、追蹤失準等現象，同時也將控制電腦作業系統環境升級至 Windows XP，以利後續更新與系統安全；以下將本次工作內容做一整理。

望遠鏡赤經軸渦輪間隙調整、上油潤滑：

LOT 高速運轉時出現異音，用手轉動 RA 渦桿一個方向鬆反向緊，施加不同方向預力測試仍有同樣現象，可知非平衡問題，經判斷是 RA 的渦桿接合處太緊，略加調鬆並上由潤滑後正常。



RA 渦輪渦桿與摩擦輪

赤經軸光學尺及讀寫頭檢查：

貼於摩擦輪內側的 Heidenhain 光學尺及讀寫頭清潔，灰塵或油滴會造成讀寫訊號錯誤，導致望遠鏡出現跳動現象。

望遠鏡溫度感測器修復：

舊溫度計無法顯示，重新安裝 LOT 新溫濕度計（鋼製望遠鏡溫度跟室溫接近，sensor 不用靠在望遠鏡上），若顯示有問題時可用 C-Control Basic 按 F12 update driver。

拆除原側支撐定位點改安裝線性軸承、調整配重位置：

側支撐與主鏡間摩擦力量過大，會造成主鏡無法歸位，影響光軸。在側支撐加貼鐵氟龍片增加滑動性，並安裝新的線性軸承，同時調整配重將側支撐施加的力量降低（但必須保持緊貼主鏡，並避免歪斜），避免鏡片卡住或將主鏡推離正確位置。另外亦調整主鏡的底支撐配重，減少 3 個鏡片定位點所承受的重量，這是造成星相不圓的主要原因，這些調整沒有量具可量化，必須靠經驗進行。



新安裝的線性軸承



配重調整

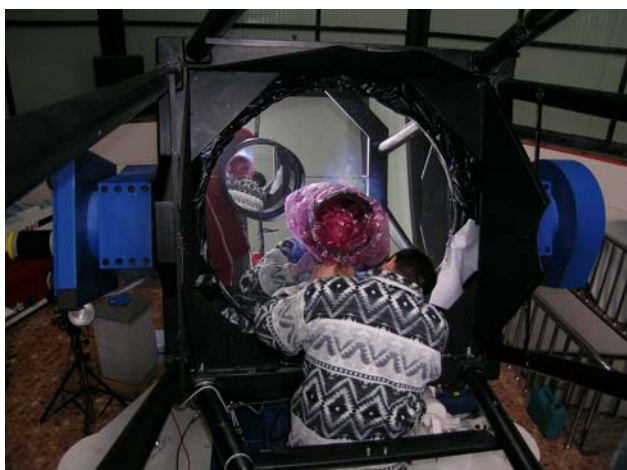
調整望遠鏡光軸：

望遠鏡追蹤不良與星相問題，經調整光軸後，影像雖變佳但指向精度不良，即便更新 pointing model 後仍有同樣現象。技師判斷問題可能為次鏡，經檢查後次鏡的確有間隙會晃動可能造成問題，將整個次鏡總成卸下拆解，認為次鏡後方的四組平衡重錘可能造成問題，且功能不必要決定予以拆除，經重新安裝及調整光軸後，望遠鏡追蹤與導入表現較原本好上許多。建立新的 pointing model 後追蹤測試，可達 10min 星點不變形。

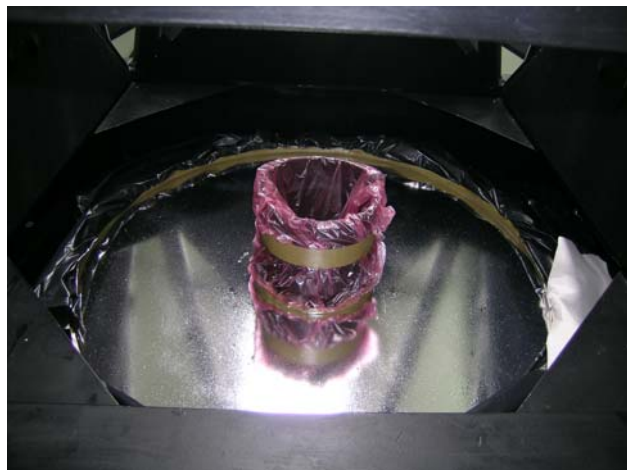
主次鏡面清潔工作：

天文台以往均採用二氧化碳乾冰或用清潔液做清洗鏡面，本次首度採用 First Contact 清潔主鏡，此為 Dream Telescope & ACC., Inc.所製作的鏡面清潔溶劑，作用方式為溶劑噴灑在鏡面後會在表面形成薄膜，乾燥後用特殊貼紙將薄膜撕起，同時將鏡面的灰塵帶走。

操作方式：將望遠鏡指向北邊方便人員操作，利用塑膠袋及膠帶將其他部分遮蔽保護，然後噴灑 First Contact，每隔 20~30 分鐘噴灑一層，重複 5~6 層，最後再等待約 1 小時完全風乾後在用貼紙撕下。整體而言效果相當良好，不過花費昂貴，本次主、次鏡清潔工作總共使用約 500ml，價格近一萬元，此外該溶劑腐蝕性強，必須使用不鏽鋼噴嘴，人員也必須戴口罩避免吸入。



1.將望遠鏡鏡面以外部分遮蔽



2.噴灑 First Contact 後在鏡面形成的膠膜



3.褪膠膜專用貼紙



4.褪膠膜過程

更換新版望遠鏡控制軟體；建立新 pointing model。

原本望遠鏡控制軟體適用環境為 Windows 98，但因微軟公司已停止 98 的系統更新與支援服務，因此本次將作業系統提升為 Windows XP，以持續未來安全更新與支援，同時也對控制軟體本身增加了以下的新功能：

- 新版可以在任何位置 Calibrate Mount
- 增加了 DEC 軟體限位 for 鏡架撞到叉臂(DEC=-40deg)及光譜儀撞到叉臂(DEC=+55deg ~ -40deg)
- 增加 GPS time 功能+安裝 GPS mouse
- 新增 STEP 功能，可以上下左右（東西南北）移動 1-arcsec (或指定角度)，以便光譜儀狹縫導入目標
- New AUTOSLEW manuals

因應光軸與機械上的調整，建立了新的 pointing model。

鹿林天文台 Lulin Polaris Seeing Monitor (LPSM)的初步統計結果

林宏欽

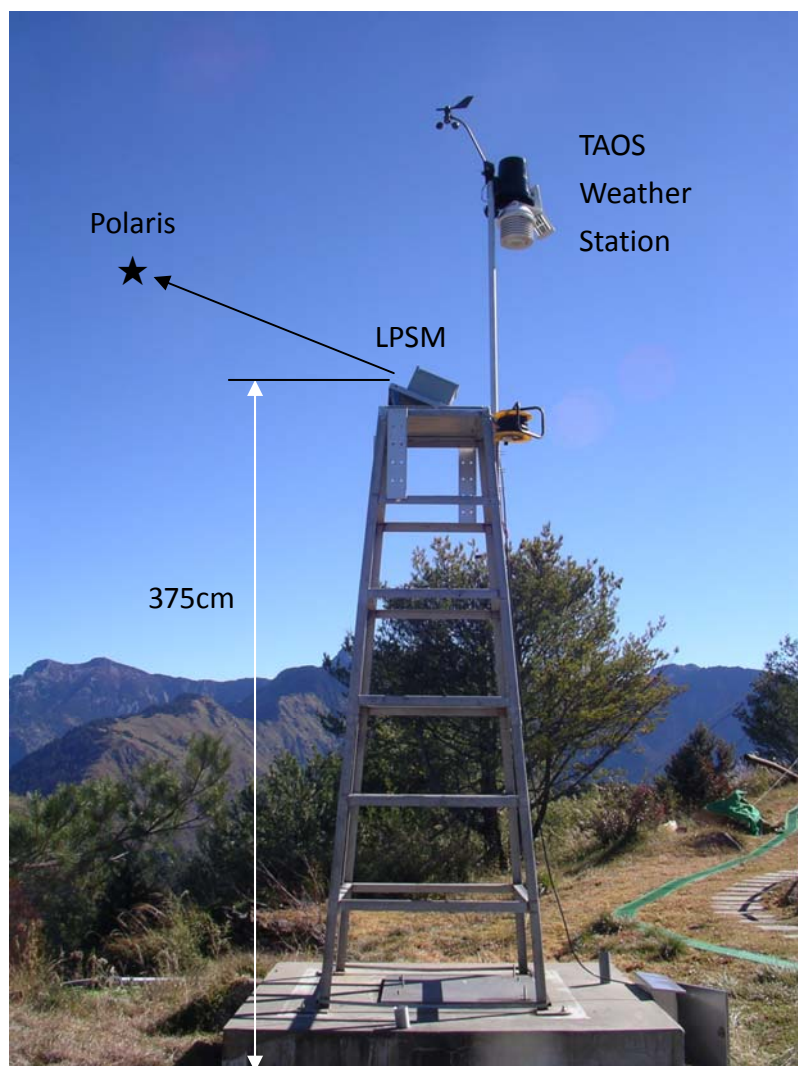
2007 年 3 月 6 日

2007 年初 Lulin Polaris Seeing Monitor (LPSM)安裝測試完成，開始鹿林天文台的即時 seeing 訊息顯示及長期統計工作。LPSM 是美國 SBIG 公司製作的 Seeing Monitor，它用一具 SBIG 的 ST-402ME CCD 相機加上一個 D=28mm、焦長 150 mm 的鏡頭(Image Scale=12.371arcsec/pixel)來監視北極星附近星場，由北極星影像在水平方向上的跳動 RMS 變化來測量 seeing，再換算到天頂 seeing 值。ST-402ME CCD 採 TDI 讀出模式，每 5ms (1/200sec)讀出一次，可以偵測 seeing 的快速變化。

LPSM 內部構造如下圖：



LPSM 設在 1990 年選址時測量 seeing 的水泥樁位置，架高在一座 3m 的塔上，以避開低層地面空氣擾流對 seeing 的影響，LPSM 窗口離地約 375cm。由於任何晃動都會造成 LPSM seeing 測量不準，所以最好單獨設置，旁邊同架的 TAOS 氣象站原本很容易因風大搖晃而影響 seeing 測量，經高度降低後，有明顯改善，徹底解決之道是考慮將之搬到別處。

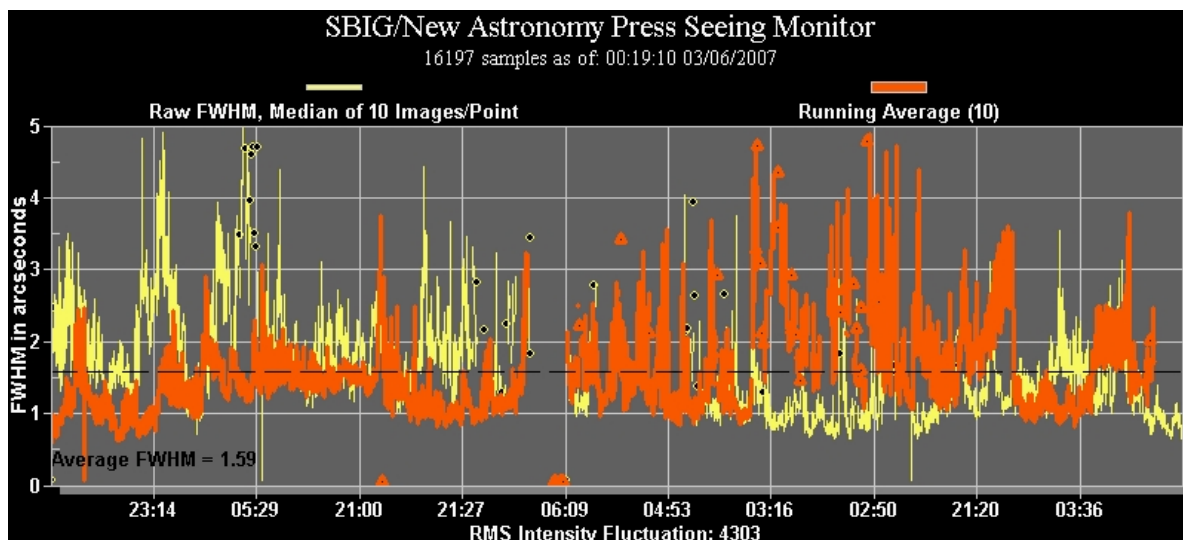


LPSM 調整好對準北極星附近星場，視場中心與北天極一致，使北極星可以一直保持在視場內（繞圈）。台灣緯度較低，北極星高度只有 23.5 度，顯然不利於觀測，校正到天頂 seeing 的誤差也會較高，但長期測量下來的結果還是具有一定的參考價值。下圖為 LPSM 攝得的影像，十字中心位置約為北天極，右邊亮星為北極星，

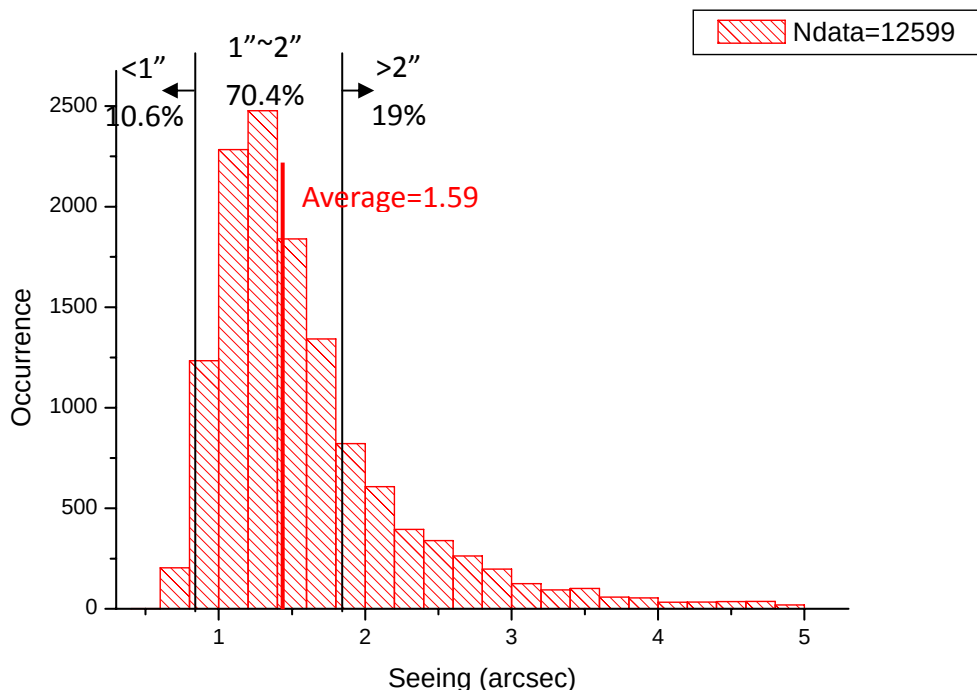


LPSM 對觀測資料紀錄情形如下：

- 每 9 次 seeing 測量取一 Median 值=>約 1 分鐘可取得 1 筆 seeing(Median)資料
 - 若 9 次測量 seeing 變化範圍太大 or 異常(>>5)or 取樣不足(e.g.天氣不穩定)則顯示 0.00 (i.e. 無效值)，如下第 5 欄，
21:47:40 01/07/2007 8482 9107 0.00 9 7.62; 4.69; 2.98; 7.09; 3.69; 2.88; 24.84; 24.92; 73.02;
 - 自動過濾掉 seeing>5arcsec 的資料
 - 已校正到天頂 seeing，但尚未與其他系統(e.g. DIMM, LOT direct imaging)比對校正
- 經 2007 年 1 月 7 日 ~ 2007 年 3 月 6 日約 2 個月的觀測，初步結果如下：



拿掉明顯有問題的資料(e.g. seeing<0.1arcsec)，最後有效資料有 12599 筆，相當約 200 小時的觀測時數，統計結果如下：



- 最佳 seeing=0.59 arcsec
- 平均值=1.59 arcsec, SD=0.66

- 分佈最頻值在 1.2~1.4 arcsec
- Seeing<1 arcsec (sub-arcsec seeing)佔 10.6%
- Seeing<1.5 arcsec 佔 56.8%
- Seeing<2 arcsec 佔 81%
- Seeing<2.5 arcsec 佔 90.4%
- 1<Seeing<1.5 佔=>46.2%
- 1.5<Seeing<2 佔=>24.2%
- 1<Seeing<2 佔=>70.4%

大致符合蔡文祥教授 1990-1993 年鹿林選址所得到的結果(平均 seeing~1.39 arcsec)。

REFERENCE

<http://www.sbig.com/products/seeingmonitor.htm>

Tsay, W.-S., Chen, A. B.-C., Chang, K.-H., Li, H.-H., "The NCU Lu-Lin Observatory", ASP Conf. Ser. 246: IAU Colloq. 183: Small Telescope Astronomy on Global Scales, v.246, p.299, 2001

A Draft of the Proposal for Instrumentation Program for 2-m Telescope: Optical Instrument

Kinoshita Daisuke

24 October 2007

1 Optical Instrument for Lulin 2-m Telescope

We propose an optical simultaneous imager as a first generation instrument for Lulin 2-m Telescope.

1.1 Overview

The Pan-STARRS is a survey type project equipped with 1.8-m telescope in Hawaii. Thanks to the wide field of view of GPC (Giga Pixel Camera), the project is capable of monitoring 75% of the whole sky visible from Hawaii. The typical time interval of re-visit to the same portion of the sky is about a week. It is the very first trial to make a movie of the universe. Pan-STARRS will detect millions of new transient and solar system objects.

The most important task of Lulin 2-m telescope is the follow-up observations for newly discovered objects from Pan-STARRS project. Our scientific interests are transients, such as supernovae, gamma ray bursts, and variable stars, and solar system objects, such as asteroids, comets, and trans-Neptunian objects. After the discoveries of these objects in Hawaii, we perform quick and detailed follow-up observations to reveal physical properties and chemical composition of new objects. Lulin Observatory in Taiwan is expected to play extremely important role because of the geographical location. The science consortium of the Pan-STARRS is an international collaboration, and our partners are in USA, UK, and Germany. Taiwan has the opportunity to perform follow-up observations right after the discoveries in Hawaii while US mainland, UK, and Germany are still at daytime. Quick and intensive follow-up observations will maximize scientific outputs from Taiwan. In this prospect, Lulin 2-m Telescope, which is under construction with the support from 5-yr/50-billion program of the Ministry of Education, is needed to be equipped with powerful and efficient instruments.

1.2 Description of the Instrument

In astronomy, color measurements are often used to obtain the first look at the physical conditions and chemical composition of astronomical objects. The Pan-STARRS discoveries increase the number of samples by factor of 10-1000, depending on classes of objects. Color measurements data are also useful to classify a class of objects into subgroups.

In a conventional method of color measurements, we image the target using a filter, then later re-image the same object using another filter. In this way, there is a time lag between two measurements at different wavelength. Our targets, transient and solar system objects, change their brightness with time, and the conventional color measurements produce false colors.

A different and new approach is proposed that accurate measurements are achieved by observing the target at two or more different wavelength regions simultaneously. This is realized by the beam splitting by dichroic mirrors. The dichroic mirror is an optical device that reflects the light shorter than the characteristic wavelength and transmit the light longer than the characteristic wavelength. A sample of the transmittance property of a dichroic mirror is shown in Fig. 1. By using two dichroic mirrors and three detectors, one is able to measure the flux from the target at the same time.

An optical simultaneous imager is suitable for Lulin 2-m Telescope for following reasons: (1) accurate measurements of colors of transient and solar system objects fit our scientific interests, (2) the aperture sizes of Pan-STARRS PS1 telescope ($D=1.8\text{-m}$) and Lulin 2-m Telescope ($D=2.0\text{-m}$) is comparable, and Lulin 2-m Telescope is capable of detecting majority of Pan-STARRS discoveries by imaging follow-up observations, (3) multi-color simultaneous imaging increases observing efficiency, (4) the sky in Taiwan

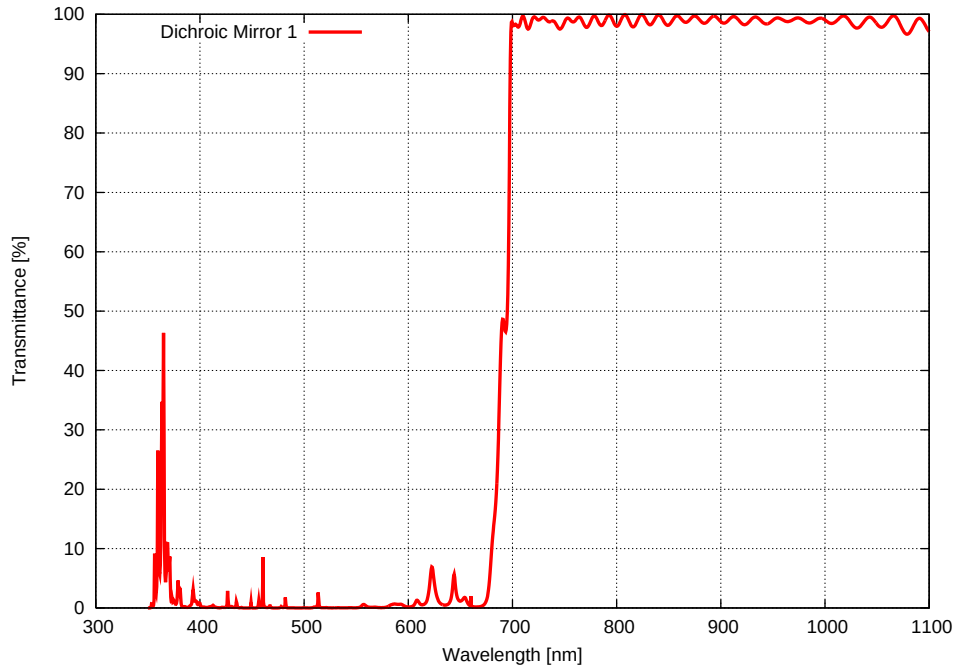


Figure 1: A simulated transmittance property of a dichroic mirror. The simulation is performed by Asahi Spectra, Inc. This dichroic mirror is designed to split the beam for SDSS r'-band and SDSS i'-band, and the characteristic wavelength is set at 700 nm. The light shorter than the wavelength of 700 nm is reflected at the mirror, and the light longer than the wavelength of 700 nm is transmitted.

is not always stable, and simultaneous imager enables us to measure the color accurately even under the poor sky condition and increases the usable time.

The conceptual design of the multi-color simultaneous imager is shown in Fig. 2. Two dichroic mirrors on the optical path split the light from the telescope into three components, shorter wavelength beam ($\lambda < 700$ nm), medium wavelength beam ($700 \text{ nm} < \lambda < 850$ nm), and longer wavelength beam ($\lambda > 850$ nm). These three beams go through the bandpass filters (SDSS r', i', and z' filters), and the signals are received by three detectors at the same time.

Following components are necessary for the development of the instrument:

1. imaging cameras,
2. optics,
3. cryogenics,
4. readout electronics,
5. and enclosure.

The imaging cameras are CCD (Charge Coupled Device) cameras. We use newly developed deep depletion CCDs in order to have higher sensitivity at longer wavelength ($\lambda \sim 0.9 - 1 \mu\text{m}$). The comparison between the sensitivities of the conventional CCD and the deep depletion CCD manufactured by EEV, Inc. is shown in Fig. 3. The quantum efficiency of the deep depletion CCDs at $0.8 \mu\text{m}$ is as high as 50%, while it is about 25% for conventional products.

Major components of optics are dichroic mirrors and bandpass filters. The design study of the dichroic mirrors are now in progress, and a sample of the simulated properties is already shown in Fig. 1. We already worked a lot on the design of bandpass filters for 1-m telescope at Lulin Observatory, and we do not find any problem for this part. A sample design of the filter system is shown in Fig. 4. We decided to have SDSS filter system, and the photometric system will be compatible to that of the Pan-STARRS system.

The cryogenics and readout electronics will be the time-consuming components of this instrumentation program. We plan to collaborate with our Pan-STARRS colleagues and Okayama Astrophysical Observatory of Japan to develop these key parts.

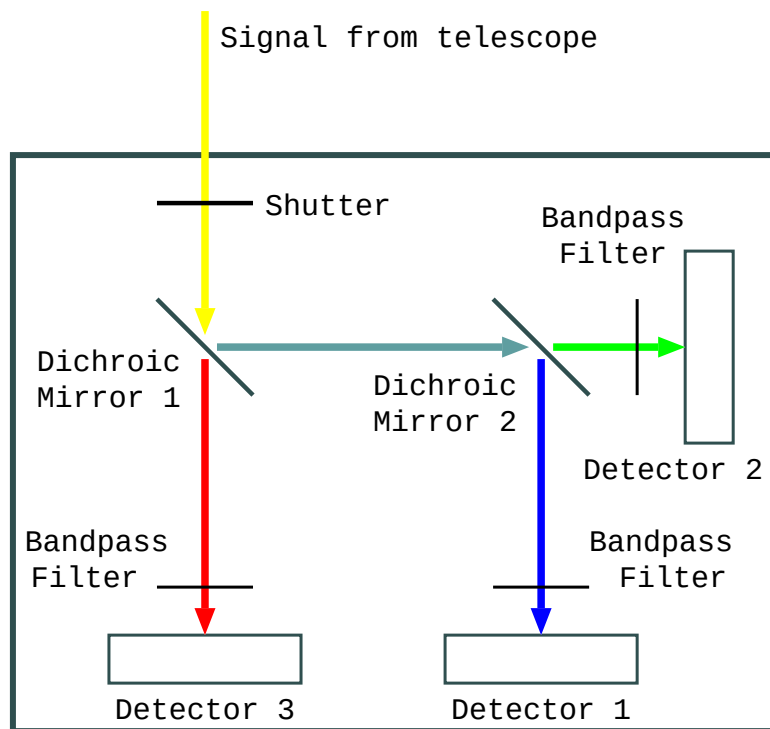


Figure 2: The conceptual design of the optical multi-color simultaneous imager. Two dichroic mirrors split the signal from the telescope into three different wavelength regions, and three detectors receive signals at the same time.

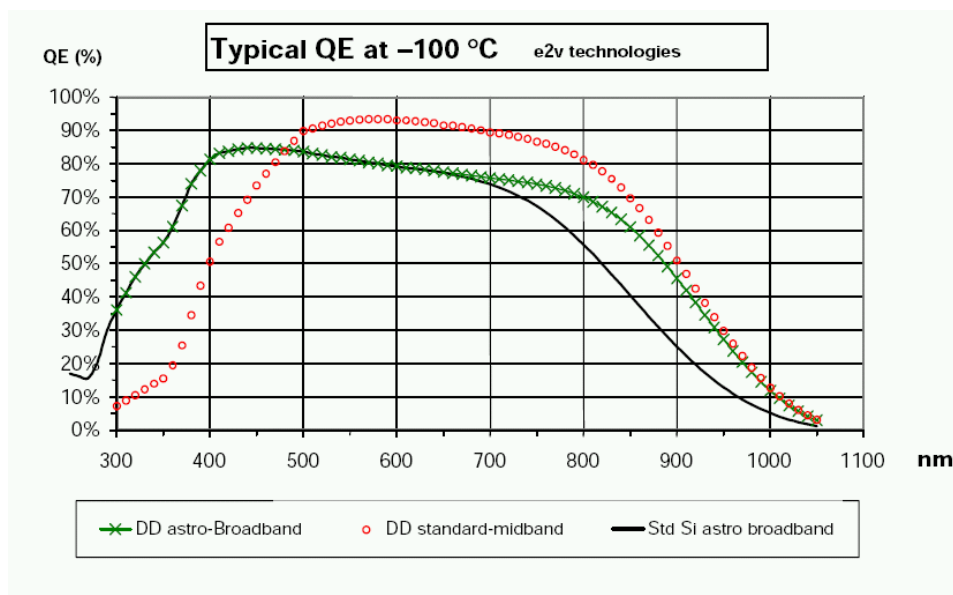


Figure 3: The comparison between the quantum efficiencies of the conventional CCD and the deep depletion CCD. The figure is from EEV, Inc. The black solid line represents the conventional CCD, while red and green marks denote newly developed deep depletion CCDs.

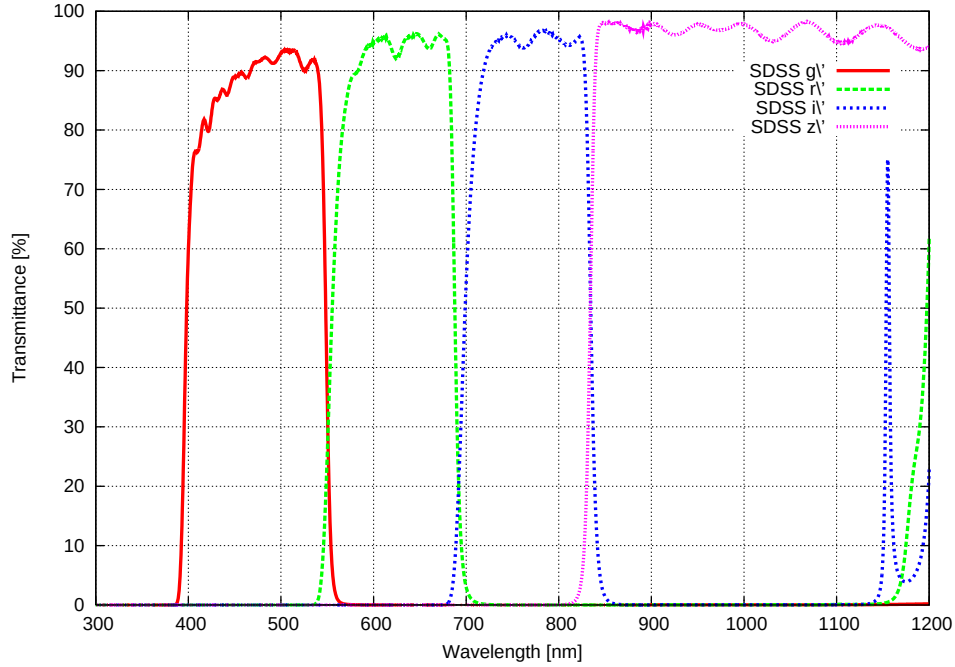


Figure 4: A sample design of the filter system. The photometric system is compatible to that of the Pan-STARRS system. Pan-STARRS data will be seamlessly combined into the data obtained by our instrument.

1.3 Advantages

We describe advantages of our optical multi-color simultaneous imager. The topics include:

- geographical location,
- use of deep depletion CCDs,
- higher observing efficiency,
- number of usable nights.

1.3.1 Geographical location

As we mentioned earlier, the most important task of our optical multi-color simultaneous imager is follow-up observations of Pan-STARRS discoveries. In this point of view, the geographical location of our site, Lulin Observatory, has a great advantage. We (UT+8) are 6 hours behind Hawaii (UT-10). The geographical longitudes of locations of Pan-STARRS partners are summarized in Table 1. It is clear that we will be the first one to observe newly discovered objects detected by Pan-STARRS system in Hawaii.

Pan-STARRS partners	Longitude	Timezone
Hawaii	$\sim 160^\circ\text{W}$	UT-10
Taiwan	$\sim 120^\circ\text{E}$	UT+8
Germany	$\sim 10^\circ\text{E}$	UT+1
UK	$\sim 0^\circ$	UT $\pm$ 0
US Mainland	$\sim 80\text{-}120^\circ\text{W}$	UT-5 - UT-8

Table 1: The geographical longitudes of locations of Pan-STARRS partners.

1.3.2 Use of deep depletion CCDs

The quantum efficiency of conventional CCDs at the wavelength near 1 micron is very low, and it is a serious difficulty. But, the scientific interests of observation at the wavelength near 1 micron is increasing.

For example, asteroids have absorption features due to minerals such as olivine and pyroxene near 1 micron. At this moment, the opportunity is open only for large aperture telescopes to observe at this wavelength region.

Recently, a new type of CCDs named deep depletion CCDs are developed. The deep depletion CCDs have thick silicon layer in order to increase the sensitivity at longer wavelength. At 0.9 micron, the quantum efficiency of the deep depletion CCD is twice higher than that of the conventional CCD. The use of the deep depletion CCDs provide us higher sensitivity for our instrument. In addition, the conventional thinned back-illuminated CCDs have fringe patterns when the observation is performed at longer wavelength. The fringe pattern is not removed from the data easily, and degrade the detection limits. Thanks to the thick silicon layer, the deep depletion CCDs are free from this problem.

1.3.3 Higher observing efficiency

The multi-color simultaneous imager provides us higher observing efficiency. In conventional observing method, we need to obtain a series of exposures, and the required total time for the observation T_c is

$$T_c = (t_{exp} + t_{ro}) \times N_{band}. \quad (1)$$

Here, t_{exp} is the exposure time, t_{ro} is the readout time, and N_{band} is the number of filter used. On the other hand, the required total time for observation for multi-color simultaneous imager T_s is

$$T_s = \frac{t_{exp}}{E_{throughput}} + t_{ro}. \quad (2)$$

Here, $E_{throughput}$ is the throughput of the optics of simultaneous imager. If we assume $t_{exp} = 60$ sec, $t_{ro} = 8$ sec, $N_{band} = 3$, and $E_{throughput} = 0.8$, it is easily shown that the multi-color simultaneous imager has ~ 2.5 times higher observing efficiency.

1.3.4 Number of usable nights

In conventional way, accurate color measurements require clear and stable nights. This is because of the time lag between an exposure at one band and another. Unfortunately, number of clear and stable nights in Taiwan is much less than that of in Hawaii. The use of multi-color simultaneous imager increases number of usable nights. The data at different wavelength are acquired at the same time, the calibration of the photometric measurements is easier than the conventional method.

1.4 Collaborations

Currently, Harvard Smithsonian Center for Astrophysics is developing an instrument named PISCO (Parallel Imager for Southern Cosmological Observations) for 6.5-m Magellan telescope in Chile. PISCO has a similar conceptual design to ours. It is primarily not for transient and solar system objects, but for photometric redshift study of static objects such as distant galaxies. Okayama Astrophysical Observatory of National Astronomical Observatory of Japan has an optical simultaneous imager named “Mitsume” attached to the Cassegrain focus of 0.5-m telescope. The instrument is for the study of GRBs (Gamma Ray Bursts). The Table 2 summarizes these two instruments and ours. These three instruments do not have serious overlapping in telescope aperture, main targets, and geographical locations. The simultaneous imager we develop will have a cooperative relationships with these instruments.

Instrument	Telescope Aperture	Main Targets	Location
PISCO	6.5-m	distant galaxies	southern hemisphere
This work	2.0-m	transient, solar system	northern hemisphere
Mitsume	0.5-m	GRBs	northern hemisphere

Table 2: The summary of simultaneous imagers in the world.

附錄

NCU/LULIN LOT/1m OBSERVING PROPOSAL

Semester: 2008B

- ※ Observing time is allocated on a 6-month basis, March-August (A), and September-February (B).
- ※ The proposal, either in Chinese or English, should be sent to the Time Allocation Committee, preferably via email at tac_lulin@astro.ncu.edu.tw, or via post to Graduate Institute of Astronomy, National Central University, 300 Jungda Road, Chung-Li 32054 Taiwan. Inquiries regarding observing requests or instrumentation can be directed to the same email contact.
- ※ If time is granted, please fill out the Lulin Lodging Request Form before the observing run (<http://www.lulin.ncu.edu.tw/TAC/LulinApplication.htm>).
- ※ At times a time-honored event may require interruption of an ongoing project. The observer will be notified, and consulted for service observations if a mutual agreement can be reached.

1. Title of the Proposed Observing Program

2. Abstract (limited to 200 words)

3. Category

- ☐ Solar System ☐ Exoplanets ☐ Stars Star Formation ☐ Compact Objects
☐ Interstellar Medium ☐ Nearby Galaxies ☐ AGN ☐ Cosmology
☐ Cluster of Galaxies ☐ Gravitational Lenses ☐ Large Scale Structure ☐ Distant Galaxies
☐ Others

4. Principal Investigator

Name:

Institute:

Address:

E-mail:

Phone/Fax:

5. Co-Investigators

Name / Institute	Name / Institute	Name / Institute

6. Link to Thesis Work

- ☐ This observing program is linked to a PhD thesis
- ☐ This observing program is linked to a master thesis

Name of the student(s):

7. Time Request

Instrument (LCI/LCS)	Number of Nights	Moon Phase (D/G/B)	Preferred Date	Acceptable Date	Remarks (Hi or Lo-Res for LCS)

Total requested number of nights:

Minimum acceptable number of nights:

8. Scheduling Constraints

9. Instrument Requirements

10. Observing Experiences

11. Backup Program in Poor Weather Conditions

12. Publications related to LOT usage

13. Status of Previous Observations if LOT observing time has been allocated to P.I. before

14. Target List

Object	RA (2000.0)	Dec (2000.0)	Magnitude	Angular Size	Exposure	Remarks

15. Scientific and Technical Justifications (limited to two additional A4 pages, including figures)

國立中央大學 2 公尺望遠鏡天文台建築基地 地質鑽探調查

成果報告書

承辦廠商：ΔKE 大寬工程有限 公 司

地 址：新竹市南大路567巷1弄16號

TEL：（ 03 ） 5355-543

FAX：（ 03 ） 5355-632

中 華 民 國 九 十 六 年 二 月

目 錄

第 1 章	緒 論	1-1
1-1	緣起	1-1
1-2	工作內容	1-1
1-3	完成數量	1-2
第 2 章	工作執行概要	2-1
2-1	基地概況及鑽孔位置	2-1
2-2	現場鑽探、取樣及試驗	2-1
2-3	地下水量測	2-1
2-4	試驗室試驗	2-2
第 3 章	基地工程地質	3-1
3-1	區域地質概況	3-1
3-1-1	南莊層 (Nc)	3-1
3-2	區域地質構造	3-2
圖3.1	區域地質圖	3-3
3-3	基地工程地質	3-4
3-5	各地層之簡化土層參數表	3-6

國立中央大學2公尺望遠鏡天文台建築基地鑽探工程

第 4 章	大地工程分析	4-1
4-1	液化潛能分析	4-1
4-2	基礎形式分析建議	4-3
4-2-1	基礎承载力分析	4-3
4-2-2	沉陷量分析	4-4
4-2-3	垂直水平地盤反力係數	4-5
4-3	基礎開挖擋土穩定分析	4-6
4-4	水土保持措施建議	4-7
第 5 章	結論與建議	5-1
附 錄 A	鑽孔地質柱狀剖面圖	
附 錄 B	室內試驗成果	
附 錄 C	施工及岩心箱照片	
附 錄 D	相關證照	
附 錄 E	地籍資料	

表目錄

表 1.1	現場鑽探及室內試驗完成數量統計表.....	1-4
表 2.1	土壤一般物理性質試驗結果表.....	2-4
表 2.2	岩心物性試驗結果表.....	2-5
表 2.3	岩心單壓試驗結果表.....	2-6
表 3.1	簡化土層參數表.....	3-6
表 4.1	基礎容許承载力分析表.....	4-4
表 4.2	垂直地盤反力係數分析表.	4-6
表 4.3	水平地盤反力係數分析表.	4-6

圖目錄

圖 1.1	鑽孔及地層剖面位置圖.....	1-3
圖 2.1	基地地理位置圖.....	2-3
圖 3.1	區域地質圖.....	3-3
圖 3.2	地層剖面圖.....	3-5
圖 4.1	新日本道路橋樑簡易經驗法（1996）液化分析流程圖.....	4-2

第 1 章 緒 論

1-1 緣起

國立中央大學（以下簡稱業主單位）擬於嘉義縣阿里山鄉塔塔加段59地號興建望遠鏡天文台，為了解該基地內之地質狀況及其相關特性，經公開招標後委由大寬工程有限公司（以下簡稱本公司）辦理本基地之地質鑽探調查及相關試驗分析工作。

本公司案依據業主單位所提供之工作計畫內容與進度要求，於民國九十六年一月十日開始至現場進行各項鑽探及試驗工作，並於同年一月二十六日完成全部現場工作並隨即將取得之土樣送專業之大地工程試驗室進行室內土壤一般物理性質及力學試驗，今各項工作已全部完成，本公司依據工作所得結果，加以彙整、研判及分析後，提送本工作成果報告書。

1-2 工作內容

本案地質鑽探及試驗分析工作內容包括：

1. 現場鑽探、試驗及取樣（共三孔，孔號為 BH-1、BH-2、BH-3），鑽孔深度BH-1、BH-3為十五公尺、BH-2為二十公尺，鑽孔位置如圖1.1所示，現場鑽探

進行時採全程取樣並於地層變化處實施 SPT 標準貫入試驗。

2. 地下水位觀測井裝設與觀測

於鑽孔完成後各安裝一支地下水位觀測井並於安裝二十四小時後觀測地下水位數據。

3. 室內試驗

室內試驗依據本案工作計畫，並參酌現場取樣結果，於現場取樣完成後送實驗室進行下列試驗：

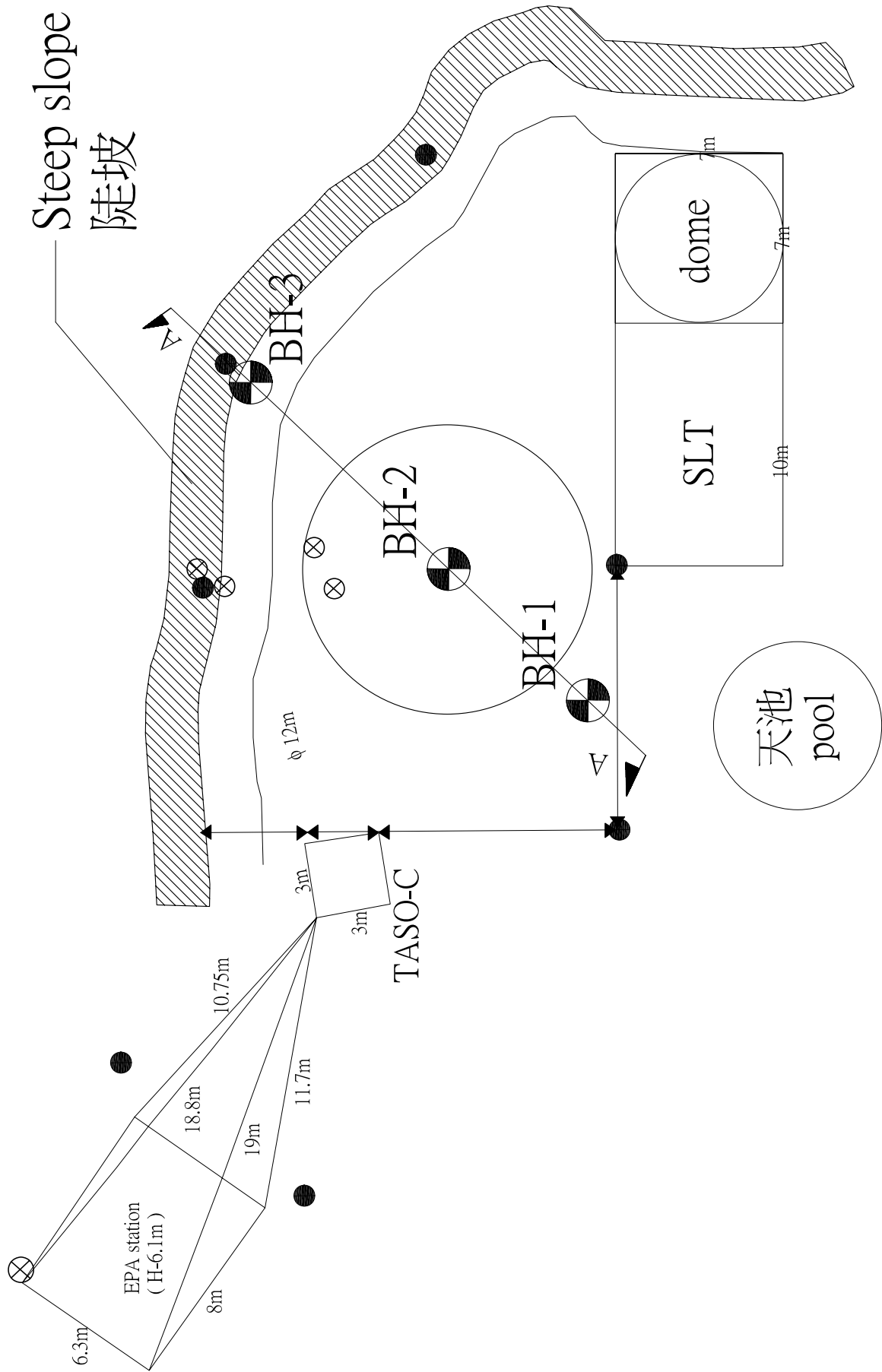
A、土壤一般物理性質試驗（單位重、含水量、顆粒分析、液塑 性限度、比重及土壤分類）。

B、岩心物性試驗。

C、岩心單壓試驗。

1-3 完成數量

本案全部之現場鑽探及室內試驗完成數量統計表詳見表1.1所示。



國立中央大學2公尺望遠鏡天文台建築基地鑽探工程

表1.1 現場鑽探及室內試驗完成數量統計表

孔號	深度 (M)	土層 (M)	土層夾 岩塊石 (M)	岩層 (M)	標準貫 入試驗	劈管 取樣	水位 觀測井	土壤物 性試驗	岩心物性 試驗	岩心單 壓試驗
BH-1	15.0	0.30	0.25	14.45	5	2	1	2	0	2
BH-2	20.0	0.2	1.9	17.9	3	1	1	1	1	2
BH-3	15.0	0.35	0.15	14.5	3	0	1	0	1	1
合計	50.0	0.85	2.30	46.85	11	3	3	3	2	5

第 2 章 工作執行概要

2-1 基地概況及鑽孔位置

本基地位於玉山國家公園之鹿林前山，基地座落於嘉義縣阿里山鄉塔塔加段59地號（地籍圖詳附錄E），標高約2862公尺，基地附近地形為一獨立小山頭平台現況地勢大致平坦，基地東南側及西北側下方均臨陡坡，基地地理位置詳圖2.1。

2-2 現場鑽探、取樣及試驗

本案地質鑽探及取樣共三孔，現場鑽探進行時採全程取樣並於地層變化處實施 SPT 標準貫入試驗。

2-3 地下水量測

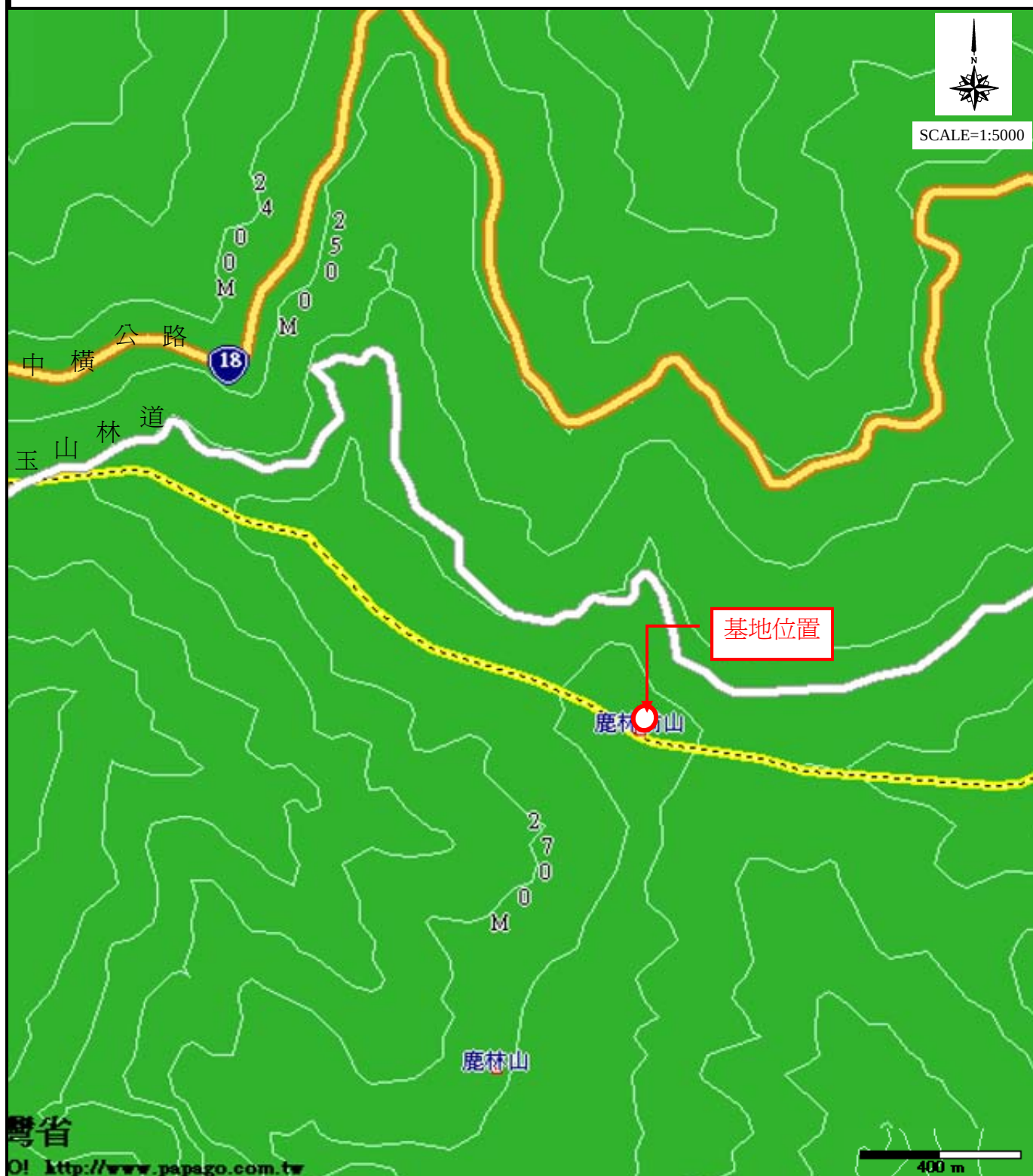
為瞭解本基地地下水位之情況，於鑽孔施鑽完成後於BH-1~ BH-3等三個鑽孔裝設地下水位觀測井，觀測結果均未發現地下水。

2-4 試驗室試驗

為進一步瞭解基地土壤之一般物理及力學性質，將現地鑽探所得之土樣送至大地力學試驗室做土壤一般物理性質試驗及岩心物性及單壓試驗，詳細土壤一般物性試驗結果詳表2.1、岩心物性試驗結果表詳表2.2、岩心單壓試驗結果詳表2.3。

有關本次鑽孔地質柱狀剖面圖詳附錄A，試驗室試驗成果詳附錄B，現場施工及岩心箱照片詳附錄C。

國立中央大學2公尺望遠鏡天文台建築基地鑽探工程



底圖來源：研勤科技

○：基地位置

ΔKE 大寬工程有限公司

圖2.1 基地地理位置圖

表 2.1 土壤一般物理性質試驗結果表

孔 號 Hole	樣 號 Sample	深 度 Depth	N 值	含 水 量 W(%)	比 重 Gs	液 性 限 度	塑 性 限 度	粒 徑 分 析				分 類 符 號	孔 隙 比 e	單 位 重 yt (t/m ³)
						LL(%)	PI(%)	礫 石	砂	粉 土	粘 土			
BH-1	S-3	6.7~7.15	48	14.7	2.68	-	NP	28	39	30	3	SM	0.47	2.09
BH-1	S-4	10.55~11.00	35	13.1	2.67	-	NP	34	47	17	2	SM	0.42	2.12
BH-2	S-1	1.55~2.00	6	11.5	2.68	-	NP	25	37	30	9	SM	0.49	2.01

表 2.2 岩心物性試驗結果表

孔 號 Hole	樣 號 Sample	深 度 Depth	濕 密 度 (t/m ³)	含 水 量 W(%)	比 重 Gs	孔 隙 比 e	岩 體 描 述
BH-2	R-2	11.0~11.34	2.54	2.76	2.69	0.47	灰 色 砂 岩
BH-3	R-5	1.55~2.00	2.55	2.55	2.69	0.49	灰 棕 色 砂 岩

表 2.3 岩心單壓試驗結果表

項次	孔號	深度 (M)	乾密度	含水量	單軸壓縮強度試驗			岩心敘述 Rock Description
					Qu	E f	ES ₅₀	
			g/cm ³	%	kg/cm ²	%	kg/cm ²	
1	BH-1	0.60~1.00	2.42	3.31	410.32	1.16	31,705	灰棕色砂岩，岩質中強
2	BH-1	7.80~8.00	2.5	2.48	381.19	1.07	25,915	棕灰色砂岩，岩質中強
3	BH-2	8.00~8.50	2.51	2.6	790.22	1.07	67,347	棕灰色砂岩，岩質強
4	BH-2	11.00~11.34	2.48	2.9	512.21	1.06	35,155	灰色砂岩，岩質強
5	BH-3	5.00~5.38	2.48	2.61	834.03	1.20	65,001	灰棕色砂岩，岩質強

第 3 章 基地工程地質

3-1 區域地質概況

本基地位於嘉義縣，依經濟部中央地質調查所出版之五十萬分之一 ” 台灣 ” 區域地質圖記載，顯示基地附近地層屬 ” 南莊層 (Nc) ” ，如圖3.1區域地質圖所示。

3-1-1 南莊層 (Nc)

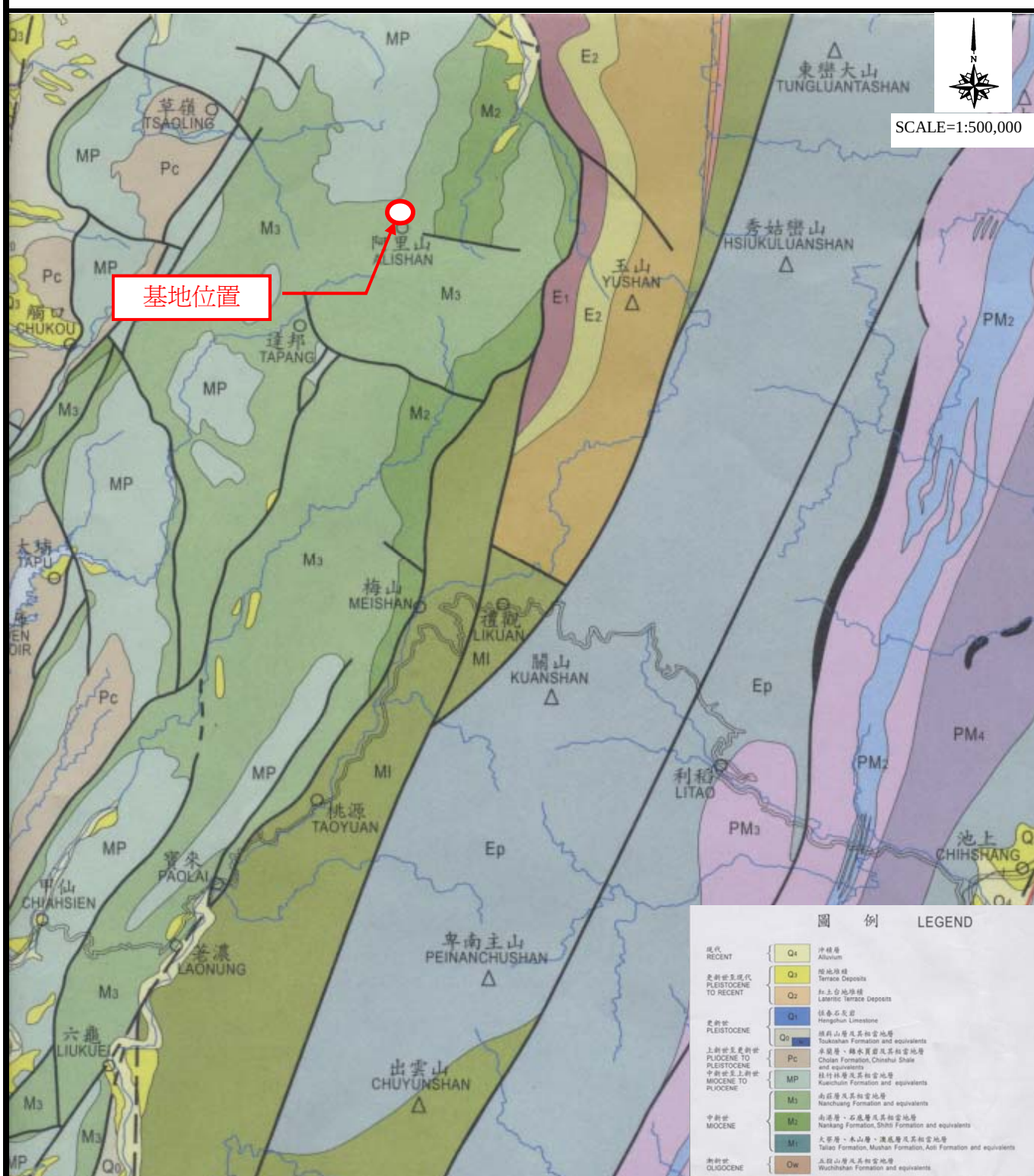
南莊層主要以白砂岩、灰色砂岩、暗灰色頁岩、砂頁岩薄葉互層以及薄煤層等組成，而以砂岩為本層中最顯著之岩類。白砂岩不甚顯著，且分為數層露出於本層內各不同層位中，為厚層狀，大部分為中至粗粒，新鮮時為白或灰白色，但風化後常呈黃灰色、淺黃色或紅棕色。其他砂岩大多數為淡灰色細至中粒結構，呈厚層狀。在中粗粒白砂岩之上下，有若干不連續之煤層。本層之中部有兩煤層，相隔約70至100公尺，下煤層較重要。煤層側向變化甚大，並無固定層位，局部地區甚至可尖滅而不連續。煤層之厚度自數公分至1公尺餘，後者只為延續甚短之凸鏡體，平均厚度僅20至30公分。砂岩與頁岩之薄葉紋層為本層之另一特徵，常含雲母碎片及炭質物或植物遺跡。本地之南莊層在垂直及側向岩

相變化明顯而快速，其沈積環境屬濱海相。由上下海相地層之時代推估，南莊層之年代應屬晚中新世。

3-2 區域地質構造

依內政部九十四年七月頒定之「建築物耐震設計規範及解說」本基地位於嘉義縣阿里山鄉，鄰近中央地質調查所調查第一類活動斷層—大尖山斷層及觸口斷層，其距本基地約超過20公里以上。

國立中央大學2公尺望遠鏡天文台建築基地鑽探工程



底圖來源：經濟部中央地質調查所(台灣圖幅)

○：基地位置

△KE 大寬工程有限公司

圖 3.1 區域地質圖

3-3 基地工程地質

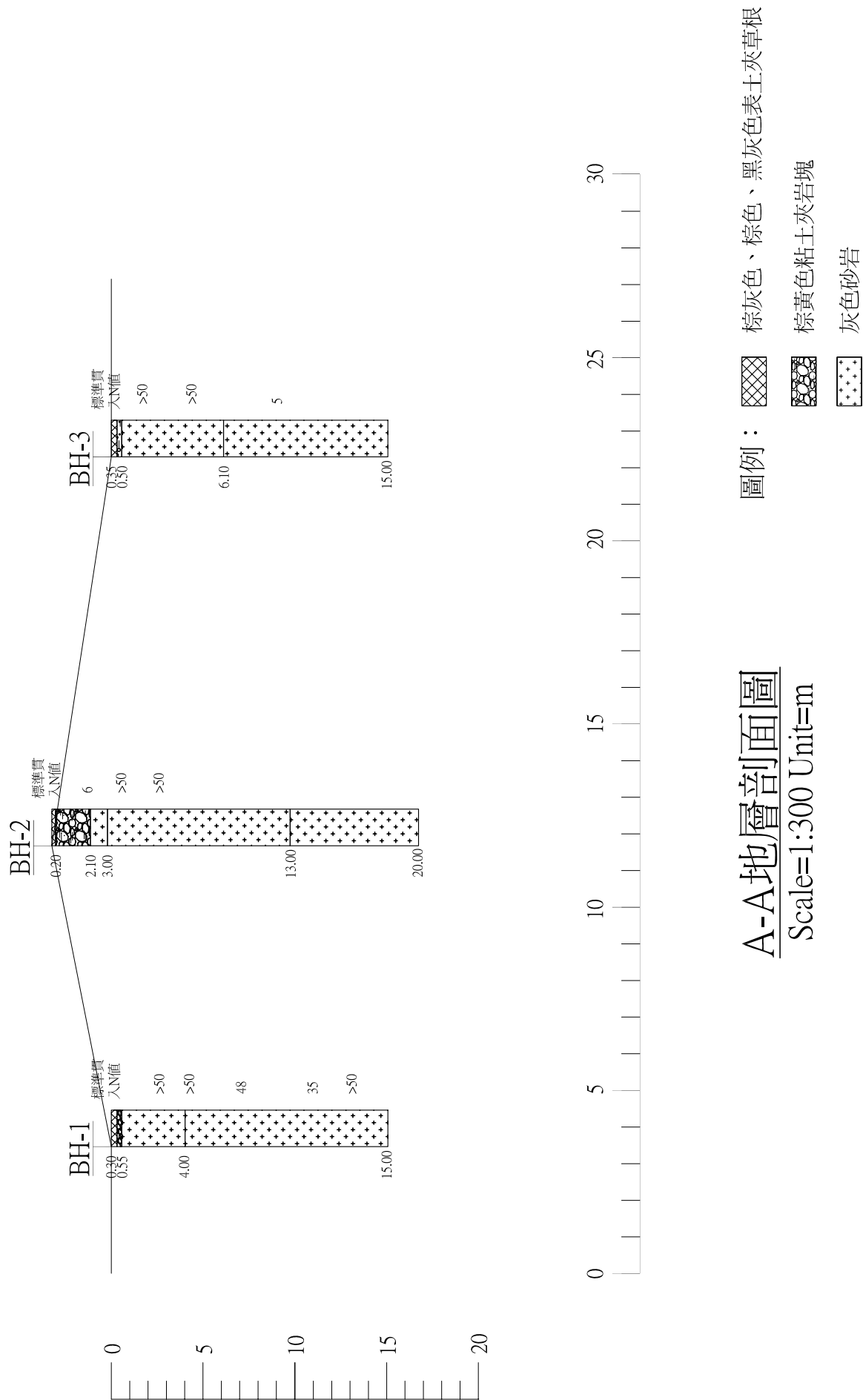
依據本次鑽孔資料，顯示本基地於鑽孔調查深度內之地層由上而下可分為二個地層即一、覆土層，二、岩層，地層狀況請參閱 圖3.2 地層剖面圖所示，地層之一般性質簡述如下：

一、覆土層：

本層位於地表下0~2.1公尺之間，主要由、灰色、棕灰色風化表土夾草根及小岩塊組成，標準貫入試驗N值約為6，土壤含水量約為11.5%。

二、岩層：

本層位於地表下2.1公尺以下主要由灰色、棕黃色砂岩組成，砂岩完整岩塊單軸壓縮強度 Q_U 介380~830kg/cm²為抗壓強度較高之岩塊，唯整體而言本基地岩層因地殼隆起解壓風化而導致岩層破碎風化，岩體破碎程度甚高，岩體完整性指標RQD值多有介於0~50之間者。



3-5 各地層之簡化土層參數表

依前述說明岩石一般物理性質及力學試驗結果（詳表 2.1）與現地標準貫入試驗之 N 值，建議本基地各地層之簡化土層參數表如表 3.1 所示，分析時可據以參考採取適當之參數值。

表3.1簡化土層參數表

地層說明	層厚 (M)	單位重 (γ t) t/m^3	抗剪強度		Q_u
			C	ϕ	
			(t/m^2)	度	(t/m^2)
一、覆土層	0 ~ 2.1	1.9	0	26	-
二、岩層	2.1 ~ 20.0	2.1	-	-	760

說明：本表為依試驗結果及相關資料推估，設計者可視設計條件適當調整採用參數值。

第 4 章 大地工程分析

4-1 液化潛能分析

土壤液化現象係指於地震之連續性反覆應力作用下，疏鬆之飽和細砂或砂質粉土內孔隙水壓逐漸上升，此上升之孔隙水壓致使土壤之有效應力減低。當地震引致之剪應力大於土壤之抗剪強度時，土壤暫時喪失剪力強度而呈現連續變形之液態行為，進而導致土層之承载力降低及結構物之損壞，此現象即謂液化(Liquefaction)。

影響土壤液化潛能之因素甚多，主要包括：地震規模、地震延時、地表加速度、土壤顆粒特性、相對密度、飽和度、應力歷史、側向壓力等。土壤液化潛能評估以建築物基礎構造設計規範(2001)建議方法之一「日本道路協會(1996)道路橋示方書耐震設計規範」，進行分析評估，其分析方法係以土層中之細粒料含量(FC)、SPT N值、有效覆土深度等計算動態剪力強度比，以水平震度(K_{hc})、總應力與有效應力等計算反覆剪應力比、以其比值液化抵抗率FL之臨界值1，作為判別液化之準則，其計算流程如圖4.1所示：

新日本道路橋液化評估法 (日本道路協會, 1996)

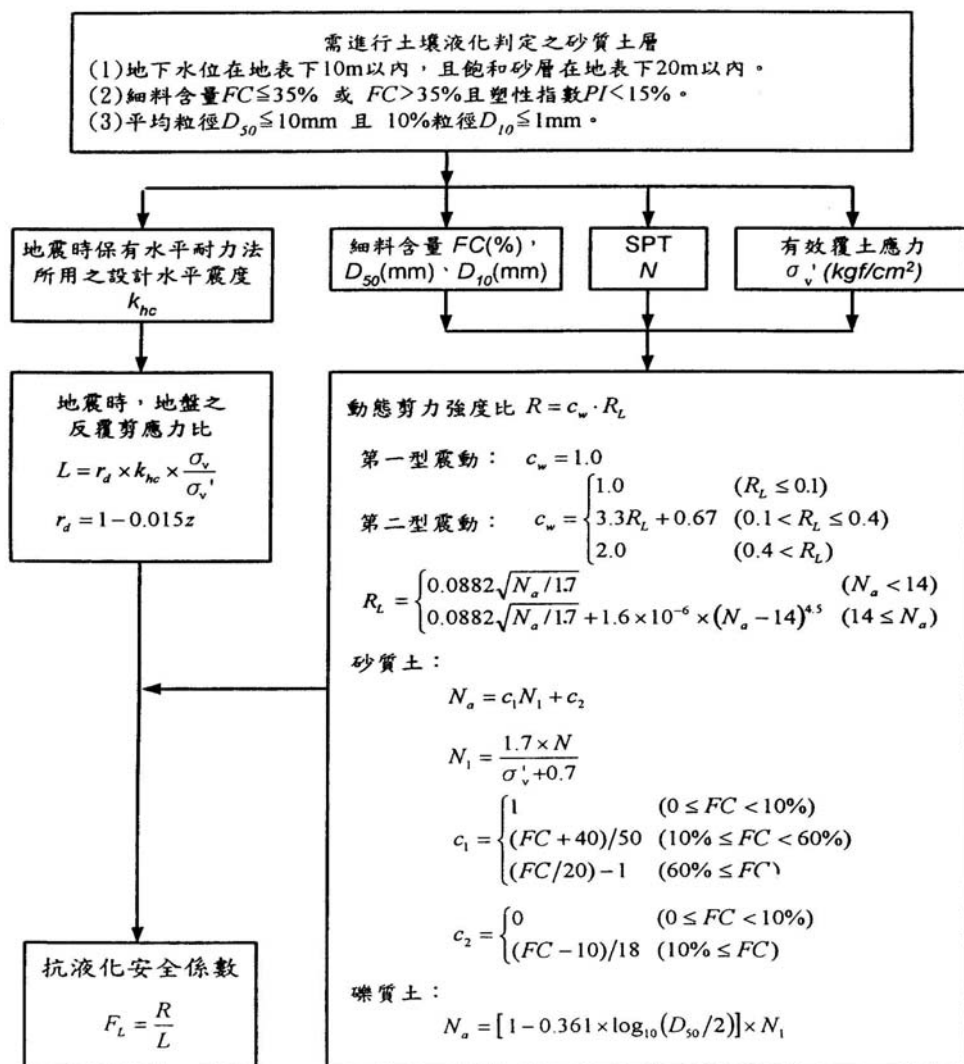


圖4.1 新日本道路橋樑簡易經驗法（1996）液化分析流程圖

圖中：

R_L ：動態剪力強度比

σ_v ：總覆土壓力

σ'_v ：有效覆土壓力

FC ：200 號篩以下之重量百分比

z ：距地表面深度

N：標準貫入試驗 N 值

α ：尖峰剪應力比沿深度折減係數

L：地震時之剪應力比

由圖中可看出土層中細粒含量（FC）愈多、N 值愈大、深度愈深時抗液化之安全係數愈高

本基地主要之地層為岩層，於鑽孔深度20M內均無地下水，故未有飽和之砂土層，故不需進行液化潛能評估，應無液化之可能。

4-2 基礎形式分析建議

一般基礎可分為淺基礎及深基礎兩類，淺基礎包括獨立基腳、聯合基腳、連續基腳及筏式基礎等，深基礎包括樁基礎及沉箱基礎等，基礎形式考量之因素主要包括（1）基礎底面土壤之安全承载力（2）基礎底面受地下土舉力之影響（3）基礎總沉陷量與差異沉陷之安全性，綜合考量本基地之地質狀況，第一層覆土層於基礎開挖時大將會挖除，故基礎載重應力主要影響範圍將位於第二層岩層中，唯本基地因岩層破碎程度較高，為提供基礎較均勻的承载力及降低沉陷量，故建議基礎形式可採用淺基礎中之聯合基腳或連續基腳等以將上部建築物之重量較均勻傳遞至地層中及降低差異沈陷現象，另本基地因東側及東北側即緊鄰陡坡若將來邊坡穩定分析時有邊坡滑動之虞時則建議基礎型式可考慮採用樁基礎，以避免邊坡滑動造成基礎裸空傾斜現象。

4-2-1 基礎承载力分析

一般而言，基礎承载力與土壤強度、基礎型式、基礎寬度、基礎放置深度及地下水位等有關。本基地因基礎主要座落於第二層岩層中，岩層上一般極限承载力公式依Goodman 1980 可表示為：

$$Q_p = q_u (N \phi + 1)$$

$$\text{式中 } N \phi = \tan^2 (45 + \phi / 2)$$

q_u = 岩石單軸壓縮強度

ϕ = 排水摩擦角

因本基地岩層破碎程度較高，參考表3.1之簡要土層參數表較保守的取

$$q_{u(\text{設計})} = 0.2 Q_u = 0.2 * 760 \text{ t/m}^2 = 152 \text{ t/m}^2$$

$$\phi \text{ 取 } 20^\circ \text{ 代入得 } N \phi = 2.0, Q_p = 456 \text{ t/m}^2$$

若方形基腳寬度為B、Fs=3，則可得容許支承力約為 $152B^2 \text{ t/m}^2$

以基腳寬度為1.0~2.0M為例計算得容許支承力分析表如表4.2所示。

表4.1 基礎容許支承力分析表

基礎寬度 (M)	容許支承力 (Ton)
1.0	152
1.2	218.9
1.5	342
2.0	608

4-2-2 沉陷量分析

基礎沉陷量與地層分佈、土壤壓縮性質，基礎尺寸、基礎埋置深度、載重條件、地下水位變化等有關。基礎之沉陷量分為瞬時沉陷、壓密沉陷及次壓縮沉陷，瞬時沉陷於砂性土壤或粘性土壤均可能產

生，粘性土壤之沉陷以壓密沉陷為主，而砂性土壤則以瞬時沉陷為主，次壓縮沉陷係產生於特殊高靈敏之有機土壤，而一般土壤則不考慮。

本基地參考鑽孔柱狀圖及地層剖面圖可得知，基礎下方之地層主要為岩層，因建築物施工可能產生之沈陷量應極微且不會有壓密沈陷現象，唯岩層破碎程度甚高且偶有空洞，故建議基礎施工前可先行採用震動機具加以震動緊實地層，以降低岩層空洞可能造成基礎之下陷問題。

4-2-3 垂直水平地盤反力係數

(一)垂直地盤反力係數

垂直地盤反力係數為土壤於彈性範圍內加載時，其單位面積受加載應力與土壤變形量之比值，本案並無規劃施作現場載重試驗，而無法以現場載重求得，可利用下列方式概估：

$$K_s = 0.65 \sqrt[1.2]{\frac{E_s B^4}{E_F I_F}} \frac{E_s}{B(1-\mu^2)} \quad \dots \quad \text{Vesic (1961)}$$

E_s ：土壤楊氏係數(t/m^2)

B ：基礎分析影響寬度

μ ：柏松比，採岩層 $\mu=0.05$ ，砂土層 $\mu=0.4$ ，黏土層 $\mu=0.5$ 。

E_F ：基礎材料之楊氏係數

I_F ：基礎斷面之慣性力矩

對於大部份實用目的，前式可近似為 $K_s = \frac{E_s}{B(1-\mu^2)}$

針對基礎下方之岩層，依基礎寬度 B 為 $1.0\sim 2.0\text{M}$ 為例，計算得垂直地盤反力係數分析表如表4.3所示。

表4.2 垂直地盤反力係數分析表

參數 基礎寬度	Es (t/m ²)	Ks (t/m ³)
1.0M	50,000	50,125
1.5M	50,000	22,278
2.0M	50,000	12,531

(二) 水平地盤反力係數

一般水平地盤反力係數是由現場孔內側向載重求得，亦可藉由標準貫入試驗推估，其公式如下：

(1) 赤井、高橋公式 $K_h = 0.502N^{0.37}$

(2) 福岡、宇都公式 $K_h = 0.691N^{0.406}$

依上式，本基地地層之水平地盤反力係數 K_h 值如下：

表 4.3 水平地盤反力係數分析表

地 層	水平地盤反力係數(kg/cm ³)		
	N值	赤井、高橋公式	福岡、宇都公式
一、岩層	50	2.13	3.38

4-3 基礎開挖擋土穩定分析

一般選擇擋土設施時需考慮其施工難易、水密性、剛性及擋

土設施位移時對周圍環境與建築物可能造成之沉陷破壞等，本基地於鑽孔深度 20 公尺內均無地下水，且開挖面之地層主要為岩層且基地位於山頭平地四周並無鄰近建築物，故建議可採用明挖方式開挖，唯若開挖深度較深時建議應於開挖裸露面噴漿以維護開挖面之穩定安全。

4-4 水土保持措施建議

基地因岩層破碎程度較高，為避免降雨時地表水持續下滲至岩層中而影響基地下方地層之穩定，建議日後水土保持措施應規劃良好之地表截排水系統，將降雨時之地表水由截排水系統排出，以維護基地地層之穩定安全，另因本基地位處於高山平台上，水源缺乏，尤其冬天枯水期更為明顯，故建議日後建築物設計時可考量將雨水截留於蓄水池中，以避免地表逕流並可提供消防、灌溉、生活等之使用。

第 5 章 結論與建議

- (一) 依據經濟部中央地質調查所台灣區域地質圖幅及本案鑽探結果，顯示基地附近地層屬南莊層，主要由砂岩層和上覆2.1公尺左右之風化土層組成，於鑽孔深度內之地層主要可分為三種地層即一、覆土層，二、岩層。
- (二) 本基地主要之地層為岩層，於鑽孔深度20M內均無地下水，故未有飽和之砂土層，故不需進行液化潛能評估，應無液化之可能。
- (三) 本基地因岩層破碎程度較高，為提供基礎較均勻的承载力及降低沉陷量，故建議基礎形式可採用淺基礎中之聯合基腳或連續基腳等以將上部建築物之重量較均勻傳遞至地層中及降低差異沈陷現象。
- (四) 本基地基礎下方之地層主要為岩層，因建築物施工可能產生之沈陷量應極微且不會有壓密沈陷現象，唯岩層破碎程度甚高且偶有空洞，故建議基礎施工前可先行採用震動機具加以震動緊實地層，以降低岩層空洞可能造成基礎之下陷問題。
- (五) 本基地於鑽孔深度20公尺內均無地下水，且開挖面之地層主要為岩層且基地位於山頭平地四周並無鄰近建築物，故建議可採用明挖方式開挖，唯若開挖深度較深時建議應於開挖裸露面噴漿以維護開挖面之穩定安全。

附錄（A）

柱狀剖面圖

鑽孔地質柱狀剖面圖

Geologic Log of Drill Hole

工程名稱：國立中央大學2公尺望遠鏡天文台建築基地地質鑽探工程

工程地點：嘉義縣阿里山鄉

鑽孔座標：---

地面標高：---

鑽孔編號：BH-1

鑽孔方向：與地表垂直

總深度：15.0 m

覆層深度：0.55 m

地頂角：0°

完成日期：2007/1/15

地下水位：無

鑽機型式：旋轉式鑽機

鑽探領班：賴順源

樣號 Sample No.	深度 Depth m	岩心 鑽取率 Core %	柱狀圖 Log	地質類別及說明 Classification and Description	取樣深度		RQD	SPT			N 值
					自 M	至 M					
S-1-0	0.5			棕灰色表土夾草根 0.30m							
				棕黃色黏土夾岩塊 0.55m							
	1			灰色砂岩局部破碎			25				
	1.5						40				
	2				2.35	2.60	40	52	100/10	-	>50
S-2-0	2.5						85				
	3										
	3.5										
	4										
	4.00m										
S-3-1	4			灰色高度破碎砂岩	4.10	4.30	0	36	50/5	-	>50
	4.5						0				
	5						0				
	5.5						15				
	6										
S-3-1	6.5										
	7				6.70	7.15	15	18	23	25	48
	7.5						30				
	8										
	8.5						45				
	9										
	9.5										
	10										
				10.0m							

鑽孔地質柱狀剖面圖

Geologic Log of Drill Hole

工程名稱：國立中央大學2公尺望遠鏡天文台建築基地地質鑽探工程

工程地點：嘉義縣阿里山鄉

鑽孔座標：---

地面標高：---

鑽孔編號：BH-1

鑽孔方向：與地表垂直

總深度：15.0 m

覆層深度：0.55 m

地頂角：0°

完成日期：2007/1/15

地下水位：無

鑽機型式：旋轉式鑽機

鑽探領班：賴順源

樣號 Sample No.	深度 Depth m	岩 心 鑽取率 Core %	柱 狀 圖 Log	地 質 類 別 及 說 明 Classification and Description	取樣深度		RQD	SPT			N 值
					自 M	至 M					
S-4-1	10.5			灰色高度破碎砂岩	10.55	11.00	0	12	17	18	35
	11						10				
	11.5						10				
	12				13.12	13.20	10	100/8	-	-	>50
S-5-0	12.5						0				
	13						0				
	13.5						0				
	14						0				
	14.5						0				
	15			15.00m							
	15.5			-鑽探結束-							
	16										
	16.5										
	17										
	17.5										
	18										
	18.5										
	19										
	19.5										
	20										

鑽孔地質柱狀剖面圖

Geologic Log of Drill Hole

工程名稱：國立中央大學2公尺望遠鏡天文台建築基地地質鑽探工程

工程地點：嘉義縣阿里山鄉

鑽孔座標：---

地面標高：---

鑽孔編號：BH-2

鑽孔方向：與地表垂直

總深度：20.0 m

覆層深度：2.1m

地頂角：0°

完成日期：2007/1/21

地下水位：無

鑽機型式：旋轉式鑽機

鑽探領班：賴順源

樣號 Sample No.	深度 Depth m	岩心 鑽取率 Core %	柱狀圖 Log	地質類別及說明 Classification and Description	取樣深度		RQD	SPT			N 值
					自 M	至 M					
S-1-1	0.5			棕色表土夾草根 0.20m							
	1			棕色岩塊夾棕黃色砂質粘土							
	1.5				1.55	2.00		2	3	3	6
	2										
S-2-0	2.5			灰色高度破碎岩塊 2.10m			0				
	3										
	3.5			灰色砂岩局部破碎及空洞 3.00m	3.28	3.38	70	100/10	-	-	>50
	4										
S-3-0	4.5						35				
	5										
	5.5				5.80	5.84	0	50/4	-	-	>50
	6										
	6.5						65				
	7										
	7.5						80				
	8										
	8.5						90				
	9										
	9.5						90				
	10										
				10.0m							

鑽孔地質柱狀剖面圖

Geologic Log of Drill Hole

工程名稱：國立中央大學2公尺望遠鏡天文台建築基地地質鑽探工程

工程地點：嘉義縣阿里山鄉

鑽孔座標：---

地面標高：---

鑽孔編號：BH-2

鑽孔方向：與地表垂直

總深度：20.0 m

覆層深度：2.1m

地頂角：0°

完成日期：2007/1/21

地下水位：無

鑽機型式：旋轉式鑽機

鑽探領班：賴順源

樣號 Sample No.	深度 Depth m	岩心 鑽取率 Core %	柱狀圖 Log	地質類別及說明 Classification and Description	取樣深度		RQD	SPT			N 值
					自 M	至 M					
	10.5			灰色砂岩局部破碎及空洞			30				
	11										
	11.5						65				
	12										
	12.5						75				
	13			13.0m							
	13.5			高度破碎岩塊			0				
	14										
	14.5						0				
	15										
	15.5						0				
	16										
	16.5						0				
	17										
	17.5						30				
	18										
	18.5						15				
	19										
	19.5						10				
	20			20.0m							

鑽孔地質柱狀剖面圖

Geologic Log of Drill Hole

工程名稱：國立中央大學2公尺望遠鏡天文台建築基地地質鑽探工程

工程地點：嘉義縣阿里山鄉

鑽孔座標：---

地面標高：---

鑽孔編號：BH-3

鑽孔方向：與地表垂直

總深度：15.0 m

覆層深度：0.5 m

地頂角：0°

完成日期：2007/1/26

地下水位：無

鑽機型式：旋轉式鑽機

鑽探領班：賴順源

樣號 Sample No.	深度 Depth m	岩心 鑽取率 Core %	柱狀圖 Log	地質類別及說明 Classification and Description	取樣深度		RQD	SPT			N 值
					自 M	至 M					
S-1-0	0.5			黑灰色表土夾草根 0.35m	1.55	1.75	35	64	100/5	-	>50
				棕黃色黏土夾岩屑 0.50m							
	1			灰色中度破碎砂岩							
S-2-0	1.5				4.20	4.41	15	23	100/6	-	>50
	2						80				
	2.5						20				
	3						20				
	3.5						20				
S-3-0	4				8.55	9.00	20	1	2	3	5
	4.5						85				
	5						10				
	5.5						15				
	6						15				
	6.5			灰色極度破碎砂岩局部空洞 6.10m			0				
	7										
	7.5				10.0m						
	8										
	8.5										
	9										
	9.5										
	10										

鑽孔地質柱狀剖面圖

Geologic Log of Drill Hole

工程名稱：國立中央大學2公尺望遠鏡天文台建築基地地質鑽探工程

工程地點：嘉義縣阿里山鄉

鑽孔座標：---

地面標高：---

鑽孔編號：BH-3

鑽孔方向：與地表垂直

總深度：15.0 m

覆層深度：0.5 m

地頂角：0°

完成日期：2007/1/26

地下水位：無

鑽機型式：旋轉式鑽機

鑽探領班：賴順源

樣號 Sample No.	深度 Depth m	岩心 鑽取率 Core %	柱狀圖 Log	地質類別及說明 Classification and Description	取樣深度		RQD	SPT			N 值
					自 M	至 M					
	10.5			灰色極度破碎砂岩局部空洞			0				
	11										
	11.5						0				
	12										
	12.5						0				
	13										
	13.5						0				
	14			15.0m							
	14.5						0				
	15			-鑽探結束-							
	15.5										
	16										
	16.5										
	17										
	17.5										
	18										
	18.5										
	19										
	19.5										
	20										

附錄（B）

試驗結果

委辦試驗報告書

工程名稱：國立中央大學2公尺望遠鏡天文台建築基地鑽探工程

委託單位：大寬工程有限公司

委託日期：96.01.29

委託內容：

序號	試驗項目	數量	試驗編號	備註
1	土壤一般物理性試驗	3	G69M	
2	岩心物性試驗	2	G69RMA~B	
3	岩心單壓試驗	5	G69RQUA~E	

執行單位：中聯工程顧問股份有限公司 試驗室

主持人：章致一（土木技師）

試驗及報告書整理：吳健國、王依寧等

報告書編號：CUC9601036-GL041-G69

報告提出日期：中華民國 九十六年 二 月 三 日



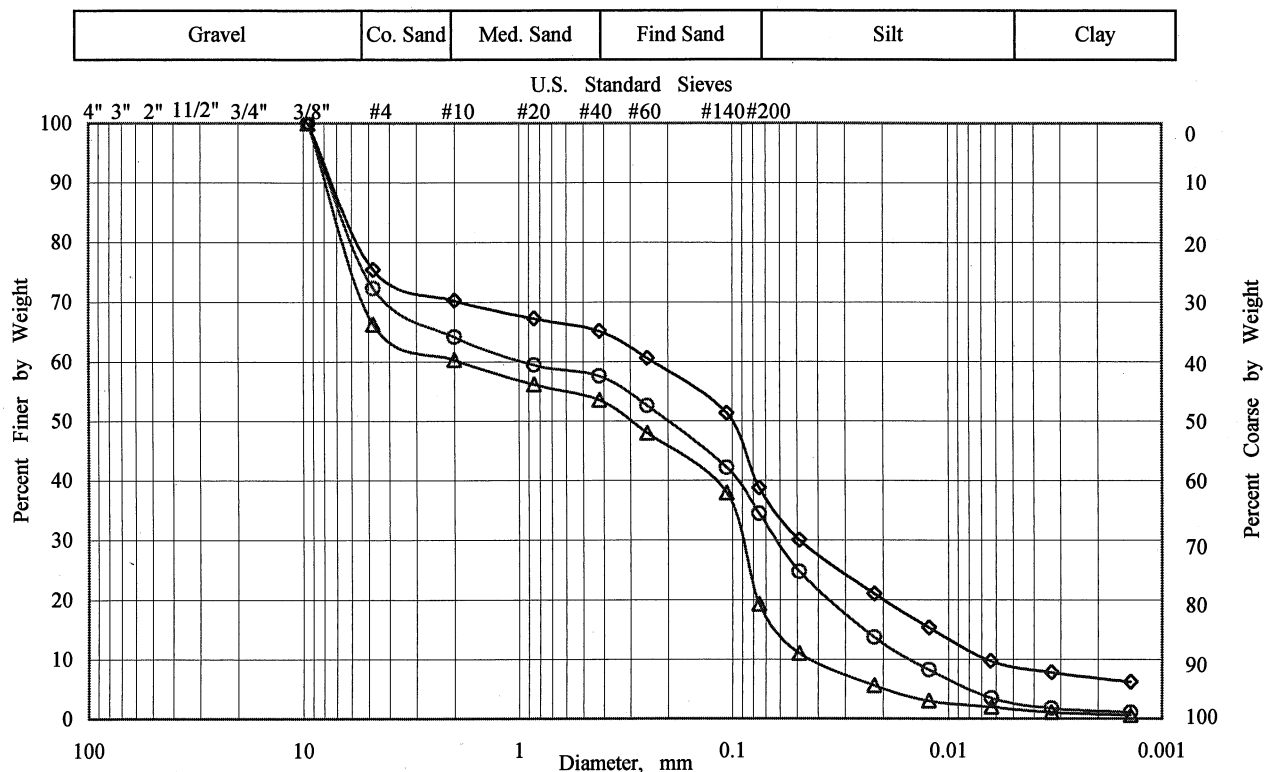


中聯工程顧問股份有限公司
CHINA UNITED ENGINEERING
CONSULTANT CO., LTD.

Grain Size Analyses

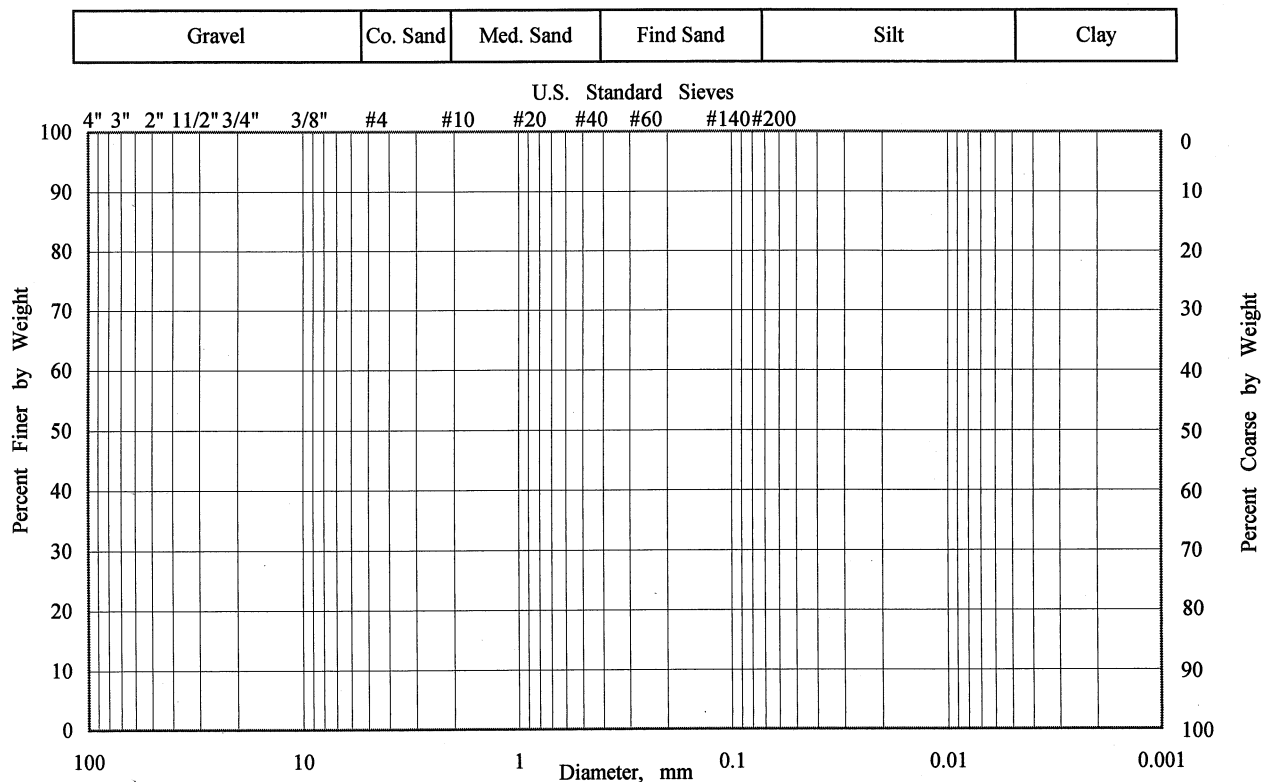
Project Name

國立中央大學2公尺望遠鏡天文台建
築基地鑽探工程



Mark	Boring No.	Sample No.	Depth (m)	D50	Cu
○	BH-1	S-3	6.70-7.15	0.1976	61.6
△	BH-1	S-4	10.55-11.00	0.2997	44.4

Mark	Boring No.	Sample No.	Depth (m)	D50	Cu
◇	BH-2	S-1	1.55-2.00	0.1023	35.9



Mark	Boring No.	Sample No.	Depth (m)	D50	Cu

Mark	Boring No.	Sample No.	Depth (m)	D50	Cu



中聯工程顧問股份有限公司
CHINA UNITED ENGINEERING
CONSULTANT CO., LTD.

岩心單軸壓縮強度試驗

計畫名稱：國立中央大學2公尺望遠鏡天文台建築基地鑽探工程

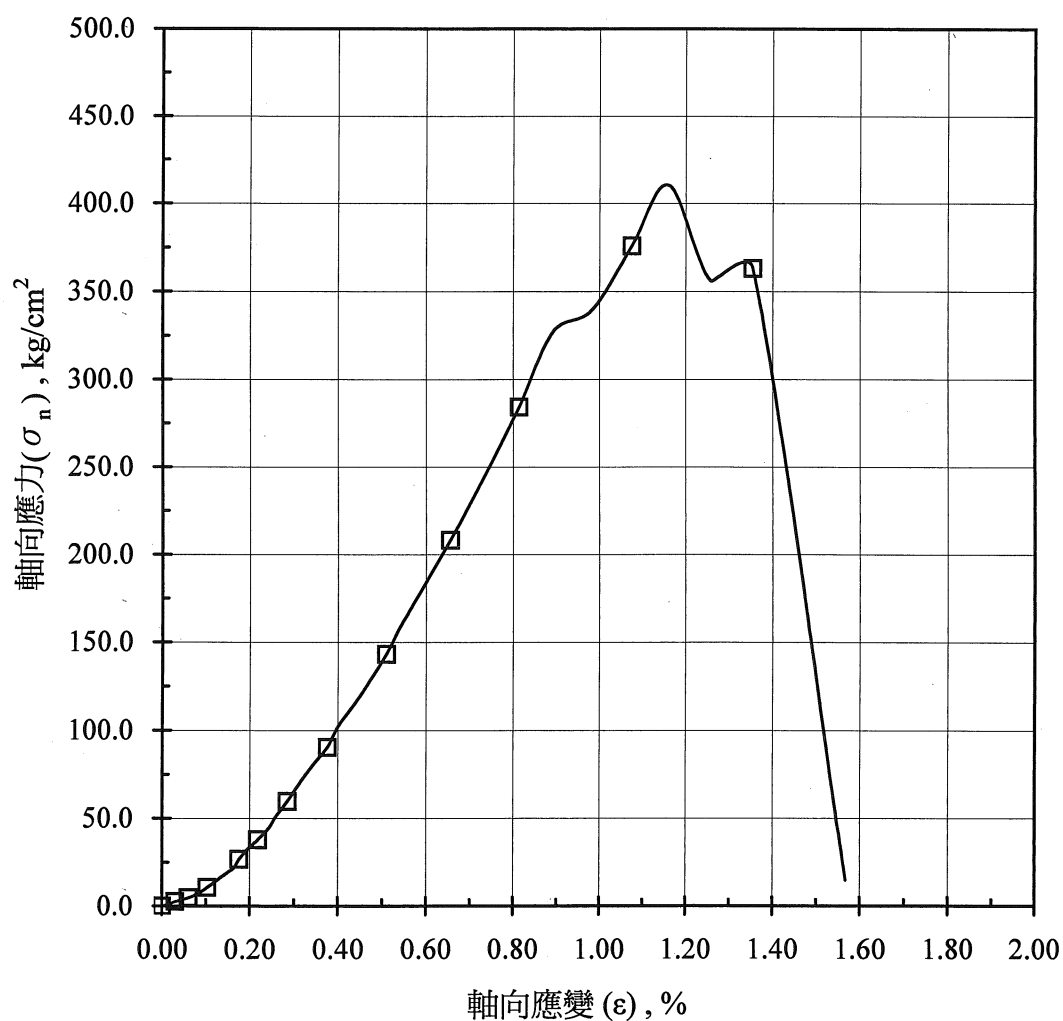
計畫編號：G69RQUA

試驗日期：2007.01.31

試驗者：吳健國

鑽孔編號	BH-1	樣號	R-4	取樣深度	0.60~1.00 m
岩心分類	SS	岩心描述	灰棕色砂岩, 岩質中強		

試體編號	代表符號	試體狀態		破壞應變量 (ϵ_f) %	彈性係數 (E_{s50}) kg/cm ²	岩心單壓強度 (q_u) kg/cm ²
		含水量 (W) %	乾密度 (γ_d) g/cm ³			
1	□	3.31	2.42	1.16	31705.36	410.32

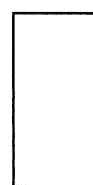


破壞狀況

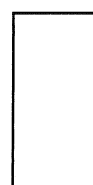
試體編號：1



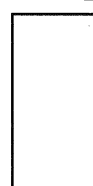
試體編號：—



試體編號：—



試體編號：—





中聯工程顧問股份有限公司
CHINA UNITED ENGINEERING
CONSULTANT CO., LTD.

岩心單軸壓縮強度試驗

計畫名稱：國立中央大學2公尺望遠鏡天文台建築基地鑽探工程

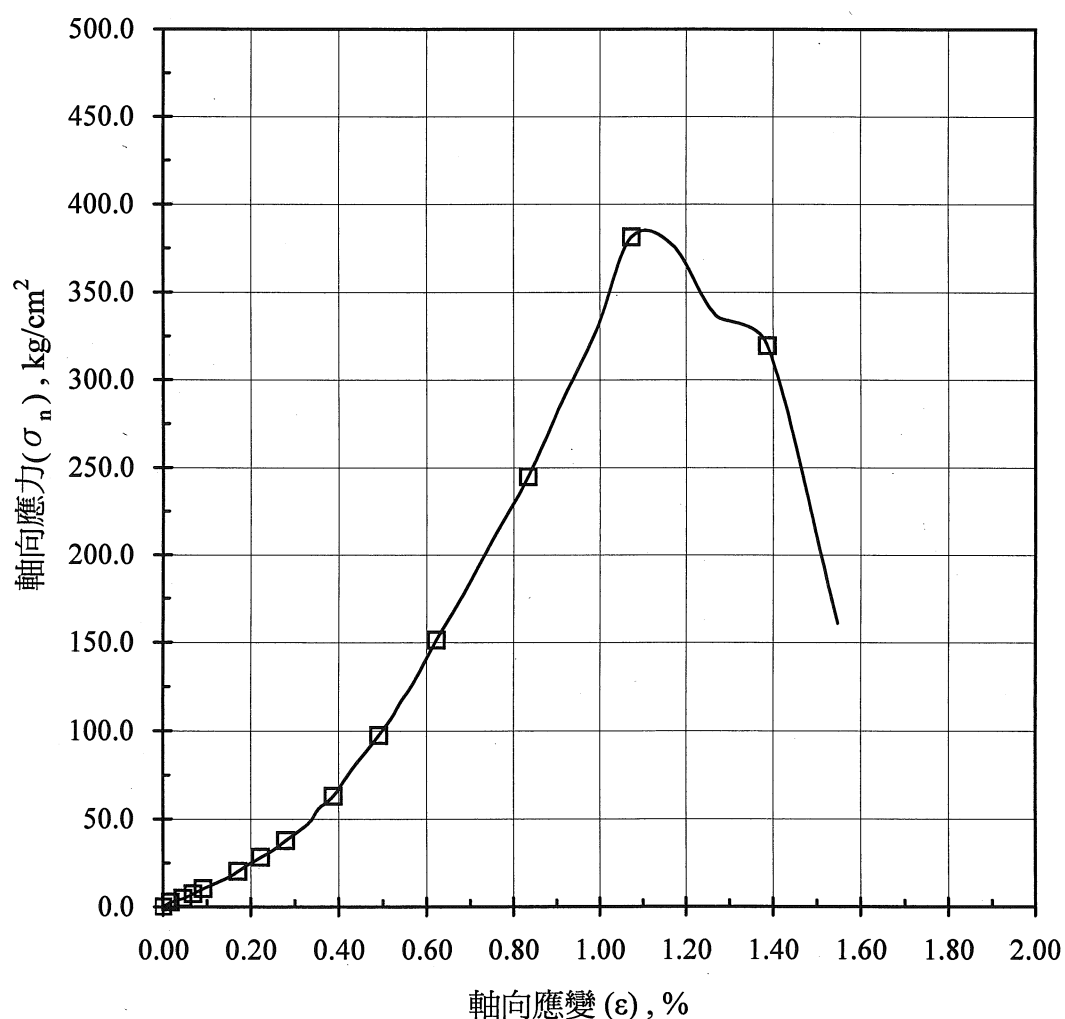
計畫編號：G69RQUB

試驗日期：2007.01.31

試驗者：吳健國

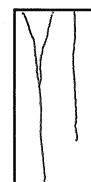
鑽孔編號	BH-1	樣號	R-3	取樣深度	7.80~8.00m
岩心分類	SS	岩心描述	棕灰色砂岩, 岩質中強		

試體編號	代表符號	試體狀態		破壞應變量 (ϵ_f) %	彈性係數 (E_{s50}) kg/cm ²	岩心單壓強度 (q_u) kg/cm ²
		含水量 (W) %	乾密度 (γ_d) g/cm ³			
1	□	2.48	2.50	1.07	25915.19	381.19

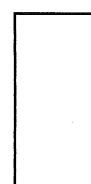


破壞狀況

試體編號：1



試體編號：_____



試體編號：_____



試體編號：_____





中聯工程顧問股份有限公司
CHINA UNITED ENGINEERING
CONSULTANT CO., LTD.

岩心單軸壓縮強度試驗

計畫名稱：國立中央大學2公尺望遠鏡天文台建築基地鑽探工程

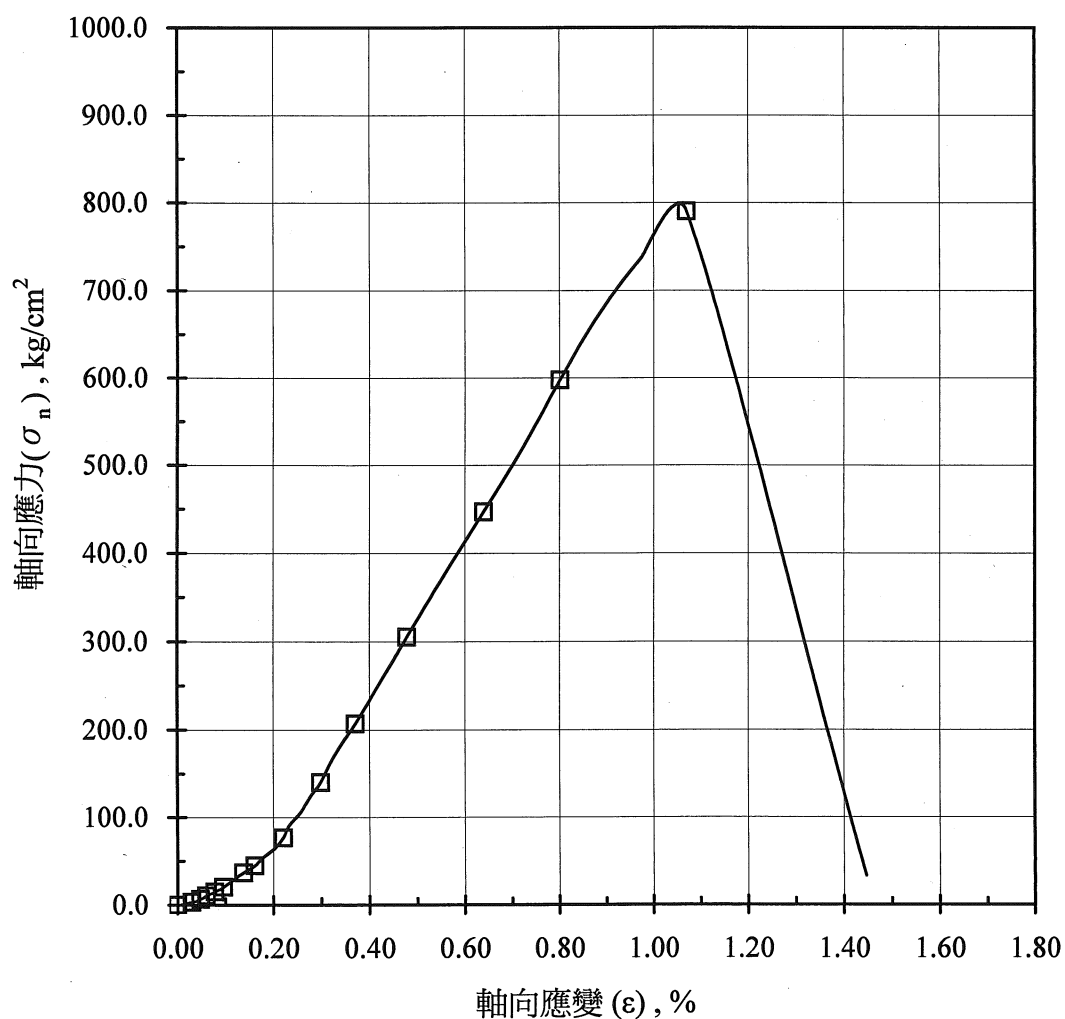
計畫編號：G69RQUC

試驗日期：2007.01.31

試驗者：吳健國

鑽孔編號	BH-2	樣號	R-1	取樣深度	8.00~8.50m
岩心分類	SS	岩心描述	棕灰色砂岩, 岩質強		

試體編號	代表符號	試體狀態		破壞應變量 (ϵ_f) %	彈性係數 (E_{s50}) kg/cm^2	岩心單壓強度 (q_u) kg/cm^2
		含水量 (W) %	乾密度 (γ_d) g/cm^3			
1	□	2.60	2.51	1.07	67347.20	790.22

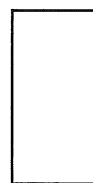


破壞狀況

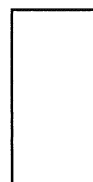
試體編號：1



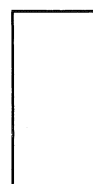
試體編號：_____



試體編號：_____



試體編號：_____





中聯工程顧問股份有限公司
CHINA UNITED ENGINEERING
CONSULTANT CO., LTD.

岩心單軸壓縮強度試驗

計畫名稱：國立中央大學2公尺望遠鏡天文台建築基地鑽探工程

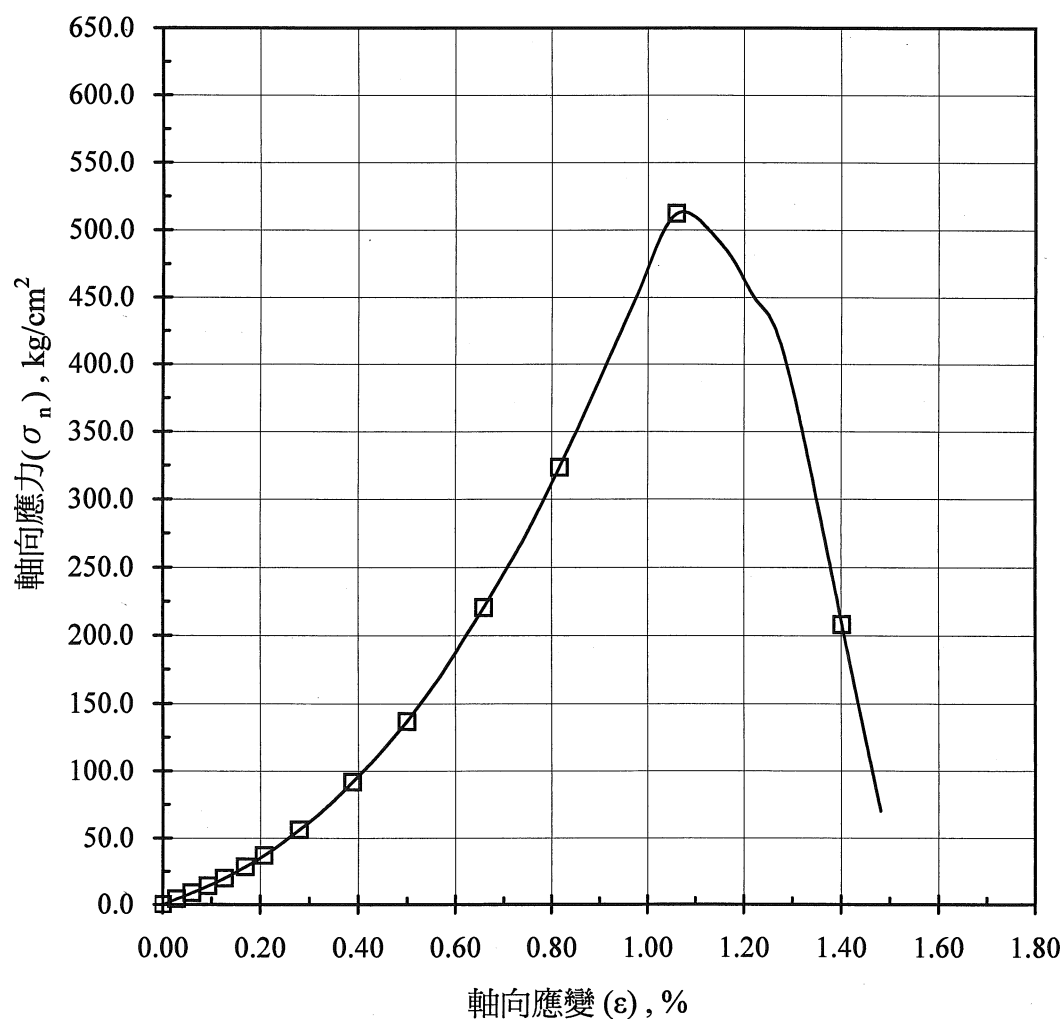
計畫編號：G69RQUD

試驗日期：2007.01.31

試驗者：吳健國

鑽孔編號	BH-2	樣號	R-2	取樣深度	11.00~11.34m
岩心分類	SS	岩心描述	灰色砂岩, 岩質強		

試體編號	代表符號	試體狀態		破壞應變量 (ϵ_f) %	彈性係數 (E_{s50}) kg/cm ²	岩心單壓強度 (q_u) kg/cm ²
		含水量 (W) %	乾密度 (γ_d) g/cm ³			
1	□	2.90	2.48	1.06	35155.80	512.21



破壞狀況

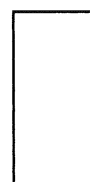
試體編號：1



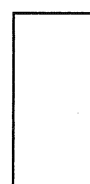
試體編號：_____



試體編號：_____



試體編號：_____





中聯工程顧問股份有限公司
CHINA UNITED ENGINEERING
CONSULTANT CO., LTD.

岩心單軸壓縮強度試驗

計畫名稱：國立中央大學2公尺望遠鏡天文台建築基地鑽探工程

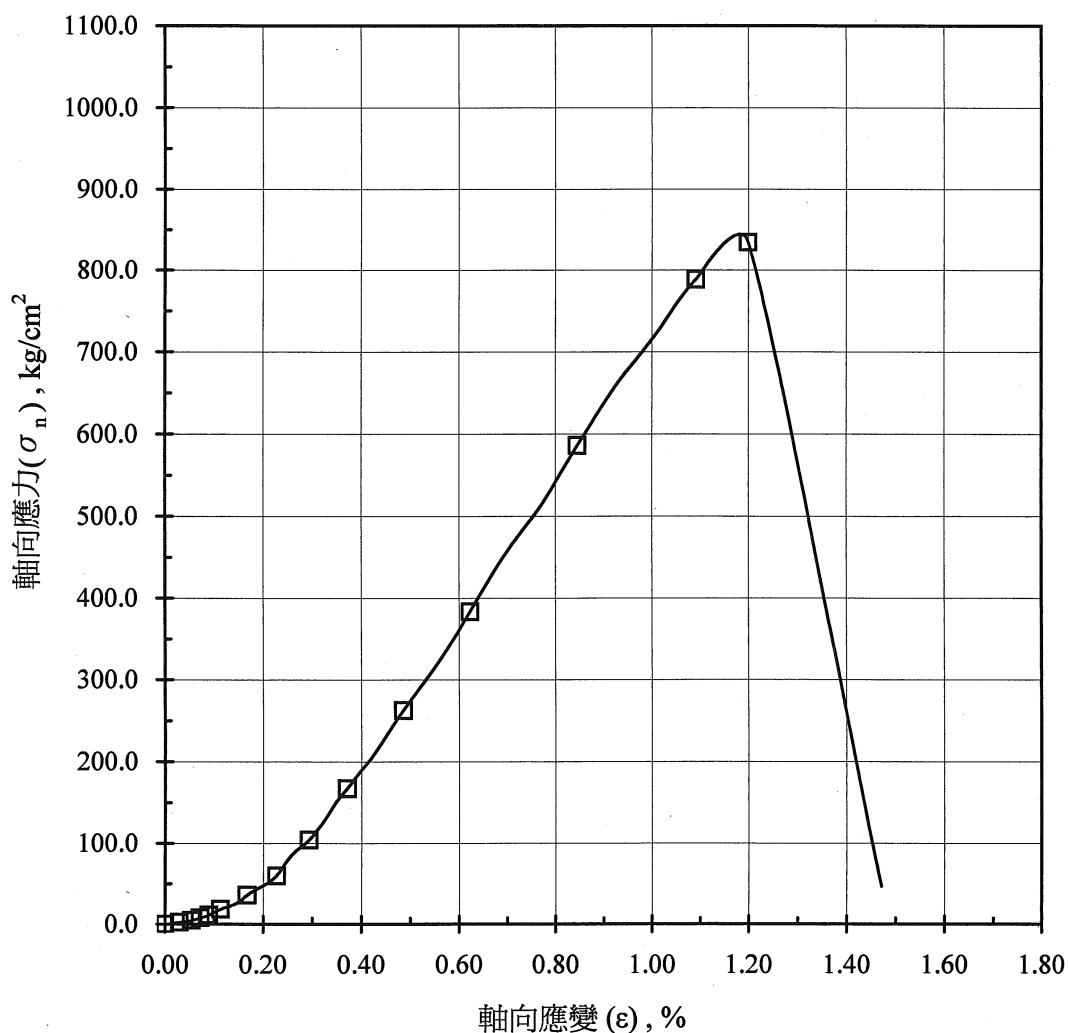
計畫編號：G69RQUE

試驗日期：2007.01.31

試驗者：吳健國

鑽孔編號	BH-3	樣號	R-5	取樣深度	5.00~5.38 m
岩心分類	SS	岩心描述	灰棕色砂岩, 岩質強		

試體編號	代表符號	試體狀態		破壞應變量 (ϵ_f) %	彈性係數 (E_{s50}) kg/cm^2	岩心單壓強度 (q_u) kg/cm^2
		含水量 (W) %	乾密度 (γ_d) g/cm^3			
1	□	2.61	2.48	1.20	65001.85	834.03

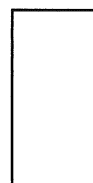


破壞狀況

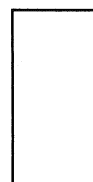
試體編號：1



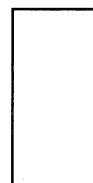
試體編號：—



試體編號：—



試體編號：—



附錄（C）

現場施工照片



基地現況照片



鑽探施工照片



孔位放樣照片



岩心取樣照片



鋼索吊搬機具照片



鑽探完成照片



機具組裝照片



岩心箱照片



機具接水照片



岩心送驗試體照片



BH-1 岩心照片-1



BH-1 岩心照片-2



BH-1 岩心照片-3



BH-2 岩心照片-1



BH-2 岩心照片-2



BH-2 岩心照片-3



BH-2 岩心照片-4



BH-3 岩心照片-1



BH-3 岩心照片-2



BH-3 岩心照片-3

附錄（D）

相關證件

附錄（E）

地藉資料

土地登記第二類謄本（地號全部）

阿里山鄉塔塔加段 0059-0000地號

列印時間：民國95年08月30日10時29分

頁次：1

竹崎地政事務所 主 任 黃崇文
竹崎謄字第006577號
資料管轄機關：嘉義縣竹崎地政事務所

本案係依照分層負責規定授權承辦人員核發
列印人員：洪秀卿
謄本核發機關：嘉義縣竹崎地政事務所

***** 土地標示部 *****

登記日期：民國88年12月04日

登記原因：補辦編定

地 目：（空白）

等則：一

面 積：***33,035.21平方公尺

使用分區：森林區

使用地類別：國土保安用地

民國95年01月 公告土地現值：*****90元／平方公尺

其他登記事項：（空白）

***** 土地所有權部 *****

（0001）登記次序：0001

登記原因：第一次登記

登記日期：民國88年01月07日

原因發生日期：民國87年12月09日

所有權人：中華民國

住 址：（空白）

管 理 者：行政院農業委員會林務局

住 址：台北市中正區杭州南路一段2號

權利範圍：全部*****1分之1*****

權狀字號：088嘉竹地字第008644號

申報地價：093年01月*****20.0元／平方公尺

前次移轉現值或原規定地價：

086年08月 *****20.0元／平方公尺

歷次取得權利範圍：全部*****1分之1*****

其他登記事項：（空白）

《謄本列印完畢》

嘉義縣竹崎地政事務所 主任黃崇文



本案依分層負責表授權承辦人員核發

嘉義縣竹崎地政事務所

地籍圖謄本

竹地謄字第003383號

土地坐落：嘉義縣阿里山鄉塔塔加段59地號共1筆

本謄本與地籍圖所載相符（實地界址以複丈鑑界結果為準）

資料管轄機關 竹崎地政事務所

本謄本核發機關 竹崎地政事務所

主任 黃崇文

中 華 民 國

95 年 08 月 30 日

本案依分層負責規定授權承辦人員

林淑芬(複丈謄本) 核發



比例尺：1/5000

相關報導

中大鹿林天文台 新設 2 米望遠鏡 有待協調

【記者薛荷玉／台北報導】

中央大學鹿林天文台擬新設國內最大的 2 米望遠鏡，將可用於觀測近地天體，如小行星或彗星。但這項新設計畫卻因位於國土保安用地受阻，昨天由立法院長王金平介入協調，全案才露出一線曙光。

為了讓天文台能順利興建，王金平邀集教育部、內政部等相關部會協調會，尋求解套。

根據非都市土地使用管制規則，國有保安用地僅能興建水、電等 16 項民生必須基本設施，可設置的文教設施也僅有衛星接收器；而中央大學則主張，2 米望遠鏡天文台的設置，也可協助校正衛星軌道，可否由主管機關認定其為「等同」衛星接收器的設施？下周二將再開會，才能定案。

鹿林天文台技士張光祥表示，鹿林天文台位於海拔 2,862 公尺的高山，所有新設天文台儀器、一磚一瓦，都必須委由原住民背上山，因此，新設天文台的基地不過是 9 乘 20 公尺、5 層樓高的建物，要 2 年才能完工。若能在 2 個月內取得建照，2 米望遠鏡可望在 2009 年底完工。

中大說，未來有了 2 米望遠鏡，將可看到許多過去看不到，亮度僅目前可見亮度 1/4 的星星。

除有用地、建照問題要解決，中大也期望能募到更多款項，因新設望遠鏡所需經費為 1 億 3 千 6 百萬，除了從中大獲 5 年 500 億計畫獲得的補助款中撥款 9,600 萬，中大還得自籌 4 千多萬。

原文轉載自【2007-11-03/聯合報/C4 版】

請幫幫忙！ 2 米望遠鏡天文台 無法可裝

【記者謝蕙蓮／台北報導】

中央大學鹿林天文站的小行星觀測，在國際上表現亮眼，讓第一顆以台灣地名「嘉義」為名的小行星在世界發光。但該校斥資兩億多元想在鹿林增建 2 米望遠鏡天文台，卻因地處國土保安用地，卡在法規無法申請建照，處處碰壁。

為了讓天文台能順利興建，下午罕見的由立法院長王金平，邀教育部、內政部等相關部召開協調會，希望為中大興建 2 米望遠鏡天文台尋求解套辦法。

中央大學理學院長胡紀如表示，中大鹿林天文台目前使用的是 1 米望遠鏡，為了和國際連線，和美國、澳洲、日本等國天文台分享天文觀測資料，有必要增建 2 米望遠鏡。

胡紀如說，1 米望遠鏡在天文觀測上有其極限，有了 2 米望遠鏡「才更能和世界一拚」，他很擔心部會之間修法、公文旅行曠日廢時，到時向國外買的望遠鏡做好了，卻沒有可安置的天文台，讓花鉅資購置的望遠鏡滯留國外。

中大天文所長黃崇源說，新採購的 2 米望遠鏡價值 9,000 萬元，興建天文台 4,500 萬元，相關儀器設備 5,000 多萬元，總計鹿林 2 米天文台要花兩億多元。

原文轉載自【2007-11-02/聯合晚報/15 版】

仰望小行星 命名學問可不小

【陳映竹報導】

當您抬頭仰望星空時，可知道宇宙中有一顆小行星就叫作「嘉義」！這顆由中央大學天文所鹿林天文台所發現的小行星，獲得「國際天文聯合會小行星命名委員會」通過，國際永久編號是 147918。「嘉義」成為台灣第一個被命名為小行星的縣市。

但您知道一顆小行星的命名也大有學問嗎？在天文界一顆小行星的名字由兩個部分組成：前一部分是數字，後一部分則是名字。每顆被證實的小行星會先獲得一個序號，發現者可以為這顆小行星建議一個名字，這個名字必須由國際天文協會批准才被正式採納，像是嘉義小行星的正式名稱就叫做「147918 號 Chiayi」。

但小行星命名也有許多禁忌，鹿林天文台台長林宏欽指出，國際天文聯合會小行星命名委員會就規定，商業利益、爭議性人物等不得用在天體命名。「大會限制政治人物、事件必須在百年之後才能命名；也不認可商業命名，像是 google、yahoo 或是世界首富比爾蓋茲等。」

天文史上第一顆小行星是在 1801 年在西西里島上發現的，發現者皮亞齊將這顆星命名為穀神費迪南星。「穀神」是西西里島的保護神；而費迪南則是那波利國王「費迪南四世」。但國際學者們對這名字並不滿意，因此將第二部分去掉了，於是第一顆小行星的正式名稱是「1 號穀神星」。

往後發現的小行星便以希臘、羅馬神祇命名，隨著古典

神祇的名字都用光了，發現者的妻子、歷史人物、城市、甚至影星等都被納入小行星的命名行列。像是作家「金庸」、影星「林青霞」、前清大校長「徐退生」等人都躍升到星空的命名當中。

此外，小行星的命名也是一場主權宣示戰，林宏欽提到，鹿林天文台就無法以「台灣」替小行星命名，因為這個名字在好些年前，就被中國大陸的天文台取走了。「剛開始他們用中華、中國命名，慢慢就用各省份，這樣的命名方式的確有這樣的意義。」

說了這麼多，民眾心裡是否在想「小行星」與「行星」兩者到底有何差異？中央大學天文所所長黃崇源解釋，今日的天文學家認為，小行星是太陽系形成過程中，沒有形成行星的殘留物質，主要是由這樣的碎石堆組成的。「兩者構造不一樣，小行星其實類似小石塊，大的行星則是許多小石塊聚集構成。小行星的構造又分成很多類，目前有人就專門研究小行星的分類。」

林宏欽則是指，研究小行星還有一個重要的任務，以防「小行星撞地球」。它可以幫我們研究太陽系原始的狀態。現在研究小行星還有一個很重要的就是，因為有些小行星可能會撞地球，像是恐龍滅絕等理論都朝向這個方向。我們研究小行星可以幫助我們了解，假設未來有哪個小行星撞地球，我們要作哪些防範工作。」

目前鹿林天文台一共發現了 450 多顆的小行星、其中有六顆小行星的軌道獲得國際小行星中心確認，而中央大學擁有其中四顆的命名權分別是「鹿林」、「中大」、「嘉義」，另外一顆要叫什麼，中央大學仍在思考當中。下次當您抬頭仰望星空時，可別忘了天上的「鹿林」、「中大」、「嘉義」之星與台灣島上的「鹿林」、「中大」、「嘉義」遙望輝映。

原文轉載自【2007-10-31/中廣新聞網】

天文台發現行星 首度以縣市入名

全台灣最高的天文台，嘉義阿里山的鹿林天文台，最近發現一顆小行星，並且命名為嘉義小行星，而這也是台灣第一個首度以縣市來命名的行星，鹿林天文台和嘉義縣政府得知消息之後，非常感激長年在天文台辛勤工作的幾位鄒族族人，也表示未來如果還有類似的機會，希望可以原住民族的名稱來為行星命名。

標高 2,862 公尺山上的鹿林天文台，最近發現一顆小行星，並且也將這顆小行星，首度以台灣縣市名稱來命名，叫做嘉義小行星。這顆嘉義小行星，是位於火星和木星之間的小行星帶，對於天文台發現探索並且長期對天文知識的鑽研，主管天文台的中央大學，非常感激過

去 18 年來，用一磚一瓦建立，並且服務天文台工作的族人。另外，嘉義縣政府也希望，可以透過天文台的知識與高科技設備，帶動與縣內學校合作。

鹿林天文台的建立，族人的努力與維護，扮演非常重要的腳色，雖然發現到的行星，目前都還沒有與原住民相關的名稱，不過天文台表示，未來發現行星，一定會為行星，加入原住民族名。

原文轉載自【2007-10-22/原住民族電視台】

中央大學以嘉義為小行星命名

【趙經邦報導】

中央大學鹿林天文台已經累計發現 450 顆以上小行星，並且擁有四顆小行星的命名權。繼鹿林、中大之後，國際天文聯合會正式通過中央大學將第三顆命名為嘉義小行星。

中央大學表示，鹿林天文台位於嘉義縣阿里山鄉的鹿林前山山頂，天文台的興建有賴布農族和鄒族原住民一磚一瓦背上山，並且有四位鄒族同仁全年無休輪班守候。

而鹿林天文台也協助鄰近的香林國小、達邦國小、和樂野國小推動天文教育。以嘉義命名，除了點出嘉義是東亞最佳的天文觀測位置，以及感謝原住民對鹿林天文台的貢獻，也是第一次有台灣地名成為小行星的名稱。

原文轉載自【2007-10-16/國立教育廣播電台】

有 1 顆小行星 取名叫嘉義

【本報綜合報導】

首顆以台灣縣市命名的小行星「嘉義小行星」誕生；由中央大學鹿林天文台發現的這顆小行星，經過國際小行星命名委員會通過，確定以嘉義為名；中央大學校長李羅權表示，中大目前「鹿林巡天計畫」在一年半時間裡發現四百五十多顆小行星，最近將再以一億三千萬，添購兩米望遠鏡。

李羅權說，學校利用五年五百億的經費，委託俄羅斯製作主鏡，鏡頭直徑兩米，較現在使用的直徑一米的鏡頭長，且光也會多四倍，有助於未來觀測發現更多小行星及天象。

「嘉義小行星」是於 95 年 10 月 25 日由中央大學天文所鹿林天文台台長林宏欽、大陸廣州中山大學大氣科學系的葉泉志在鹿林天文台所發現；這個小行星位於火星和木星之間的小行星帶，大小約二點四公里，最接近太陽時距離約二點八億公里，離太陽最遠時距離約四點二億公里，繞太陽一圈約三點六二年（軌道週期）。

中央大學副校長葉永烜指出，中大天文所也和美國夏威夷大學合作泛星計畫(Pan-STARR)，目的就是大量搜尋及發現在太空中運行的小行星或是彗星；這個計畫是由美國國務院透過空軍委託美國夏威夷大學建置，有美國、德國、英國等大學團隊加入，台灣是亞洲唯一加入的代表。

【本報綜合報導】

中央大學鹿林天文台台長林宏欽指出，小行星中有一位香港移民到加拿大的人發現一顆小行星，因是林青霞的影迷，因此取名「林青霞」；另外北京天文台發現的小行星則命名為「金庸」。

已退休的前台北市立圓山天文台台長蔡憲章發現的小行星則以他自己的名字命名。其它華人為名的小行星還包括以天文學者，前清大校長徐遐生為名的小行星。目前中央大學有四顆小行星的命名權，分別已取名的有「鹿林」、「中大」、「嘉義」，另一顆仍在研議如何命名。

中央大學指出，小行星是目前唯一可以由發現者命名並獲得世界公認的天體；觀測到一顆小行星後，不能立刻確定是否為一顆新發現的小行星，可以先給它一個臨時號碼；當這個小行星在不同的夜晚被觀測到，並報告國際小行星中心，確認是新發現的小行星後，即可得到國際同一格式的「暫定編號」。

當小行星至少四次在回歸中心被觀測到，並且精確確定出運行軌道參數後，它就會得到國際小行星中心給的永久編號，如蔡氏小行星的編號就是 2240。

發現者擁有對小行星的命名權，命名權在十年內都可以行使，所有小行星的命名都需經報國際小行星中心和小行星命名委員會審議通過，才公布於世。

原文轉載自【2007-10-16/民眾日報/首版】

首顆以台灣縣市命名 嘉義小行星誕生

【大紀元綜合報導】

首顆以台灣縣市命名的小行星「嘉義小行星」誕生；由中央大學去年發現的這顆小行星，經國際小行星命名委員會通過，確定以嘉義為名；至於為何不以「台灣」命名，中大表示，早在好幾年前，中國大陸的天文台就已經把「台灣」命名走了。

「嘉義小行星」是於 95 年 10 月 25 日由中央大學天文所鹿林天文台所發現，經過一年的觀察確認軌道週期為 3.62 年。預估在 2010 年，天文迷們就能透過兩米的望遠鏡，看見這首顆以台灣縣市命名的小行星。

中大校長李羅權表示，中大「鹿林巡天計畫」在一年半時間裡，發現了 450 多顆小行星；最近將再以 1 億 3 千萬，製做直徑 2 米望遠鏡，主鏡將委託俄羅斯製做，未來將有助於觀測發現更多小行星及天象，預計 2010 年完成。

副校長葉永烜也提到，中大天文所也參加了由美國國務院透過空軍委託美國夏威夷大學建置的泛星計畫(Pan-STARR)，大量搜尋及發現在太空中運行的小行星或是彗星，台灣是亞洲唯一加入的代表。

原文轉載自【2007-10-16/大紀元時報/首版】

「嘉義」留星空 中大鹿林天文台發現

【記者薛荷玉／台北報導】

中央大學鹿林天文台過去一年半，發現了四百五十多顆小行星、一顆彗星，並取得其中四顆的命名權，除了二顆分別命名為「鹿林」、「中大」之外，第三顆命名為「嘉義」(Chiayi)，這也是全球第一個以台灣縣市來命名的小行星。

小行星是目前唯一可以由發現者命名並得到世界公認的天體，觀測並確定一顆小行星、報告國際小行星中心後，即可得到一個「暫定編號」，當精確測定出它的運行軌道參數後，會得到一個永久編號，發現者也擁有對小行星的命名權。

中央大學副校長葉永烜說，中大展開「鹿林巡天計畫」後，每個月平均可發現超過十五顆以上的小行星。「嘉義小行星」則是九十五年十月廿五日由中大鹿林天文台長林宏欽，與大陸廣州中山大學大氣科學系教授葉泉志合作發現；它位於火星和木星之間的小行星帶，大小直徑約二點四公里，最接近太陽時的距離約二點八億公里，距離太陽最遠時約四點二億公里，繞太陽一圈約三點六二年。

這項發現也在上個月經國際天文聯合會小行星命名委員會通過，同意正式命名為「嘉義」。

巡天計畫證明了中大發現小行星的實力。葉永烜說，中大天文所最近也和美國夏威夷大學合作泛星計畫，將大量搜尋太空中運行的小行星或彗星；這項計畫共有美國、德國、英國等國團隊加入，台灣中大則是其中唯一的亞洲團隊。

林宏欽昨天把一只象徵「嘉義小行星」的星星，送給嘉義縣長陳明文。在慶祝這顆小行星的誕生記者會上，林宏欽也特別感謝天文站裡的原住民員工，因海拔高達二

八六二公尺的鹿林天文台建設之初，一磚一瓦全由布農及鄒族青年背上山頂，現還有杜進全等四位鄒族「勇士」全年無休地輪班守望天文台，負責水電、無線電、機械。

原文轉載自【2007-10-16/聯合報/A8版】

中大命名 台灣第一例 「嘉義」天上飛 名列小行星

【陳至中／台北報導】

從今天起，「嘉義」不再只是縣市名，也是 1 顆小行星！中央大學為了紀念位於嘉義縣的鹿林天文台，決定將新發現的 147918 號小行星命名為嘉義（Chiayi），成為第 1 個以台灣縣市命名的小行星。

據了解，中大天文所自 95 年 3 月啟動「鹿林巡天計畫」以來，已發現超過 450 顆小行星，平均每個月 15 顆。其中 6 顆經國際天文聯合會（IAU）確認、獲得命名權。包括「嘉義」在內，目前已命名 3 顆，前 2 顆是「鹿林」及「中大」。

「嘉義」小行星於 95 年 10 月 25 日由中大鹿林天文台台長林宏欽及廣州中山大學大氣科學系教授葉泉志共同發現，位於火星及木星之間的小行星帶，大小約 2.4 公里。離太陽最近時約 2.8 億公里，最遠是 4.2 億公里，軌道週期為 3.62 年。

目前「嘉義」小行星因軌道運行，只在白天出現，預估到民國 99 年 4 月左右，台灣民眾才能透過 40 公分以上的天文望遠鏡，在夜晚觀察到這顆嘉義的守護星。

鹿林天文台台長林宏欽表示，中大一年半的計畫發現了 450 顆小行星，但全世界發現的可能是幾十萬顆。且「鹿林巡天計畫」的經費和國外相比，可謂「小蝦米對大鯨魚」。但重要的是，「在這個世界的舞台上，台灣沒有缺席。」

該計畫還有 3 顆小行星未命名，其中 2 顆因分配的關係，命名權屬於合作伙伴廣州中山大學，中大還剩下 1 顆。中大校長李羅權透露，繼「嘉義」之後的第 4 顆小行星，將以對台灣有貢獻的人或團體命名，細節還在討論中。

原文轉載自【2007-10-16/中國時報/C4版】

感念原民協助 小行星命名嘉義

【記者申慧媛／台北報導】

首顆以台灣縣市命名的「嘉義小行星」昨天誕生。

這顆小行星是中央大學設置於嘉義縣阿里山上的鹿林天文台，在去年十月發現的編號一四七九一八號小行

星，經國際天文聯合會小行星命名委員會通過，昨天正式命名為「嘉義小行星」。

首顆以縣市命名的小行星

中央大學校長李羅權解釋，小行星命名為「嘉義」，主要是紀念鹿林天文台開台之初，天文台沒水沒電，器材設備、甚至是燒煮食物的瓦斯，都是靠嘉義當地布農族及鄒族原住民青年扛上山去，並日夜輪班守候天文台，才有的成就，因此突破傳統以嘉義的地名命名。

原住民青年杜進全也代表石俊雄、汪榮進、石皓偉等三人，出席了昨天的命名啟動儀式。

發現這顆小行星的鹿林天文台長林宏欽說，很多追星族愛觀測天象，不僅是因為被美麗的天空小星星所吸引，其中更有保護人類地球的偉大重要任務。

他說，中央大學鹿林天文台正積極趕在二〇一〇年前建造兩米的大型望遠鏡，目的在加入美國夏威夷大學「泛星計畫」中的一個研究據點，協助完整觀測新天體，其研究計畫用意在找出可能威脅地球的天敵，甚至是預先提出防撞對策。

林宏欽說，這個計畫聽起來有點像科幻電影情節，但確實是因為許多天文學者親眼目睹過彗星撞木星所造成的慘烈坑洞，憂心萬一地球被太空中的隕石撞擊，後果將不堪設想，因而提出的國際性研究計畫。

「是啊，就是因為這個理由，我們常常徹夜不眠、盯著星空，數年來都過著日夜顛倒的生活。」林宏欽說。

至於去年發現的小行星，共有六顆；因是與中國學者葉泉志共同發現，所以由台灣來命名四顆，已命名有鹿林、中央大學和嘉義，還有一顆尚未命名，希望能徵求以台灣出身貢獻國際者為對象，目前還在考慮；另兩顆則由中國進行命名。

原文轉載自【2007-10-16/自由時報/A9版】

小行星 命名「嘉義」

【陳怡靜／台北報導】

中央大學鹿林天文台去年十月發現國際永久編號 147918 號小行星，一年觀測確認後命名為「嘉義（Chiayi）」，成首顆以台灣縣市命名的小行星。鹿林天文台台長林宏欽說，嘉義小行星二〇一〇年四月將最靠近地球，屆時可用兩米望遠鏡觀測。

嘉義小行星位於火星和木星間的小行星帶，現距地球五點五億公里，以橢圓軌道繞行太陽一圈約三點六二年。

「鹿林巡天計畫」一年半來發現四百五十多顆小行星，其中六顆獲國際小行星中心確認，中央大學擁有四顆命名權，前兩顆取名「鹿林」、「中大」，第三顆以天文台所在地嘉義命名，第四顆尚未決定。

由發現者命名

小行星是目前唯一可由發現者命名並獲公認的天體，甫觀測到可獲臨時編號，待確認是新發現的、至少被觀測到四次、精確定出運行軌道參數後，才可獲永久編號並命名，十年內可行使命名權，命名須報國際小行星中心和小行星命名委員會審議通過才公布。

有網友認為應用嘉義名產「雞肉飯」命名；嘉義人嚴先生說：「以嘉義舊名『諸羅城』命名更有味道。」嘉義民眾張文祥說：「感覺很驕傲。」

林宏欽說，二〇〇〇年藝人林青霞影迷楊光宇，以「林青霞」為小行星命名，北京天文台以武俠小說家「金庸」為小行星命名。荷蘭天文台也曾以清華大學前校長、國際知名天文學者「徐遐生」為小行星命名。

◎嘉義小行星

編號：147918

英文名稱：Chiayi

發現時間：2006 年 10 月

目前位置：火星與木星間，繞太陽轉，從地球看過去，在室女座（處女座）附近

目前軌道：呈橢圓線

目前亮度：約 20 等

目前距離：距地球 5.5 億公里

最近距離：預估距地球 1.3 億公里

最佳觀測：2010 年 4 月，用 2 米望遠鏡可見

資料來源：中央大學鹿林天文台

原文轉載自【2007-10-16/蘋果日報/A9 版】

嘉義小行星 高高掛天上

【記者薛荷玉】

台灣有個嘉義縣，天上也有一顆小行星叫「嘉義」！

中央大學鹿林天文台啟動「巡天計畫」，過去 1 年半內，發現了 450 多顆小行星、1 顆彗星，並取得其中 4 顆的命名權，2 顆分別命名為「鹿林」、「中大」，中大決定把第 3 顆命名為「嘉義」（Chiayi），感謝嘉義鄉親及鄒族同仁對天文觀測的付出。

這也是全球第 1 個以台灣縣市來命名的小行星。小行星是目前唯一可以由發現者命名並得到世界公認的天體，發現者也擁有對小行星的命名權。

「嘉義小行星」是 95 年 10 月 25 日由中大鹿林天文台長林宏欽，與大陸廣州中山大學大氣科學系教授葉泉志合作發現；它位於火星和木星之間的小行星帶，大小約 2.4 公里，最接近太陽時的距離約 2.8 億公里。

原文轉載自【2007-10-16/Upaper/6 版】

小行星叫嘉義 首顆以台灣縣市命名小行星

【記者邱瓊平/台北報導】

這顆小行星叫「嘉義」！中央大學天文所鹿林天文台去年發現 147918 號小行星，經過一年的觀察確認其軌道週期為 3.62 年，國際天文聯合會小行星命名委員會已通過命名申請。這顆嘉義小行星更是首顆以台灣縣市命名的小行星，預估 2010 年時，透過 2 米望遠鏡就可看見。

鹿林天文台台長林宏欽指出，嘉義小行星是去年 10 月 25 日在該天文台所發現，國際永久編號為 147918。嘉義小行星位於火星和木星之間的小行星帶，大小約 2.4 公里，最接近太陽時距離約 2.8 億公里，離太陽最遠時距離約 4.2 億公里，繞太陽一圈（即軌道週期）約 3.62 年。

林宏欽表示，鹿林天文台從去年 3 月起開始啟動「鹿林巡天計畫」，執行至今共發現 450 多顆的小行星、1 顆近地小行星以及 1 顆彗星，其中有 6 顆小行星的軌道獲得國際小行星中心確認，而中大目前擁有 4 顆小行星命名權。

觀察小行星的軌道週期也是一項國際競賽。林宏欽提到，許多國家都有天文台，所以「大家都是在比速度」，也就是必須要先觀察出小行星的軌道週期，當有一個天文台搶先一步提出確認申請，其他天文台的觀測資料就會成為佐證。

小行星是目前唯一可以由發現者命名並得到世界公認的天體。中大擁有命名權的 4 顆行星中，已有「鹿林」、「中大」，而「嘉義」也在今年 9 月 26 日經國際天文聯合會小行星命名委員會通過，至於另一顆要叫什麼名字？中大表示還要再研議。

而小行星的名字除了校名、地名以外，用華人名字命名的小行星也不少，像是「林青霞」、「金庸」和「徐遐生」等。林宏欽說，嘉義小行星被發現時位置在白羊座，目前位置位於室女座附近。

原文轉載自【2007-10-15/聯合晚報/1 版】

發現台灣之「光」！ 這顆小行星取名「嘉義」

【記者王詩雅、梁偉勛／台北報導】

浩瀚的銀河，人類要一窺究竟要花很大的功夫，過去有人從銀河裡發現小行星，命名為「金庸」，也有小行星叫「林青霞」，最近嘉義鹿林天文台又發現一顆，把它取名為「嘉義」，紀念這個發現小行星的地點，這是台灣發現的 4 百多顆小行星中，第一顆以地名來命名的星體。

距離地球 1.5 億公里的外太空，有一顆小行星被台灣天文學家追蹤到，因為它很迷你，大小只有 2.4 公里，因為專家是在嘉義發現它，經過國際認可，取名為「嘉義」。

鹿林天文台指出，嘉義小行星在火星和木星之間，最靠近地球的距離是 1.3 億公里，相當於地球和太陽之間的距離，到民國 99 年 4 月，天文迷用 40 公分以上的望遠鏡就可以看到它。

這顆以台灣縣市命名的小行星，由中央大學鹿林天文台發現，經過國際小行星命名委員會通過，確定以嘉義為名；中央大學校長李羅權表示，中大目前「鹿林巡天計畫」在一年半時間裡發現 450 多顆小行星，最近將再以 1 億 3 千萬元的經費添購兩米望遠鏡。

李羅權指出，學校利用 5 年 500 億的經費，委託俄羅斯製作主鏡，鏡頭直徑兩米，較現在使用的直徑一米的鏡頭長，且光也會多四倍，有助於未來觀測發現更多小行星及天象。

值得一提的是，小行星命名花樣很多，有顆小行星取名「林青霞」，取名的是香港的天文學家楊光宇，他要讓影迷記得林青霞的明星風采；至於北京發現者把發現的小行星以武俠小說作家金庸來命名。

此外，國際小行星命名委員會，曾讓歌神張學友為小行星命名，他以妻子的英文名「may」來命名，讓小行星的名字成為趣味話題。

原文轉載自【2007-10-15/東森新聞報】

首顆以台灣縣市命名 嘉義小行星誕生

【中央社記者陳蓉台北十五日電】

首顆以台灣縣市命名的小行星「嘉義小行星」誕生；由中央大學鹿林天文台發現的這顆小行星，經過國際小行星命名委員會通過，確定以嘉義為名；中央大學校長李羅權表示，中大目前「鹿林巡天計畫」在一年半時間裡發現四百五十多顆小行星，最近將再以一億三千萬，添購兩米望遠鏡。

李羅權說，學校利用五年五百億的經費，委託俄羅斯製作主鏡，鏡頭直徑兩米，較現在使用的直徑一米的鏡頭長，且光也會多四倍，有助於未來觀測發現更多小行星及天象。

新的望遠鏡將於 2010 年完成，李羅權說，屆時大家可以更容易觀測到嘉義小行星及其他的天象。

「嘉義小行星」是於九十五年十月二十五日由中央大學天文所鹿林天文台台長林宏欽、大陸廣州中山大學大氣科學系的葉泉志在鹿林天文台所發現；這個小行星位於火星和木星之間的小行星帶，大小約二點四公里，最接近太陽時距離約二點八億公里，離太陽最遠時距離約四點二億公里，繞太陽一圈約三點六二年（軌道週期）。

中央大學副校長葉永烜指出，中大真正有計畫性觀測小行星始於「鹿林巡天計畫」，以每個月平均發現超過十五顆小行星的速度，對小型望遠鏡的觀測而言，可以說是成效卓著。

他並提到，中大天文所也和美國夏威夷大學合作泛星計畫（Pan-STARR），目的就是大量搜尋及發現在太空中運行的小行星或是彗星；這個計畫是由美國國務院透過空軍委託美國夏威夷大學建置，有美國、德國、英國等大學團隊加入，台灣是亞洲唯一加入的代表。

以華人為名的小行星 金庸林青霞都有

【中央社記者陳蓉台北十五日電】

在浩瀚的天際，無數的小行星中，你知道其中也有以華人為名的小行星嗎？中央大學鹿林天文台台長林宏欽指出，小行星中有一位香港移民到加拿大的人發現一顆小行星，因是林青霞的影迷，因此取名「林青霞」；另外北京天文台發現的小行星則命名為「金庸」。

已退休的前台北市立圓山天文台台長蔡獻章發現的小行星則以他自己的名字命名。

其他華人為名的小行星還包括以天文學者，前清大校長徐遐生為名的小行星。

目前中央大學有四顆小行星的命名權，分別已取名的有「鹿林」、「中大」、「嘉義」，另一顆仍在研議如何命名。

中央大學指出，小行星是目前唯一可以由發現者命名並獲得世界公認的天體；觀測到一顆小行星後，不能立刻確定是否為一顆新發現的小行星，可以先給它一個臨時編號；當這個小行星在不同的夜晚被觀測到，並報告國際小行星中心，確認是新發現的小行星後，即可得到國

際同一格式的「暫定編號」。

當小行星至少四次在回歸中心被觀測到，並且精確測定出運行軌道參數後，它就會得到國際小行星中心給的永久編號，如蔡氏小行星的編號就是 2240。

發現者擁有對小行星的命名權，命名權在十年內都可以行使，所有小行星的命名都需經報國際小行星中心和小行星命名委員會審議通過，才公布於世。

原文轉載自【2007-10-15/中央社】

嘉義小行星誕生

【陳映竹報導】

您知道台灣哪一個縣市首度成為宇宙中的小行星命名？答案是「嘉義」。中央大學天文所的鹿林天文台去年十月發現 147918 號小行星，已經通過國際天文「聯合小行星命名委員會」的申請。為了麼不取名為「台灣」呢？中大表示，早在好幾年前，中國大陸的天文台就已經把「台灣」命名走了。目前中大擁有四顆小行星命名權，分別是「鹿林」、「中大」、「嘉義」，另外一顆要叫什麼？還沒有決定。

去年十月二十五日鹿林天文台發現了嘉義小行星，經過一年的觀察確認軌道週期為 3.62 年。當初發現時的位置是在白羊座，如今在室女座附近，預估在 2010 年，天文迷們就能透過兩米的望遠鏡，看見這首顆以台灣縣市命名的小行星。

鹿林天文台台長林宏欽指出，小行星除了以「地名」、「校名」命名之外，像是作家「金庸」、影星「林青霞」、前清大校長「徐退生」也都躍升到星空的命名當中。此外，命名也是主權宣示的一部份，林宏欽說，像是「台灣」就被中國大陸的天文台搶先一步。「剛開始他們用中華、中國命名，慢慢就用各省份，這樣的命名方式的確有這樣的意義。」

在國際一流天文台對星空「虎視眈眈」之下，小行星越來越不容易被發現，林宏欽提到，觀察小行星的軌道週期也是一項國際競賽，「大家都是在比速度」。從去年三月開始，鹿林天文台一共發現了 450 多顆的小行星，其中有六顆小行星的軌道獲得國際小行星中心確認，而中大目前擁有四顆小行星命名權。

原文轉載自【2007-10-15/中廣新聞網】

「嘉義」揚名宇宙！第一顆台灣縣市命名的小行星

【黃美寧報導】

浩瀚無垠的星空，從此以後將有一顆小行星叫做「嘉

義」！這顆由中央大學天文所鹿林天文站、在去年 10 月發現的第 147918 號小行星，日前經國際天文聯合會的「小行星命名委員會」通過這項命名；而「嘉義小行星」也成為全宇宙第一顆以台灣縣市命名的天體。

這顆名叫「嘉義」的小行星是去年 10 月 25 日，由中央大學鹿林天文台台長林宏欽與中國廣州中山大學的葉泉志共同發現，位置在火星和木星之間的小行星帶，大小約 2.4 公里；最接近太陽時距離約 2.8 億公里，離太陽最遠時有 4.2 億公里，繞太陽一圈約 3.62 年。剛發現時的位置在白羊座，目前則在室女座附近，預估在 2010 年 4 月左右，透過 2 米以上的望遠鏡就可以得到這顆嘉義小行星。

林宏欽表示，鹿林天文台從去年 3 月起開始啟動「巡天計畫」，至今共發現 450 多顆的小行星、1 顆近地小行星和 1 顆彗星；其中有 6 顆小行星的軌道，獲得國際小行星中心確認，目前擁有 4 顆小行星命名權。之前已經命名過「鹿林」和「中大」；為什麼不叫「台灣」？而以鹿林天文台所在地的「嘉義」命名？林宏欽說，原因是「台灣」這個名字早就被中國的天文台捷足先登了：『其實「台灣」已經被命名掉了，不然我們就會命名「台灣」。台灣已經被大陸命名了，比如說他們最早命名就是中華，他們最早發現小行星，命名叫做中華、中國啊等等，慢慢他們就用他們的省份。』

小行星是目前唯一可以由發現者命名的天體，因此現有的小行星，有的叫林青霞，有的叫金庸；至於鹿林天文台發現的另一顆行星要叫什麼名字？中大表示，還要再研究。

原文轉載自【2007-10-15/中央廣播電台】

台灣"星"發現 命名為"嘉義"

【記者李慧芝報導】

你知道在浩瀚的星空中，有一顆專屬於台灣縣市的守護星嗎？它就是在去年十月，由中央大學天文所鹿林天文台所發現的小行星，而九月底經過國際天文聯合會之小行星命名委員會通過，正式命名為「嘉義」。

天上的星星何其多，一閃一閃亮晶晶，浩瀚的星空中，其中有一顆專屬台灣縣市的守護星，它是去年十月被中央大學天文所鹿林天文台發現的 147918 號小行星，而現在它的名字叫做嘉義。

台長林宏欽說，要在浩瀚星海中找到小行星非常困難，因為它不像恆星不會動，那麼容易被發現，而小行星是目前唯一可以由發現者命名，並得到世界公認的天體。

嘉義小行星繞行太陽一週需要三點六二年，由於天文台發現時，正是距離地球最近的時候，因此想要看到這顆以台灣縣市為名的星星，至少要等到公元二〇一〇年。

原文轉載自【2007-10-15/華視】

小行星嘉義 首度以縣市命名

【民視新聞 翁郁容/吳培嘉台北報導】

天上的小星星，又多了一顆這是由中央大學天文所鹿林天文台發現的，位在火星和木星之間，大約三年用 2 米左右的望遠鏡就可以看得到，最特別的是這顆小行星的名字叫做[嘉義]，這也是第一顆以台灣縣市來命名台灣有個嘉義，現在天上也有個嘉義。

仔細看，由右往左的飄過的光點，就是嘉義小行星。這顆小行星通過國際天文小行星命名會認可，也是第一顆以縣市命名[小行星嘉義]位在火星和木星之間、大約 2.4 公里大小、每 3.6 年繞完太陽一週。

由於嘉義星現在在太陽的另一邊，要等到 2010 年，透過天文台的望遠鏡和相機拍照才看得到。除了地名外，還有些小行星是以華人名字來取的，像是"林青霞"和"金庸"星。

不過台長說，發現小行星的意義，最重要的是在於台灣也有能力把這麼小的星星找出來，而且單是中央大學的天文所就已經發現超過 400 顆雖然這顆嘉義星並不大，但這個名字在天上為台灣發光。

原文轉載自【2007-10-15/民視】

發現小行星 它的名字叫嘉義

【記者林曉慧/陳柏諭台北報導】

你知道在浩瀚的星空中，有一顆專屬於台灣縣市的守護星嗎？它就是在去年 10 月，由中央大學天文所鹿林天文台所發現的小行星，而九月底經過國際天文聯合會之小行星命名委員會通過，正式命名為「嘉義」。

一閃一閃亮晶晶，浩瀚的星空中，其中有一顆專屬台灣縣市的守護星，它是去年十月，被中央大學天文所鹿林天文台發現的 147918 號小行星，而現在它的名字叫做「嘉義」。

台長林宏欽說，要在浩瀚星海中找到小行星非常困難，因為它不像恆星不會動，那麼容易被發現。小行星是目前唯一可以由發現者命名，並得到世界公認的天體。而目前由華人所命名的行星名字，有前清大校長徐退生、影星林青霞還有小說家金庸。

嘉義小行星繞行太陽一週，需要 3.62 年，由於天文台發現時，正是距離地球最近的時候，因此想要看到這顆以台灣縣市為名的星星，至少要等到 2010 年。

原文轉載自【2007-10-15/公共電視】

天文新發現 中大 1 米望遠鏡建功

【記者袁世忠/台北報導】

中央大學鹿林天文台參與全球十八個天文台進行的「WET 全球聯合觀測」，成功地在天馬座附近一顆紅巨星旁發現伴隨著一顆行星，除對未來太陽衰老後會如何對地球造成影響提供參考外，成果也登上本期「自然」(Nature) 期刊。

中央大學天文所教授陳文屏解釋，過去都以為恆星衰老成紅巨星時，組成的氣體會膨脹，將附近繞行的行星吞沒，但是這次卻能找到仍存在的行星，對於研究未來太陽走向晚年，地球的命運將如何有很大的幫助。

二〇〇三年八月，WET 邀集全球十八個天文台聯合觀測活動，針對天馬座附近的一顆紅巨星展開接力觀測，結果發現已經走入晚年、成為紅巨星的某顆恆星，其膨脹的氣體似乎有其他星體拉扯，最後終於成功找到這個行星。

陳文屏強調，這次觀測活動，其他天文台多用兩米以上的大望遠鏡進行，鹿林僅有一米，原以為會被安排觀察次要目標，沒想到卻被指派擔任主要任務，加上台灣觀測位置優越，偌大的西太平洋僅有夏威夷與台灣兩個觀測點，因此觀測成果還超過韓國、中國。

參與這次觀測的團隊，除了陳文屏外，還有鹿林天文台台長林宏欽、天文所博士生陳景威與研究生李洋洋，但由於每個天文台僅能派一名代表，最後由陳景威掛名共同作者。

原文轉載自【2007-09-15/自由時報/A8 版】

中央鹿林天文台 團隊接力

【記者楊正敏/台北報導】

中央大學鹿林天文台以一公尺望遠鏡參與全球聯合觀測，在觀測距地球 4500 光年一個已經演化的紅巨星時，發現旁邊有行星存在，這項天文成果，關係地球未來的命運，獲登載在最新一期出刊的 Nature 中。

主導聯測的台灣主持人中央大學天文所教授陳文屏表示，歐洲天文學家利用 2003 年 8、9 月間包括鹿林天文台等全球 18 個天文台接力觀測，加上長時間的資料分析和比對後，利用「星震」原理，在已經演化的紅巨

星旁，發現行星的存在。

陳文屏解釋，紅巨星是恆星滅亡前膨脹後會出現的星體，恆星膨脹變為紅巨星的過程，體積會急速變大，會將繞行的行星包進去，高溫就會吃掉這些行星。

太陽未來也會走上紅巨星滅亡之路，及早找出紅巨星和行星間的互動關係，對地球及生活在地球上的人類相當重要。

參與這次全球觀測的台灣成員共有四人包括陳文屏，研究生陳錦威、李洋祥和鹿林天文台長林宏欽，也寫下鹿林天文台一米望遠鏡小兵立大功的傳奇。

「全球聯合觀測 (Whole-Earth Telescope；簡稱 WET)」，集結全球各地天文台，克服先天限制，對具有研究價值的天體，日以繼夜接力觀測。

陳文屏指出，這次全球聯測成果，再次驗證了鹿林天文台優越的地理位置。鹿林天文台設於海拔 2,862 公尺的玉山國家公園旁，光害和塵害較少。其次，接近赤道的低緯度，可以觀測較寬廣的天域，尤其是南半球的天體，這是日本、韓國高緯度國家所觀測不到的。再者，在經度上位於西太平洋重要觀測據點，除了夏威夷天文台，下一次觀測站就是台灣，國際上舉足輕重。

原文轉載自【2007-09-15/聯合報/C4 版】

1 米望遠鏡 窺見紅巨星旁行星

【胡欣男／桃園報導】

中央大學天文所博士生陳錦威參與中央大學鹿林天文台的研究計畫，以口徑僅「一米」的望遠鏡，在宇宙「紅巨星」旁發現行星，研究成果與先進國家並列，刊登在十四日出刊的頂尖的《Nature》雜誌！

這期《Nature》雜誌刊載宇宙中紅巨星旁發現行星的重要天文成果，由於太陽將來也將演變為紅巨星，關係地球未來命運，成果備受矚目。這項計畫係台灣參與的「WET 全球聯合觀測」成果。

主導台灣觀測的中大天文所教授陳文屏表示，《Nature》這篇文章是歐洲天文學家的重要科學發現。經由長時間資料分析和比對，利用「星震」原理，在已演化的紅巨星旁，發現行星存在，為重要研究成果。

此次參與計畫的亞洲國家，除台灣外，還有韓國和大陸，其中韓國和北京天文台分別以口徑一·八米、二·一六米望遠鏡觀測，但鹿林則僅以一米望遠鏡和兩者較勁，憑優越地理位置和良好天候，毫不遜色。

陳文屏說，鹿林天文台掌握三大優勢，設在玉山國家公園旁，海拔高、光害和塵害較少。其次，接近赤道低緯度，可觀測較寬天域，尤其南半球天體，這是日本、韓國高緯度國家觀測不到的。

參與「WET 全球聯合觀測」的觀測者，除了《Nature》名列上的共同作者陳錦威之外，其實還包括陳文屏、鹿林天文台台長林宏欽、天文所研究生李洋祥等三人。團隊約定每個天文台只能提出一名作者，最後由陳錦威代表。

目前人在加拿大研究的陳錦威指出，期刊發表一出，國內外許多學術友人紛紛來信恭賀、鼓勵，也促進往後中大與各界研究的交流，「日以繼夜的觀察天體，終於有成果！」

原文轉載自【2007-09-15/中國時報/A8 版】

台灣 1 米望遠鏡 寫天文傳奇

【記者林進修/台北報導】

探索太陽走上紅巨星滅亡之路

中央大學鹿林天文台再創佳績。2003 年 8、9 月間參加全球 18 個天文台聯手進行的「WET 全球聯合觀測」，成功觀察到一顆紅巨星旁邊還伴隨一顆行星，為太陽及地球的未來命運，提供寶貴預測資訊。

紅巨星是恆星走向滅亡前，膨脹後所出現的星體。天文學界認為，恆星膨脹變為紅巨星的過程，體積會急速變大，進而將繞行的行星包圍進去，再以高溫「吃掉」。由於太陽未來也會走上紅巨星滅亡之路，及早找出紅巨星和行星間的互動關係，對地球及生活在地球上的人類至關重要。

中央大學鹿林天文台居主線

2003 年 8、9 月間，全球聯合觀測 (Whole-Earth Telescope，簡稱 WET)邀集全球 18 個天文台，日以繼夜地觀測編號為 V391PEGAST 的紅巨星，就是想找出一些線索。中央大學鹿林天文台的天文望遠鏡直徑只有 1 米，遠遠不及其他天文台動輒 2、3 米的大傢伙，原本預期可能被安排觀測次要目標，沒想到居然躍居主線，成為主要目標的觀測者。

參與這次觀測的台灣成員有 4 人，主持人是中央大學天文研究所教授陳文屏，研究生陳錦威、李洋祥和鹿林天文台台長林宏欽，並由研究生陳錦威代表，作為研究論文共同作者，該篇研究論文刊登在最新一期的「Nature」（自然）雜誌，也寫下鹿林天文台 1 米望遠鏡「小兵立大功」的傳奇。

人類移居土星、木星可行關鍵

陳文屏表示，恆星和一般固態行星不一樣，是由氣體組成的球狀星體，無法直接觀測內部結構，只能透過「星震」原理去了解。如果把恆星膨脹而成的紅巨星，當成一顆灌滿水的氣球，用手去拍擊它的表面時，這顆水球會震動變形。紅巨星的震動是以亮度變化來表現，只要透過天文望遠鏡觀察亮度變化，就可以得知「星震」情形。

陳文屏進一步解釋，水球放在手掌上隨著人轉圈圈，以及將水球綁上繩子，用手拉著繩子的另一端甩圈圈，水球的震動情形一定不一樣，這是因為後者受到萬有引力拉扯。全球 18 個天文台聯手觀測發現，V391PEGASI 這顆紅巨星的「星震」情況屬於後者，因而推測它的旁邊還有一顆行星，並受到這顆行星拉扯。

「這就有趣了」陳文屏說。如果證實恆星走向紅巨星過程中，仍有行星能夠存活，有朝一日太陽走上同樣命運時，雖然地球距離太近無法倖免，但距離太陽較遠的土星及木星，還是可存活，而且酷寒天氣會因膨脹引起的高溫而上升，「說不定，人類可以早一步移居到上面去。」

撐住！堅持使命必達

【記者林進修/台北報導】

「要是沒有堅強實力做後盾，光有運氣也沒用。」

中央大學鹿林天文台參與全球聯合觀測的研究論文，刊登在最新一期的「Nature」雜誌，領導台灣觀測團隊的中央大學教授陳文屏強調，如果沒有長期以來打下的堅實基礎，光有運氣也沒有辦法達成使命，遑論在國際露臉。

全球聯合觀測 (WET) 每年都會選出 1、2 顆具研究價值的天體，進行全球性的觀測。2003 年 8、9 月，選定編號為 V391PEGASI 的紅巨星，由全球 18 個天文台共襄盛舉，日以繼夜接力，連續觀測一周左右。中央大學鹿林天文台的 1 米望遠鏡雖然很小，卻因為地理位置特殊而入選。

參與這次計畫的亞洲觀測國家，除了台灣，還有韓國及中國大陸，他們的天文望遠鏡直徑分別是 1.8 米及 2.16 米，遠遠大於鹿林天文台，但觀測那幾天，韓國及大陸北京因為天氣不好，觀測成果不佳，設於玉山國家公園旁、海拔 2,862 公尺高山上的鹿林天文台，因為光害及塵害較少，又位於接近赤道的低緯度，可以觀測更寬廣的天域，因此在這次國際合作中表現亮眼。

參與這次觀測的中央大學天文研究所博士生陳錦威說，觀測那幾天，最常聽到 WET 總部的一句話就是：「撐住！歐洲隊友就快來了。」一如戰爭片的台詞，雖然緊張刺激，在孤寂的夜裡，聽來卻備覺溫暖。
原文轉載自【2007-09-14/聯合晚報/8 版】

彗星、小行星齊現 台灣雙星報喜

【李宗祐／台北報導】

中央大學昨日宣布，在木星與土星之間觀測發現新彗星，國際天文聯合會 (I A U) 已正式編號為 C / 2007 N3，並接受我國以「鹿林彗星」命名，成為首顆由台灣天文台發現並命名的新彗星！

國際小行星中心 (M P C) 並發布預報，「鹿林彗星」後年二月廿七日距離地球最近，亮度可能接近六等，幾乎用肉眼就可以看得到，預料將掀起全球天文迷觀測熱潮。

中央大學在觀測發現「鹿林彗星」的同一個晚上，也觀測發現一顆新的近地小行星 (編號 2007 NL1)，經 M P C 確認為「軌道可能與地球相交，存在碰撞危險」的阿波羅型近地小行星，這項發現也是台灣首次利用天文望遠鏡觀測發現近地小行星。

中央大學副校長葉永烜指出，「鹿林彗星」和 2007 NL1 近地小行星，是海峽兩岸合作推動的鹿林巡天計畫觀測發現。該計畫由大陸廣州中山大學大氣科學系二年級學生葉泉志提出觀測計畫，中央大學位於玉山塔塔加的鹿林天文台從去年三月開始執行觀測任務，至今已陸續發現近四百顆新小行星。

本月十一日上午，葉泉志透過網路下載鹿林天文台觀測員林啓生使用四十一公分口徑天文望遠鏡，觀測拍攝的影像檔，進行比對分析後，發現在木星與土星之間、位於寶瓶座附近，距離地球八、二五億公里處有顆疑似彗星的新天體。日則前經 I A U 確認為新彗星，由我國命名為「鹿林彗星」。

鹿林天文台長林宏欽指出，「鹿林彗星」經初步觀測結果，繞行太陽運轉軌道的離心率為 1，因資料不足，暫時還無法判斷為長周期 (周期超過二百年) 彗星，或是一去不復返的非周期彗星 (拋物線軌道)。根據 M P C 預測，「鹿林彗星」可望在明年二月廿七日通過近日點，距離地球約六千萬公里，幾乎肉眼可見，成為地球現有人類這輩子唯一可以近距離親眼目睹其廬山真面目的機會。

葉永烜強調，2007 NL1 被發現時，距離地球僅有三千

萬公里，雖被列為可能碰撞地球的阿波羅型小行星，不過，MPC 依現有資料預測，應該不會對地球構成直接威脅。

原文轉載自【2007-07-28/中國時報/A12 版】

林啓生、葉泉志 兩岸天文界翹楚

【李宗祐／人物側寫】

「鹿林彗星」的發現，無疑是海峽兩岸天文學界的最大盛事，彗星發現者鹿林天文台觀測員林啓生和大陸廣州中山大學大氣科學系二年級學生葉泉志，雖然因此揚名海內外，但兩人其實早就被兩岸的天文界分別封為「台灣天文迷的觀測導師」和「中國追星第一少年」，名氣響叮噠！

台灣天文界有兩個「林老大」，一個是鹿林天文台台長林宏欽，一個是林啓生。林宏欽是中央大學天文研究所高材生，因掌管國內最高（無論術成就或地理位置）天文台，被尊稱為「老大」；至於從業餘天文觀測者，成為專業的天文觀測員，林啓生被天文尊重為「老大」，就充滿傳奇故事。

現年四十三歲，在台南縣歸仁鄉下長大的林啓生，從小就經常站在家裡的三合院曬穀場上，仰望滿天星斗。一九八六年，哈雷彗星熱潮襲捲全球，當時就讀逢甲大學工業工程系的他，靠著假日在台糖砍甘蔗打工存的錢，買了人生的第一部天文望遠鏡，自此展開追星歲月，足跡遍及台灣各高山。

自一九八六年三月廿九日第一次到清境農場拍攝哈雷彗星以來，林啓生已有近千次的高山觀星攝影活動的紀錄，拍攝的天文照片刊登在國內外天文雜誌超過五百幅，在國內外獲獎無數，包括康軒、三民和南一書局出版的教科書，都使用他拍攝的天文照片。

曾從事幼教工作的林啓生，累積超過廿年的觀星經驗，更讓他成為國內天文界的名嘴，經常應邀各大學和高中天文社團演講。二〇〇五年底，鹿林天文台更延攬他擔任觀測員，使林啓生成為鹿林天文台第一個非天文科系畢業的專職觀測員。

葉泉志則從小就喜歡看星星，不但創辦「晴天鐘」網站，提供全球天文迷未來五天內每隔三小時的天氣陰晴變化資料，讓天文迷知道什麼時候是好天氣，可以出門觀星；二〇〇五年十月，僅年十七歲，還是個高中生的葉泉志，更成為大陸第一個發現近地小行星的天文觀測者，被大陸天文迷封為「中國追星第一少年」。

今年三月，葉泉志不僅成為第一個獲得蘇梅克近地天體

獎的中國人，也是亞洲各國獲得蘇梅克近地天體獎的首人。蘇梅克近地天體獎是國際行星協會為紀念著名的天文學家蘇梅克設立的獎項，今年全球僅有七人獲此殊榮。

原文轉載自【2007-07-28/中國時報/A12 版】

鹿林台灣發現第一顆彗星

【記者楊正敏／台北報導】

今年七月十一日鹿林天文台觀測員林啓生與大陸廣州中山大學的學生葉泉志，使用鹿林天文台四十一公分望遠鏡，發現一顆新彗星，編號 C/2007 N3，命名為「鹿林」，是第一顆在台灣本土觀測、命名，並經兩岸合作發現的彗星。

在鹿林彗星發現的同時，相距不到二度的鄰近位置，有另一顆小行星飛馳而過，鹿林巡天計畫經過搜尋比對，確認是一顆阿波羅型近地小行星，也是台灣首次發現近地小行星，亦為海峽兩岸的第一顆。

中央大學副校長葉永烜說，地球過去曾遭許多天體撞擊過，未來勢必也無法避免，愈早發現對地球有威脅的天體，愈加了解結構與運作，就能愈早因應。

鹿林天文台台長林宏欽說，七月十一日觀測到這兩個天體，初步觀測結果顯示，應不會對地球造成威脅。

他指出，鹿林彗星軌道應是拋物線，現在的位置在木星到土星間，寶瓶座方向，距離地球約五點五天文單位(AU)，相當於八點二五億公里，因距離很遠，亮度很暗，大概十九等，有很短的彗髮圍繞著中心微亮的彗核。

依國際小行星中心的預報資料，彗星會在二〇〇九年二月廿七日距離地球最近，大概六千萬公里，林宏欽認為，屆時亮度約接近六等，在獅子座附近，在光害低的鄉間，應可以用雙筒望遠鏡看到。

他說，由於鹿林彗星的軌道呈拋物線，可能一去不回，後年應是民眾一生中唯一一次可以觀測的機會。

2007NL1 的近地小行星，則距離地球三千萬公里，以每日一點五度的速度運動，繞太陽一周約一點四年。

林宏欽說，阿波羅型近地小行星，軌道可能和地球相交，有碰撞的危險，一向受到天文學家高度重視，但目前資料顯示，2007NL1 對地球沒有直接威脅。

中央大學二〇〇二年十一月廿五日用鹿林一米望遠鏡意外發現鹿林一號(LULIN1)小行星，二〇〇五年發

現第二顆小行星，為紀念中大創校九十周年，名為中大九十（NCU90）。

葉永烜指出，中央大學於二〇〇六年三月開始啟動「鹿林巡天計畫」，每個月平均發現超過十五顆小行星。

原文轉載自【2007-07-28/聯合報/A6 版】

台灣之光 首發現彗星 命名鹿林

【陳怡靜／台北報導】

台灣首度發現新彗星！中央大學鹿林天文台今年與中國廣州中山大學學生葉泉志合作，發現一顆新彗星，經過國外學者證實具彗星特徵後正式命名為「LULIN」(鹿林)。這是第一顆由台灣發現並命名的彗星；預估後年二月二十七日將會最靠近地球，民眾有機會用肉眼觀測到。

國際盛事

不單彗星，研究團隊還在距離「鹿林」彗星約八十三萬公里處發現到台灣第一顆「近地小行星」。鹿林天文台隸屬中央大學天文研究所，中大副校長葉永烜昨陪同該天文台台長林宏欽、觀測員暨「鹿林」發現者林啓生，宣布這項台灣天文史上首度發現彗星與近地小行星的喜訊。

葉永烜指出，七月十一日林啓生與葉泉志使用鹿林天文台四十一公分望遠鏡，發現一顆軌道疑似彗星的新天體。十四日美國天文學家 James Young 以桌山天文台 Table Mountain Observatory 六十一公分望遠鏡觀測確認，正式命名為「LULIN」，編號 C/2007 N3 (C 指長周期、周期超過 200 年，或非周期彗星；2007 為年份；N 指 7 月上半月；3 是該半月發現第 3 顆彗星)。

另發現的近地小行星，已取得國際天文聯合會編號 2007NL1 (2007 為年份；N 指 7 月上半月；L1 是指發現的第 36 顆)。

後年最接近肉眼可視

林啓生說，「鹿林」在十一日於木星與土星間、寶瓶座方向、距地球約八點二五億公里處發現；因距離尚遠，亮度不佳，使用長四十一公分望遠鏡才觀測到。林宏欽表示，「鹿林」目前肉眼看不到，但在二〇〇九年二月二十七日將最靠近地球，屆時只要用雙筒望遠鏡往獅子座方向即可觀測，若天氣良好，或許肉眼也可看到。且往前後各推三個月，約從明年十一月到後年四月都可用雙筒望遠鏡，在鄉村及高山等無光害處觀看。

林宏欽說，彗星發現機率極低，平均一千個小行星才發現一顆。「當初發現『鹿林』時，很緊張，怕來不及搶

先」；過去曾有多次發現新彗星的經驗，往往一報到國際總會，卻被搶先命名，「有如夾縫求生存。」

天文學者葉永烜認為，發現該彗星有重要學術意義。「過去科學家多認為彗星有朝一日會撞地球，愈早發現愈能確定是否對地球有威脅。」林宏欽表示，根據目前軌道計算，「鹿林」與 2007NL1 不會撞上地球。

◎鹿林彗星小檔案

編號：C／2007 N3

名稱：LULIN

發現時間：2007.07.11

目前亮度*：約 19 等

目前位置：木星與土星之間，寶瓶座方向

目前軌道：初步觀測的軌道為拋物線

目前距離：距離地球 8.25 億公里

預估最接近地球距離：6 千萬公里

最佳觀測時間：2009.02.27 (亮度接近 6 等，獅子座附近)

註：亮度數值愈低，代表該星愈亮，如太陽是負 26.7 等，月亮是負 12.6 等

◎2007NL1 近地小行星小檔案

編號：2007NL1

類型：阿波羅型近地小行星

發現時間：2007.07.11

目前位置：地球與火星之間

目前速度：每日移動約 62 萬 5 千公里

目前軌道：在地球軌道附近繞行，其繞行軌道有兩處與地球軌道交會

目前距離：距離地球 3 千萬公里

資料來源：中央大學鹿林天文台

原文轉載自【2007-07-28/蘋果日報/A10 版】

鹿林彗星 台灣發現、命名的彗星

【記者許敏溶／台北報導】

在國際大型天文觀測計畫主宰下，小型天文觀測單位能發揮空間有限，但是中央大學鹿林巡天計畫以小搏大，今年七月十一日發現新彗星，同月十四日被正式命名為「鹿林彗星」，這是第一顆由台灣本土發現並命名的彗星。

鹿林彗星發現者、中央大學鹿林天文台觀測員林啓生指出，鹿林彗星目前在木星與土星之間，距離地球約八點二五億公里，預計鹿林彗星最接近地球時刻為二〇〇九年二月二十七日，預估最大亮度六等，在這段時間前後一週，民眾只要到郊外或山上無光害地方，朝獅子座方向，肉眼就可看到拖著尾巴的鹿林彗星；一九八六年哈

雷彗星最接近地球時，亮度稍高於鹿林彗星。

同時首度發現近地小行星

喜上加喜的是，發現鹿林彗星同時，相距不到兩度的鄰近位置，發現一顆阿波羅型（運行軌跡可能威脅地球安全）近地小行星，編號 **2007NL1**，這也是台灣首次發現近地小行星，但不至於威脅地球安全；而鹿林彗星和近地小行星，都是兩岸合作發現，中國合作者為廣州中山大學葉泉志。

鹿林彗星發現者林啓生是位資深天文愛好者，對於發現鹿林彗星與近地小行星，他淡淡地說「運氣好」，並以「心跳七十二下」來形容自己的平靜心情。

鹿林天文台長林宏欽表示，最快明年十一月，就可看到鹿林蹤影，時間持續到二〇〇九年五月。

林宏欽提醒民眾，鹿林彗星將以拋物線方式通過太陽系，預估週期超過兩百年，若不把握這次機會，有生之年將無法再次目睹。

林宏欽指出，國際大型巡天計畫觀測覆蓋範圍是鹿林巡天計畫的數十至數百倍，剩下來能被發現的彗星及近地小行星，機率不到三%，這次新發現，同仁努力之外，多少也帶點運氣。

原文轉載自【2007-07-28/自由時報/A8版】

台灣首次發現彗星

【本報台北訊】

台灣發現百年難得一見的新彗星！中央大學鹿林天文台觀測員林啓生十一日觀測星空時，發現新星體，經國外學者證實具有彗星特徵，並正式命名為「鹿林彗星」，由於在確認比對彗星資料時，曾和大陸廣州中山大學學生葉泉志合作，因此鹿林彗星也是海峽兩岸合作發現的第一顆彗星，編號 **C/2007 N3**。

儘管發現第一顆台灣命名的彗星，被觀測界暱稱為「老大」的林啓生只淡淡地說「是運氣啦！」鹿林天文台長林宏欽表示，去年全球共發現五十顆新彗星，九成來自國際大型巡天計畫，鹿林天文台的設備及規模都算小型，發現新彗星簡直是大海撈針，機率只有百分之一。

中央大學天文研究所表示，今年觀測到的鹿林彗星，軌道呈拋物線，現在位置約在木星與土星之間，距離地球相當八點二五億公里，由於距離尚遠，亮度僅約十九等。根據國際小行星中心（MPC）預報資料，彗星將在二〇〇九年二月二十七日距離地球最近，約六千萬公里，幾乎肉眼可見。林宏欽說，鹿林彗星屬於長周期彗

星，下次再靠近地球的時間超過兩百年以上，一輩子只有一次機會親眼目睹，可說是台灣的世紀之星。

另外讓研究人員驚喜的是，發現鹿林彗星時，在相距不到兩度的鄰近位置，還有一顆小行星飛馳而過，經過鹿林巡天計畫進行搜尋，確認是一顆阿波羅型近地小行星，編號 **2007 NL1**，這也是台灣首次發現近地小行星。

林宏欽指出，阿波羅型小行星是近地小行星中最重要的一種類型，由於軌道可能和地球相交，存在碰撞的危險，不過根據目前資料預測，**2007 NL1** 對地球並不構成直接威脅，未來還有可能成為太空中繼站或探測目標。

原文轉載自【2007-07-28/人間福報/1版】

天文雙星報喜 台首度發現彗星與近地小行星

【中央社記者楊淑閔台北二十七日電】

台灣天文界「雙星報喜」！國立中央大學今天舉辦「雙星報喜--鹿林天文台發現新彗星」記者會；宣布今年 7 月 11 日鹿林巡天計畫同時發現彗星與近地小行星，這兩顆星都是台灣首次發現，見證台灣在天文的世界舞台上沒有缺席。

中央大學今天在北市立天文科學教育館舉辦「雙星報喜--鹿林天文台發現新彗星」記者會；由中央大學副校長葉永烜陪同鹿林天文台台長林宏欽、鹿林天文台觀測員暨鹿林彗星發現者林啓生宣布台灣天文史上首度發現彗星與近地小行星的喜訊。

葉永烜指出，2007 年 7 月 11 日鹿林巡天計畫 LulinSky Survey，LUSS 的林啓生與中國廣州中山大學的葉泉志，使用台灣的鹿林天文台 41 公分望遠鏡，發現一顆軌道疑似彗星的新天體。

之後 7 月 14 日美國天文學家 James Young 以桌山天文台（Table Mountain Observatory）61 公分望遠鏡觀測證實具有彗星特徵，確認為彗星，正式命名為「鹿林 LULIN」，編號 **C/2007 N3**（C：長週期，週期超過 200 年，或非週期彗星；2007 是發生年份；N 是指 7 月上半月；3 是該半月發現第 3 顆彗星）。

雙星報喜，另一發現為阿波羅型近地小行星，編號 **2007 NL1**（2007 為發現年份；N 指 7 月上半月；L1 是指發現的第 36 顆）。

林啓生說，這是在使用儀器拍照後，經過下載、比對後的發現。

林宏欽補充，鹿林彗星是春天星座的星，其近地點為2009年2月，估計此年2月27日最亮，往前後各推3個月，從2008年11月到2009年4月都可用雙筒望遠鏡，在鄉村及高山等無光害處觀賞；2008年11月時在仕女座，2009年2月在獅子座，2009年4月在巨蟹座，供星迷們參考。

中央社新聞小百科：彗星 近地小行星

【中央社記者楊淑閔台北二十七日電】

國立中央大學指出，「彗星」主要由高揮發性的冰組成，通常直徑只有幾公里。而少數軌道特異的小行星和地球軌道相交，可能存在與地球碰撞的危險，稱為「近地小行星」。

中央大學表示，太陽系的範圍以太陽為中心，包括8大行星及衛星、矮行星（冥王星、穀神星和（門兒）神星所組成的新分類）和數以億計的太陽系小天體；這些小天體包括小行星、古柏帶天體（Kuiper Belt objects）、彗星和星際塵埃。

小行星絕大部分存在火星和木星軌道之間的小行星帶，大小從幾百公尺到數十公里都有。

而彗星軌道具有高離心率，近日點一般都在內行星軌道的內側，遠日點在冥王星之外；當一顆彗星進入內太陽系後，與太陽的接近會導致她冰冷表面的物質昇華和游離，產生彗髮，以及拖曳出由氣體和塵粒組成、肉眼就可以看見的彗尾。

平均每發現100個小行星，才有1個近地小行星；而每發現1,000個小行星，才有1個彗星，發現機率並不高。台灣的鹿林巡天計畫自2006年3月到2007年7月，將近1年半時間，共發現近400顆小行星、1顆近地小行星及1顆彗星，成果豐碩。

原文轉載自【2007-07-27/中央社】

防範彗星撞地球 台灣發現「雙星」展現天文實力

【記者黃美寧報導】

中央大學鹿林天文台日前發現了一顆新彗星與一顆近地小行星，不僅展現了台灣天文觀測的實力，由於科學家認為，未來地球將無可避免遭到小行星或彗星撞擊，因此愈早發現具有威脅性的天體，就愈能及早做出因應。說不定未來台灣也能在「拯救地球」的任務上，佔有一席之地。

7月11日鹿林巡天計畫發現了一顆距離地球有8億多公里的新彗星，同一時間又在附近發現一顆「阿波羅型

近地小行星」，這種行星軌道可能與地球相交，有碰撞危險，所以也和彗星一樣，受到國際天文界的重視。

俗稱「掃把星」的彗星，自古以來就被人們認為是不祥之兆。從科學的角度來看，這種85%由冰塊組成、表面包裹灰塵的「髒雪球」，的確可能對地球帶來危險。參與多項國際天文計畫的中央大學副校長葉永烜指出，為避免彗星或近地小行星等天體撞擊地球，帶來毀滅性的災難，包括歐美、日本、甚至中國，近年來都陸續對小行星及彗星展開「清查」。

而中央大學也從去年3月啟動「巡天計畫」，每個月平均可以發現15顆小行星；同時與美國夏威夷大學合作「泛星計畫」，運用台灣緯度接近赤道的地理優勢，以及小型望遠鏡的彈性，更有利於掌握稍縱即逝的天文現象。葉永烜說：『可能太陽系裡頭，只有4個5個會跟你(地球)碰撞。可是你想想看，1個10公里、甚至1公里大小的物體，要把它移開跟地球軌道不相交，這不是很容易的事情，所以你就要去研究它(彗星)到底內部構造是什麼樣子？如何才可以把它毀滅。』

在浩瀚星空找尋新彗星，葉永烜說，不僅可以及早因應地球可能遭到撞擊的危機，由於彗星的形成與太陽系早期十分類似，因此研究彗星也有助於瞭解太陽系的原始化學組成與狀態，解答地球生命起源之謎。

原文轉載自【2007-07-27/中央廣播電台】

以小搏大 台灣首次發現彗星 2009 肉眼可見

【黃美寧報導】

台灣天文界發揮以小搏大的精神，在7月11日在浩瀚星空中、利用本土望遠鏡發現一顆遙遠的彗星，並且被國際天文組織正式命名為「鹿林」彗星；這顆彗星預計2009年將會接近地球，屆時只要利用肉眼或雙筒望遠鏡，就可以觀測得到。

台灣業餘天文觀測者林啓生，日前利用中央大學鹿林天文台41公分望遠鏡，進行「巡天計畫」的天體觀測時，突然發現一顆疑似彗星的黯淡天體。之後經過中國廣州中山大學學生葉泉志的資料比對及分析，在7月14日經美國天文學家證實的確是一顆彗星，並且由國際天文聯合會正式命名為「鹿林」，編號C/2007N3。這項發現讓台灣天文界相當振奮！不過林啓生本人倒是相當平靜，直說是自己幸運。說：『震撼是還好啦，心跳72下，算平常心，我算是比較幸運的同事啦，能夠成為第一個發現的。』鹿林彗星軌道呈拋物線，現在的位置在木星與土星之間，距離地球約8.25億公里。依國際小行星中心（MPC）預報資料，這顆彗星將在2009年2月27日接近地球，亮度可能接近6等，幾乎肉眼可見。

林啓生說：『2009 年年初那一陣子，我們可以有機會拿雙筒望遠鏡，在一般鄉下或者山上去觀測到它，都會區可能會比較難一點。6 等的彗星到時候應該有比較明顯的尾巴，希望到時候大家有機會觀測一下。』

鹿林天文台台長林宏欽指出，彗星發現機率極低，平均發現 1,000 個小行星，才有 1 個彗星。尤其近年來在國際五大巡天計畫的「掃蕩」下，能夠發現彗星及小行星的機率更是微乎其微，所以這次台灣能用本土望遠鏡發現彗星，格外具有意義！

原文轉載自【2007-07-27/中央廣播電台】

台灣首次發現彗星 命名為鹿林彗星

【記者林仙怡、梁家銘／台北報導】

台灣天文史上出現了第一顆國人自行發現的彗星，發現者林啓生是中央大學天文所的研究助理，在 11 日當天，他使用鹿林天文台的望遠鏡，看到了這顆疑似彗星的新天體，經過國際認證，由台灣命名為鹿林彗星，想要再看到它的蹤跡，還要等到 2009 年。

台灣第一顆彗星發現者就是中央大學研究生林啓生，興奮地形容發現彗星的經過，這顆被台灣人發現的彗星當然要由台灣人來命名，最後決定叫做鹿林彗星，原因是當時透過中央大學林天文台所觀測到的。

拍攝到的影像中，鹿林彗星只是幾公里大小的固態水分子結構，在太陽系中一閃而過，中央大學計算出它的行跡軌道，想要再看到它要等到 2009 年 2 月 27 日，到時鹿林彗星距離地球最近，只有 6 千萬公里，不過它的周期有 200 年，一生中只有一次機會親眼目睹。

台灣天文史上出現第一顆發現的彗星，不過天文專家更擔心，彗星撞地球的狀況有可能會真實發生，到時候整個地球說不定又再度回到萬物起源的冰河時期。

原文轉載自【2007-07-27/東森新聞報】

天文觀測新突破 鹿林天文台發現新彗星

【張德厚報導】

台灣在天文觀測方面又有新突破，中央大學所屬的鹿林天文台，7 月 11 日在進行「巡天計畫」時，發現了一顆新天體，後經證實是無人發現過的新彗星，這個新彗星被正式命名為「鹿林」彗星，是第一顆被台灣發現、命名的彗星。

中央大學天文所表示，鹿林天文台 7 月 11 日在進行「巡天計畫」時，天文所專任助理林啓生與大陸廣州中山大

學的合作夥伴葉泉志，使用鹿林天文台 41 公分望遠鏡，發現一顆軌道疑似彗星的新天體，後經美國天文學家 James Young 以桌山天文台（Table Mountain Observatory）61 公分望遠鏡觀測證實的確是一顆彗星，被正式命名為「鹿林」，編號 C/2007 N3。林啓生：『我們的搜索計畫是要發現一些特定的小星體，剛好拍到這個新的小星體，去確認以前的人沒有發現過，就繼續去做一些比對，然後就發現它有彗星的特徵。』

鹿林天文台台長林宏欽指出，彗星發現機率極低，平均發現 1,000 個小行星，才有 1 個彗星，本次台灣發現鹿林彗星，十分難能可貴。鹿林彗星是第一顆被台灣發現、命名的彗星。也是海峽兩岸合作發現的第一顆彗星。林宏欽：『在我們的歷史上面，從來沒有用過本土的望遠鏡，發現過彗星，這證明我們有能力可以發現彗星這類特殊的天體。』

林宏欽表示，鹿林彗星目前在木星與土星之間，距離地球約 8.25 億公里，2009 年 2 月底時會最接近地球，由於它不像哈雷彗星具週期性的軌道，一旦遠離地球之後，想要再觀測到，至少要等到 200 年以後，因此堪是一顆「世紀之星」。

原文轉載自【2007-07-27/中廣新聞網】

台灣天文"星"發現 命名鹿林彗星

【記者陳姝君/徐啓峰台北報導】

這則新聞，會讓台灣的天文愛好者相當興奮，因為在這個月 11 號，中央大學在南投鹿林天文台，觀測發現了一顆新彗星，經過認證正式命名為鹿林彗星，這是第一顆由台灣發現並命名的彗星。而且兩年後的二月，民眾可能肉眼就可以觀測到這顆彗星的模樣。

圖片中標號 C/2007 N3，就是台灣首次觀測發現的新彗星，排成一直線的四個小點，是望遠鏡拍攝到鹿林彗星在半小時中移動的軌跡紀錄。中央大學位在南投鹿林的天文台，是在七月 11 號使用 41 公分望遠鏡發現的新天體，後來証實為彗星，也將它命名為鹿林彗星，成為台灣發現的第一顆彗星。

目前鹿林彗星位置就在木星和土星之間，距離地球約 8.25 億公里，但兩年後，將距離地球最近，由於鹿林彗星的周期和軌道還不是很確定，但 2009 年的二月，有可能是這輩子唯一可以目睹鹿林彗星的機會。

台灣天文研究資源有限，陸續發現小行星、近地小行星和新彗星，意義重大。

勢單力薄的台灣天文研究，最近幾年積極尋求國際合

作，一次又一次重大的觀測發現，証實了台灣在天文的世界舞台上沒有缺席。

原文轉載自【2007-07-27/公視】

鹿林天文首度從台灣發現彗星和近地小行星

【趙經邦報導】

中央大學鹿林天文台，突破國際五大巡天計畫，首度從台灣發現彗星和近地小行星，並且獲得國際以鹿林彗星命名。鹿林天文台研究員林啓生和大陸廣州中山大學研究生葉泉志共同於 7 月 11 號發現軌道疑似彗星的新天體，後來經過美國天文台證實。而近地小行星則是同一天在相距不到兩度的位置被發現。

彗星的形成由於和太陽系早期非常相似，探索彗星的結構、化學物質和軌道分布，有助於了解地球和太陽系的過去。另外小行星絕大部分存在於木星和火星軌道之間，而近地小行星是少數軌到特易、有可能和地球軌道相交的星體，並且由於會和地球發生碰撞威脅，也格外受到注意。

中央大學鹿林天文台研究員林啓山 7 月 11 號晚間在執行路林巡天計畫之後，比對恆星資料，發現有兩個移動速度不同的亮點，經過美國以更大型的望遠鏡證實，確定由台灣首度發現彗星和近地小行星。鹿林天文台台長林宏欽說明，平均每發現一百個小行星大約才有一個近地小行星，以及零點一個彗星。並且絕大部分的彗星和近地小行星幾乎都被五大巡天計畫掃蕩殆盡，其餘計畫發現的個數低於 3%。

中央大學分析，新發現的近地小行星目前對地球不構成直接威脅。而鹿林彗星目前在木星和土星之間，預計於 2009 年 2 月 27 號離地球最近，大約在獅子座的前腳方位，預估亮度接近六等。並且鹿林彗星為拋物線軌道，週期超過兩百年，一輩子大概只有一次會和地球擦肩而過。

原文轉載自【2007-07-27/國立教育廣播電台】

台灣天文學首例 鹿林彗星獲認證

【記者張良信報導】

台灣的天文研究有重大突破，中央大學「鹿林天文台」觀測員，在七月初發現一顆新彗星，經過認證正式命名為「鹿林彗星」，這是第一顆由台灣發現，並且被命名的彗星。

畫面中央這編號 C/2007N3 排成一直線的四個小點，代表的就是台灣天文界的重大發現，這是鹿林彗星在半小時中位置移動的軌跡紀錄，中央大學天文所是在七月十

一日發現這個第一顆台灣本土發現的彗星。

在資源有限的情況下，台灣天文界大突破，而且這顆與台灣有緣的彗星，目前位置就在木星和土星之間，距離地球 8.25 億公里，預計在 2009 年二月二十七日，屆時距離地球最近，幾乎肉眼就可以觀測到，而且一生機會可能就這麼一次。

原文轉載自【2007-07-27/華視】

發現首顆本土彗星 取名鹿林

國內天文界傳出好消息。中央大學的鹿林天文台，第一次用本土望遠鏡發現到彗星，這是國內有史以來，首度發現的本土彗星，取名叫做「鹿林」。預計到了 2009 年，距離地球最近，屆時用肉眼就能觀察，終於等到這顆鹿林彗星，也讓等了 60 年的國內天文界，傳出令人振奮好消息。

原文轉載自【2007-07-27/台視】

鹿林 台灣發現第一顆新彗星

【記者韓青秀/台北報導】

台灣發現百年難得一見的新彗星！中央大學鹿林天文台日前觀測星空時，發現一顆疑似彗星的新星體，經過國外學者證實具有彗星特徵，並正式命名為「鹿林彗星」。這是第一顆由台灣發現並命名的彗星，預計 2009 年 2 月將會最靠近地球，民眾有機會用肉眼觀測鹿林彗星。

鹿林天文台台長林宏欽表示，7 月 11 日鹿林天文台使用長 41 公分的望遠鏡發現鹿林彗星，由於在確認比對彗星資料時，曾和天文愛好者、大陸廣州中山大學學生葉泉志合作，因此鹿林彗星也是海峽兩岸合作發現的第一顆彗星，編號為 C/2007 N3。

令研究人員興奮的是「好事成雙」，發現鹿林彗星的同時，在相距不到 2 度的鄰近位置，還有另一顆小行星飛馳而過，經過鹿林巡天計畫進行搜尋，確認是一顆阿波羅型（Apollo）近地小行星（Near-Earth Asteroid，NEA），編號 2007 NL1，這也是台灣首次發現近地小行星。

中央大學天文研究所表示，今年觀測到的鹿林彗星，初步觀測結果顯示，軌道是呈現拋物線，現在位置約在木星與土星之間，距離地球相當於 8.25 億公里。由於距離尚遠，亮度很暗，僅約 19 等，有很短的彗髮圍繞著中心微亮的彗核。

根據國際小行星中心（MPC）預報資料，彗星將在 2009

年2月27日距離地球最近，相當於約6,000萬公里。林宏欽說，2009年將是世界天文年，屆時鹿林彗星亮度將接近6等，位在獅子座附近，幾乎是肉眼可見。

不過林宏欽表示，由於鹿林彗星屬於長周期彗星，下次再靠近地球的時間超過200年以上，因此可說是一輩子只有一次機會親眼目睹它的容顏，也可說是台灣的世紀之星。

至於當天晚上同時發現的近地小行星，經過計算後推出，軌道半長徑為1.24天文單位，離心率較小，對太陽最近距離為1億4,000萬公里，繞太陽一周只需1.4年。

林宏欽指出，阿波羅型小行星是近地小行星中最重要的一種類型，由於軌道可能和地球相交，因此存在碰撞的危險，幸好根據目前資料預測，2007 NL1對地球並不構成直接威脅，未來在太陽系的太空探測計畫中，可能成太空中繼站或探測目標。

發現者林啓生 天文迷稱老大

【記者韓青秀/台北報導】

用小型設備發現新彗星機率僅1% 他說：運氣啦！

「天空中有小東西在移動耶！」在一次例行性的觀測記錄，中央大學鹿林天文台觀測員林啓生，意外成為「鹿林彗星」的發現者。本身就是天文迷的他，7月11日正好進行小行星搜尋拍攝，沒想到卻從連續三張照片中，發現有一顆新星體軌道移動過程，開啓了鹿林彗星的驚喜發現。

工業工程學系畢業的林啓生，被國內業餘天文迷尊稱為「老大」，由於資歷深厚，拍攝過的天文照片曾在十餘種雜誌刊登過400多張，發表的天文文章也有十多篇，拿過無數次大獎，還入選過日本JTB SHOW天文攝影比賽，是惟一的外國人入選者。國內教科書如康軒、三民和南一書局等，都可以看到他拍攝的照片。

林啓生回想，自己第一次觀測天文奇景時，還只是個國中二年級的青少年，從此深深愛上了天文。1986年3月29日第一次到清境農場拍攝哈雷彗星以來，至今已經有400次以上到高山觀星攝影的紀錄。

生活儉樸的他，常常開著廂型車到處跑，一度被同好們戲稱為「難民車」，但他卻曾透過朋友，捐贈高價望遠鏡給雲南瀾滄江附近中學的學生天文社團，鼓勵學生觀測天文。

前年12月，林啓生到中央大學任職，每隔一個星期都要登高到海拔2,862公尺的鹿林天文台工作。高山在冬天夜晚溫度驟降零度以下，為了觀測星空，上班時他必須當起日夜顛倒的夜貓子，直到清晨五時曙光乍現才能休息。但對他來說，天文觀測就是他的生活重心。

儘管發現了第一顆台灣命名的彗星，林啓生只淡淡地說「是運氣啦！」中央大學鹿林天文台長林宏欽表示，去年全球共發現50顆新彗星，其中有九成來自國際大型巡天計畫，鹿林天文台的設備及規模都算小型，發現新彗星簡直是大海撈針，機率只有1%。

林宏欽表示，鹿林天文台從2002年發現台灣第一顆小行星後，迄今已累計發現近400顆，其中有六顆取得正式編號，擁有命名權，成為亞洲發現小行星最活躍的地方。但要發現一顆新彗星，機率比發現近地小行星難10倍，而發現近地小行星的機率，更比一般小行星難100倍。

原文轉載自【2007-07-27/聯合晚報/13版】

台灣揚「名」國際天文界 正式命名鹿林、中大

【李宗祐/台北報導】

國際天文聯合會（IAU）正式通過，由中央大學申請的第一四五五二三號及第一四五五三四號兩顆小行星，分別永久命名為「鹿林」及「中大」，成為國際間首度由台灣發現、台灣命名的新發現小行星。

中大天文研究所長黃崇源表示，去年三月七日發現的第一四五五二三號小行星是利用鹿林天文台望遠鏡觀測發現，因此獲得國際小行星中心（MPC）確認為新發現小行星後，決定以「鹿林」為名，向IAU申請永久命名。

第一四五五三四號小行星也在去年四月一由鹿林天文台發現，該天文台隸屬中央大學，該校決定以「中大」永久命名。黃崇源透露，除了「鹿林」和「中大」，鹿林天文台去年三月起陸續觀測發現的三一八顆小行星中，有四顆已確定由我國獲得命名權，該校還在研究如何命名。據悉，其中一顆初步決定以「嘉義縣」永久命名。

鹿林天文台長林宏欽是「鹿林」小行星的發現者，他說，台灣早在二〇〇二年十一月廿五日就曾發現新小行星，但當時觀測者都是進行個人研究計畫時無意中發現，且未持續追蹤觀測，所以未獲得MPC確認，也未向IAU申請永久命名。

林宏欽昨天以「當然不容易，但還OK」形容心情。他

要感謝學校全力支持，以及鹿林天文台觀測同仁的協助，更要感謝廣州中山大學環境科學與工程學院學生葉泉志的合作，他負責規畫觀測計畫，再透過網路交由鹿林天文台進行有系統觀測；葉泉志同意依國際慣例，由望遠鏡所有者擁有這兩顆小行星命名權。

原文轉載自【2007-06-27/中國時報/A7 版】

全國最高天文台 鄒族人維護

在嘉義阿里山鄉的鹿林山頂，有一座很特別的建築，這是由中央大學天文研究所設置的天文台，這座三千公尺高的天文台，是全國最高的一個天文台，而且長期仰賴鄒族人的協助，才可以順利的成立運作。全山圍繞的阿里山鄉，有一個特別的建築，這是中央大學設立的鹿林前山天文台，這是全台灣最高，最接近星星月亮的一個天文台，高山沒有光害，是觀察天文的好地點，平常整個天文台是由四個鄒族年輕人來維護巡邏。

為了與部落有更密切的互動，中央大學天文研究所的教師，還到部落中參訪，了解在天文台內服務的鄒族族人的生活，在天文知識之外，這次學習到的，是鄒族人的生活智慧。

這座全台灣最高的天文台，矗立在鹿林山頂上，就在鄒族人的協助之下，開啓了天文學的大門。

原文轉載自【2007-06-25/原住民族電視台】

鄒族四青年 肩負天文台運作

嘉義阿里山鄉的鹿林天文台，是國內研究天文歷史相當重要的天文台之一，而天文台裡負責維持每天正常運作的，是來自特富野和里佳部落的四位鄒族青年。

帶您來看看他們在天文台裡服務的生活。監看設備、電器維修、環境維護、協助作業，很單純的工作，但對必須登上 3,000 公尺高山上服務的四位鄒族年輕人來說，卻是一大挑戰。

國立中央大學設置在鹿林山頂的天文台，就是靠這群來自特富野及里佳部落的四位鄒族年輕人輪班執勤，維持天文台每日的正常運作。在獨立的高山上工作，每天陪伴他的就是寂靜的大自然，甚至連聊天的對象都沒有，而這四位年輕族人，卻一做就做了七年，最短的也五年，對他們來說，除了多學了些天文知識，最大的收穫可能就是體驗了宇宙的偉大，近幾年中央大學天文所努力與部落互動，舉辦部落參訪、研習等系列活動，希望鼓勵部落與天文有更親密的關係，開啓部落年輕人新的知識領域。

原文轉載自【2007-06-25/原住民族電視台】

防彗星撞地球 天體大清点

【記者李名揚／台北報導】

月球上滿布隕石坑，比月球更大、重力更強、理應吸引更多隕石撞擊的地球，為何反而沒有太多隕石坑？會不會哪一天掉一顆巨大隕石下來，毀滅全人類？人類有無對策？

由國科會與聯合報、公共電視、科學人雜誌、中廣公司、News98 合辦、中央大學理學院科學教育中心承辦的「2007 展望演講春季系列：明天過後—從環境變遷看地球生物的未來」，第二場是中央大學天文所教授陳文屏主講「槍林彈雨中的地球：談天體撞擊中的危機」，吸引爆滿聽眾。

陳文屏表示，太空中的雲氣包括氣體與灰塵，雲氣收縮時，中央溫度升高，點燃核反應，靠這種核反應撐住向內收縮的萬有引力，就形成「穩定」的太陽。

雲氣會因離心力作用，收縮、變成扁扁的盤狀，盤中灰塵會先凝集成小行星，再聚成行星；若在凝集過程中，有別的萬有引力干擾，就無法形成完整的球狀，例如木星就是個大干擾。

一開始所有星雲、星塵都繞著太陽轉，但是木星形成後，它附近的小行星就「不知該聽誰的」，於是有些被拋出去，多半都回不來，只有少數會被太陽的萬有引力抓回來，就形成了彗星。

那些不成形的材料，充滿太空中，使地球面對「槍林彈雨」，最好的證據，就是月球表面滿布的隕石坑。

隕石撞擊速度 子彈 11 倍

若沙子從太空中掉進地球，就成為流星；若小石頭沒摩擦完，掉到地面，就成為隕石。地球隕石坑紀錄不多，是因為地球是活著的地面又有一堆植物，地質作用會把之前紀錄蓋掉，不像月球，大小洞都會保留至今。

眾多小行星中，軌道接近地球軌道的，才需要擔心，稱為「近地天體」；其中又以軌道和地球軌道交錯的最危險，若和地球最近距離小於 0.05 天文單位且體積夠大，就稱「潛在危險天體」。

陳文屏說，1994 年彗星碎裂並撞上木星、把木星打出一連串大洞後，這方面研究才開始受到重視；那個最大彗星碎片若撞上地球，會造成超大的震波。因為「快的東西殺傷力很可怕」，若要讓物質從地表往上拋、脫離

地球引力範圍，秒速必須超過 11 公里，換句話說，若靜止天體被地球吸引而撞上來，秒速至少 11 公里（子彈秒速才 1 公里），更何況天體本身也在運動，撞擊速度會更快。

現在一般都相信，恐龍滅絕是因為 6,500 萬年前的隕石撞擊，陳文屏表示，地球歷史上有多次大滅絕，原因有不同可能性，但他相信一定有幾次與天體有關。

太陽系中小行星數量一共有多少個？平均每晚上億個天體掉進地球大氣；直徑 50 公尺的小行星平均每 100 年會撞擊一次，這種大小已足以毀掉台灣；約 2,000 個直徑超過 1 公里的天體，與地球軌道交錯，這種天體若撞上地球，全球人口會死掉 1/4。

人類該如何應付？陳文屏說，美國去年頒布「喬治布朗法案」，要太空總署清點所有直徑大於 140 公尺的天體並推算軌道；但他指出，小天體軌道受眾多天體影響，很不穩定，彗星的氣體受熱噴發還會自行產生像火箭一樣的推進力，所以非常難計算。

發現威脅時，又該怎麼解厄？好萊塢電影演的是，派人去登陸把小天體炸掉，但陳文屏說，現在完全不知該放多少炸藥。

另一種想法是，用撞的。把彗星軌道撞歪，或是在彗星旁邊放一個很大的東西，用重力改變軌道。還有一種方法是將陽光聚焦，讓彗星表面冰質噴發，產生推進力；或是發射火箭黏到彗星上，然後噴氣來改變彗星軌道，但這要黏得很準，推到重心，不然只會使彗星打轉，卻無法改變軌道。

發現彗星 預警只有 6 月

但這些方法，需要多久備戰時間？陳文屏指出，彗星走的是非常狹長橢圓軌道，多半時間在很遠地方，看不到，發現時已在地球附近，預警期只有 6 個月。

現在美國、日本都有搜尋小行星的計畫，台灣也參與其中兩個研究「中美掩星計畫」和「泛星計畫」。陳文屏說，台灣有經度、緯度和高度優勢，因為太平洋非常大，中間只有夏威夷可以觀測，所以周邊日、韓、澳、美和台灣都很重要；在這些國家中，台灣最接近赤道，能看到全天的星星；加上台灣有很多高山，可避開光害。

小天體太小，反射陽光太弱看不到，但可監測遠方恆星，統計恆星被小天體影子遮擋的情形，就可找到小天體；台灣參加掩星計畫的 4 台望遠鏡放在玉山的鹿林天文台。

泛星計畫則是美、德、英、台灣合作，使用非常廣角的望遠鏡，每 4 到 7 天巡視全天球一次，連拍 10 年，找出所有會動、亮度會變的東西。

原文轉載自【2007-05-01/聯合報/C4 版】

觀測天文監測大氣 鹿林山帶領台灣邁向跨國研究

【記者張德厚報導】

在國科會的支持下，中央大學於 1999 年在海拔 2,862 公尺，位於玉山國家公園的鹿林前山設立天文台，2002 年並建置國內首座突破一米的望遠鏡，鹿林天文台也成為台灣唯一開放國內外進行天文觀測研究的天文台。

中央大學天文研究所陳文屏教授表示，雖然目前鹿林天文台的觀測工作，所使用的還算是較小型的望遠鏡，不過台灣緯度接近赤道，經度上與美國夏威夷相隔千里，因此在觀測條件方面具有地理位置上的優勢，可以一面集中注意力在南方天空目標，另一方面對於超新星及伽瑪射線爆(Gamma-ray bursts)等瞬間發生的天文現象，更是在觀測時間上占了 5 到 6 小時的便宜。

陳文屏：『我們占了一個經度上的優勢，當地球轉的時候，有些臨時發生的天象，一個星球爆炸、一個東西出現的時候，別人即使有大望遠鏡還是沒有辦法看，我們雖然望遠鏡小，還是要有一些自己的東西，另外台灣比較靠近赤道，所以一年之內可以看見的全天區比較大。』

◎天文觀察 至今發現 280 顆小行星

鹿林天文台，從 1999 年設立至今，經由與一名大陸學生的合作，成功發現了 280 多顆小行星，陳文屏教授表示，鹿林天文台在 2002 年發現台灣第一顆小行星時，是利用一部口徑一米的望遠鏡，而後來則是利用另一部 40 公分較小口徑望遠鏡的空檔，陸續沿著太陽的黃道面拍攝蒐集資料，再把這些蒐集到的資料，交由一位對小行星有高度興趣的大陸業餘天文家葉泉志進行軌跡比對。

陳文屏：『他把同一個區域上次拍的跟這次拍的一比對，你就知道有東西移動，這就是小行星。移動了以後就去比對說，這個小行星之前知不知道，他就去美國的資料庫去找，確定了以後，這個小行星就算發現。』

到目前為止，經由雙方的合作，所發現的 280 多顆小行星中，有 6 顆已取得正式編號，擁有命名權，前兩顆已由鹿林天文台命名為「鹿林」、「中大」，台灣現在已經成為近期亞洲發現小行星最多的地方。而當時年幫忙比對小型星的葉泉志只是一為高中生，目前已經是大陸廣州中山大學的大學生，鹿林天文台也將三分之一的小

行星命名權讓予葉泉志。鹿林天文台目前已經加入全球望遠鏡聯測，除了發現 280 顆多小行星之外，至今還發現 11 顆超新星。

◎地勢高行路難 颱風來了心就驚

雖然研究成果豐碩，不過在海拔近 2,900 公尺的鹿林天文台工作，其實是相當辛苦。由於地勢較為險峻，車子是無法直接開到天文台的，研究人員從山腰道路盡頭還必須要爬一段長約 6 百公尺的步道，雖然距離不是很長，但爬起來少說也得半個鐘頭；鹿林天文台站長林宏欽就指出，由於天文台的地利位置偏遠，建設和補給都不容易，研究人員就怕遇到颱風來襲，損壞了天文台的設備。

林宏欽：『比較困難是道路，因為我們這一段路必須要用走的、步行，一般採買運補還 OK，但如果是大型機器儀器要運上來，會有比較大的困難。颱風不見得每年都會來，我在這邊的幾年中，有兩次最嚴重，一次是杜鵑颱風，我們整個屋頂有一半的屋瓦都被掀掉、漏水嚴重，圓頂大概十幾噸，被風吹快要飛走。』

◎觀測東亞空污 鹿林山大氣背景站位居關鍵

目前東亞至東太平洋一帶，除了中國大陸青海省及夏威夷有高山大氣背景站之外，其他地區幾乎都沒有。而亞洲地區因為近年來過度開發，空氣污染越來越嚴重，台灣又正處太平洋海域關口，是大氣污染物傳送路徑的下風處，面對中國大陸這個世界上最大污染源所吹送而來的大氣污染物質，台灣成為最適合觀測東亞空氣污染的地方。

鹿林山上除了有天文台外，在國科會的支持之下，中央大學還建置了一個東亞環太平洋區域，地理位置最高的國際級大氣背景站，進行酸雨、大氣氣膠、溫室氣體、有害物質、大氣輻射與氣象因子等長期性監測，並評估亞洲大陸污染物對台灣環境的衝擊。

中央大學大氣物理系林能暉教授：『我們是東亞大陸塊污染區的下風，所以依這個高度，我們不僅可以監測到沙塵暴，甚至是跨洲際這些微量氣體的傳送，我們可以說成為東亞大氣污染的一個前哨站，也就是一個瞭望台。』

◎研究成果豐碩 國際交流密切

研究之路是比較寂寞的，不過研究成果卻是鼓舞研究人員熱情的泉源。目前鹿林天文台在中美掩星合作計畫(TAOS)、伽瑪射線爆可見光餘暉認定、低質量雙星系統 X 射線源、彗星與小行星的觀測、美國的泛星計劃(Pan-STARRS)、亞洲大氣污染物研究等多個觀測計畫方面，已經取得重要的成果，也正籌建另一台兩米的望遠

鏡，並積極和其他國家進行天文科學交流，以帶領台灣邁向跨國的天文研究中心。

而鹿林大氣背景站成立至今，也已與美國環保署、海洋大氣總署、太空總署、日本富士山科學計畫等，進行技術轉移、資料交換，對全球大氣監測貢獻良多。

原文轉載自【2007-04-24/中國廣播公司全球資訊網】

李昀岱發現大質量恆星 會生小恆星

【記者李名揚／台北報導】

大恆星會生出小恆星？中央研究院天文所籌備處博士後研究員李昀岱發現，大質量恆星發出的強烈紫外光，會推擠周遭的雲氣形成新恆星。

李昀岱這篇論文，最近刊登在天文學界頂尖的《天文物理期刊》上，還被《自然》期刊以「星星的誕生」為題寫成新聞報導。

李昀岱指出，蝎虎座的 10 Lac 是顆比太陽重 20 倍以上、表面溫度是太陽六倍熱的大質量恆星，他從觀測發現，在 10 Lac 周圍數百光年範圍內，有十幾顆年輕恆星，離 10 Lac 最近的已經數百萬歲，距離愈遠的年紀愈輕，最遠的約數十萬歲。

李昀岱表示，這些年輕恆星都是被 10 Lac 誘發所形成，因為 10 Lac 會發出強烈紫外光，擠壓附近空間的雲氣（塵埃和氣體分子），使雲氣逐漸聚合成星體；這個星體又會吸引周遭物質，最後愈聚愈多，就變成一顆新恆星。

由於擠壓過程是以 10 Lac 為中心，由內而外，所以離 10 Lac 較近處，會先形成新恆星，然後較遠處才被擠壓並形成新恆星，因此較近處的新恆星年紀較大，愈遠年紀愈小。

李昀岱說，他是用中大鹿林天文台、美國亞利桑納州 Kitt Peak 國家天文台和大陸北京天文台的望遠鏡，觀測到這樣結果；而且除 10 Lac 之外，他還發現獵戶座的四合星周圍，也有幾十顆新恆星被誘發形成。

李昀岱表示，恆星的起源有多種理論，「誘發形成」只是其中之一，過去科學家都只觀察小範圍天空，他是首次觀測廣達數百光年的大範圍，才能看出不同新恆星之間，有固定的時間序列關係，為「誘發形成」理論提供更強有力的證據。

原文轉載自【2007-04-11/聯合報/C7 版】

大質量恆星誘發形成新恆星

【李宗祐／台北報導】

天上的星星也會「生小孩」？中央研究院天文研究所博士後研究員李昫岱觀測研究證實，大質量恆星可大範圍誘發形成新小恆星，這篇論文登上《自然》(Nature)的重要天文科學新聞。

這篇論文最近也發表在國際天文學界知名的《天文物理》期刊。李昫岱指出，他利用美國亞利桑那州 Kitt Peak 天文台、北京天文台及鹿林天文台等三座天文望遠鏡，觀測拍攝許多年輕星球的光譜及影像，證實大質量恆星（質量是太陽十倍以上的恆星）形成後，發出的紫外光如同水波般向外擴散，壓縮附近的星際物質，聚攏形成新恆星。

李昫岱表示，大質量恆星誘發年輕恆星形成的現象，很早就被提出，但過去的研究都集中在較小（十光年以內）範圍，提出的證據也都是間接的。他的研究綜合各項證據，證明大質量星球確實能引發大尺度（數百光年）的恆星形成，這種現象普遍存在。

李昫岱解釋，一般星際間的雲氣密度相當低，不適合恆星形成，藉由大質量恆星的擠壓，可促使新恆星誕生，而且影響範圍達數百光年。我國研究團隊在獵戶座及蝮蛇座發現大質量恆星誘發年輕恆星形成的證據，獵戶座中的四合星距地球約一千五百光年，其強烈紫外光壓縮附近的雲氣，使雲氣密度變高，適合形成年輕星球。

李昫岱進一步發現，年輕星球在大質量星球與雲氣間排列成直線，越靠近大質量星球的年輕星球年齡越大；越遠的年齡越小，證明大質量星球不斷引發新星球誕生。原文轉載自【2007-04-11/中國時報/A8 版】

李昫岱研究證明大質量恆星可誘發新恆星形成

【中央社記者翁翠萍台北十日電】

中央研究院天文所博士後研究人員李昫岱研究發現，強有力的證據證明大質量恆星確實能引發新恆星形成，而且是星際間很普遍的現象，這項論文因此登上「天文物理期刊 (ApJ)」三月號，同時躍上「自然 (Nature)」周刊的 News 版面。

天文學界假設大質量恆星會誘發新恆星形成的理論存在已有幾十年，中央研究院天文暨天文物理研究所籌備處博士後研究人員李昫岱的博士論文研究，在秋天較易觀測到的「蝮蛇座」與冬天接近赤道可見到的「獵戶座」發現大質量恆星誘發年輕恆星形成的證據，是全球第一次發現強有力的直接證據證明假設理論為正確。

三十八歲的李昫岱，國立成功大學造船系畢業，因緣際會考上國立中央大學天文研究所，與指導教授討論後決定從事較少人投入的研究領域，以「大質量恆星引發年輕星球形成」為博士論文題目進行研究，他說長久以來對大質量恆星誘發年輕恆星形成現象的研究，都集中在較小的範圍，所提證據也都是間接的。

為進行研究，李昫岱使用美國亞利桑那州 KittPeak 的兩米望遠鏡、北京天文台兩米望遠鏡、台灣南投塔塔加附近鹿林天文台一米望遠鏡，取得年輕星球的光譜與影像，提供足夠資料做研究，並在「蝮蛇座」與「獵戶座」發現大質量恆星誘發年輕恆星形成的證據。

李昫岱說，大質量的恆星會壓縮、吸積星際物質如氣體、塵埃形成的分子雲，使密度漸大，逐漸形成新的恆星。

例如，在「本銀河系」距離地球一千光年左右的蝮蛇座 (Lacerta)「10 Lac」星球，是超過二十個太陽質量的大恆星，表面溫度攝氏三萬三千度，遠超過太陽表面溫度五千八百度，它向上或向左誘發形成十幾顆接近太陽大小的新恆星，年齡大都在百萬年或更年輕，它們的質量大約是一到數個太陽質量，愈接近主星球的新恆星年齡愈大，離主星球愈遠的新恆星愈年輕，形成直線排列序列，整個大小範圍達幾百光年。

獵戶座星雲也是恆星形成區，李昫岱指出，獵戶座也有大質量的恆星類似 10 Lac 星球，例如距離地球約一千五百光年，有四顆同時形成、距離很近的四合星，影響更大，誘發雲氣擠壓形成幾十顆新恆星，研究發現愈靠近大質量星球的年輕星球愈老，愈靠近雲氣的年輕星球年齡愈小，證明了大質量星球不斷引發新恆星誕生。

李昫岱表示，「我們的研究有助於瞭解大質量恆星對附近雲氣的影響，以及大質量恆星可以引發數百光年外的恆星形成，這對恆星形成的認識有相當的幫助。」

原文轉載自【2007-04-10/中央社】

鹿林山上最耀眼的建築—鹿林天文台(下)

【撰稿・編輯：劉靜瑀】

研究天文、大氣，必須有地理優勢，台灣南投和嘉義交界的鹿林山，具有高海拔、少光害等優點，近年陸續設立鹿林天文台和亞洲大氣觀測站。在國科會支持下，鹿林天文台預計 2009 年將可打造出東南亞最大的兩米望遠鏡，而鹿林山大氣觀測站近年也開始和國際研究接軌，展開聯合監測，要向國際間展現台灣大氣研究的實力。

◎ 投入多筆經費 打造兩米望遠鏡

在國科會長期支持下，中央大學在 1999 年於海拔近 2900 公尺的鹿林山上設立鹿林天文台，2002 年建置台灣首座一米望遠鏡。中央大學天文所教授陳文屏表示，目前鹿林天文台在中美掩星合作計畫(TAOS)、伽瑪射線爆可見光餘暉認定、低質量雙星系統 X 射線源、彗星與小行星觀測、美國的泛星計畫(Pan-STARRS)等多個觀測計畫中，都有了重要的研究成果。在取得教育部所撥給的 5 年 5 百億補助款後，鹿林天文台正著手籌建兩米望遠鏡，預計 2009 年可完成建置，這不但是東南亞最大的望遠鏡，也能藉此加強和國際間的學術交流。

◎ 日本學者 遠渡台灣投入天文研究

鹿林天文台裡除了有中央大學天文所的研究人員之外，為了協助原住民朋友就業，他們還找來 4 位阿里山鄒族部落青年，讓他們在天文台工作學習，取得餐飲和水電執照，不但讓原住民朋友找到了人生新方向，也幫助鹿林天文台順利營運。而天文台成員除了台灣人之外，還有一位日籍教授木下大輔，他也是建置兩米望遠鏡的重要推手之一。

木下大輔在 2001 年因緣際會來台灣從事天文研究工作，跟著鹿林天文台的成員，一起在鹿林山上為理想努力。木下大輔說：『我在日本的時候在國家天文台，國家天文台有 2 百、3 百個天文人，中央大學應該只有 7 位老師，很少，這是第一個不一樣的地方；網路環境還好，有時候不能用，現在沒有問題，4 年以前有點問題。』

木下大輔表示，他對台灣現在研究天文學的環境越來越滿意，未來可能會在這裡落地生根，不管是當台灣人、還是台灣女婿，他最想做的是為台灣這片土地，奉獻他對天文研究的熱情。

◎ 鹿林山 成觀測東亞空污絕佳處

鹿林山的制高點，不只觀星方便，也有助於大氣監測研究。2003 年起，國科會開始推動亞洲環境背景站計畫。目前亞洲地區除了中國青海省瓦裡關和夏威夷的大島擁有大氣觀測站外，其他地區幾乎空白，台灣因為位處太平洋海域關口，也是大氣污染物傳送路徑的下風處，成為最適合觀測東亞空氣污染的地方。

中央大學大氣物理系教授林能暉指出，根據國際大氣監測站資料顯示，東亞地區大氣汞平均濃度，比歐美高出一倍。主要因為東亞地區燒煤或垃圾焚燒量，在過去一、二十年迅速增加，在高空盛行西風的吹送下，包括印度、中南半島、中國南方的污染氣體都會吹送到台灣的鹿林山大氣觀測站。研究團隊利用這些外來空氣污染的資料，分析台灣的空氣污染情況，究竟是受到外來因素或是當地環境影響。林能暉說：『未來我們會來計算，

到底一年下來有多少這些(污染氣體)量，會沉降到我們國土上面來。一方面可以利用監測出來的數值，再跟我們一般平地，也就是我們自己的汽機車、工廠自己同胞製造出來的空氣品質，他的好壞做比較，我們就能了解當地跟外來影響，到底比例有多少。』

林能暉教授也提到，鹿林大氣觀測站已經和國際研究接軌，陸續跟美國環保署、海洋大氣總署展開聯合監測。另外，也和美國太空總署進行大氣輻射觀測，進而了解台灣上空的污染物質是否會干擾太陽輻射，甚至影響氣候變遷。台灣學界藉著這項研究不只建立起國際平台，也向國際間展現台灣大氣研究的實力。

鹿林山上不只有天文台，在加入大氣觀測站後，靠著這群天文、大氣學者的熱忱，加上國家補助型計畫一一落實，已完成許多國際性的重要研究。這裡的天文台基地和大氣觀測站，未來將持續進行不同領域的研究計畫，要帶領台灣天文、大氣研究邁向跨國的研究中心。

原文轉載自【2007-03-30/RTI 中央廣播電台】

鹿林山上最耀眼的建築—鹿林天文台(上)

【記者劉靜瑀】

海拔近 2,900 公尺的鹿林天文台，位在台灣嘉義縣和南投縣交界，比鄰的建築物有著分屬兩個地區的門牌，顯得相當特別。在行政院國科會長期支持下，鹿林天文台自 2002 年建置台灣首座突破一米的望遠鏡後，至今已發現 280 顆小行星。現在鹿林天文台要和更多國家科學交流，帶領台灣天文研究邁向跨國際的研究中心。

◎地理優勢 台灣天文觀測全天區大

在行政院國科會長期支持下，位於台灣南投縣和嘉義縣交界的國立中央大學鹿林天文台，自 2002 年建置台灣首座突破一米的望遠鏡後，成為台灣唯一開放國內、外進行天文觀測研究的天文台。除了觀察到許多特殊的天文現象外，鹿林天文台也持續和國際交流，要帶領台灣天文領域邁向跨國研究。中央大學天文研究所陳文屏教授說：『我們佔了經度優勢，當地球轉的時候，有些臨時發生的天象，一個星球爆炸，一個東西出現的時候，別人即使有大望遠鏡，也沒辦法看，我們即使望遠鏡小，我們還是要有自己的東西。另外，台灣比較靠近赤道，一年之內可以看到的全天區比較大。』

◎談駐站遇颱風 天文台站長心有餘悸

在海拔近 2,900 公尺的天文台工作，其中的辛苦不足為外人道。經費拮据的情況下，從山腰道路盡頭處到天文台，這一路約 6 百公尺的距離，雖然不遠，但也得步行近半小時；寒冷的冬夜，即使山路全被青綠色的青苔覆蓋，研究人員還是得扛著資料、握著手電筒，直奔上山；

更別說夏天遇上颱風季，更要趕在颱風逼近前，做好防颱工作，就怕颱風天破壞了精密的觀星儀器。談到颱風天留在山頂上駐守，鹿林天文台站長林宏欽仍心有餘悸。『颱風不見得每年都會來，我在這邊的幾年中，有兩次最嚴重，一次是杜鵑颱風，我們整個屋頂有一半的屋瓦都被掀掉、漏水嚴重，圓頂大概十幾噸，被風吹快要飛走。』

如果有機會能改善研究環境，林宏欽說，他最希望有足夠經費將這段 6 百公尺的山路，改建成便於行走的柏油路。『比較困難是道路，因為我們這一段路必須要用走的、步行，一般採買運補還 OK，但如果是大型機器儀器要運上來，會有比較大的困難。』

◎鹿林天文台 國際研究成就不凡

鹿林天文台近幾年開始和一位中國學生合作，由鹿林天文台提供資料讓中國廣州中文大學的學生葉泉志分析，至今已發現 280 顆小行星；鹿林天文台成為亞洲地區觀測小行星最活躍的地方，也讓兩岸學術合作，再次往國際邁進。

中央大學天文研究所教授陳文屏表示，鹿林天文台從 2002 年一米望遠鏡成立，發現第一顆小行星後，現在已經有 6 顆行星得到國際天文聯盟許可，讓台灣的鹿林天文台擁有命名權。『怎麼命名呢？我們提出建議，由國際有個組織他們開會說，這個名字可不可以。我們現在要叫他鹿林，為什麼？因為這是發現小行星的天文台，這可以接受，第二個我們要叫他中大，因為中大支持這個天文台。』

另外，鹿林天文台的研究團隊也利用和國際天文學家合作機會，用天文台一米望遠鏡拍下珍貴照片，從中發現在一顆活了幾十億年，接近死亡的恆星，在這顆恆星的後面，竟然還隱藏另一顆小行星，被一同進行研究的拉脫維亞天文學家戲稱為「台北星」(TAIPEISTAR)。研究團隊說，雖然「台北星」只是國際天文學家們的暱稱，它在國際間真正的編號叫做英仙座 DY 星，目前中央大學正持續研究，準備提出觀察報告，要讓國際間看到台灣的研究成果。

原文轉載自【2007-03-28/RTI 中央廣播電台】

美泛星計畫 台提供尋星利器 台灣四所大學參與

【本報台北訊】

為及早發現可能撞擊地球的小行星或彗星，美國邀請全球科學家加入全面巡視星空的「泛星計畫」，台灣多所大學參與計畫，並提供獨特的「比對奇怪形狀」技術，協助天文學家找有用線索。

中大天文所教授陳文屏指出，台灣提供「比對奇怪形狀」技術，讓天文學家的武器，從原有的比對星球位置、比對星系密度及位置兩種，增為三種；這套技術是一位有醫工背景、現在已畢業的天文所碩士陳詩湧，將醫學影像技術應用到天文領域開發出來的。

對於這套技術的重要性，陳文屏舉例說，當兩個星系相撞時，就會產生奇怪形狀，天文學家對星系相撞很有興趣，但資料庫中影像太多，不可能用肉眼尋找；此時只要使用這套軟體，電腦就會從資料庫中自動比對出「有奇怪形狀」的影像，讓天文學家省掉很多比對工作。

台灣參與此計畫的單位包括中大、清大、台大、成和中央研究院。

周翊說，對台灣而言，參加此計畫的最大好處，是可使用所有的影像，因此天文學家可以好好利用這麼豐富的資料庫，進行各種研究；不過由於這個計畫也可追蹤人造衛星，所以這方面的影像，可能會被美國空軍鎖住。

原文轉載自【2007-03-23/世界日報】

有顆恆星 暱稱「台北星」

【本報台北訊】

在英仙座方向，有一顆恆星的暱稱叫「台北星 (Taipei Star)」，這名字是離我們非常遙遠的拉脫維亞天文學家取的，因為這顆恆星是台灣的中央大學發現的。

中大天文所教授陳文屏說，拉脫維亞有位天文學家塞克斯 (Laimons Zacs)，一直致力研究一顆恆星 DY Persei，這顆恆星是顆「變星」，就是已到壽命晚期，結構不穩定，會不斷膨脹收縮；塞克斯專門研究這顆恆星的光譜，就是根據它發出的光線，分析上面的化學成分變化，但塞克斯一直覺得這顆恆星的光譜很奇怪，和其他同類型星球不太一樣。

陳文屏和塞克斯一起合作，由塞克斯進一步分析光譜，陳文屏則使用中大位於鹿林山的一公尺口徑天文望遠鏡，將這顆恆星的影像清楚拍攝下來。

陳文屏從拍攝的影像中，發現這顆恆星原來不是一顆星，而是兩顆非常接近的恆星，所以兩顆星的光線會互相干擾，於是塞克斯就把這顆恆星暱稱為「台北星」；之所以是「暱稱」，是因為恆星的正式名稱只有編號，不讓發現者命名。

原文轉載自【2007-03-23/世界日報】

兩岸天文研究合作 至今發現 280 顆小行星

【記者劉靜瑀】

位在台灣嘉義縣和南投縣交界，海拔近 2,900 公尺的鹿林天文台，自 1999 年設立後，至今已發現 280 顆小行星，其中兩顆分別命名為「鹿林」和「中大」。值得注意的是，發現 280 顆小行星是由鹿林天文台提供資料，交由一位對天文學相當有興趣的中國學生分析，兩岸的學術合作，讓鹿林天文台成為亞洲地區小行星最活躍的地方。

兩岸學術合作，在天文學的領域也創造出不凡的研究成果。位在台灣嘉義縣和南投縣交界的鹿林天文台，近幾年開始和一位中國學生合作，由鹿林天文台提供資料讓中國廣州中文大學的學生葉泉志分析，至今已發現 280 顆小行星，鹿林天文台成為亞洲地區小行星最活躍的地方。

中央大學天文研究所教授陳文屏說：『他把同個區域上次拍的跟這次拍的一比對，你就知道有東西移動，這就是小行星。移動了以後就去比對說，這個小行星之前不知道，他就去美國的資料庫去找，確定了以後，這個小行星就算發現。』

陳文屏指出，從 2002 年一米望遠鏡成立，發現第一顆小行星後，現在已經有 6 顆行星得到國際天文聯盟許可，讓台灣的鹿林天文台擁有命名權。『怎麼命名呢？我們提出建議，由國際有個組織他們開會說，這個名字可不可以。我們現在要叫他鹿林，為什麼？因為這是發現小行星的天文台，這可以接受，第二個我們要叫他中大，因為中大支持這個天文台。』

陳文屏表示，現在鹿林天文台已經加入全球聯測，雖然多數國際天文台都在歐美國家，但經過多次聯測後，國際間對台灣鹿林天文台擁有的龐大資料，印象深刻，待 2009 年完成二米望遠鏡建設後，勢必讓台灣天文領域的研究，在國際間擁有更好的成績。

原文轉載自【2007-03-22/RTI 中央廣播電台】

參與泛星計畫研究 台灣成亞洲唯一團隊

【記者劉靜瑀】

台灣的天文研究在國際上具有舉足輕重的地位。由美國發起的泛星計畫(Pan-STARRS)，希望能掌握天體瞬間移動現象，國際間包括德國、英國等學術單位都已陸續加入，而台灣也參與這項計畫，成為亞洲地區唯一參與的研究團隊。

由美國國務院發起，委託夏威夷大學建置的泛星計畫(Pan-STARRS)，主要研究天文領域中，熱門的天體瞬間移動現象，這種不知何時何地發生的特點，經由泛星計

畫能馬上掌握，而台灣的研究團隊，因為曾參與過國際合作計畫，受到青睞，成為亞洲唯一參與泛星計畫的團隊。中央大學天文所助理教授周翊說：『因為我們有做中美掩星計畫經驗，對於處理大量資料有一定的成熟度，光有我們加入經費還是不夠，現在包括德國、美國、英國夥伴，還有台灣，我們台灣是亞洲唯一參與這個計畫的團隊。』

談到泛星計畫，中央大學天文所的研究團隊相當有自信，不過受限於研究經費，即使參與泛星計畫能取得大量的數據、資料，但仍需要有更好的設備，才能完成更精準的天文研究，而兩米望遠鏡就是研究團隊近幾年內，最想完成的計畫。周翊說：『比方說我們今天抓到一個超新星，我們要知道超新星是什麼型態，因為不同型態會有不同表現，這種東西需要後續觀測，這就是我們兩米可以發揮的地方。』

周翊表示，雖然台灣的研究團隊已經加入「泛星計畫」，但想深入追蹤觀察天文異象，還是得有更好的觀測儀器，目前規劃 2009 年兩米望遠鏡完成後，將是東南亞最大的望遠鏡，不只能提升台灣的天文教育，更能加強和國際間的學術交流。

原文轉載自【2007-03-22/RTI 中央廣播電台】

台灣鹿林山大氣背景站 觀測東亞空污絕佳處

【記者劉靜瑀】

全球空氣污染問題越來越嚴重，區域污染物質傳送也成了國際間的研究焦點。有鑒於亞洲地區近年常有沙塵暴、酸雨等問題，國科會 2003 年起開始推動亞洲環境背景站計畫，台灣的鹿林山大氣背景站位處太平洋海域，也是大氣污染物質傳送路徑的下風處，成為科學家觀測東亞空氣污染最重要的據點。

亞洲地區近年來經濟發展迅速，過度開發的情況下，空氣污染越來越嚴重。根據統計，目前全球約有 20 多個大氣觀測站，分布在南北極、海洋上的小島以及高山，亞洲大陸地區除了中國青海省瓦裡關、和夏威夷的大島，擁有大氣觀測站外，其他地區幾乎空白，台灣因為位處太平洋海域關口，也是大氣污染物質傳送路徑的下風處，成為最適合觀測東亞空氣污染的地方。中央大學大氣物理系教授林能暉說：『我們台灣的地理位置剛好在亞熱帶區域，也剛好是東北季風、西南季風交界，也剛好是西太平洋跟亞洲大陸塊的交界，所以是絕佳的地點。』

林能暉指出，面對可能自中國傳送而來的空氣污染物質，2003 年起，國科會開始推動亞洲環境背景站計畫，現在位處南投縣和嘉義縣的鹿林山大氣背景站，已成為

觀察東亞空氣污染的瞭望台。林能暉說：『我們是所謂東亞大陸塊污染區的下風，所以依這個高度，我們不僅可以監測到所謂的沙塵暴，甚至燃燒，區域的甚至是跨洲際這些微量氣體的傳送，所以我們可以成為對東亞大氣污染的一個前哨站，也就是一個瞭望台。』

林能暉表示，鹿林山大氣背景站自 2006 年正式啟用至今，已經和美國環保署、海洋大氣總署、太空總署等單位進行技術轉移、資料交換，對全球大氣監測有不小的貢獻。

原文轉載自【2007-03-22/RTI 中央廣播電台】

鹿林天文台一米望遠鏡 發現「台北星」

【記者劉靜瑀】

台灣的鹿林天文台設立的一米望遠鏡至今已發現約 280 顆小行星，其中有顆小行星因為隱藏在一顆幾十億年的恆星後面，發出特別的光譜，引起國際天文學家好奇。後來經台灣鹿林天文台的望遠鏡拍攝到珍貴照片，才發現原來小行星長年隱藏在恆星後面，而被拉脫維亞天文學家稱為「台北星」。

一顆活了幾十億年，接近死亡的恆星，近十年來不斷的膨脹收縮，加上發出的光譜特別，引起國際天文學家好奇。台灣學界利用和國際天文學家合作機會，用鹿林天文台一米望遠鏡拍下珍貴照片，從中發現這顆恆星後面，竟然還隱藏另一顆小行星，被一同進行研究的拉脫維亞天文學家戲稱為「台北星」(TAIPEISTAR)。中央大學天文研究所教授陳文屏說：『我們跟拉脫維亞合作，他說你有一個一公尺的望遠鏡在鹿林，你來幫我們拍相片，一拍發現他原來有一顆星之前是被一起拍進去的，他們取光譜也會一起取進去，所以拉脫維亞的合作者，因為這顆星是在台灣所發現，所以就戲稱它為 TAIPEISTAR。』

陳文屏指出，研究團隊原本從地球上觀察這個接近死亡的恆星形狀有點奇怪，直到發現恆星後面原來還隱藏著，被戲稱為「台北星」的小行星後，頓時解開了心中對這種天文異象的謎團。雖然「台北星」只是國際天文學家們的暱稱，他在國際間真正的編號叫做英仙座 DY 星，目前中央大學正持續研究，準備提出觀察報告，讓國際間看到台灣的研究成果。

原文轉載自【2007-03-23/RTI 中央廣播電台】

東南亞燒煤垃圾增 東南大氣汞濃度高歐美 1 倍

【中央社記者韋樞嘉義二十三日電】

阿里山頂鹿林大氣監測站測得，東亞地區大氣汞平均濃度較歐美同海拔測站海拔所測高出一倍。專家表示，主

因是東亞地區燒煤或垃圾量逐年增加，在高空盛行西風吹送下，將印度、中南半島、中國南方有害污染氣體，吹送到台灣。

來自中國大陸的沙塵暴、燃燒垃圾，或東南亞國家燃燒樹林和稻草造成霾害和大氣污染物經過高空盛行西風的吹拂，包括酸雨、沙塵、生質燃燒、大氣汞等向台灣及太平洋方向長程輸送，影響空氣品質和損害人體健康，更影響區域環境氣候變異。

中央大學大氣所教授林能暉表示，台灣位處亞洲大陸污染物進入太平洋的關口，大氣污染物傳送路徑下風處。因此，行政院國科會自 2003 年起，陸續推動「亞洲大氣污染物之長程輸送與衝擊研究」與「亞洲環境背景站」兩項跨校際的整合型計畫。

這兩項計畫由中央大學結合台大、文化、中研院等大氣、化學、環境、太空遙測等十餘位跨領域教授，就環境監測、資料解析、理論建立、模式模擬等面向，進行長期基礎研究與技術研發，以評估區域環境與氣候變遷對台灣的潛在影響，建立國際合作平台。

集結國科會、環保署和中央大學力量，終於在 2006 年 4 月 13 日正式啟用「鹿林山大氣背景站」，分別進行基礎性與應用性研究。站址位於中央大學鹿林山天文台旁，海拔 2,862 公尺。

這個站的設計與運作是以聯合國全球大氣觀測網(Global Atmosphere Watch, GAW) 規範為藍本，設置精密儀器，進行酸雨、大氣氣膠、溫室氣體、有害物質、大氣輻射與氣象因子等長期性監測，評估亞洲大陸污染物對台灣的輸送沈降與環境衝擊。

林能暉指出，研究團隊利用外來空氣污染資料，分析台灣空氣污染狀況，究竟是受到外來因素，或是當地環境影響；未來還會計算到底全年有多少污染氣體量沉降到台灣土地上，利用監測數值，與台灣汽機車、工廠所產生空氣品質相較，便能了解本地與外來影響比例。

林能暉強調，鹿林大氣觀測站已和國際研究接軌，陸續與美國環保署、海洋大氣總署聯合監測。另外，也和美國太空總署進行大氣輻射觀測，進而了解台灣上空污染物質，是否會干擾太陽輻射，甚至影響氣候變遷。

原文轉載自【2007-03-23/中央社】

台灣大氣汞濃度 為歐美兩倍

【李宗祐／玉山報導】

中國燃煤發電和燃燒垃圾釋放出的氣態汞，隨著大氣擴

散成爲毒害全球？中央大學在鹿林天文站設置的大氣背景站，經過兩年密集觀測發現，台灣地區大氣汞平均濃度爲歐美的兩倍。該校大氣物理系教授林能暉研判，污染源主要來自中國燃煤和燃燒垃圾釋放出的氣態汞。

林能暉指出，美國近幾年也開始監測北美洲大氣汞濃度，同樣認爲當地偵測發現的大氣汞，就是從中國遠渡重洋隨著大氣擴散到北美洲，還評估全球的汞排放約有六〇到七〇％是來自中國。由於氣態汞會隨著生態循環進入食物鏈，進而危害人體健康，美國正發起全球大氣汞監測網計畫，希望能找出中國是全球大氣汞主要排放國的證據，避免污染持續惡化。

位於鹿林天文台內的大氣背景站標高二八六二公尺，是東亞環太平洋區域海拔最高的大氣背景站，針對酸雨、大氣氣膠、溫室氣體、有害物質、大氣輻射與氣象等長期性監測，並評估亞洲大陸污染物對台灣的環境衝擊。

他分析，台灣地區的秋末初春東北季風盛行期間，大氣汞濃度爲春末到初秋、偏東風到偏南風盛行期間的兩倍。亦即，當風向從西太平洋吹向台灣陸地時，台灣的大氣汞濃度就會降低；當風向是從印度、中南半島和中國，尤其是中國吹向台灣時，大氣汞濃度就會升高，因此研判中國燃煤和燃燒垃圾釋放出的氣態汞，是造成台灣地區大氣汞濃度偏高的主因。

林能暉更進一步模擬分析，當高空盛行(吹)西風時，約三到五天內就可以把印度、中南半島和中國南方的污染物「長程輸送」到台灣；中國南方釋放出的氣態汞，最快甚至一到二天就會到達台灣。

原文轉載自【2007-03-24/中國時報/A6版】

大氣汞含量，我高出歐美一倍

【記者袁世忠／台北報導】

由國科會補助進行的「亞洲大氣污染物之長程輸送與衝擊研究」，發現台灣大氣中的汞含量，較歐美高出一倍以上，威脅台灣人民健康；而最主要的來源則是中國燃燒煤與垃圾所造成。

計畫主持人中央大學大氣物理所教授林能暉表示，許多污染物質會隨著大氣的循環而影響整個區域。不論是中國北方的空氣污染、蒙古的沙塵暴、東南亞燃燒植物產生的生質污染等，台灣剛好都在下風處，因此成爲亞洲大陸污染物進入太平洋的關口。

不但如此，林能暉指出，美國之前發現大氣汞也會隨著氣流影響其他區域，仔細調查才發現，全球六、七成的排放來源，都指向中國，透過燃燒煤與垃圾，造成所含

的汞成分散佈至大氣之中；之後隨著降雨回到地面，進入植物或魚類的身體中，經過食物鏈，最後又進入人體，累積造成慢性中毒，傷害神經系統。

林能暉說，台灣與美國環保署、太空總署、日本富士山科學計畫合作，在鹿林天文台、竹子山等地進行監測。結果發現，即使在海拔近三千公尺的鹿林山上，所監測的大氣汞平均濃度，仍較歐美高出一倍。

由於這種情形在冬季吹西風時，會比夏天吹東風時嚴重，加上衛星遙測，因此可得知污染區主要來自中國、中南半島等地。

林能暉指出，台灣既然面對這樣的威脅，又身爲地球成員一份子，也希望透過國際合作，及早研擬對策。

原文轉載自【2007-03-24/自由時報/A14版】

台美德 造天文望遠鏡

【記者袁世忠／鹿林報導】

還記得電影「世界末日」、「彗星撞地球」中，來自外太空的彗星給地球造成的破壞嗎？中央大學昨日宣佈參與一項國際計畫，在夏威夷建造超廣角的天文望遠鏡，將長期監視地球附近的小行星、彗星，及早提出警告。

由美、德共同參與的這項名爲「泛星」的計畫，台灣在國科會補助下，中央大學，中研院、清大、成大、台大合作加入，成爲亞洲唯一合作的國家。會員國將各自以擅長的技術，共同找出可疑的天體。

原文轉載自【2007-03-23/自由時報/A12版】

美泛星計畫 我提供尋星利器

【記者李名揚／玉山鹿林天文台報導】

爲及早發現可能撞擊地球的小行星或彗星，美國邀請全球科學家加入全面巡視星空的「泛星計畫」，台灣多所大學參與計畫，並提供獨特的「比對奇怪形狀」技術，協助天文學家找有用線索。

中大天文所教授陳文屏指出，台灣提供「比對奇怪形狀」技術，讓天文學家的武器，從原有的比對星球位置、比對星系密度及位置兩種，增爲三種；這套技術是一位有醫工背景、現在已畢業的天文所碩士陳詩湧，將醫學影像技術應用到天文領域而開發出來的。

對於這套技術的重要性，陳文屏舉例說，當兩個星系相撞時，就會產生奇怪形狀，天文學家對星系相撞很有興趣，但資料庫中影像太多，不可能用肉眼尋找；此時只要使用這套軟體，電腦就會從資料庫中自動比對出「有

奇怪形狀」的影像，讓天文學家省掉很多比對工作。

台灣參與此計畫的單位包括中大、清大、台大、成大和中央研究院，中央大學天文所助理教授周翊說，對台灣而言，參加的最大好處，是可使用所有的影像，因此天文學家可以好好利用豐富的資料庫，進行各種研究。

● 何謂泛星計畫

泛星計畫是美國國務院透過美國空軍委託夏威夷大學執行，目前已在夏威夷的哈里亞基山建造一座望遠鏡，預計三年半後在夏威夷毛納基峰建造完整的四座望遠鏡。

中央大學天文所助理教授周翊表示，泛星計畫預計使用四座口徑一點八公尺、一次可看到七度星空的超廣角望遠鏡（從東邊地平線到西邊地平線是一百八十度，月亮和太陽的視角都約零點五度），每四到七天巡視星空一次，和之前巡視結果比對，就可根據前後影像不同，找出有威脅性的小行星或彗星。

原文轉載自【2007-03-23/聯合報/A5 版】

中大教授發現 有顆恆星 暱稱「台北星」

【記者李名揚／玉山鹿林天文台報導】

在英仙座方向，有一顆恆星的暱稱叫「台北星（Taipei Star）」，這名字是離我們非常遙遠的拉脫維亞天文學家取的，因為這顆恆星是台灣的中央大學發現的。

中大天文所教授陳文屏說，拉脫維亞有位天文學家塞克斯（Laimons Zacs），一直致力研究一顆恆星 DY Persei，這顆恆星是顆「變星」，就是已到壽命晚期，結構不穩定，會不斷膨脹收縮；塞克斯專門研究這顆恆星的光譜，分析上面的化學成分變化，但塞克斯一直覺得這顆恆星的光譜很奇怪。

塞克斯進一步分析光譜，陳文屏則使用中大位於鹿林山的一公尺口徑天文望遠鏡，將這顆恆星的影像清楚拍攝下來。

陳文屏從拍攝的影像中，發現這顆恆星原來不是一顆星，而是兩顆非常接近的恆星，所以兩顆星的光線會互相干擾，於是塞克斯就把這顆恆星暱稱為「台北星」；之所以是「暱稱」，是因為恆星正式名稱只有編號。

原文轉載自【2007-03-23/聯合報/A5 版】

台美合作泛星計畫 提升台灣天文實力

【中央社記者韋樞嘉義二十二日電】

台灣天文研究團隊在行政院國科會的支持下，參加美國

的泛星計畫，中央大學天文研究所助理教授周翊指出，未來再配合台灣自建兩米望遠鏡，可提升台灣在國際天文領域競爭力。

周翊指出，台灣靠著大量資料及影像處理經驗和能力貢獻團隊，也同時獲取最新資料，未來再配合台灣自建的兩米望遠鏡，可強化後續觀測能力，大幅提昇台灣在國際天文領域的競爭力。

泛星計畫（Pan-STARR）是由美國國務院透過空軍委託夏威夷大學在夏威夷建置的望遠鏡，總經費達六千萬美元，第一階段先建一座望遠鏡，預計今年底可以建置完成，這項計畫已經有美國、德國、英國等大學團隊加入，台灣是亞洲唯一加入的代表。

這個計畫第一階段開始時，同時第二階段也開始著手規畫，準備興建四座 1.8 公尺超廣角（7 度平方）的望遠鏡，同時具備革命性 1.4gigapixels 的相機，每 4 到 7 天巡天一次，找出所有變化的天體與現象。

周翊表示，當初 Pan-STARR 計畫要找國際伙伴時，第一個先找上台灣，因為台灣過去參與過中美掩星計畫，有處理大量資料的經驗，同時天文所的研究生還有自行設計影像軟體的能力，顯示台灣有一定的成熟度。

這座望遠鏡已建構完成，但距離科學數據產出，還需測試、實驗、系統整合；過去是以模擬或紙上作業，或用別的數據，現在有了真正設備，就必需考量軟硬體配合、介面整合、數據處理流程，以及大畫素相機的操作配合等問題。

周翊指出，所有參與者都可使用 Pan-STARR 所拍的照片，但真正的本事是接下來會不會使用數據，台灣雖然未參與興建，但計畫團隊非常希望改進資料處理能力，這就是台灣要表現之處，台灣的經驗豐富，在合作上絕對有一定的地位。

他舉例，天文領域中較熱門的是「暫現現象」，是突然發生的，不知何時、何地，即使 Pan-STARR 的望遠鏡拍攝下來，後續還要繼續觀測型態進行分析。

例如用 Pan-STARR 看到一個超新星，但不知是什麼型態和內涵，其中甚至有一種甚至對「宇宙論」非常有幫助，這些型態都可以用台灣準備自建的兩米望遠鏡後續觀測。

周翊說，只要資料傳回來，鹿林天文台的兩米望遠鏡立刻觀察分析，台灣絕對拿到的是全球獨一無二的資料，遠遠將其他國家拋在後面。

原文轉載自【2007-03-22/中央社】

台灣 2M 望遠鏡計畫 有助科學研究

【中央社記者韋樞嘉義二十二日電】藉由教育部「五年五百億」計畫經費支援，國立中央大學天文學系將在鹿林天文台上興建一座口徑 2M 望遠鏡。中大表示，現有 1M 望遠鏡無法應付剛爆發的超新星或突然出現的彗星等，皆無法取得重要的光譜資訊，全得靠別國支援，因此，有必要自建 2M 望遠鏡提昇科學研究課題。

中央大學天文研究所助理教授木下大輔說，台灣目前最大望遠鏡為鹿林天文台的 1M 望遠鏡 (LOT)，LOT 是國際天文聯網位於西太平洋重要成員。LOT 參與多次全球聯測、支援太空望遠鏡觀測計畫，提供關鍵資料。

目前 LOT 已經發現 11 顆超新星以及多顆小行星和變星，但受限於口徑，LOT 目前只能取得可見光影像進行光度測量，嚴重限制科學研究課題。

他說，LOT 對剛爆發的超新星或突然出現的彗星等，皆無法取得重要的光譜資訊，都得仰賴其他國家望遠鏡進行後續研究，嚴重耽誤科學發現的時效。

木下大輔指出，藉由教育部「五年五百億」計畫經費支援，規劃中的 2M 望遠鏡具有四倍於 LOT 的集光能力，將配備先進儀器，例如光譜儀及紅外相機等，與 LOT 搭配成完整的研究工具。

雖然兩公尺口徑在國際上屬於中小型望遠鏡，但鹿林天文台優越的天空背景，以及穩定的氣流，配上靈活儀器配置，基於台灣獨特地理位置，將引領台灣天文界在突發和時變的天象方面做出重要貢獻。

木下大輔說，2m 望遠鏡將設置光譜儀及紅外相機，與 LOT 可見光相機及中美掩星計畫望遠鏡陣列的快速光學相互配合，構成具特色的觀測工具組合，進行同步聯測，2m 望遠鏡也會成為研發觀測儀器的重要平台，成為台灣重要科學儀器指標之一。

原文轉載自【2007-03-22/中央社】

台灣發現隱匿小行星 學者戲稱台北星

【中央社記者韋樞嘉義二十二日電】一顆接近死亡的恆星發出光譜非常特別，引起國際天文學家好奇，中央大學天文研究所一次與拉脫維亞天文學家合作機會，以望遠鏡拍下照片，才發現原來後面隱藏另一顆小行星，被拉脫維亞天文學家戲稱為「台北星」

(TAIPEI STAR)。

中央大學天文研究所教授陳文屏表示，拉脫維亞的天文學家塞克斯 (Laimons Zacs) 畢生致力研究一顆名為 DY Persei 的恆星，這顆恆星是一顆「變星」，也就是壽命已到晚期，結構不穩定，會不斷膨脹收縮，而且還會不斷噴出灰塵。

但這顆恆星已經活了幾十億年，這十幾年間不斷膨脹收縮，而且光譜很奇怪，引起國際天文學家的好奇。

陳文屏說，在一次與拉脫維亞合作的機會中，塞克斯想到台灣的鹿林天文台有一個 1M 的望遠鏡，於是請台灣拍攝這個恆星的照片。

經過望遠鏡拍攝後，赫然發現，原來這個恆星的後面還隱藏了另一顆小行星，難怪從地球上觀察發現這個恆星的形狀有點奇怪，如同要量一個人的身高體重，明明是個瘦子，怎麼量出來那麼胖，原來後面還隱藏了另一個人，所以形狀不太對勁。

解開這個謎之後，塞克斯便戲稱之這顆星為「台北星」(Taipei Star)，中央大學不斷觀察「台北星」，目前正準備提出一份觀察報告。

原文轉載自【2007-03-22/中央社】

防範行星撞地球 台灣加入泛星計畫

【張德厚報導】

行星撞地球的電影情節有可能成真！為了防範太空天體撞擊地球的意外發生，美國空軍由今年起展開「泛星計畫」，藉由大型望遠鏡搜尋具威脅性的「近地小行星」。而在國科會的支持之下，中央大學等多所大學也組成研究團隊加入了「泛星計畫」，讓台灣成為這個計畫亞洲區的唯一成員。

1994 年發生的彗星撞木星的事件，使得科學界對於小行星可能撞擊地球更加提高警覺，美國國務院提出了「泛星計畫」，委由美國空軍在夏威夷建置望遠鏡，搜尋太空中任何可能撞擊地球的天體，以及早做好因應對策。

目前「泛星計畫」第一期的望遠鏡，預計今年底可以於夏威夷建置完成，而之後還將再興建四座 1.8 公尺的超廣角望遠鏡，將利用 14 億畫素的偵測相機觀測拍攝，每四到七天就可以「巡天」一次，找出所有變化的天體與現象。

中央大學天文研究所助理教授周翊：『近地小行星要撞

地球，可能是真的，真的可能會發生，他們就是要去找這些對地球有害的近地小行星，所以必須要廣泛而快速的「巡天」。』

除了美國之外，目前參與「泛星計畫」的國家還包括德國、英國，而台灣則是在國科會的支持之下，由中央大學、清華大學、台灣大學、成功大學和中央研究院合組研究團隊加入，成為亞洲地區唯一的成員。

台灣每年只需分攤廿二萬美元的營運費用，就可以享有泛星計畫所蒐集到的資料，參與影像分析等工作，而中央大學鹿林天文台即將興建的二米望遠鏡，未來也會針對「泛星計畫」發現可疑的目標，做進一步的追蹤。

原文轉載自【2007-03-23/中廣新聞網】

觀測東亞空污 鹿林山大氣背景站位居關鍵

【張德厚報導】

有鑑於亞洲地區近年常有沙塵暴、酸雨等空氣污染，在國科會的支持下，中央大學於南投與嘉義交界處的鹿林山，設置了東亞環太平洋區域地理位置最高(大氣背景站)，成為科學家觀測東亞空氣污染最重要的據點。

目前東亞至東太平洋一帶，除了中國大陸青海省及夏威夷有高山大氣背景站之外，其他地區幾乎都沒有。而亞洲地區因為近年來過度開發，空氣污染越來越嚴重，台灣又正處太平洋海域關口，是大氣污染物傳送路徑的下風處，面對中國大陸這個世界上最大污染源所吹送而來的大氣污染物質，台灣成為最適合觀測東亞空氣污染的地方。

在國科會的支持之下，中央大學在南投與嘉義交界處的鹿林山，建置東亞環太平洋區域地理位置最高的國際級大氣背景站，並已於2006年4月正式啟用，進行酸雨、大氣氣膠、溫室氣體、有害物質、大氣輻射與氣象因子等長期性監測，並評估亞洲大陸污染物對台灣環境的衝擊。

中央大學大氣物理系林能暉教授：『我們是東亞大陸塊污染區的下風，所以依這個高度，我們不僅可以監測到沙塵暴，甚至是跨洲際這些微量氣體的傳送，我們可以說成為東亞大氣污染的一個前哨站，也就是一個瞭望台。』鹿林大氣背景站成立至今，已與美國環保署、海洋大氣總署、太空總署、日本富士山科學計畫等，進行技術轉移、資料交換，對全球大氣監測貢獻良多。

原文轉載自【2007-03-23/中廣新聞網】

隱匿小行星 拉脫維亞戲稱台北星

【張德厚報導】

一顆散發出怪異光譜的恆星，引起國際天文學家的好奇，中央大學天文研究所與拉脫維亞天文學家合作時，利用望遠鏡拍下這個恆星的照片，結果發現原來它還隱藏另一顆不為人知的小行星，這顆小行星後來被拉脫維亞天文學家戲稱為「台北星」(TAIPEI STAR)。

中央大學天文研究所陳文屏教授表示，一顆名為 DY Persei 的晚期恆星，結構不穩定，這十幾年間不斷的膨脹收縮，而且散發出奇異的光譜，引起國際天文學家的高度好奇。

陳文屏在一次與拉脫維亞合作的機會中，認識了一位天文學家塞克斯 (Laimons Zacs)，塞克斯長年對那顆怪異的恆星進行觀察，他得知台灣的鹿林天文台有一個口徑1公尺的望遠鏡，於是請台灣拍攝這個星球的照片。台灣因為大氣環境穩定，經鹿林天文台望遠鏡拍攝成像分析後發現，原來那顆晚期恆星之後，還隱藏了一顆小行星，過去因為亮度及顏色等原因，所以一直被誤判為同一顆星。

陳文屏：『我們跟拉脫維亞合作，他說你有一個一公尺的望遠鏡在鹿林，你來幫我們拍照片，一拍發現它原來有一顆星之前是被一起拍進去的，他們取光譜也會一起取進去，拉脫維亞的合作者，因為這顆星是在台灣所發現，所以就戲稱它為 TAIPEI STAR。』

怪異恆星的謎底揭曉之後，拉脫維亞學者便戲稱這顆小行星為「台北星」(Taipei Star)，這件事情並成為2005年天文學界的大事，而中央大學也不斷觀察「台北星」，準備進一步提出觀察報告。

原文轉載自【2007-03-23/中廣新聞網】

地球防撞 我與美德合作「巡天」

【李宗祐／玉山塔塔加鹿林天文台報導】

為防範好萊塢賣座電影《世界末日》中小行星撞地球的情節成真，美國空軍今年起推動「泛星計畫」，可能威脅地球安全的天體，第一座超廣角望遠鏡預定今年底啟用，我國也加入由美、德等組成的「巡天團隊」。

中央大學研究發展處長劉振榮昨日在該校位於玉山塔塔加的鹿林天文台宣布上述計畫，國科會每年補助廿二萬美元，協助該校、清大、台大、成大和中研院合組研究團隊，與美、德研究團隊各自分析超廣角望遠鏡拍攝的影像，搜尋出可疑目標，進行長期追蹤監測。

中央大學天文研究所助理教授木下大輔表示，該校在教育部五年五百億追求卓越計畫補助下，在鹿林天文台建

造直徑兩米的望遠鏡，民國九十八年完工啓用，也會對「泛星計畫」發現的可疑目標，進一步追蹤分析其軌道位置等特性，以及可能對地球的威脅。

中央大學天文研究所教授陳文屏說，一九九四年夏天發生的彗星撞木星事件，證實近地小行星撞地球的電影情節很可能發生。

為驗證「泛星計畫」可行性，美國空軍今年委託夏威夷大學先在毛烏伊島建造一座先導型超廣角望遠鏡，預定今年底啓用，建造費用全由美國國務院負擔，台、美、德研究團隊分攤三年半、共一千萬美元營運費用，我國每年僅分攤廿二萬美元。主計畫四座望遠鏡預定今年底起陸續動工，可望在二〇一〇底完工啓用。

原文轉載自【2007-03-23/中國時報/AA4 版】

鹿林天文台至今發現 280 顆小行星

【中央社記者韋樞嘉義二十一日電】

1999 年由國立中央大學在阿里山上的鹿林設立天文台起，至今已經發現 280 顆小行星，其中六顆已經取得正式編號，前兩顆由鹿林天文台命名為「鹿林」、「中大」，更有趣的是，雖然天文台發現這些小行星，但卻由廣州中山大學學生葉泉志扮演業餘天文學家協助分析行星的奧秘。

中央大學天文研究所教授陳文屏表示，根據國際天文聯盟規矩，鹿林天文台擁有這 280 顆小衛星的命名權，不過，由於宇宙小行星多達數百萬顆，中央大學的教授們研究能量有限，剛好碰上一位中國大陸的業餘天文學家葉泉志有高度興趣，因此，隔海協助分析小行星。

陳文屏指出，鹿林天文台在 2002 年發現台灣第一顆小行星，其實根本是天文台研究人員無心插柳發現，最初是用天文台一米望遠鏡發現，後來台內一部較小口徑 40 公分望遠鏡有空檔，研究人員沿著太陽黃道面去拍攝這個小行星。

拍攝之後的分析工作便交由當時還是高中生，但目前是廣州中山大學環境科學與工程學院的葉泉志負責，葉泉志把行星移動的軌跡逐次比對，然後再去美國的資料庫內找資料，連續三天之後確定了這顆小行星。

陳文屏說，有了發現第一顆小行星經驗之後，經過半年到一年時間才知道小衛星軌跡；雖然鹿林天文台擁有命名權，不過，分析工作由葉泉志協助，所以，天文台決定讓出三分之一的小行星命名權予葉泉志，另三分之一由觀測者決定，剩下三分之一由中央大學命名。

陳文屏透露，至於日前中國大陸傳出有一位明星找上南京的紫金山天文台，希望用 200 萬元人民幣去買一顆行星的命名權，結果遭天文台拒絕，因為國際天文聯盟有規定，命名權不得商業買賣，就算真的買賣之後，國際天文聯盟也不會承認。

原文轉載自【2007-03-21/中央社】

鹿林天文台發揮台灣觀測優勢 大舉國際合作

【中央社記者韋樞台北二十一日電】

在行政院國科會長期支持下，國立中央大學的鹿林天文台近年來不斷增添精密望遠鏡設備，而且台灣經緯度非常適合觀測，也觀察到許多特殊天文現象，鹿林天文台更和其他國家科學交流，正帶領台灣天文研究邁向跨國的研究中心。

中央大學 1981 年在校區啓用當時最大 61 公分口徑天文望遠鏡。在國科會計畫支援下，1999 年決定在鹿林前山設立天文台，2002 年建置台灣首座突破一米的望遠鏡，是台灣唯一開放國內外進行天文觀測研究的天文台。

目前天文台正在籌建兩米的望遠鏡，預計 2009 年完成建置。

中央大學天文研究所教授陳文屏表示，鹿林天文台觀測工作都是應用小型望遠鏡和台灣觀測條件的優勢，因為小型望遠鏡的運作及時間分配，比兩米以上大型望遠鏡更具彈性。

陳文屏指出，台灣緯度接近赤道，經度上與美國夏威夷相隔千里，因此，可以一面集中注意力在南方天空目標，一方面對於瞬間發生的天文現象，例如超新星及伽瑪射線爆 (Gamma-ray bursts)，更是在全天 24 小時佔了 5 到 6 小時的便宜。

自 2003 年 7 月開始，鹿林天文台一米望遠鏡 (LOT) 加入伽瑪射線爆光學餘暉觀測行列，並與日本、大陸以及韓國的天文台合作成立東亞伽瑪射線爆測網 (EAFON)。在 3 年觀測時間內，LOT 對 41 個伽瑪射線爆進行光學後續觀測，並成功的觀測 15 個伽瑪射線爆光學餘暉。

陳文屏強調，目前天文台除一米望遠鏡、SLT(40 公分)望遠鏡、中美掩星計畫 (TAOS)和發射線巡天計劃 (LELIS)外，更多的觀測設施如中大大氣系/環工所的亞洲大氣污染物長程輸送與衝擊研究。另外，成功大學物理系的紅色精靈地面觀測與極低頻無線電波偵測系統，以及環保署鹿林空氣品質背景測站(LABS)，也都設

置在鹿林天文台基地附近，展開各領域相關的研究計畫。

原文轉載自【2007-03-21/中央社】

邁向跨國天文研究 鹿林天文台建置二米望遠鏡

【張德厚報導】

在國科會的支持之下，中央大學鹿林天文台近年來不斷增添精密望遠鏡設備，除了建置國內首座的一米望遠鏡之外，也正籌建另一台兩米的望遠鏡，鹿林天文台更積極和其他國家進行天文科學交流，以帶領台灣邁向跨國的天文研究中心。

在國科的支持下，中央大學於1999年在鹿林設立天文台，2002年並建置國內首座突破一米的望遠鏡，鹿林天文台也成為台灣唯一開放國內外進行天文觀測研究的天文台。

中央大學天文研究所陳文屏教授表示，雖然目前鹿林天文台的觀測工作，所使用的還算是較小型的望遠鏡，不過台灣緯度接近赤道，經度上與美國夏威夷相隔千里，因此在觀測條件方面具有地理位置上的優勢，可以一面集中注意力在南方天空目標，另一方面對於超新星及伽瑪射線爆(Gamma-ray bursts)等瞬間發生的天文現象，更是在觀測時間上占了5到6小時的便宜。

陳文屏：『我們占了一個經度上的優勢，當地球轉的時候，有些臨時發生的天象，一個星球爆炸、一個東西出現的時候，別人即使有大望遠鏡還是沒有辦法看，我們雖然望遠鏡小，還是要有一些自己的東西，另外台灣比較靠近赤道，所以一年之內可以看見的全天區比較大。』

目前鹿林天文台在中美掩星合作計畫(TAOS)、伽瑪射線爆可見光餘暉認定、低質量雙星系統X射線源、彗星與小行星的觀測、美國的泛星計畫(Pan-STARRS)、亞洲大氣污染物研究等多個觀測計畫方面，已經取得重要的成果，也正籌建另一台兩米的望遠鏡，並積極和其他國家

進行天文科學交流，以帶領台灣邁向跨國的天文研究中心。

原文轉載自【2007-03-22 /中國廣播公司全球資訊網】

鹿林天文台成果豐碩 至今發現 280 顆小行星

【張德厚報導】

國立中央大學設在玉山國家公園旁的鹿林天文台，經由與一名大陸學生的合作，成功發現了280多顆小行星，其中六顆已經取得正式編號，前兩顆並由鹿林天文台命名為「鹿林」、「中大」，鹿林天文台豐碩的觀測成果，讓台灣成為近期發現小行星最多的地區。

中央大學天文研究所陳文屏教授表示，鹿林天文台在2002年發現台灣第一顆小行星時，是利用一部口徑一米的望遠鏡，而後來則是利用另一部40公分較小口徑望遠鏡的空檔，陸續沿著太陽的黃道面拍攝蒐集資料，再把這些蒐集到的資料，交由一位對小行星有高度興趣的大陸業餘天文家葉泉志進行軌跡比對。

陳文屏：『他把同一個區域上次拍的跟這次拍的一比對，你就知道有東西移動，這就是小行星。移動了以後就去比對說，這個小行星之前知不知道，他就去美國的資料庫去找，確定了以後，這個小行星就算發現。』到目前為止，經由雙方的合作，共發現280多顆小行星，其中有6顆已取得正式編號，擁有命名權，前兩顆已由鹿林天文台命名為「鹿林」、「中大」，台灣現在已經成為近期亞洲發現小行星最多的地方。而當時年幫忙比對小型星的葉泉志只是一為高中生，目前已經是大陸廣州中山大學的大學生，鹿林天文台也將三分之一的小行星命名權讓予葉泉志。

鹿林天文台目前已經加入全球望遠鏡聯測，除了發現280顆多小行星之外，至今還發現11顆超新星，天文觀測成果豐碩。

原文轉載自【2007-03-22 /中國廣播公司全球資訊網】

[研究新領域報導]

鹿林山大氣背景站建置與研究展望

中央大學大氣物理所 林能暉

一、背景說明

亞洲地區近年來過度開發與經濟快速發展，衍生跨區域環境問題日益嚴重，尤以區域大氣污染物（包含酸雨、亞洲沙塵、生質燃燒、大氣汞等）長程輸送的議題，近年來更成為國際焦點與研究重點，其影響除了空氣品質受到衝擊外，大量排放的氣膠污染物對於區域環境與氣候的衝擊甚劇[1,2]。台灣位處亞洲大陸污染物進入太平洋區域之關口，上述大氣污染物傳送路徑下風處，並面對中國此世界最大污染源，極適於監測並評估其對全球、區域與台灣環境及區域氣候之影響。

環保署雖在全國設置超過 76 個一般性空氣品質監測站，但多為代表地區性之特性，目前仍無代表一區域型或跨洲際之觀測地點。因此，國科會、環保署和中央大學共同策劃與推動東亞環太平洋區域最高的國際級鹿林山大氣背景站 (Lulin Atmospheric Background Station, LABS, 2,862m) 之建置，其設計與運作則以聯合國全球大氣觀測網(Global Atmosphere Watch, GAW) 規範為參考藍本。綜觀東亞至東太平洋，自上游中南半島、中國南方、太平洋夏威夷一線，僅有上風之中國青海瓦里關(3,810m)，以及下風之美國夏威夷大島 Mauna Lao (3,397m) 高山大氣背景站，其間可以鹿林山為中繼站，適彌補全球監測網之不足，其地理優越性及科學卓越性不言而喻，足以吸引國際目光，更助於推動國際合作，加入相關監測組織。

2006 年 4 月 13 日，LABS 在環保署林達雄副署長、國立中央大學李羅權校長、美國環保署副助理署長 Michael Brown 主持下，正式啟用(圖一)。LABS 位於玉山國家公園南投與嘉義縣交界，比鄰中央大學鹿林山天文台，標高 2,862 公尺，國際測站代號 LUL。圖二(a)與圖二(b)分別呈現設站前鳥瞰預定位置與完工後測站外觀，共



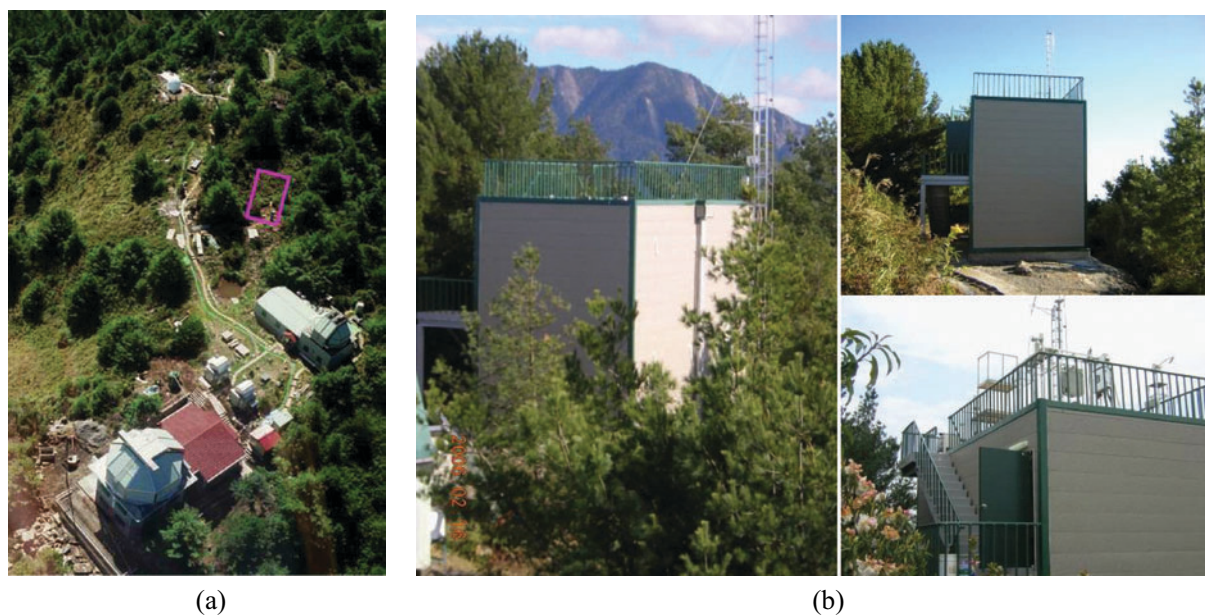
圖一 2006/4/13 鹿林山大氣背景站啟用典禮。

兩層，其基地面積 7.6 x 4.8 平方米，樓高 6 米。

二、建置沿革

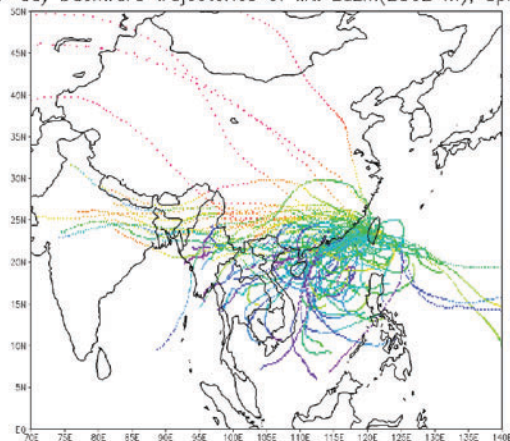
LABS 選址工作，首先考量該地點不易受地形遮蔽上的影響，並考慮交通、電力和人力運輸的便利性，適時中央大學鹿林山天文台已經在 2002 年完成軟硬體的基礎建設，多方考量鹿林山是建站最佳選擇。2002-2005 年，中央大學在國科會整合計畫「亞洲大氣污染物之長程傳輸與衝擊研究」[3]及環保署委託計畫[4]補助下，進行 LABS 之建置可行性評估與先導性研究。圖三為鹿林山 2003 年四季空氣來源軌跡追蹤圖，顯示來自不同源區與高度對比的氣團，亦即污染大陸性與清淨海洋性、地表邊界與自由大氣、溫溼南方與乾冷北方、局地性與區域性等特徵，則可監測上述條件下大氣化學與大氣物理之長期變異性，進一步探討環境變遷與氣候變化。

中央大學於 2004 年向行政院農業委員會林務局等單位申請租用玉山事業區第 18 林班地設立 LABS，面積計 120 平方公尺。環保署及中央大學於 2004 年 12 月 3 日簽訂 LABS 建置合作協議書，藉由中央大學天文站既有基礎，展開建立背景站工作。同時，中央大學地球科學院張時禹前院長獲得國科會後卓越計畫「整合性中尺度環



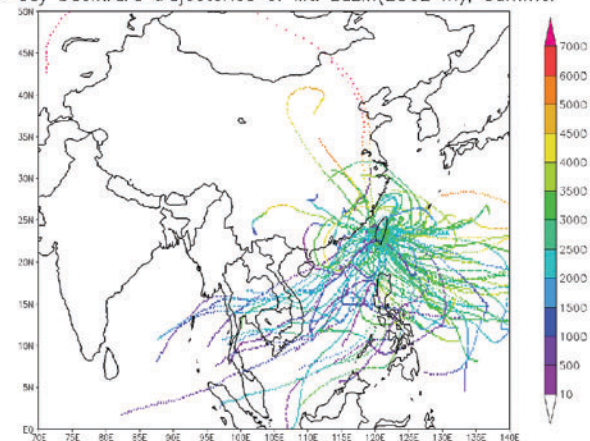
圖二 (a)鹿林山大氣背景站預定地（粉紅色框區）；(b)鹿林山大氣背景站完工外觀

5-day backward trajectories of Mt. LuLin(2862 m), Spring



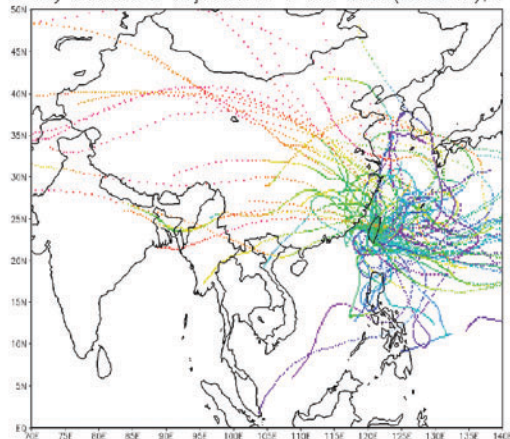
(a)

5-day backward trajectories of Mt. LuLin(2862 m), Summer



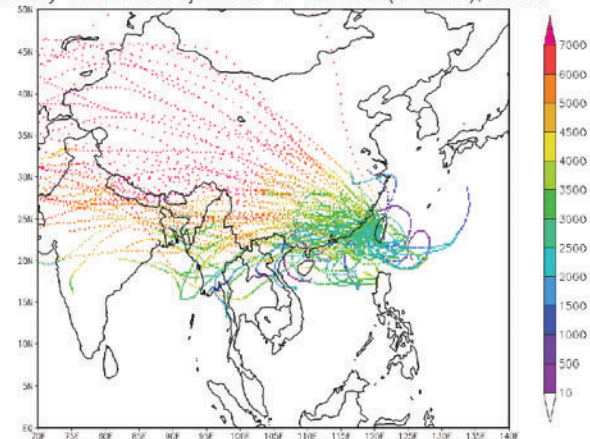
(b)

5-day backward trajectories of Mt. LuLin(2862 m), Fall



(c)

5-day backward trajectories of Mt. LuLin(2862 m), Winter



(d)

圖三 鹿林山 2003 年(a)春季(b)夏季(c)秋季 (d)冬季，五日後推氣流軌跡分布

境評估系統」，其中筆者主持子計畫三「亞洲環境背景站」，環境工程所李崇德教授與化學所王家麟教授共同協助。LABS 於 2005 年 9 月動工，該年 12 月竣工，2006 年 4 月 13 日正式啟用。環保署負責測站硬體建設包含建築物與一般性空氣品質與氣象設備，以及未來基本維護；國科會後卓越計畫支持先進儀器與實驗室分析技術之建立，自然處補助個人研究主題經費；中央大學於教育部五年五百億經費中支援一名專案研究員，以及大氣有害物質分析實驗室建立，以擴張 LABS 科學應用。

三、儀器設備

LABS 標高約 3000 公尺，空氣稀薄，且不易受人為影響，其污染物濃度低，需要精確度高的儀器與技術支援，以滿足微量物質的監測，例如精密 CO 分析儀、大氣汞分析儀和光學輻射儀皆為不同於一般空氣品質測站的先進儀器。

目前研究整合降水化學、微量氣體、大氣氣膠、大氣汞、大氣輻射等主要領域專長研究者進行相關儀器功能測試和維護，目前鹿林山大氣背景站架設之儀器除了環保署空氣品質測站之標準自動觀測系統（包括風向、風速、雨量、溫度、氣壓、相對溼度、O₃、CO、UVA、UVB 及 PM₁₀ 等監測項目）外，另有高精度 CO 連續監測儀器 (ta-3000R, Trace Analytical, USA)、大氣汞監測儀 (Tekran 2537A/1130/1135 Hg Monitoring Analyzer)、太陽輻射儀 (Cimel CE-318)、旋轉輻射儀 (Yankee MFR-7 Multifilter Rotating Shadowband Radiometer)、能見度儀 (PWD-22)、酸雨採樣器等監測儀器，儀器現場配置如圖四所示。2007 年以後，將陸續加入大氣氣膠系統、CFCs、VOCs、同位素等採樣與監測儀器。

四、初步研究成果

各項儀器已於 2006 年 4 月 13 日鹿林山背景站開幕以來持續進行觀測，並建立每週、雙週、月以及季的各項儀器檢查維護標準作業，以確保觀測資料之品質與連續性。截至 2006 年 10 月的資料顯示，測站平均溫度為 13°C，且有明顯日夜變化特性。風向主要為西南風，平均風速為 3.2 m s⁻¹。監測期間午後常發生降水，於 6 月初因西南氣流帶來旺盛水汽使降水更為明顯，8 月

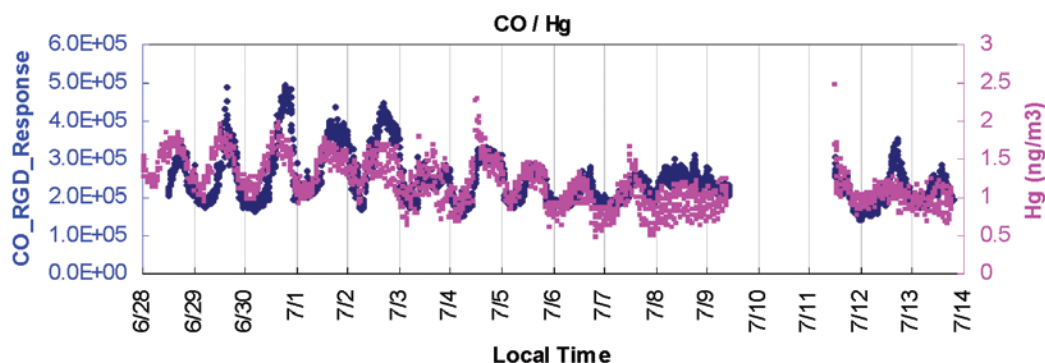


圖四 鹿林山空氣背景站儀器

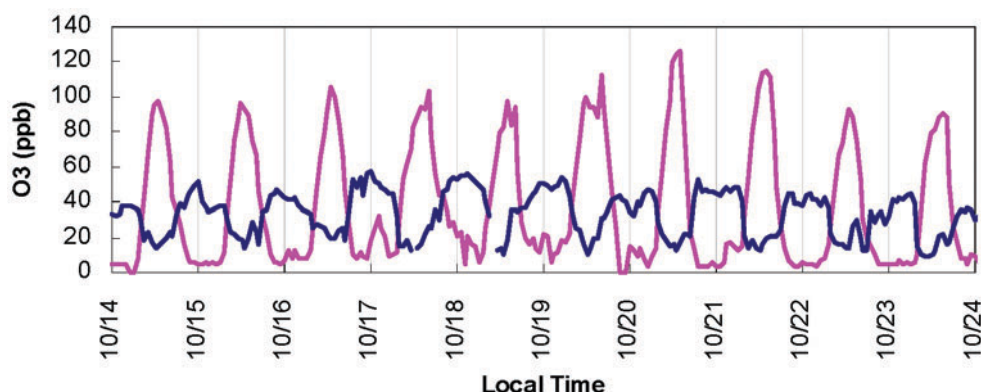
初受颱風影響，降雨量較高。全天空輻射量與季節因子相關，監測期間春季至夏季有逐漸升高趨勢，而至秋季則又逐漸降低。

在大氣污染物的監測方面，CO 平均為 72 ppb，O₃ 平均為 23.7 ppb，PM₁₀ 平均為 8.7 μg m⁻³，氣態元素汞 (Gaseous Elemental Mercury, GEM) 平均值為 1.77 ± 0.66 ng m⁻³，氣態二價汞 (Reactive Gaseous Mercury, RGM) 平均值為 9.04 ± 18.99 pg m⁻³，顆粒態汞 (Particulate Mercury, PHg) 平均值為 1.78 ± 2.36 pg m⁻³。各污染物月平均濃度變化趨勢顯示，由 4 月逐漸降至 7 月，6-7 月之平均濃度普遍為最低，然後逐漸升高至 10 月達此段採樣期間之最高。根據氣流軌跡分析，濃度上升來自於東亞主要污染源區影響，春冬兩季的來源主要來自陸域氣團，夏秋兩季主要來自海域氣團，一般來說來自於海域的氣團較不受境外污染源的影響。鹿林山氣流高度主要來自高層，但由於山區山谷風盛行，當地污染源亦會藉由上坡風突破邊界層而傳到鹿林山。根據目前觀測數據 (5-10 月) 估算，確定受上坡風影響的比例有 484 小時，約占觀測總時數的 11%。整體來說，鹿林山背景站並非每個時間皆可代表背景值，因此本團隊進行兩次背景密集觀測實驗，並初步獲得 CO 平均背景值濃度 48.8 ppb，O₃ 平均背景值濃度 23.7 ppb，PM₁₀ 平均背景值濃度約在 5-8 μg m⁻³，總汞平均背景值濃度為 2.15 ± 0.45 ng m⁻³。

本研究團隊發現鹿林山的 CO 和 Hg⁰ (GEM) 具同調性 (圖五)，此現象在日夜變化中可觀測到，即受山谷風之帶動，形成凌晨到上午間為低



圖五 CO 及 Hg (GEM)於 2006 年 6/28 至 7/14 之濃度變化

圖六 2006 年 10 月 14-24 日鹿林山背景站（黑色）與南投空氣品質站（粉紅色）O₃ 濃度變化比較

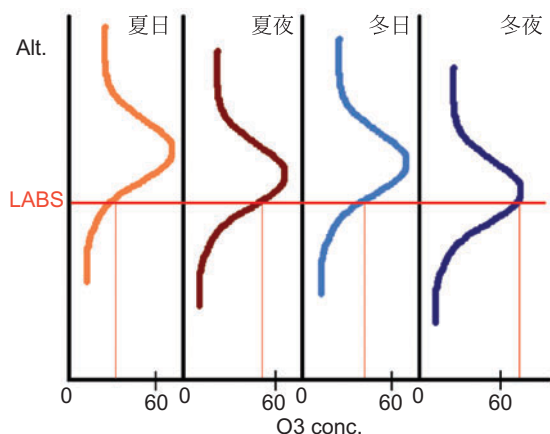
值，午後濃度逐漸攀升，到夜晚約 6-9 時觀測到 CO 和 GEM 之峰值。然而，CO 和 Hg⁰ (GEM) 兩者的季節性變化也顯示相同趨勢，此同調之季節性與日夜變化的行為，說明兩者具備相似的產生過程與遷移軌跡。目前已知 CO 和 Hg⁰ (GEM) 的主要人為排放源皆是燃燒，如化石燃料與生質燃燒。另外，CO 的主要移除機制是與 OH 自由基的反應，而目前關於大氣汞的研究也認為與 OH 自由基的反應是 Hg⁰ 的主要移除機制之一。在此二污染物具有相同的人為排放源與移除機制的情況下，因此呈現出相同的變化趨勢，但是否還有其他因子影響，仍需未來進一步釐清。

圖六指出鹿林山背景站觀測到的 O₃ 行為卻和都市地區大相逕庭，日變化的最低值均在午時，夜間反而出現最高值。O₃ 日變化的成因與一次污染物(primary pollutant)的 CO 或 Hg 不同，由於 O₃ 為二次污染物(secondary pollutant)，除污染氣團的遠距傳輸影響因素外，日常白天排放的 O₃ 前驅物（如交通、工廠排放之碳氫化合物）在地面排放因對流而上升，於氣團抬升的同

時沿途進行光化反應，最終集中於某一特定高度。但此對流層臭氧的分布高度會隨日夜升降，推測白天該層抬升至高度超過鹿林山測站，而夜晚該層降下至測站高度，因而觀測到 O₃ 高值，然而對流層臭氧亦會隨季節而改變垂直分布之高低，見示意圖如圖七。此推論係於鹿林山測站 O₃ 之垂直濃度分布，未來可藉施放探空氣球的方法(O₃ sonding)，進行短期密集觀測實驗或定期於各季節施放，以瞭解其剖面結構並求證日夜變化之推論。

在降水化學方面，分析自 2003 年 4 月進行至今，雨水 pH 平均值為 5.31，平均上而言，或可代表區域背景值。NO₃⁻及 SO₄²⁻為雨水中最主要的致酸因子，分別佔總離子濃度 16%及 24%，而鹼性離子中則以 NH₄⁺最高，佔 26%。春季受大氣污染物影響顯著，各離子的濃度普遍比其他季節高，此特性符合我們期望藉由鹿林山空氣背景站以了解跨境傳送的影響。

以上半年的監測資料便有相當豐富的訊息，亦突顯出鹿林山測站的獨特性，未來在長期



圖七 鹿林山 O_3 垂直剖面濃度變化之推論模型

監測下，將有助於釐清更多關鍵性的問題，藉由此觀測平台將有助於提升我國在大氣環境領域之科研能量。

五、科研展望與國際合作

環境問題是不分國界的，藉此推動國際合作相對容易，亦為環保科技外交一環。本團隊在國科會、環保署和中央大學的支持下，積極推動與美國環保署(EPA)、太空總署(NASA)、海洋大氣總署(NOAA)合作，進行技術交流與資料交換。LABS之太陽光度計已加入 NASA AERONet 全球監測網一員，提供大氣光學厚度(Atmospheric optical depth)；大氣汞則與 EPA 大氣汞監測網同步觀測，為亞洲第一站；CO 與 VOCs 則與 NOAA 使用同樣標準，並協助其進行全球採樣，進行比對。此外，積極參與國際大型觀測實驗，例如聯合國大氣褐雲國際觀測實驗(Atmospheric Brown Clouds, ABC)及東亞國際實驗(East Asian Regional Experiment 2005, EAREX2005)、美國太空總署亞洲生質燃燒國際觀測實驗(Biomass-burning Aerosols in South East-Asia: Smoke Impact Assessment, BASE-Asia)，以及其他有利我國參與之區域合作實驗等，進行實質監測、資料交換、技術交流、參與會議，並爭取會議主辦權。近期並與日本富士山科學會進行交流，就降水化學資料交換，完成合作論文，未來可望擴大合作範圍。

前述 GAW 的全球級測站共有 22 站，這些

站通常位於比較偏僻的南北極區、海上、高山等，而這些站必須長年沒有當地或區域污染的影響，才可代表全球及氣候上的代表性。目前 LABS 各項國際合作陸續推動中，未來終極目標為加入聯合國 GAW 全球大氣監測網，但因我國非聯合國一員，若以台灣名義加入，無疑會遭遇阻礙，尚待評估如何突破。近期則加強與鄰近區域監測站或監測網合作，例如，日本富士山、Hedo 島、韓國濟州島、中國瓦里關、美國夏威夷 Mauna Loa 等背景站，進行資料交換，技術與人員交流，或可成立區域連絡網等，有助於我國進行國際交流之活動。

藉由 LABS 的成立，全國有更完整的監測網絡：北部竹子山(1,103 m，區域性)、中部鹿林山(2,862m，區域/跨洲際)高山區域大氣化學物理監測點，結合氣象局負責之蘭嶼背景站，中研院石門站及其他合作地面測站，成為鼎立東亞之國際級大氣化學監測網。未來將持續鹿林山背景站之儀器運轉與技術研發，長期測量雲/降水化學、氣膠物理化學、指紋氣體(CO、CH₄、C₂-C₁₀之 VOCs)、大氣汞、大氣輻射等，並特徵化上述參數。推動國際合作，以此合乎國際規格與東亞唯一之高山背景站之優勢，提供重要資訊與國際科研社群，吸引國際合作，善盡我國國際環保責任。相關資訊可參考鹿林山大氣背景站網頁(<http://labs.org.tw>)。

參考文獻

- [1] V. Ramanathan, et al., *J. Geophys. Res.*, **106**, 28371 (2001).
- [2] H. Akimoto, *Science*, **302**, 1716(2003).
- [3] 林能暉，「亞洲大氣污染物支長程傳輸與衝擊研究」—總計畫暨子計畫一「區域大氣污染物長期監測站之建置與其成份量測(三)」期末成果報告，NSC94-2111-M-008-018-AGC，國科會(2006)。
- [4] 林能暉、王家麟、李崇德、許桂榮，鹿林山背景站測試採樣分析與國際合作之參與及歸動研究專案工作計畫，EPA-95-U1L1-02-101，行政院環境保護署(2006)